



**HAL**  
open science

**Détermination des abondances des éléments chimiques  
d'étoiles A et F naines membres de deux amas ouverts.  
Contraintes sur les modèles évolutifs incluant les  
processus de transport.**

Marwan Gebran

► **To cite this version:**

Marwan Gebran. Détermination des abondances des éléments chimiques d'étoiles A et F naines membres de deux amas ouverts. Contraintes sur les modèles évolutifs incluant les processus de transport.. Cosmologie et astrophysique extra-galactique [astro-ph.CO]. Université Montpellier II - Sciences et Techniques du Languedoc, 2007. Français. NNT : . tel-00290749

**HAL Id: tel-00290749**

**<https://theses.hal.science/tel-00290749>**

Submitted on 26 Jun 2008

**HAL** is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.

# THÈSE

pour obtenir le grade de

Docteur de l'Université Montpellier II

Discipline: Physique

Formation Doctorale: Astrophysique

Ecole Doctorale: Information Structures Systèmes (I2S)

présentée et soutenue publiquement le 14 Décembre 2007

par

Marwan Gebran

## Détermination des abondances des éléments chimiques d'étoiles A et F naines membres de deux amas ouverts. Contraintes sur les modèles évolutifs incluant les processus de transport.

### Composition du jury

*Président :* Bertrand Plez

*Rapporteurs :* Philippe Stee  
Georges Alecian

*Examineurs :* Gérard Jasiewicz  
Alain Hui-Bon-Hoa

*Directeur de thèse :* Richard Monier

Mis en page avec la classe thloria.

# Remerciements

Bien que l'on considère qu'une thèse de doctorat est le fruit d'une recherche personnelle, la présence d'un grand nombre de collègues et d'amis à mes côtés durant ces trois dernières années a contribué au bon déroulement de ce travail. Cette "petite" partie est consacrée à ces personnes.

En premier lieu, j'aimerais remercier vivement mon directeur de thèse, "PROFESSEUR" Richard Monier, de l'attention, du soutien et des conseils qu'il m'a apportés durant mon travail de doctorat. C'était un plaisir de travailler avec lui tout au long de ces dernières années.

Mes remerciements s'adressent ensuite aux membres du jury :

- Professeur Bertrand Plez et Dr Gérard Jasniewicz, avec qui j'ai passé trois agréables années au sein du laboratoire du GRAAL<sup>1</sup>. Leurs conseils et leur soutien ont été marquants.
- Dr Georges Alecian, Dr Alain Hui-Bon-Hoa et Dr Philippe Stee, pour avoir accepté de faire partie du jury. Merci pour vos commentaires et vos conseils.

J'aimerais également remercier les membres du laboratoire du GRAAL :

Je commence par la directrice du laboratoire, Mme Agnès Lèbre, toujours présente pour soutenir les doctorants et le reste du personnel. Je tiens à remercier M. Eric Josselin, l'homme à la double personnalité, avec qui on ne s'ennuie jamais pendant les soirées<sup>2</sup> (je n'oublierai jamais le lion de Cléopâtre 😊). Ensuite, je tiens à remercier M. Olivier Richard, pour tous les problèmes informatiques qu'il m'a résolus. Je remercie aussi Olivier pour m'avoir initié au SM<sup>3</sup>, pour les longues conversations concernant la théorie de la diffusion, pour les modèles évolutifs qu'il m'a calculés ainsi que pour les moments agréables passés en dehors du laboratoire.

Je remercie Mme Ana Palacios pour ses conseils, son soutien et pour toutes les soirées amusantes qu'on a passés ensemble. Il existe enfin une personne qui dort moins que moi. Merci à Mme Jocelyne Gauthier et à Mme Carole Prévot, toujours de bonne humeur, sans lesquelles je n'aurais jamais pu m'en sortir avec mes problèmes administratifs. Merci aussi à Christian Magnan pour ses conseils et son aide dans la correction des fautes d'orthographe.

La plus grande partie de mon temps, je l'ai passée avec les doctorants du GRAAL. Je remercie "DOCTEUR" Bruno Leonardo Canto Martins pour les agréables moments passés durant ma première année de thèse. Je remercie Thomas Masseron pour ses conseils et son aide avec le logiciel "IRAF". Je remercie Andrea Chiavassa, mon (ex-)collègue de bureau, pour tout le temps partagé et le nombre illimité de conversations qu'on a eu (La Mannschaft prendra sa revanche bientôt). Je remercie Mathieu Vick avec qui j'ai partagé un bureau les 4 derniers mois de ma thèse. Enfin un grand merci à Patrick Vonlanthen

---

<sup>1</sup>Groupe de Recherche en Astronomie et Astrophysique du Languedoc

<sup>2</sup>Eric est un chanteur professionnel

<sup>3</sup>Logiciel Super Mongo

qui, outre le fait d'avoir visité plus d'endroits au Liban que moi, a lu et corrigé ma thèse plusieurs fois (il a même corrigé la partie consacrée aux remerciements).

J'exprime mes remerciements à tout le reste du personnel du laboratoire du GRAAL pour sa convivialité et son accueil chaleureux : Michel Belmas, Jean-Pierre Cordoni, Cyril Dorcy, Nicolas Mauron, Christophe Mercier, Denis Puy, Henri Reboul, Dahbia Talbi et Etienne de Vautibault.

Mes remerciements s'adressent aussi aux personnels du laboratoire du LUAN<sup>4</sup> et surtout aux doctorants qui m'ont chaleureusement accueilli durant les trois derniers mois de ma thèse (Iva, Pierre-marie, Adrian, Géraldine, Tatyana, Isabelle, Alexis, Bruno, Guillaume, Mokrane).

Merci aux membres de l'équipe de l'Observatoire de Haute-Provence (OHP) qui ont été très accueillants durant mes missions d'observations.

En dehors du cerle universitaire, je tiens à remercier tous mes amis. Je commence par Emelyne Calimoutou, ma voisine préférée depuis trois ans, qui était toujours prête à me rendre service et à me remonter le moral durant les périodes les plus dures. Quant à Sylvain Guiriec, un de mes premiers amis en France, je le remercie pour tout ce qu'il a fait pour moi et pour tous les moments qu'on a passés ensemble. Je tiens aussi à remercier Alice Almuneau, Sandrine Trulla, Diane Talon, Cédric Mermet, Sophie Rogalle et Richard Britto, des amis que je n'oublierai jamais.

Je tiens à remercier mon ami d'enfance, Rami Karam, pour ses sages conseils concernant le "Lithium" et pour les fous rires qui ont marqué mes collègues de bureau. Une personne a cru en moi il y a longtemps, m'a motivé à suivre ce parcours et m'a toujours encouragé : je remercie Manal Karam pour son soutien. Je remercie Michèle Mourad pour son soutien tout au long de la thèse et spécialement ces derniers mois. Merci également à Sami Abou Khater.

Malgré la barrière de la distance, le soutien de ma famille m'a aidé à surmonter plein de moments difficiles. Un grand merci à ma chère maman, mon frère (LG), ma sœur et mon oncle Nazem Gebrane.

J'aimerais également remercier mon étoile A0, Rana Abdel Samad, qui a été à mes côtés tout au long de la phase finale de la thèse et qui a supporté mes sauts d'humeur.

Enfin, j'exprime mes remerciements à Jamal Bittar et François Querci qui m'ont énormément aidé au début de mon parcours.

Cette thèse n'aurait jamais vu le jour sans le financement de l'association Philippe Jabre. Je remercie donc cette association, à laquelle je dois beaucoup.

---

<sup>4</sup>Laboratoire Universitaire d'Astrophysique de Nice

*Je dédie cette thèse  
à mon père Atef.*



# Table des matières

## Introduction

1	Objet de ce travail . . . . .	1
---	-------------------------------	---

## 1

### Rappels théoriques

1.1	Transfert radiatif . . . . .	3
1.1.1	Emission et absorption . . . . .	5
1.2	Résolution de l'équation du transfert . . . . .	6
1.2.1	Composition chimique d'une atmosphère stellaire . . . . .	6
1.3	Les sources d'opacité . . . . .	8
1.3.1	Absorption dans le continu . . . . .	9
1.3.2	Absorption dans les raies et élargissement des niveaux d'énergie	10

## 2

### Les étoiles A et F

2.1	Propriétés générales des étoiles A . . . . .	15
2.2	Les étoiles chimiquement particulières . . . . .	16
2.2.1	Les étoiles Hg-Mn (CP3) . . . . .	17
2.2.2	Les étoiles He-weak (CP4), He-rich et $\lambda$ Bootis. . . . .	17
2.3	Les étoiles A "normales" . . . . .	18
2.4	Les étoiles Am (CP1) . . . . .	22
2.4.1	Anomalies spectrales dans les étoiles CP1 . . . . .	24
2.5	Les étoiles Ap-Bp (CP2) . . . . .	27
2.6	Les étoiles F . . . . .	30
2.7	Différentes explications des anomalies d'abondances . . . . .	30
2.8	Théorie de la diffusion microscopique . . . . .	31
2.9	La diffusion dans les étoiles A . . . . .	34



**3**

**Programme observationnel et réduction des données**

3.1	Programme observationnel, choix des amas et choix des étoiles étudiées	39
3.2	Réduction . . . . .	41
3.2.1	Introduction . . . . .	41
3.2.2	Réduction des données AURELIE . . . . .	41
3.2.3	Réduction des données ELODIE . . . . .	45
3.2.4	Réduction des données SOPHIE . . . . .	48

**4**

**Détermination des paramètres fondamentaux**

4.1	Rappel sur les indices photométriques Strömgen $uvby\beta$ . . . . .	51
4.2	Détermination de la température effective et de la gravité de surface . .	53
4.2.1	Données photométriques . . . . .	54
4.3	Comparaison entre les températures effectives déduites dans ce travail et les précédentes . . . . .	55

**5**

**Modèles d'atmosphères et Spectres synthétiques**

5.1	Les modèles d'atmosphères . . . . .	60
5.2	ATLAS9 et ATLAS12 . . . . .	62
5.3	Courbe de croissance . . . . .	65
5.4	Spectre synthétique . . . . .	67
5.4.1	Généralités sur les spectres synthétiques . . . . .	67
5.4.2	Les fichiers d'entrée . . . . .	68
5.4.3	Convolution du spectre synthétique . . . . .	72
5.5	Programmes de calcul des spectres synthétiques et détermination des abondances . . . . .	73
5.5.1	SYNSPEC48 . . . . .	74
5.5.2	Programme de Takeda . . . . .	75
5.6	Méthode de détermination des abondances . . . . .	76
5.7	Vitesses de rotation et de microturbulence . . . . .	80
5.8	Incertitudes et abondances moyennes . . . . .	86
5.8.1	Incertitudes sur la rotation apparente de l'étoile : $\sigma_{v_e \sin i}$ . . . .	87

5.8.2	Incertitudes sur la vitesse de microturbulence : $\sigma_{\xi_t}$ . . . . .	87
5.8.3	Incertitudes sur les forces d'oscillateurs : $\sigma_{\log gf}$ . . . . .	88
5.8.4	Incertitudes sur la température effective : $\sigma_{T_{\text{eff}}}$ . . . . .	88
5.8.5	Incertitudes sur la gravité superficielle : $\sigma_{\log g}$ . . . . .	90
5.8.6	Calculs des abondances moyennes . . . . .	90

**6**

**Les Pléiades et Coma Berenices**

**Partie I Analyses détaillées des deux amas : Pléiades et Coma**

**Berenices 97**

6.1	Importance des amas ouverts . . . . .	100
6.1.1	Etoiles A et F membres d'amas ouverts . . . . .	100
6.2	Les Pléiades . . . . .	101
6.2.1	Etudes déjà publiées sur les étoiles des Pléiades . . . . .	103
6.3	Coma Berenices . . . . .	115
6.3.1	Etudes déjà publiées sur les étoiles de Coma Berenices . . . . .	116

**Partie II Comparaisons des abondances des éléments entres**

**elles 129**

6.4	Eléments légers . . . . .	150
6.4.1	Le carbone . . . . .	150
6.4.2	L'oxygène . . . . .	152
6.4.3	Le sodium . . . . .	154
6.4.4	Le magnésium . . . . .	156
6.4.5	Le silicium . . . . .	158
6.4.6	Le calcium . . . . .	159
6.4.7	Le scandium . . . . .	160
6.5	Eléments du pic du fer . . . . .	162
6.5.1	Le titane . . . . .	162
6.5.2	Le vanadium . . . . .	164
6.5.3	Le chrome . . . . .	165
6.5.4	Le manganèse . . . . .	166

6.5.5	Le fer . . . . .	167
6.5.6	Le cobalt . . . . .	168
6.5.7	Le nickel . . . . .	169
6.6	Eléments lourds . . . . .	170
6.6.1	Le strontium . . . . .	170
6.6.2	L'yttrium et le zirconium . . . . .	172
6.6.3	Le baryum . . . . .	173
6.6.4	Le lanthane, le cérium, le néodyme et l'euporium . . . . .	176
6.7	Carbone-silicium : séparation gaz-poussière . . . . .	178
6.8	Conclusion sur les étoiles A et F des Pléiades . . . . .	180
6.9	Conclusion sur les étoiles A et F de Coma Berenices . . . . .	181

**7**

**Confrontation entre observations et modèles évolutifs**

7.1	Intérêt de la comparaison entre les prédictions des modèles et les observations des étoiles d'amas ouverts . . . . .	183
7.2	Comparaison avec les modèles de Turcotte et al. (1998) et de Richer et al. (2000) . . . . .	186
7.3	Comparaison avec de nouveaux modèles . . . . .	188
7.4	Sources des désaccords . . . . .	191

**Conclusion**

<b>Bibliographie</b>	<b>201</b>
----------------------	------------

**Annexes**

<b>A</b>	<b>Caractéristiques observationnelles</b>	<b>211</b>
<b>B</b>	<b>Indices photométriques des étoiles A et F appartenant aux 2 amas</b>	<b>215</b>
B.1	Origine des données . . . . .	215
<b>C</b>	<b>Liste de raies</b>	<b>219</b>
<b>D</b>	<b>Corrélations entre les éléments</b>	<b>229</b>
<b>E</b>	<b>liste des Publications</b>	<b>233</b>

*Table des matières*

<b>F</b>	<b>Papiers publiés dans des conférences</b>	<b>283</b>
<b>G</b>	<b>Nouveau Chapitre de la Thèse (NCT)</b>	<b>299</b>
	<b>Table des figures</b>	<b>311</b>
	<b>Liste des tableaux</b>	<b>315</b>



## Résumé

Détermination des abondances des éléments chimiques d'étoiles A et F naines membres de deux amas ouverts. Contraintes sur les modèles évolutifs incluant les processus de transport.

On observe des anomalies d'abondances en surface de nombreuses étoiles A (d'amas et du champ). Ces anomalies d'abondances sont générées par la diffusion microscopique et peuvent être modulées par l'action d'autres processus de mélange, incluant la convection, le mélange rotationnel, la perte de masse, etc. Ces étoiles désignées chimiquement particulières montrent typiquement des sous-abondances en calcium et/ou en scandium ainsi que des surabondances en éléments du pic du fer et en éléments plus lourds. Les étoiles A non magnétiques de ce type sont classifiées Am.

En observant en particulier des étoiles A et F dans des amas ouverts, on peut obtenir des informations additionnelles qui facilitent la comparaison aux modèles, soient la composition chimique initiale et l'âge de ces étoiles. Ainsi en déterminant la composition chimique des étoiles A/F dans plusieurs amas ouverts d'âges différents, on peut suivre l'évolution de la composition chimique de surface et contraindre les modèles évolutifs au niveau des processus de transport.

Dans cette thèse, j'expose l'analyse de la composition chimique d'échantillons d'étoiles A et F dans deux amas ouverts d'âges différents : les Pléiades (100 Myrs) et Coma Berenices (450 Myrs). Ce travail repose sur des observations que j'ai menées avec les trois spectrographes AURELIE, ELODIE et SOPHIE à l'Observatoire de Haute-Provence (OHP). La méthode des spectres synthétiques, basée sur des modèles d'atmosphères d'**ATLAS9-12**, a été utilisée afin de déterminer les abondances de 22 éléments. Ces observations sont ensuite comparées aux prédictions des modèles évolutifs de Montréal. Les résultats démontrent l'existence de processus hydrodynamiques dans les zones radiatives de ces étoiles et qui contrebalancent les effets de la diffusion microscopique.

**Mots-clés:** spectroscopie, abondances, étoiles A, étoiles Am, étoiles F, diffusion radiative, amas ouverts : Coma Berenices, Pléiades



# Abstract

Chemical composition of A and F dwarfs members of two open clusters. Constraints on the evolutionary models including transport processes.

We observe abundance anomalies at the surface of many field and cluster A stars. These abundance anomalies are generated by microscopic diffusion acting within the stable envelopes and may be modulated by the competition between many other mixing processes such as convection, rotational mixing and mass loss. The typical patterns encountered are underabundances of Ca and/or Sc as well as overabundances of iron peak elements and rare earths. Non magnetic A stars with such patterns are classified as Am.

By observing the surface of A and F stars from open clusters in particular, we can infer additional stellar parameters such as age and initial chemical composition which are invaluable for the comparison with models. Therefore, by determining the surface composition of A and F stars from many clusters of different ages we can follow the evolution of chemical composition and constrain the processes considered in evolutionary models.

In this thesis, the surface abundances of 22 elements are presented for 21 A/F stars of the Pleiades open cluster (100 Myr) and for 22 A/F stars of the Coma Berenices open cluster (450 Myr) which were observed with the three spectrographs AURELIE, ELODIE and SOPHIE at the Observatoire de Haute-Provence (OHP). The synthetic spectra method, which is based on **ATLAS9-12** atmospheric models, is used in order to determine the abundances. These observations are then compared with evolutionary models from the Montreal group. The results show that there are hydrodynamical processes acting within the radiative zone of these stars and hindering the effects of microscopic diffusion.

**Keywords:** spectroscopy, abundances, A stars, Am stars, F stars, radiative diffusion, open clusters : Coma Berenices, Pleiades





# Introduction

## 1 Objet de ce travail

Bien que l'on considère généralement que l'essentiel du comportement physique des étoiles est bien compris, une meilleure connaissance des opacités astrophysiques, l'inclusion de nouveaux processus physiques et l'amélioration continue des capacités des ordinateurs permettent de raffiner les modèles stellaires et de tenter de résoudre certains problèmes persistants. Dans les étoiles de la Séquence Principale, les produits de réactions de la nucléosynthèse centrale ne sont pas encore remontés à la surface et leur composition à cet endroit représente celle du milieu interstellaire où ils se sont formés. De ce fait, l'étude de la composition chimique des étoiles naines d'âges différents sert à suivre l'évolution chimique de la galaxie. Les étoiles A se trouvent dans le diagramme d'Hertzsprung-Russel (HR) à un endroit où l'on pensait que les modèles théoriques qui se basent sur le transport de l'énergie par radiation pouvaient reproduire les observations. Or il s'avère que ce n'est pas le cas. En effet, la présence d'anomalies d'abondances<sup>5</sup> dans ces étoiles A (Am, Ap et  $\lambda$  Bootis) a remis la théorie en question. Les métaux, et surtout le fer, sont les sources dominantes d'opacité lorsque l'hydrogène et l'hélium sont fortement ionisés. Malgré leur importance pour la structure et l'évolution des étoiles, les métaux ont souvent été traités assez grossièrement et leurs contributions à l'opacité moyenne était largement sous-estimée.

La diversité d'abondances dans ces étoiles est toujours mal expliquée. Plusieurs processus hydrodynamiques peuvent jouer un rôle important, notamment la diffusion radiative, la perte de masse, la circulation méridienne et le transport turbulent. Depuis ceux de Michaud (1970), nombre de résultats montrent que la diffusion atomique reproduit au moins qualitativement une grande partie des anomalies d'abondances dans les étoiles de type A et F. Plusieurs résultats dans ce domaine ont été publiés depuis (Richer et al. 1998, Turcotte et al. 1998a, Turcotte et al. 1998b, Richer et al. 2000, Richard et al. 2001, Talon et al. 2006, ...) mais il faut toujours plus d'observations et de déterminations d'abondances afin de valider ces théories et de mieux ajuster les modèles. En général, l'abondance des métaux n'est incluse dans les calculs de structure qu'à travers la fraction de masse totale ( $Z$ ), les abondances individuelles de chaque métal n'étant suivies que dans le contexte de la nucléosynthèse.

---

<sup>5</sup>Une abondance est considérée comme anormale si elle représente un écart significatif à la valeur solaire.

L'étude des amas ouverts permet de déterminer d'une façon homogène les abondances d'un grand nombre d'étoiles provenant du même nuage géniteur. Ainsi, l'abondance initiale de ces étoiles est identique et elle est déterminée à partir des étoiles F tardives et G, où la convection assure bien le mélange des éléments et réduit d'une façon considérable les anomalies dues à la diffusion microscopique.

Il apparaît que les abondances des étoiles A normales (dans le champ ou dans les amas ouverts) sont mal connues. Le travail présenté dans cette thèse, qui vise à déterminer les abondances des étoiles A et F dans différents amas, contribue à améliorer cette situation. Dans ce genre d'études, on peut comparer les abondances entre elles (corrélations, dispersions, ...) et si des erreurs existent dans les méthodes d'analyse ou dans les données atomiques, elles sont systématiques et ne peuvent affecter les résultats que de la même façon. Par conséquent les tendances détectées entre différents éléments et les dispersions des abondances en fonction des paramètres fondamentaux ne seront pas affectées. En outre, l'étude des étoiles A appartenant à plusieurs amas ouverts d'âges différents sert à poser des contraintes sur les modèles évolutifs incluant les processus de transport. La seule méthode de vérification des paramètres utilisés dans la théorie de la diffusion est la comparaison avec les abondances des étoiles observées dans différents amas bien répartis en âges et auxquelles sont appliquées les mêmes méthodes d'analyse.

Dans ce rapport, je présente la détermination des abondances de 22 éléments chimiques (C, O, Na, Mg, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Sr, Y, Zr, Ba, La, Ce, Nd et Eu) dans 43 étoiles. Il s'agit d'étoiles classées A et F "normales" et chimiquement particulières (CP) situées dans les amas ouverts des Pléiades (âge  $\sim 100$  Myr) et de Coma Berenices (âge  $\sim 450$  Myr). La méthode des spectres synthétiques est utilisée afin de déterminer les abondances. On introduit donc la notation  $[A/H] = \log(A/H)_* - \log(A/H)_\odot$ , différence en logarithme entre le rapport d'abondance de l'élément A et de l'hydrogène pour l'étoile étudiée et ce même rapport pour l'étoile de référence qui est, en général, le soleil.

En premier lieu, dans le chapitre 1, je rappellerai les bases du transfert radiatif dans les atmosphères stellaires. Ensuite, dans le chapitre 2, je rappellerai les propriétés des étoiles A (normales et CP) et donnerai un historique des déterminations d'abondances déjà faites sur ce genre d'étoiles ainsi que des différentes tentatives d'explication des anomalies d'abondances. J'introduirai également la théorie de la diffusion en me basant sur quelques études récentes. Les étoiles sélectionnées ainsi que la réduction des spectres observés seront traitées dans le chapitre 3. Afin de déterminer les abondances, il est nécessaire d'avoir au préalable les températures effectives ( $T_{\text{eff}}$ ) et les gravités de surface ( $\log g$ ) de chaque étoile. Cette démarche sera traitée dans le chapitre 4. Les calculs des modèles d'atmosphères ainsi que les spectres synthétiques seront détaillés dans le chapitre 5. On trouvera dans le chapitre 6 l'étude complète des deux amas ainsi que des étoiles sélectionnées. Dans la deuxième partie du chapitre 6 et dans le chapitre 7, je présenterai les résultats des abondances (variations des abondances en fonction des paramètres fondamentaux et variations des abondances entre elles) ainsi que la comparaison avec des modèles théoriques. Enfin les conclusions de ce rapport seront abordées dans le chapitre 7.4.

# Chapitre 1

## Rappels théoriques

### Sommaire

---

<b>1.1</b>	<b>Transfert radiatif . . . . .</b>	<b>3</b>
1.1.1	Emission et absorption . . . . .	5
<b>1.2</b>	<b>Résolution de l'équation du transfert . . . . .</b>	<b>6</b>
1.2.1	Composition chimique d'une atmosphère stellaire . . . . .	6
<b>1.3</b>	<b>Les sources d'opacité . . . . .</b>	<b>8</b>
1.3.1	Absorption dans le continu . . . . .	9
1.3.2	Absorption dans les raies et élargissement des niveaux d'énergie . . . . .	10

---

La lumière émise à la surface de l'étoile est le résultat de nombreuses interactions entre matière et rayonnement qui se déroulent dans les différentes couches de l'atmosphère de l'étoile. Dans ce chapitre, je rappelle les notions de transfert radiatif pour aboutir à la résolution de l'équation de transfert (sections 1.1 et 1.2). Ensuite, dans la section 1.3, je vais introduire les différentes sources d'opacité ainsi que les trois mécanismes responsables de l'élargissement des raies.

### 1.1 Transfert radiatif

Emise du centre de l'étoile, la lumière va subir les processus d'absorption, d'émission et de diffusion. La connaissance des propriétés physiques du milieu permet de mieux comprendre les phénomènes d'interactions entre rayonnement et gaz. On définit l'intensité spécifique<sup>6</sup> d'un rayonnement de fréquence  $\nu$  situé en  $\vec{r}$  à l'instant  $t$  et se propageant dans la direction  $\vec{n}$  comme étant le rapport entre la quantité  $dE$  et le produit  $\vec{n} \cdot d\vec{S}d\Omega d\nu dt$ .  $dE$  est la quantité d'énergie transportée par le rayonnement de fréquence comprise entre

---

<sup>6</sup>L'intensité spécifique  $I_\nu$  est exprimée en  $\text{erg} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{rad}^{-2} \cdot \text{Hz}^{-1}$ .

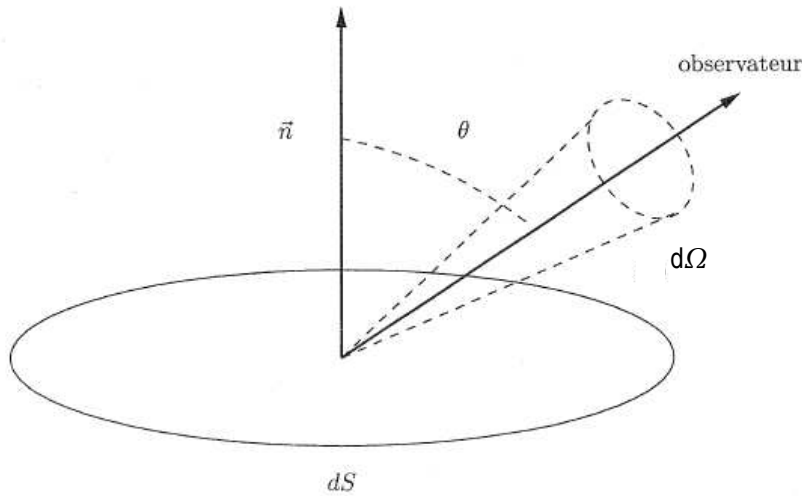
$\nu$  et  $\nu + d\nu$  dans un angle solide  $d\Omega$  traversant un élément de surface  $dS$  pendant le temps  $dt$  (figure 1.1). La formule est la suivante :

$$dE = I(\vec{r}, \vec{n}, \nu, t) \vec{n} \cdot \vec{dS} d\Omega d\nu dt = I(\vec{r}, \vec{n}, \nu, t) dS \cos \theta d\Omega d\nu dt \quad (1.1)$$

D'où

$$I_\nu = \frac{dE_\nu}{\cos \theta dS d\Omega dt d\nu} \quad (1.2)$$

où  $\theta$  est l'angle entre la normale à la surface et la direction de propagation du rayon de lumière.



**FIG. 1.1:** Un faisceau d'intensité spécifique  $I(\vec{r}, \vec{n}, \nu, t)$  traversant une surface  $dS$ , dans un angle solide  $d\Omega$  et faisant un angle  $\theta$  avec la normale.

A partir de l'intensité spécifique, plusieurs quantités peuvent être calculées. L'intensité moyenne<sup>7</sup> est définie par :

$$J(\vec{r}, \vec{n}, \nu, t) = \frac{1}{4\pi} \int I d\Omega = \frac{1}{4\pi} \int_0^{2\pi} \int_0^\pi I(\vec{r}, \vec{n}, \nu, t) \sin \theta d\theta d\phi \quad (1.3)$$

Le flux monochromatique<sup>8</sup> de la radiation  $\vec{F}(\vec{r}, \nu, t)$  est défini de la manière suivante :

$$\vec{F}(\vec{r}, \nu, t) = \int I \vec{n} d\Omega \quad (1.4)$$

<sup>7</sup>L'intensité moyenne  $J_\nu$  est exprimée en  $\text{erg} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{Hz}^{-1}$ .

<sup>8</sup>Le flux  $F_\nu$  est exprimée en  $\text{erg} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{Hz}^{-1}$ .

Le produit  $\vec{F}(\vec{r}, \nu, t) \cdot \vec{dS}$  nous donne le flux à travers la surface  $dS$  par unité de temps et de fréquence. En considérant une surface unité, nous obtenons :

$$F_\nu = \vec{F}(\vec{r}, \nu, t) \cdot \vec{dS} = \int I \vec{n} \cdot \vec{dS} d\Omega = \int_0^{2\pi} \int_0^\pi I \cos \theta \sin \theta d\theta d\phi \quad (1.5)$$

Pour  $\mu = \cos \theta$ , la quantité totale d'énergie qui traverse une surface unitaire par seconde et par unité de fréquence est :

$$F_\nu = 2\pi \int_{-1}^{+1} I \mu d\mu \quad (1.6)$$

D'autre part la pression de radiation<sup>9</sup> est donnée par :

$$dP_\nu = \frac{dE_\nu \cos \theta}{cdtdS} \quad (1.7)$$

En remplaçant  $I_\nu$  par sa valeur donnée dans l'équation 1.2 on obtient :

$$dP_\nu = \frac{I_\nu \cos \theta d\nu d\Omega}{c} \quad (1.8)$$

Et sur l'ensemble des angles solides :

$$P_\nu = \frac{4\pi}{c} \int I_\nu \cos^2 \theta d\Omega \quad (1.9)$$

### 1.1.1 Emission et absorption

Un faisceau lumineux qui traverse une couche de gaz d'épaisseur  $ds$  va interagir avec le gaz selon les lois suivantes :

Pour une absorption :

$$dI_\nu = I_\nu \kappa_\nu \rho ds \quad (1.10)$$

Pour une émission :

$$dI_\nu = j_\nu \rho ds \quad (1.11)$$

avec  $\kappa_\nu$  et  $j_\nu$  les coefficients d'absorption<sup>10</sup> et d'émission<sup>11</sup> par unité de masse respectivement,  $\rho$  étant la masse volumique en  $\text{g.cm}^{-3}$ . Ceci permet d'évaluer le bilan d'intensité donné par l'équation de transfert :

$$\frac{dI_\nu}{ds} = j_\nu \rho - \kappa_\nu \rho I_\nu \quad (1.12)$$

La profondeur optique  $\tau_\nu$  est définie par :

$$d\tau_\nu = \rho \kappa_\nu ds \quad (1.13)$$

<sup>9</sup>La pression de radiation  $P_\nu$  est exprimée en  $\text{dyn} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{Hz}^{-1}$ .

<sup>10</sup>L'unité du coefficient d'absorption massique  $\kappa_\nu$  est  $\text{cm}^2 \cdot \text{g}^{-1}$ .

<sup>11</sup>L'unité du coefficient d'émission massique  $j_\nu$  est  $\text{erg} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{Hz}^{-1} \cdot \text{rad}^{-2} \cdot \text{g}^{-1}$ .

La fonction source<sup>12</sup>  $S_\nu$  est définie par :

$$S_\nu = \frac{j_\nu}{\kappa_\nu} \quad (1.14)$$

L'équation du transfert est alors présentée sous la forme suivante :

$$\frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} = -I_\nu + S_\nu \quad (1.15)$$

En fonction de la position et du temps, on obtient :

$$dI_\nu = \frac{\partial I_\nu}{\partial s} ds + \frac{\partial I_\nu}{\partial t} dt \quad (1.16)$$

$ds$  étant la distance parcourue par la lumière pendant un temps  $dt$ , on a  $ds = c dt$  ce qui nous mène à la formule suivante :

$$\frac{1}{c} \frac{\partial I_\nu}{\partial t} + \frac{\partial I_\nu}{\partial s} = j_\nu \rho - \kappa_\nu \rho I_\nu \quad (1.17)$$

La forme la plus générale de l'équation de transfert est :

$$\left( \frac{1}{c} \frac{\partial}{\partial t} + \vec{n} \cdot \vec{\nabla} \right) I(\vec{r}, \vec{n}, \nu, t) = \rho j(\vec{r}, \vec{n}, \nu, t) - \rho \kappa(\vec{r}, \vec{n}, \nu, t) I(\vec{r}, \vec{n}, \nu, t) \quad (1.18)$$

## 1.2 Résolution de l'équation du transfert

### 1.2.1 Composition chimique d'une atmosphère stellaire

La présence des atomes et des ions dans l'atmosphère d'une étoile se traduit par les raies en absorption qui se superposent au spectre continu. Le calcul d'un spectre synthétique nécessite une bonne connaissance des conditions physiques du milieu où se forment les raies.

#### Flux émis à la surface de l'étoile

L'atmosphère est découpée en  $N$  couches à différentes profondeurs géométriques  $x_i$  ( $x=0$  à la surface). Le passage des coordonnées sphériques aux coordonnées planes nous donne (figure 1.2) :

$$ds = -\frac{dx}{\cos \theta} \quad (1.19)$$

et

$$d\tau_\nu = -\frac{\rho \kappa_\nu dx}{\cos \theta} \quad (1.20)$$

Alors l'équation de transfert aura la forme suivante :

$$\frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} \cos \theta = I_\nu - S_\nu \quad (1.21)$$

---

<sup>12</sup>L'unité de la fonction source  $S_\nu$  est  $\text{erg} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{rad}^{-2} \cdot \text{Hz}^{-1}$ .

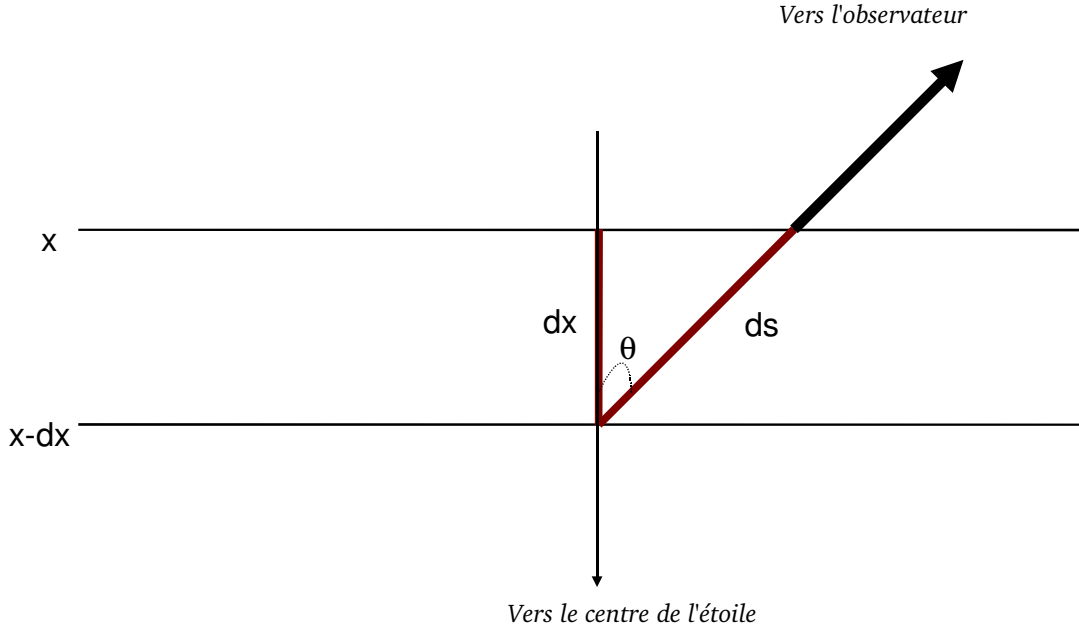


FIG. 1.2: Représentation d'une géométrie plan-parallèle.

En posant  $\mu = \cos \theta$  ( $\theta$  est l'angle entre la normale à la surface de l'étoile et la ligne de visée) on obtient :

$$\mu \frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} = I_\nu - S_\nu \quad (1.22)$$

Successivement sont calculées pour chacune de ces couches :

- La profondeur optique  $\tau_\nu$  à partir de la masse volumique  $\rho$  et du coefficient d'absorption  $\kappa_\nu$  du milieu :

$$d\tau_\nu = -\rho\kappa_\nu \frac{dx}{\mu} \quad (1.23)$$

- La température  $T(\tau)$  qui s'écrit en première approximation dans le cas gris

$$T^4(\tau) = T_{\text{eff}}^4 \frac{3}{4} (\tau + q(\tau)) \quad (1.24)$$

où

$$q(\tau) = 0.6940 - 0.1167e^{-1.9720\tau} + \dots \quad (1.25)$$

est la fonction de Hopf.

Le cas gris peut servir de première itération du profil  $T(\tau)$  mais celui-ci est recalculé jusqu'à ce que l'équilibre radiatif<sup>13</sup> soit satisfait.

<sup>13</sup>Le flux d'énergie radiative et convective ne varie pas d'une profondeur à l'autre de l'atmosphère.



- La fonction source  $S_\nu(t_\nu)$  qui est, dans le cas de l'équilibre thermodynamique local<sup>14</sup> (ETL), la fonction de Planck :

$$B_\nu(t_\nu) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{k_B T(t_\nu)}} - 1} \quad (1.26)$$

On peut enfin déduire l'intensité du rayonnement à la surface de l'étoile :

$$I_\nu(\tau = 0, \mu) = \int_0^\infty B_\nu(t_\nu) e^{-\frac{t_\nu}{\mu}} \frac{dt_\nu}{\mu} \quad (1.27)$$

Ou bien encore le flux radiatif émis par l'étoile à sa surface ( $\tau = 0$ ) :

$$F_\nu(0, \mu) = 2\pi \int_0^1 I_\mu(0, \mu) \mu d\mu \quad (1.28)$$

ou

$$F_\nu(0) = 2 \int_0^\infty S(t_\nu) E_2(t_\nu) dt_\nu \quad (1.29)$$

avec

$$E_n(x) = \int_1^\infty t^{-n} e^{-xt} dt = x^{n-1} \int_x^\infty t^{-n} e^{-t} dt \quad (1.30)$$

D'un point de vue numérique, l'intégrale du flux est discrétisée pour pouvoir tenir compte de la contribution de toutes les différentes couches de profondeur optique  $\tau_i$  :

$$I_\nu(\tau = 0, \mu) = \sum_{\tau_i} e^{-\tau_{\nu_i}} B(\tau_{\nu_i}) \Delta\tau_\nu \quad (1.31)$$

avec

$$\Delta\tau = \tau_{\nu_{i+1}} - \tau_{\nu_i} \quad (1.32)$$

En conséquence, pour chaque couche de l'atmosphère de étoile, il faudra calculer les coefficients d'absorption et la fonction source (qui est dans le cas de l'ETL la fonction de Planck).

### 1.3 Les sources d'opacité

La forme, l'intensité et la position des raies sont dues à l'absorption du rayonnement par les particules qui constituent l'atmosphère de l'étoile. Deux types d'absorption existent, une dans le continu et l'autre dans les raies .

---

<sup>14</sup>La température est constante dans chaque couche.

### 1.3.1 Absorption dans le continu

Le coefficient d'absorption total dans le continu résulte de l'absorption de plusieurs processus physiques classés dans deux catégories. Lorsqu'un électron est arraché de son niveau d'énergie, la particule devient ionisée. Dans ce cas on parle d'une transition *lié-libre*. Le deuxième phénomène se déroule lorsqu'une charge est accélérée lors de son passage à proximité d'une autre ; c'est la transition *libre-libre*.

Il y a aussi la diffusion par les électrons libres (diffusion Thomson) et par l'hydrogène neutre (diffusion Rayleigh).

Pour les étoiles A et F, l'absorption due à l'hydrogène neutre est dominante dans le domaine optique et les coefficients d'absorption correspondants ont la forme suivante :

Pour les transitions du type lié-libre en  $\text{cm}^2$  et par atome d'hydrogène neutre :

$$\alpha_{\text{bf}}(\text{H}) = \alpha_0 g_{\text{bf}} \frac{\lambda^3}{n^5} \quad (1.33)$$

avec  $\alpha_0 = 1.0449 \times 10^{-26}$  pour  $\lambda$  en  $\text{\AA}$ , et  $g_{\text{bf}}$  est le facteur de Gaunt donné par la formule suivante :

$$g_{\text{bf}} = 1 - \frac{0.3456}{(\lambda R)^{1/3}} \left( \frac{\lambda R}{n^2} - \frac{1}{2} \right) \quad (1.34)$$

avec  $R = 1.0968 \times 10^{-3} \text{\AA}^{-1}$  la constante de Rydberg et  $n$  le numéro quantique principal. Le coefficient d'absorption en  $\text{cm}^2$  par atome d'hydrogène neutre pour les transitions commençant par le niveau  $n_i$  s'écrit alors :

$$\kappa(\text{H}_{\text{bf}}) = \alpha_0 \lambda^3 \left[ \sum_{n_i}^{n_i+2} \frac{g_{\text{bf}}}{n^3} \cdot 10^{-\theta\chi} + \frac{\log e}{2\theta I} (10^{-\chi_3\theta} - 10^{-I\theta}) \right] \quad (1.35)$$

où  $\log e = 0.43429$ ,  $\theta = \frac{5040}{T}$  avec  $T$  la température en Kelvin,  $I = hRc$  l'énergie d'ionisation de l'hydrogène et  $\chi_3$  le potentiel d'excitation des niveaux supérieurs à  $n_i + 2$  :

$$\chi_3 = I \left[ 1 - \frac{1}{(n_i + 3)^2} \right] \quad (1.36)$$

Pour les transitions du type libre-libre, le coefficient d'absorption par fraction d'électrons ayant une vitesse comprise entre  $v$  et  $v+dv$  suivant une distribution de Maxwell-Boltzmann s'écrit de la manière suivante :

$$\alpha_{\text{ff}}(\text{H}) = \frac{2}{3^{3/2}} \frac{h^2 e^2 R}{\pi m^3} \frac{1}{v^3} \left( \frac{2m}{\pi kT} \right)^{1/2} \quad (1.37)$$

Ce qui donne un coefficient d'opacité de la forme :

$$\kappa(\text{H}_{\text{ff}}) = \alpha_0 \lambda^3 g_{\text{ff}} \frac{\log e}{2\theta I} \cdot 10^{-\theta I} \quad (1.38)$$

où  $g_{\text{ff}}$  est le facteur de Gaunt pour l'absorption libre-libre :

$$g_{\text{ff}} = 1 + \frac{0.3456}{(\lambda R)^{1/3}} \left( \frac{\log e}{\theta \chi_\lambda} + \frac{1}{2} \right) \quad (1.39)$$

avec  $\chi_\lambda = h\nu = 1.2398 \cdot 10^4 / \lambda$ .

D'autres sources d'opacités interviennent dans le cas des absorptions libre-libre et lié-libre notamment celles de l'hydrogène  $H^-$ ,  $H^+$ , de l'hélium He, de la diffusion électronique et de la contribution des métaux.

Le coefficient final devient alors (Gray 2005) :

$$\begin{aligned} \kappa_{\text{total}} = & \{[\kappa(H_{\text{bf}}) + \kappa(H_{\text{ff}}) + \kappa(H_{\text{bf}}^-) + \kappa(H_2^+)](1 - 10^{-\chi_\lambda \theta}) + \kappa(H_{\text{ff}}^-) + \dots\} \\ & \times \frac{1}{1 + \Phi(H)/P_e} + \kappa(\text{métaux}) + \kappa(\text{He}_{\text{ff}}^-) + \kappa(e) + \dots \end{aligned} \quad (1.40)$$

Le facteur  $\frac{1}{1 + \Phi(H)/P_e}$  tient en compte l'ionisation de l'hydrogène à haute température et convertit le coefficient d'absorption par atome en un coefficient d'absorption par particule.  $\Phi(H)$  est la fonction d'ionisation de l'hydrogène et  $P_e$  la pression électronique.

### 1.3.2 Absorption dans les raies et élargissement des niveaux d'énergie

C'est le cas des transitions *lié-lié* dues au passage d'un électron d'un niveau d'énergie à un autre.

#### Elargissement des raies

Si la durée de vie du niveau d'énergie d'un atome isolé était infinie, le profil d'absorption de la raie serait un pic de Dirac. Cependant, plusieurs mécanismes peuvent provoquer l'élargissement de la raie.

#### Elargissement naturel

C'est un phénomène dû à la durée de vie finie des niveaux d'énergie atomiques, lié au principe d'incertitude de Heisenberg.

L'émission d'un photon entre deux niveaux d'énergie  $E_l$  et  $E_u$  est liée à la transition d'un électron entre ces deux niveaux. Cet électron est considéré comme un oscillateur harmonique de fréquence  $\nu_{lu}$  et d'amplitude décroissante avec le temps. La variation d'énergie de cet oscillateur est donnée par la formule suivante :

$$\frac{dE(t)}{dt} = -\frac{8}{3} \frac{e^2 \pi^2}{mc \lambda_0^2} E(t) = -\frac{2}{3} \frac{e^2 \omega_0^2}{mc^3} E(t) = -\gamma_{\text{nat}} E(t) \quad (1.41)$$

où

- $m$  et  $e$  sont la masse et la charge de l'électron
- $\lambda_0$  est la longueur d'onde centrale de la raie
- $\omega_0$  est la pulsation propre
- $\gamma_{\text{nat}}$  est la constante d'amortissement naturel
- $E$  est l'énergie totale de l'oscillateur

Le modèle classique de l'oscillateur harmonique donne un profil d'absorption de Lorentz avec une largeur à mi-hauteur

$$\gamma_{\text{nat}} = (8e^2\pi^2)/(3mc\lambda_0^2) = 0.22/\lambda_0^2 \quad (1.42)$$

où  $\lambda_0$  est en cm.

Dans ce cas, le profil de la raie est lorentzien, de la forme :

$$\psi(\nu - \nu_0) = \frac{\gamma_{\text{nat}}/4\pi^2}{(\nu - \nu_0)^2 + (\gamma_{\text{nat}}/4\pi)^2} \quad (1.43)$$

Un traitement plus rigoureux de ce phénomène en mécanique quantique conduit à une valeur de la constante d'élargissement naturel qui prend en compte les largeurs des deux niveaux  $l$  et  $u$

$$\gamma_{\text{nat}} = \gamma_l + \gamma_u \quad (1.44)$$

ce qui donne un coefficient d'absorption de la forme suivante :

$$\alpha_\nu = \left(\frac{\pi e^2}{mc}\right) f_{lu} \frac{(\gamma_{\text{nat}}/4\pi^2)}{(\nu - \nu_0)^2 + (\gamma_{\text{nat}}/4\pi)^2} \quad (1.45)$$

$f_{lu}$  étant la force d'oscillateur de la transition entre les niveaux  $l$  et  $u$ .

### Elargissement collisionnel

C'est le résultat de l'interaction entre les atomes qui absorbent les photons et les autres particules du milieu qui jouent le rôle de perturbateurs. Le résultat est une modification des niveaux atomiques des espèces responsables des transitions. La variation de l'énergie des niveaux dépend de la distance  $r$  entre éléments perturbés et perturbateurs mais aussi de la nature de ces derniers. Cette variation s'écrit de la manière suivante :

$$\Delta E = \frac{\text{constante}}{r^n} \quad (1.46)$$

ou bien :

$$\Delta\nu = \frac{\Delta E_u - \Delta E_l}{h} = \frac{C_n}{r^n} \quad (1.47)$$

où la constante d'interaction  $C_n$  doit être calculée pour chaque type d'interaction. La perturbation provoquée par les particules chargées (électrons et ions) sur les niveaux d'énergie de l'hydrogène est l'effet Stark linéaire et dans ce cas  $n = 2$ . Si l'atome perturbé est autre qu'un atome d'hydrogène, on parle d'effet Stark quadratique et alors  $n = 4$ . Dans le cas où le perturbateur est un atome tel que l'hydrogène ou l'hélium, on parle d'élargissement de van der Waals et  $n = 6$ .

Le coefficient d'absorption s'écrit comme précédemment mais en remplaçant  $\gamma_{\text{nat}}$  par  $\gamma_n$ . Le tableau 1.1 représente les différents types d'élargissement.

**TAB. 1.1:** Différents types d'élargissement collisionnel.

n	nom	profil	atome, ion	perturbateurs	type spectral
2	Stark linéaire	Holtzmark	H, hydrogéoïdes	ions	chaud
2	Stark linéaire	Lorentz	H, hydrogéoïdes	électrons	chaud
3	Résonance	Lorentz	hydrogène	hydrogène	solaire
4	Stark quadratique	Lorentz	non hydrogéoïdes	électrons, ions	chaud
6	van der Waals	Lorentz	non hydrogéoïdes	hydrogène	froid

### Élargissement Doppler thermique

L'agitation thermique des atomes et des ions de l'atmosphère d'une étoile provoque un décalage de la longueur d'onde du signal émis. Si on considère  $v_r$  la projection de la vitesse d'agitation thermique d'une particule sur la ligne de visée, le décalage Doppler de la raie en absorption ou en émission de fréquence  $\nu$  est :

$$\Delta\nu_D = \frac{\nu}{c}v_r \quad (1.48)$$

En supposant une distribution maxwellienne des vitesses des particules, la vitesse radiale la plus probable pour une particule de masse  $m$  est

$$v_r = \left(\frac{2k_B T}{m}\right)^{\frac{1}{2}} \quad (1.49)$$

Le décalage Doppler thermique associé à  $v_r$  s'écrit donc :

$$\Delta\nu_D = \frac{\nu}{c} \left(\frac{2k_B T}{m}\right)^{\frac{1}{2}} \quad (1.50)$$

Si on prend la vitesse de microturbulence  $\xi_t$  en compte, cette vitesse s'ajoute à la vitesse thermique et le décalage Doppler aura la forme suivante :

$$\Delta\nu_D = \frac{\nu}{c} \left(\frac{2k_B T}{m} + \xi^2\right)^{\frac{1}{2}} \quad (1.51)$$

L'expression du coefficient d'absorption dû à l'élargissement Doppler thermique possède un profil gaussien et s'écrit sous la forme suivante :

$$\alpha d\nu = \frac{\pi^{\frac{1}{2}} e^2}{mc} f_{lu} \frac{1}{\Delta\nu_D} \exp[-(\Delta\nu/\Delta\nu_D)^2] d\nu \quad (1.52)$$

Et le profil de la raie est de la forme suivante :

$$\phi(\nu - \nu_0) = \frac{1}{\sqrt{\pi}\Delta\nu_D} e^{-\Delta\nu/\Delta\nu_D} \quad (1.53)$$

### Elargissement total d'une raie

Le coefficient d'absorption total dans la raie est le résultat de la convolution des deux profils lorentziens (naturel et collisionnel) et du profil gaussien (Doppler thermique), ce qui donne un profil de Voigt :

$$\alpha_{(\text{total})} = \alpha_{(\text{naturel})} * \alpha_{(\text{Stark})} * \alpha_{(\text{v.d.Waals})} * \alpha_{(\text{thermique})} \quad (1.54)$$

$$\alpha_{\text{raie}} = \frac{\pi e^2}{mc} f_{lu} V(u, a) \quad (1.55)$$

où

$$V(u, a) = \frac{1}{\pi^{\frac{1}{2}} \Delta\nu_D} \frac{a}{\pi} \int_{-\infty}^{+\infty} \frac{\exp(-u_1^2)}{(u - u_1)^2 + a^2} du_1 \quad (1.56)$$

est la fonction de Voigt dans laquelle on a :

- $\Delta\nu_D = \frac{\nu}{c} (\xi_{th}^2 + \xi_t^2)^{\frac{1}{2}}$
- $\xi_{th} = \left(\frac{2k_B T}{m}\right)^{\frac{1}{2}}$
- $\xi_t$  est la vitesse de microturbulence
- $u = \Delta\nu / \Delta\nu_D$
- $a = \gamma / (4\pi \Delta\nu_D)$
- $\gamma = \gamma_{\text{nat}} + \gamma_2 + \gamma_4 + \gamma_6$



# Chapitre 2

## Les étoiles A et F

### Sommaire

---

<b>2.1</b>	<b>Propriétés générales des étoiles A</b>	<b>15</b>
<b>2.2</b>	<b>Les étoiles chimiquement particulières</b>	<b>16</b>
2.2.1	Les étoiles Hg-Mn (CP3)	17
2.2.2	Les étoiles He-weak (CP4), He-rich et $\lambda$ Bootis.	17
<b>2.3</b>	<b>Les étoiles A "normales"</b>	<b>18</b>
<b>2.4</b>	<b>Les étoiles Am (CP1)</b>	<b>22</b>
2.4.1	Anomalies spectrales dans les étoiles CP1	24
<b>2.5</b>	<b>Les étoiles Ap-Bp (CP2)</b>	<b>27</b>
<b>2.6</b>	<b>Les étoiles F</b>	<b>30</b>
<b>2.7</b>	<b>Différentes explications des anomalies d'abondances</b>	<b>30</b>
<b>2.8</b>	<b>Théorie de la diffusion microscopique</b>	<b>31</b>
<b>2.9</b>	<b>La diffusion dans les étoiles A</b>	<b>34</b>

---

Dans ce chapitre, je vais introduire les différentes classes d'étoiles A (normales et chimiquement particulières CP) et F. Les étoiles CP sont divisées en 4 groupes principaux : les Am, Ap, Hg-Mn et He-faible. Les études les plus récentes concernant les étoiles A normales et Am sont également citées. Dans la section 2.8, un rappel théorique sur la diffusion microscopiques est fait. Enfin, la section 2.9 représente quelques confrontations entre observations et modèles appliquées aux étoiles A.

### 2.1 Propriétés générales des étoiles A

Les étoiles A de la Séquence Principale se trouvent dans une région du diagramme HR où l'on pourrait penser que les modèles atmosphériques, basés sur les hypothèses classiques de l'équilibre hydrostatique et radiatif, réussissent le mieux à décrire les spectres observés. Les écarts à l'équilibre thermodynamique local (ETL) devraient être faibles dans ces



étoiles et plus précisément dans le domaine visible de leurs spectres. L'hydrogène neutre est leur principale source d'opacité. Ces étoiles ont une durée de vie sur la Séquence Principale de l'ordre de  $10^8 - 10^9$  ans et ont des températures effectives allant de 9800 K (A0) à 7100 K (A9). Elles ont des rayons compris entre 1.9 et 1.5  $R_{\odot}$  et des masses comprises entre 2.4 et 1.6  $M_{\odot}$  respectivement. La loi de Wien ( $\lambda T \sim 2880 \mu\text{m}\cdot\text{K}$ ,  $\lambda$  en microns, T en K) appliquée à ces étoiles indique que le maximum d'émission a lieu dans l'UV vers 0.28  $\mu\text{m}$  (type proche de A0) et 0.39  $\mu\text{m}$  (types avancés).

D'un point de vue spectral, les spectres des étoiles A montrent de fortes raies de Balmer de l'hydrogène accompagnées de nombreuse raies métalliques dont les intensités augmentent du type A0 au type A9. Deux tiers des raies observées dans le spectre d'une étoile A sont dues à FeI, FeII, TiI, TiII, CrI et CrII.

L'étude d'un grand nombre de spectres à résolution intermédiaire a permis de distinguer une catégorie d'objets dont les spectres présentent des raies d'absorption des métaux et terres rares plus intenses et plus fines que pour les autres étoiles A. Ces anomalies d'intensités ont été interprétées par la présence de surabondances d'éléments chimiques dans les atmosphères de ces étoiles A, auxquelles on a donné le nom d'étoiles A chimiquement particulières (notées CP et représentant environ 20 % des étoiles A), par opposition aux autres dites A "normales" qui représentent environ 80% des étoiles A.

Les étoiles A particulières se divisent en deux groupes : les étoiles Ap (étoiles A qui présentent de fortes surabondances en métaux et terres rares et qui possèdent un champ magnétique) et Am (étoiles A à raies métalliques renforcées où existent des surabondances en métaux et terres rares et/ou des déficiences en scandium et/ou en calcium). Dans les étoiles A normales, la rotation souvent importante ( $\langle v_e \sin i \rangle^{15} \approx 120$  km/s), implique que les phénomènes de diffusion y sont affaiblis par des mouvements mélangeant la matière à grande échelle (circulation méridienne par exemple, section 2.9). Leurs atmosphères sont donc mélangées et gardent en mémoire la composition du gaz interstellaire à partir duquel elles se sont formées. En contraste, les étoiles Ap et Am sont des rotateurs lents. On est donc amené à distinguer 3 classes différentes d'étoiles A :

- les étoiles A normales
- les étoiles Am
- les étoiles Ap

auxquelles on a récemment ajouté les étoiles  $\lambda$  Bootis (mais leurs anomalies d'abondance ont probablement une origine circumstellaire).

## 2.2 Les étoiles chimiquement particulières

En dehors du type spectral A, le terme d'étoile chimiquement particulières (CP) a été introduit par Preston (1974). En ne considérant que les étoiles CP de température effective  $T_{\text{eff}} \geq 7000$  K, Preston définit quatre sous-groupes résumés dans le tableau suivant (2.1) :

---

<sup>15</sup>Projection de la vitesse équatoriale de rotation de l'étoile sur la ligne de visée,  $i$  étant l'angle entre l'axe de rotation de l'astre et la ligne de visée.

Sous groupe	Appellation	Particularités	Vitesse de rotation	fréquence de binarité	$T_{\text{eff}}(K)$	$\log(T_{\text{eff}})$
CP1	étoiles à raies métalliques (Am)	CaII et/ou ScII déficients et riches en métaux	lente	$\approx 100\%$	$7 \cdot 10^3 - 10^4$	3.84-4.00
CP2	étoiles à champs magnétiques (Ap)	surabondances de Si, Cr, Sr, Eu et Al	lente	faible	$8 \cdot 10^3 - 1.5 \cdot 10^4$	3.90-4.18
CP3	Hg-Mn	raie de HgII à $\lambda 3984$ intense et excès de MnII	lente	normal	$10^4 - 1.5 \cdot 10^4$	4.00-4.18
CP4	He-faible	sous-abondance en hélium	lente	inconnue	$1.3 \cdot 10^4 - 2.0 \cdot 10^4$	3.11-4.30

**TAB. 2.1:** Caractéristiques des étoiles chimiquement particulières selon Preston(1974).

### 2.2.1 Les étoiles Hg-Mn (CP3)

Ce sont des étoiles de type spectral compris entre B6 et B9 ( $10000 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 15000 \text{ K}$ ). Elles se caractérisent par une surabondance en mercure Hg (de l'ordre de 4 à 6 dex) et en manganèse Mn (de l'ordre de 0 à 4 dex). On a aussi déterminé des surabondances de phosphore, gallium, xénon, platine, krypton et yttrium. Par contre les éléments comme l'hélium, l'azote, l'aluminium, le nickel et le zinc sont déficients (de l'ordre de -0.5 à -1.0 dex). Ces étoiles représentent 8% des étoiles B pour les températures les plus froides ( $T_{\text{eff}} \sim 11000\text{K}$ ), et 25% pour les températures les plus élevées ( $T_{\text{eff}} \sim 16000\text{K}$ ). La surabondance du manganèse augmente avec la température effective (Heacox 1979). Pour les autres éléments chimiques, les anomalies d'abondances ne semblent pas être liées aux faibles vitesses de rotation équatoriale qui ne dépassent pas 100 km/s ( $\langle v_e \sin i \rangle \approx 30\text{km/s}$ ). De plus les abondances sont assez dispersées d'une étoile Hg-Mn à l'autre. Ces dispersions sont aussi présentes dans des étoiles ayant presque les mêmes paramètres fondamentaux. La fréquence de binarité de ces étoiles est normale (comparable aux étoiles normales de même température effective) d'après Wolff & Preston (1978). Ces étoiles ne possèdent pas de champ magnétique d'après Borra & Landstreet (1980).

### 2.2.2 Les étoiles He-weak (CP4), He-rich et $\lambda$ Bootis.

Ce sont des étoiles de type spectral compris entre B3 et B7 ( $13000 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 20000 \text{ K}$ ) qui se caractérisent par une sous-abondance de l'hélium par rapport à la valeur solaire. La vitesse de rotation équatoriale de ces étoiles est généralement inférieure à celle des étoiles normales ayant la même température effective (Preston 1974).

D'autre part les étoiles qui possèdent une surabondance en hélium ( $\geq 0.1$  dex) sont les He-rich. Elles correspondent à des étoiles de types B2 ( $21000 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 30000 \text{ K}$ ). Ces étoiles possèdent des vitesses de rotation équatoriale pouvant atteindre 150 km/s (Borra & Landstreet 1978).

Enfin, les étoiles  $\lambda$  Bootis se caractérisent par une sous-abondance des raies métalliques mais une abondance quasi solaire pour les éléments CNO.

Dans ce travail, les étoiles étudiées possèdent des températures effectives comprises entre

7000 et 10000 K. Les CP2 et CP3 ne sont pas traitées. La figure 2.1 représente l'emplacement des différents sous-groupes d'étoiles chimiquement particulières.

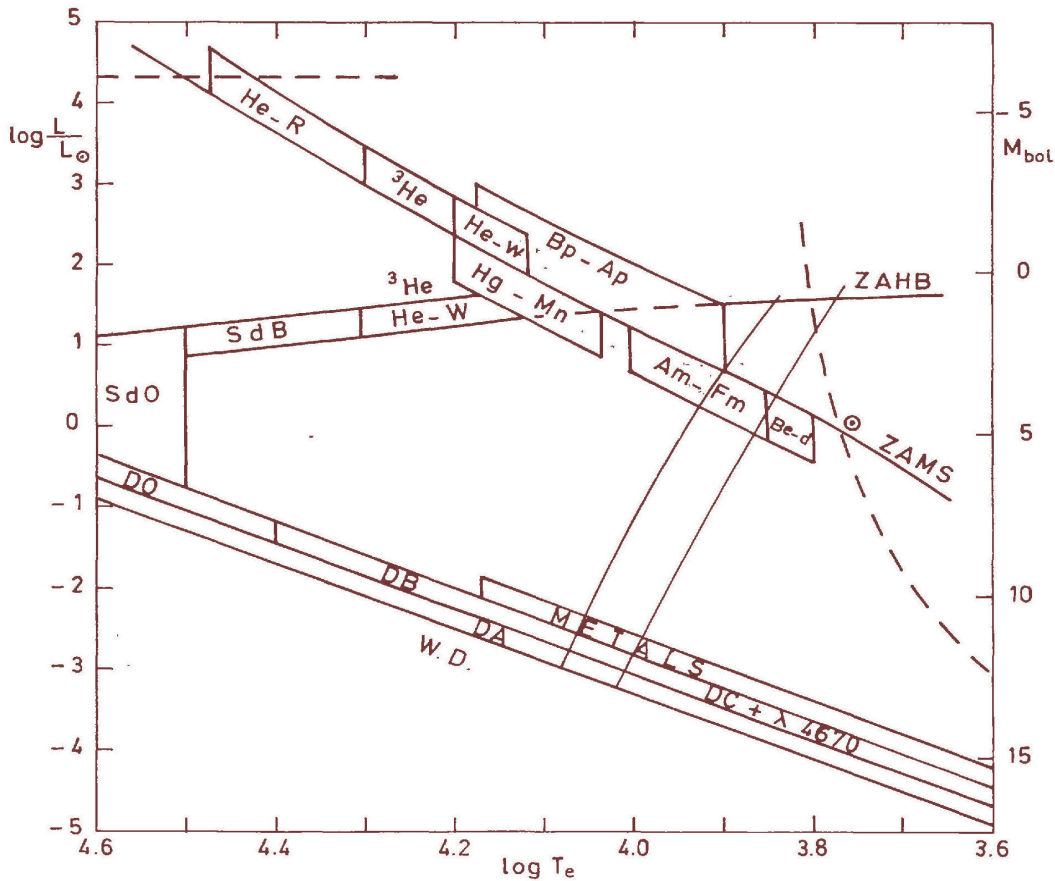


FIG. 2.1: Différentes catégories d'étoiles CP dans le diagramme HR d'après Vauclair & Vauclair (1982).

## 2.3 Les étoiles A "normales"

Dans la plupart des régions du diagramme HR, les étoiles "normales" sont majoritaires. Mais parmi les étoiles A, les anomalies sont plus la règle que l'exception. En effet il n'y a probablement pas d'étoiles de type A à rotation lente qui puisse être classée "normale". Abt (2000) suppose que toutes les étoiles A de vitesse de rotation équatoriale inférieure à 100 km/s sont particulières. Les abondances ont été essentiellement déterminées pour les étoiles A chimiquement particulières qui possèdent des raies d'absorption plus fines que celles des étoiles A "normales" en raison de leur faible vitesse de rotation apparente ce qui facilite l'analyse des spectres observés.

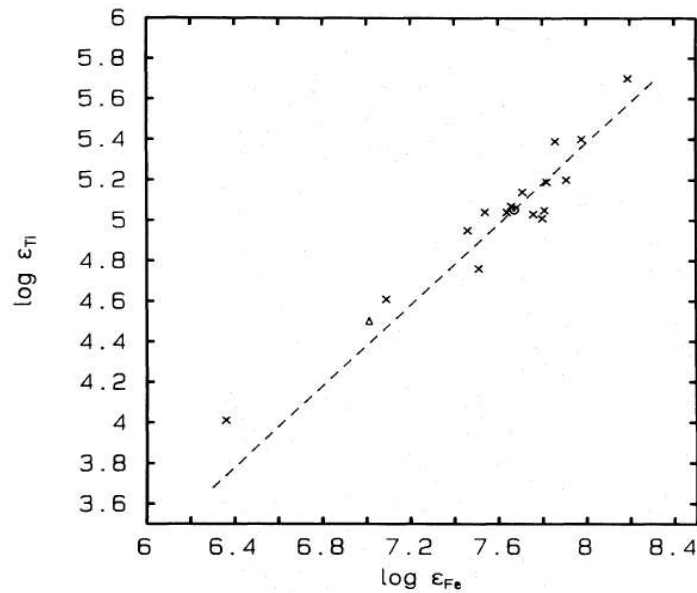
Les étoiles A "normales" présentent un  $v_e \sin i$  compris le plus souvent entre 40 et 280 km/s. Abt (1965) a constaté que les étoiles A "normales" appartenant à des systèmes

binaires serrés possèdent une période supérieure à 100 jours. Par la suite, Abt & Bidelman (1969) ont montré que les périodes de certains systèmes binaires avec une étoile A "normale" peuvent être inférieures à 2.5 jours. Donc dans le cas des étoiles A "normales", la période des systèmes binaires est inférieure à 2.5 jours ou supérieure à 100 jours ( $P < 2.5j$  ou  $P > 100j$ ).

Les déterminations d'abondances pour les étoiles A "normales" ont commencé récemment et ont été effectuées à partir de spectres obtenus avec des caméras CCD. Il en résulte une situation assez paradoxale où la composition chimique des étoiles A classées "normales" reste encore très peu connue alors que celle des étoiles chimiquement particulières est relativement mieux connue.

Citons quelques résultats sur les principales déterminations d'abondances dans les étoiles A :

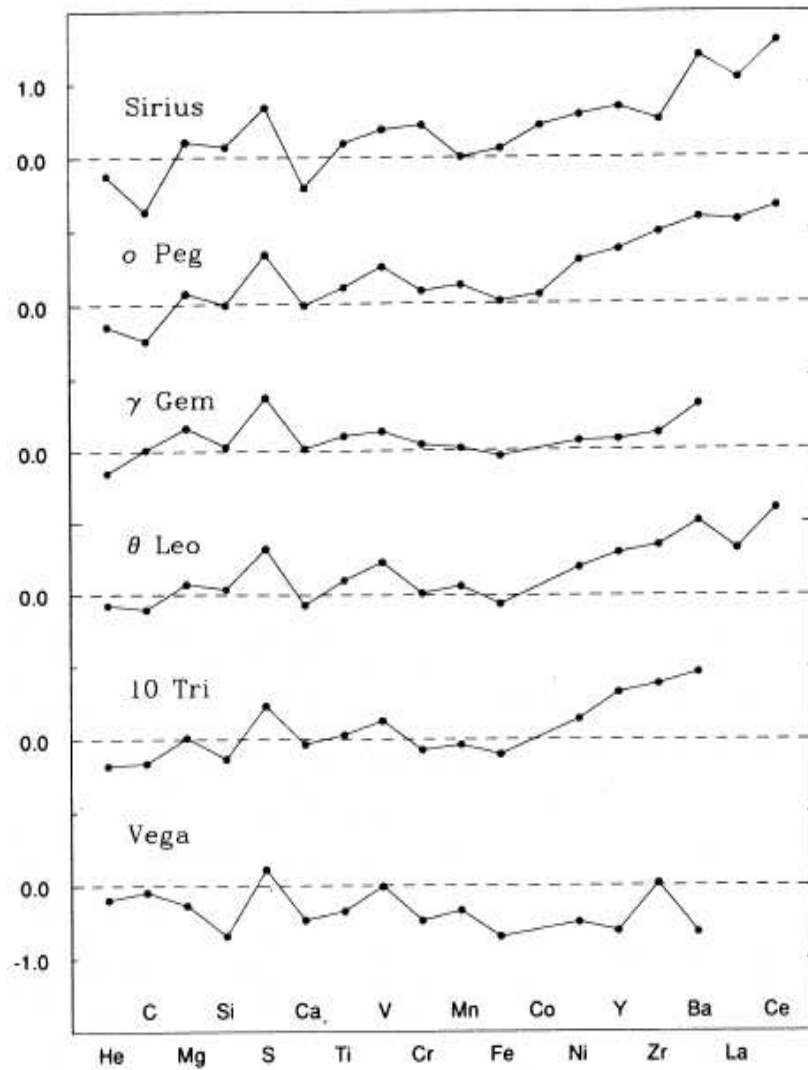
- Holweger et al. (1986a) ont été les premiers à mettre en évidence des abondances non solaires pour différents éléments du groupe du fer et du carbone sur un échantillon de sept étoiles A "normales" à raies fines ( $v_e \sin i < 50 \text{ km.s}^{-1}$ ). L'abondance du carbone semble varier indépendamment de celles des éléments du groupe du fer d'une étoile à l'autre. Holweger et al. (1986b) ont étendu leur précédente analyse à 10 nouvelles étoiles A normales. Les variations d'abondances d'une étoile à l'autre sont toutefois confirmées.
- Lemke (1989) étudia seize étoiles A "normales" du champ et trouva des valeurs d'abondances du fer comprises dans un intervalle de  $\pm 0.6$  dex autour de la valeur solaire (-4.33 dex) avec une forte déficience (-1.3 dex) pour 50 Lib (ou HR 5959). L'abondance en titane diffère aussi beaucoup d'une étoile à l'autre mais paraît être corrélée à celle du fer avec un rapport Ti/Fe presque solaire (figure 2.2). Il souligne que les effets hors-ETL ne sont pas négligeables pour les raies de FeI contrairement à celles de FeII. De même les effets hors-ETL sont négligeables pour les raies de l'hélium neutre.
- Lemke (1990) a poursuivi son étude en déterminant, pour le même échantillon, les abondances de C, Si, Ca, Sr et Ba. Alors que les abondances de C, comprises entre -3.06 et -4.28 dex (-3.4 dex pour le soleil), ne montrent aucune corrélation avec celles des autres éléments, les variations de l'abondance de Si semblent être corrélées avec celles de Fe. Le strontium et le baryum sont le plus souvent surabondants de 1.0 dex et possèdent un rapport [X/Fe] non constant. L'analyse des raies neutres du calcium montre que la plupart de ces étoiles possèdent une abondance solaire en Ca à l'exception de 4 étoiles légèrement sous-abondantes. Les écarts à l'ETL pour le calcium neutre sont peu précis dans ces étoiles et pourraient être les causes de ces sous-abondances.
- Hill & Landstreet (1993) ont déterminé, à l'aide des spectres synthétiques, l'abondance de 18 éléments de 6 étoiles A normales (à l'exception de Sirius) possédant de faible vitesse de rotation équatoriale apparente ( $v_e \sin i < 25 \text{ km/s}$ ). Il faut noter que les études précédentes (Holweger et al. 1986a,b; Lemke 1989, 1990) n'avaient pas



**FIG. 2.2:** Corrélation entre les abondances du titane et celles du fer d'après l'étude de Lemke (1989) pour 16 étoiles A normales.

utilisé la technique de spectres synthétiques mais celles des largeurs équivalentes. Il en résulte une large dispersion des abondances. L'abondance du fer varie considérablement d'une étoile à l'autre (variation maximale de 0.7 dex). Une variation des abondances de tous les éléments (excepté celle de He) est trouvée en fonction du fer. Une corrélation du carbone avec le silicium (et avec le fer) est observée. Ce résultat était déjà mentionné par Holweger (1992) et a été expliqué dans le contexte de la séparation gaz poussière due à la faible température de condensation du carbone. Le carbone pouvant rester en phase gazeuse à très basse température, ceci va donc modifier le rapport de gaz/poussière et donc induire une variation dans le rapport (des abondances) carbon/silicium. La figure 2.3 montre les profils d'abondances des 6 étoiles analysées par Hill & Landstreet (1993).

- Hill (1995) a déterminé à l'aide des spectres synthétiques les abondances de quinze étoiles A "normales" précoces ayant un  $v_e \sin i$  allant de 6 à 109 km/s . Cette étude était parmi les premières concernant des abondances d'étoiles à vitesses de rotation élevées. Il en conclut que les abondances de la plupart des éléments diffèrent sensiblement d'une étoile à l'autre et qu'elles sont corrélées avec celle de Fe, à l'exception de celles du calcium et du carbone. Ces dernières semblent être anti-corrélés avec celle du fer. Les éléments lourds ont tendance à être tous surabondants.
- Rentzsch-Holm (1997) étudia quinze étoiles A à raies fines et trouva que les abondances en soufre se distribuaient entre +0.1 et +0.6 dex et celles de l'azote entre -0.5 et +0.5 dex. Les corrections hors-ETL proposées par l'auteur varient de -0.2 à -1.2 dex pour l'azote et de l'ordre de -0.1 dex pour le soufre. Une anti-corrélation



**FIG. 2.3:** Abondances  $[\frac{N}{N_H}] = \log(\frac{N}{N_H})_* - \log(\frac{N}{N_H})_\odot$  de 7 étoiles A "normales", d'après Hill & Landstreet (1993).

de  $[N/Si]$  avec  $[Si/H]$  a été observée pour les étoiles classées A "normales". Cette anti-corrélation est similaire à celle du carbone (Holweger 1992). De même, d'après Rentzsch-Holm (1997), le rapport  $[N/Fe]$  devait être anti-corrélé avec  $[Fe/H]$  puisque le silicium et le fer se comportent d'une façon similaire vis à vis du modèle gaz/poussière.

- Varenne & Monier (1999) ont déterminé les abondances de C, O, Na, Si, Ca, Sc, Fe, Ni, Y et Ba de 29 étoiles F et 19 étoiles A (classées "normales" et CP avec des vitesses de rotation allant de 11 à 237 km/s) de l'amas des Hyades (âge  $\simeq$  750 Myrs) en utilisant des spectres synthétiques. Pour les étoiles A, il existe clairement des variations importantes d'abondances pour plusieurs éléments chimiques d'une étoile A à l'autre notamment pour C, O, Mg, Sc, Fe et Ni (figure 2.4).

Pour les étoiles de types F, les abondances sont en bon accord avec les prédictions du modèle d'évolution stellaire de Turcotte et al. (1998a) appliqué à cet amas. Dans les étoiles dont les températures effectives sont supérieures à 6500 K, la sous-abondance en éléments légers et la surabondance pour les éléments du pic du fer prédites par les modèles n'ont pas été trouvées, ce qui pourrait être expliqué par l'existence d'un processus de transport autre que la diffusion à l'intérieur de ces étoiles.

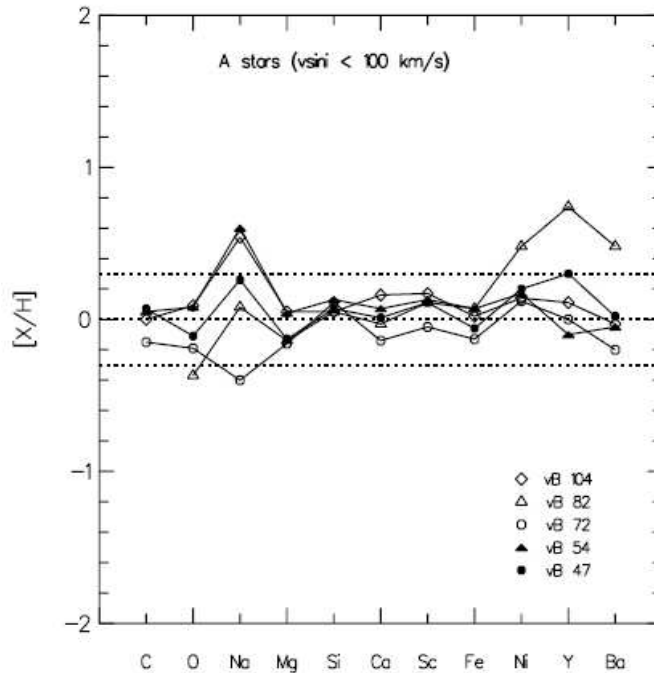
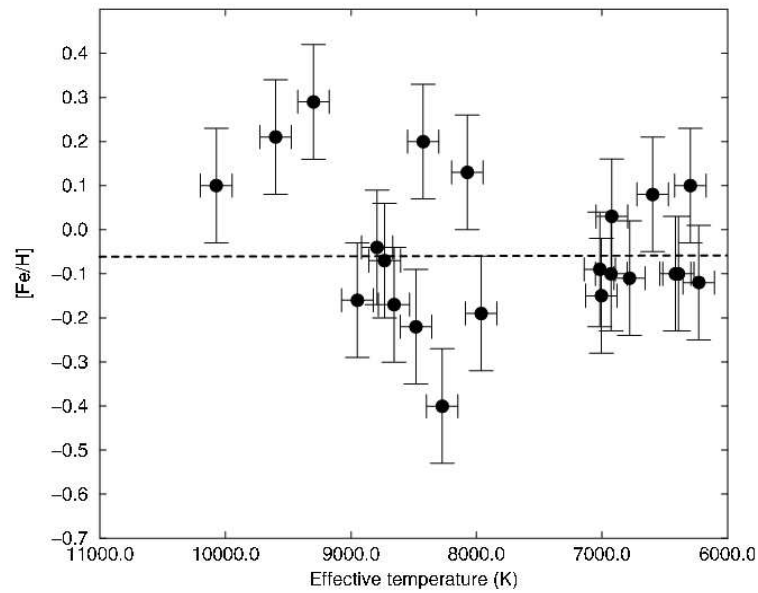


FIG. 2.4: Profil des abondances dans les étoiles A "normales" membres de l'amas des Hyades selon Varenne & Monier (1999).

- Monier (2005) a déterminé l'abondance du C, O, Na, Mg, Si, Ca, Sc, Fe, Ni, Y et Ba pour 12 étoiles A (10 A normales et 2 Am) et 10 étoiles F du groupe cinématique d'Ursa Major (âge  $\simeq$  500 Myrs). Le profil d'abondances trouvé ressemble à celui trouvé pour les Hyades (Varenne & Monier 1999), les abondances du fer et d'autres éléments chimiques sont largement plus dispersées dans les étoiles A que dans les étoiles F (figure 2.5). Aucune corrélation entre  $[X/H]$  et  $v_e \sin i$  n'a été trouvée. L'abondance du nickel semble être corrélée avec celle du fer.

## 2.4 Les étoiles Am (CP1)

Conti (1970) introduit la définition suivante : le phénomène Am est présent dans les étoiles qui possèdent une déficience apparente en **calcium** (et/ou en **scandium**) à la surface, et/ou un excès apparent des éléments du **groupe du fer** et des **éléments plus lourds**. D'où l'existence de trois sous-groupes :



**FIG. 2.5:**  $[Fe/H]$  en fonction de la température effective pour 22 étoiles A et F appartenant à Ursa Major selon Monier (2005).

- (a) les étoiles déficitentes en calcium et/ou en scandium
- (b) les étoiles à fortes raies métalliques
- (c) les étoiles à fortes raies métalliques **et** déficitentes en calcium (et/ou en scandium)

Les étoiles Am se trouvent sur la Séquence Principale ou proche d'elle, à des températures effectives comprises entre 7400 K et 10200 K. Constituant près de 12% des étoiles A, les étoiles Am ont été découvertes en 1940 par Titus et Morgan lors de leurs études sur les étoiles les plus brillantes de l'amas des Hyades, et ont été, à l'inverse des A "normales", l'objet de nombreuses études. Ceci est dû à une faible rotation apparente et donc à la présence de raies plus fines dans leurs spectres.

En plus des particularités spectrales, les étoiles Am diffèrent des étoiles A "normales" par leurs fréquences de binarité : Abt & Levy (1975) remarquèrent que la plupart des étoiles Am appartiennent à des systèmes binaires. En plus Abt & Levy (1975) ajoutèrent que les deux tiers de ces binaires ont une période comprise entre 2,5 et 100 jours. La moyenne des vitesses de rotation des Am est de l'ordre de 40 km/s et la vitesse maximale se situe autour de 100 km/s (*c.f* tableau 2.2). Babcock (1958) supposa que les étoiles A CP sont des étoiles A "normales" vues par le pôle. Abt (1961), en faisant une étude sur 25 étoiles Am, conclut que les axes de rotation sont distribués aléatoirement, ce qui signifie que faible  $v_e \sin i$  ne correspond pas systématiquement à des objets vus par le pôle, mais à de réelles faibles vitesses de rotation équatoriale. On ne sait pas si cette faible vitesse de rotation est la cause ou la conséquence du phénomène Am.

Sur un échantillon d'une centaine de binaires spectroscopiques, Abt & Bidelman (1969)



ont détecté que les étoiles de type A4 à F1, composantes primaires de systèmes binaires de périodes comprises entre 2.5 et 100 jours, possèdent des spectres à raies métalliques. Ceci peut indiquer que la faible vitesse de rotation des étoiles Am et leur appartenance à des systèmes binaires sont corrélés. Cet effet de ralentissement peut être expliqué par les forces de marée exercées par la deuxième composante du système. Par ailleurs, Conti & Barker (1973) ont constaté qu'il existe des étoiles Am qui n'appartiennent pas à des systèmes binaires. De même la découverte d'étoiles Am dans des systèmes binaires à longues périodes indique que le système de freinage par la deuxième composante n'est pas systématique. Donc en général les étoiles CP tournent lentement ( $v_e \sin i \leq 100 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ ) mais la cause de ce freinage reste incertaine. La grande majorité des étoiles initialement classées A "normales" de type avancé qui possèdent un  $v_e \sin i$  inférieur ou égal à 40 km/s (c'est-à-dire ayant une valeur conforme à celles fréquemment observées chez les Am), ont des raies métalliques renforcées et sont très probablement des étoiles Am.

$v_e \sin i$	Pourcentage d'étoiles A	Pourcentage d'étoiles Am
0-49	5	67
50-99	23	23
100-149	37	-
150-199	14	-
200-249	15	-
250-299	5	-

**TAB. 2.2:** Domaine des valeurs de  $v_e \sin i$  (précision de 10 %) pour les étoiles A normales et Am. Statistique basée sur un échantillon constitué de 66 Am et 123 A normales de type A5-A9 et de classe IV ou V, d'après Abt & Moyd (1973).

### 2.4.1 Anomalies spectrales dans les étoiles CP1

Les étoiles Am ont toujours été les cibles prioritaires des astronomes à cause de leurs faibles vitesses de rotation équatoriale, ce qui rendait leur analyse plus facile (raies plus fines). La première détermination d'abondances effectuée sur une étoile Am est celle de Greenstein (1948, 1949) sur l'étoile  $\tau$  UMa (HD 78362). Il trouva une déficience d'un facteur compris entre 3 et 10 par rapport au soleil pour plusieurs éléments (Mg, S, Ca, Sc, Ti, ...). Conti (1970) détermina les abondances de 22 éléments pour 12 étoiles Am. La figure 2.6 montre bien la sous-abondance en calcium et en scandium ainsi que la surabondance en fer et en éléments lourds. Les surabondances sont présentes dans la plupart des éléments à partir du pic du fer. L'excès peut atteindre un facteur très élevé (de l'ordre de 40) pour certains éléments.

Citons quelques résultats récents sur les principales déterminations d'abondances dans les étoiles Am :

- Burkhart & Coupry (1989) se sont intéressées aux étoiles Am membres de l'amas ouvert des Hyades. Elles ont déterminé les abondances du Li, Al, Si, Ca et Fe pour six

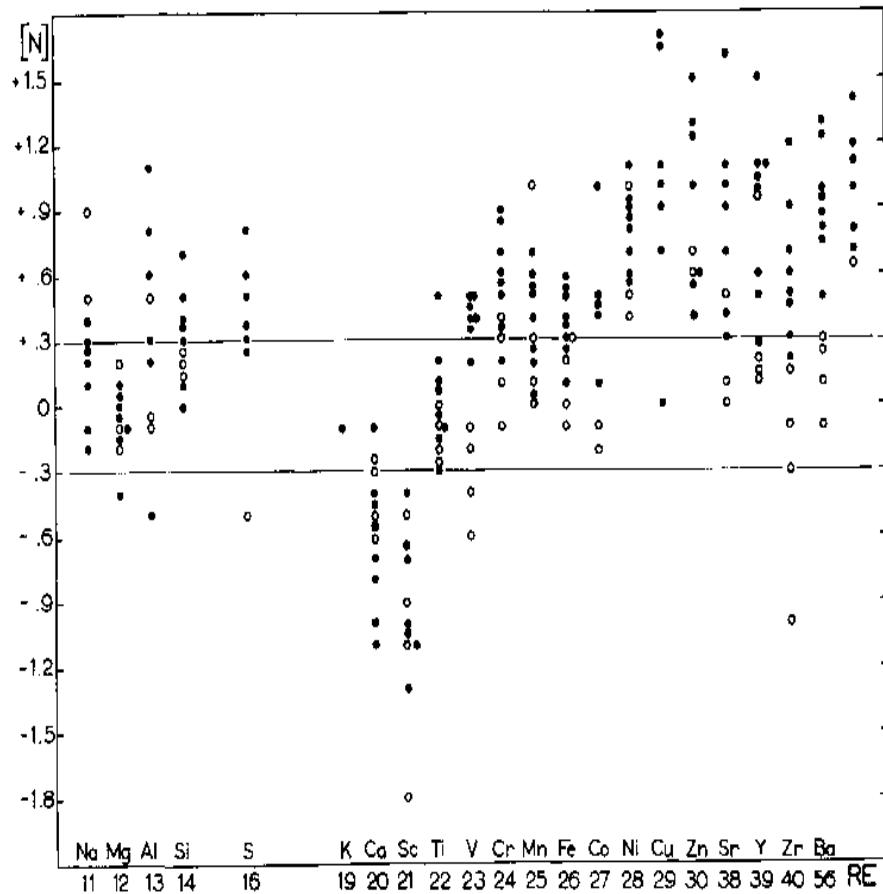


FIG. 2.6: Abondances de 22 éléments chimiques de 12 étoiles Am tirées de Conti (1970).

étoiles Am. Ces étoiles possèdent des températures effectives comprises entre 7350 et 9050 K. A l'exception d'une seule étoile (16 Ori), l'abondance du lithium semble être constante avec une abondance de  $\log N(\text{Li})=3.0\pm 0.2$  égale à l'abondance cosmique des étoiles de population I. l'aluminium est solaire ou légèrement surabondant, le silicium est solaire et le fer modérément surabondant.

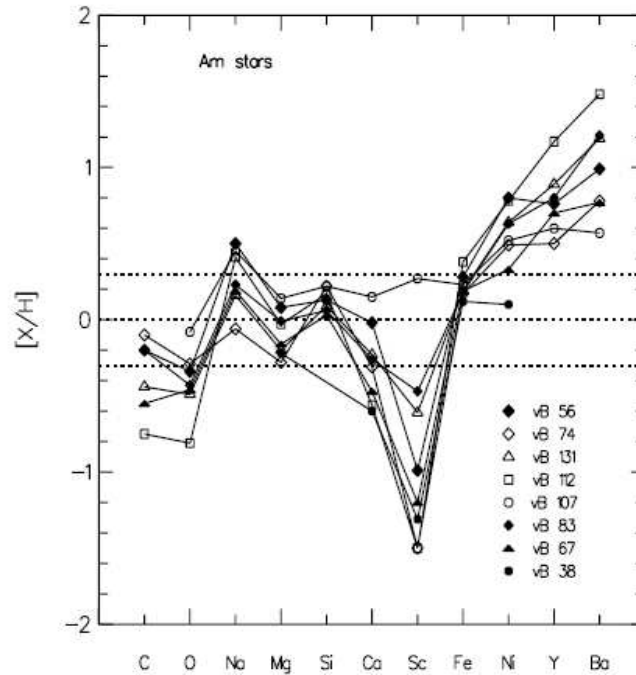
- Burkhart & Coupry (1991) et Coupry & Burkhart (1992) ont déterminé les abondances du Li, Al, Si et Fe de 30 étoiles (25 A/Am et 5 F) de champ. Elles ont trouvé, pour les étoiles Am, des abondances constantes pour Fe, Al et Si. Pour les étoiles A, le silicium est solaire tandis que le fer et l'aluminium sont légèrement surabondants. Indépendamment de la classe de l'étoile, l'abondance du lithium est beaucoup plus dispersée en comparaison avec les autres éléments. Parmi les étoiles qui possèdent une température effective comprise entre 6900 et 8100 K, 50 % sont normales en lithium (dans l'intervalle  $\log N(\text{Li})=3.1\pm 0.3$ ) et 30 % sont déficientes. Les sous-abondances les plus marquées sont celles des étoiles dont la température est comprise entre 7000 et 8000 K. Pour les mêmes températures, les étoiles évoluées possèdent des sous-abondances plus marquées que celles des étoiles naines. Cet écart entre les abondances du lithium pourrait être dû, dans le cas des étoiles Am, à une

variation rapide de l'accélération radiative que subit cet élément à la base de la zone convective de l'hydrogène et au mouvement de la zone convective durant l'évolution de l'étoile (Vauclair et al. 1978b). Une perte de masse de l'ordre de  $10^{-15}$  à  $10^{-14}$   $M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$  pourrait expliquer en partie les sous-abondances en lithium remarquées dans ces étoiles Am (Michaud et al. 1983; Michaud & Charland 1986).

- Burkhart & Coupry (1997, 1998, 2000) ont élargi leurs études sur les étoiles A d'amas en s'intéressant aux Pléiades, Praesepe, Coma Berenices et Hyades. Dans l'amas des Pléiades (Burkhart & Coupry 1997), les étoiles Am sont déficientes en lithium par rapport aux étoiles A "normales" et l'abondance du fer est identique pour toutes les étoiles A ("normales" et CP). Concernant l'amas de Praesepe, Burkhart & Coupry (1998) ont montré que les étoiles Am avaient une abondance en lithium du même ordre ( $\langle \log N(\text{Li}) \rangle \sim 3.04$  dex) que celle trouvée dans les étoiles F chaudes non évoluées (c'est-à-dire les étoiles F situées du côté chaud de la *brèche du lithium* pour des températures effectives comprises entre 6700 et 6800 K). L'aluminium, le silicium et le soufre sont légèrement surabondants dans les étoiles Am de Praesepe tandis que le fer et le nickel possèdent des abondances plus marquées. Burkhart & Coupry (2000) ont comparé les abondances du Li, Al, Si, S, Fe, Ni et Eu de plusieurs étoiles A (27 Am, 7 A normales et 3 A précoces) dans les amas de Coma, Hyades, Pléiades et Praesepe. Leur article faisait le bilan des articles précédent sur les Pléiades (Burkhart & Coupry 1997) et sur Praesepe (Burkhart & Coupry 1998) avec de nouvelles déterminations d'abondances pour les étoiles A de Coma Berenices et des Hyades. Elles ont conclu que toutes les étoiles Am possédaient des abondances uniformes en Li, Al, Si, S et Fe sur une plage de température de 1000 K. Aucune corrélation n'a été trouvée entre les abondances et  $v_e \sin i$  ni avec l'âge (de  $0.8 \cdot 10^8$  à  $7 \cdot 10^8$  années) ni avec le stade d'évolution sur la Séquence Principale. L'enrichissement en fer est le même dans le cas des A normales et des Am et vaut le double de sa valeur initiale (déterminée à partir des étoiles F et G). Il faut être prudent par rapport aux résultats de leurs études vu la statistique biaisée des échantillons d'étoiles A "normales" et Am sélectionnées dans chacun de ces quatre amas (probablement aucune étoile A "normale" dans Coma et Praesepe, 3 étoiles Am dans les Pléiades et une seule A "normale" dans l'amas des Hyades).
- Hui-Bon-Hoa et al. (1997), Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) et Hui-Bon-Hoa (1999) ont déterminé l'abondance du Mg, Ca, Sc, Fe et Ni de 6 étoiles A (2 A normales et 4 Am) membres de l'amas des Hyades, 9 étoiles A (6 A normales et 3 Am) membres des Pléiades, 5 étoiles A (2 A normales et 3 Am) et deux étoiles F membres de Praesepe, 7 étoiles A (5 étoiles normales, une Am et une Ap) et une étoile F membres de  $\alpha$  Persei et 6 étoiles A (2 A normales et 4 Am) membres de Coma Berenices. Leurs analyses étaient faites dans le contexte de la diffusion dépendante du temps. Ils ont remarqué que le nombre d'étoiles Am était assez faible dans les deux amas des Pléiades et d' $\alpha$  Per. Ces deux amas sont les plus jeunes parmi les cinq sélectionnés ( $\sim 5 \cdot 10^7$  ans pour  $\alpha$  Per et  $\sim 10^8$  ans pour les Pléiades) et possèdent de faibles sous-abondances (et parfois des surabondances) en calcium et scandium parmi leurs étoiles Am. Dans les amas les plus vieux (Hyades et Praesepe), la si-

tuation est inversée, Ca et Sc sont fortement sous-abondants dans les étoiles Am. Ces résultats étaient en bon accord avec les prédictions d'Alecian (1996). En effet, Alecian (1996) avait évoqué la possibilité d'une phase de surabondance du calcium dans les étoiles A d'amas jeunes suivie d'une phase de sous-abondance du Ca et apparition du phénomène Am. Le temps nécessaire pour l'apparition des premières sous-abondances en Ca et Sc est équivalent à l'âge de l'amas des Pléiades et ce temps est d'autant plus court que les étoiles A sont chaudes<sup>16</sup>.

- Dans leur étude de l'amas des Hyades, Varenne & Monier (1999) ont trouvé des sous-abondances en C et O dans toutes les étoiles Am de leur échantillon. Na, Fe et Ni sont surabondants tandis que Ca et Sc sont sous-abondants (figure 2.7).



**FIG. 2.7:** Profil des abondances dans les étoiles Am membres de l'amas des Hyades selon Varenne & Monier (1999).

## 2.5 Les étoiles Ap-Bp (CP2)

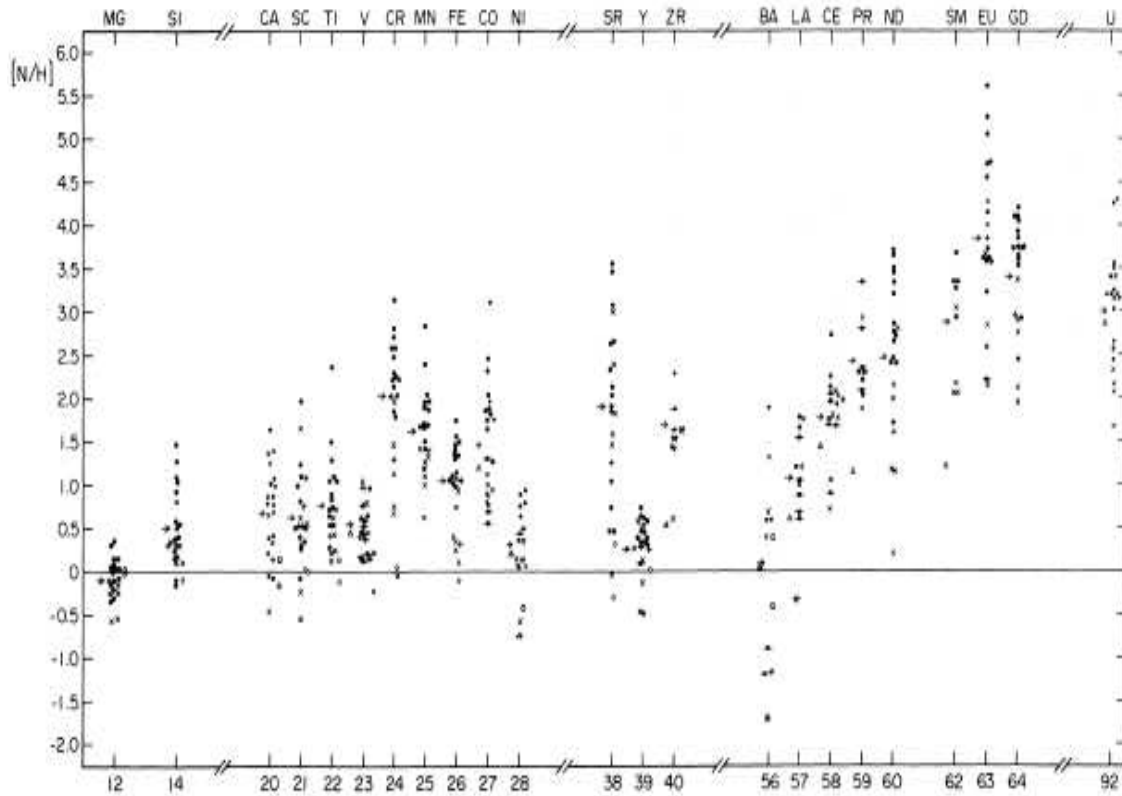
Ces étoiles, découvertes au début du siècle par Maury & Pickering (1897), sont dites chimiquement particulières et sont plus précisément caractérisées par des surabondances à leur surface en éléments tels que le silicium, le strontium, les éléments du pic du fer, mais aussi quelques terres rares comme l'euprium. Ces surabondances sont plus élevées que dans les étoiles Am. Leurs températures effectives sont comprises entre 8000 et 15000 K (d'où l'existence d'étoiles Bp lorsque  $T_{\text{eff}} > 10000\text{K}$ ). La structure des atmosphères de ces étoiles riches en métaux est modifiée par l'effet de serre (line blanketing) dû aux raies

<sup>16</sup>Ayant une couche convective plus mince, la diffusion agit plus rapidement.

d'absorption particulièrement intenses. L'effet de serre contribue à réchauffer les couches profondes de l'atmosphère (là où se forme le continu) et à modifier les couleurs de la photométrie visible, ce qui rend difficile l'estimation de la température effective de ces étoiles.

Les étoiles Ap-Bp se situent sur la Séquence Principale, leur type spectral allant de B avancé à A avancé. Les étoiles Ap tournent en moyenne beaucoup plus lentement que les étoiles normales de même température. La vitesse de rotation équatoriale apparente est inférieure à 120 km/s (Abt et al. 1972). Contrairement aux étoiles Am, le taux d'appartenance des étoiles Ap à des systèmes binaires est relativement faible. Au cours du XX<sup>ème</sup> siècle, l'étude de ces étoiles a révélé la présence de champs magnétiques parmi les plus intenses des étoiles de la Séquence Principale. Ces champs magnétiques à structure complexe, assez intenses (de l'ordre de  $10^3$  à  $10^4$  G), sont détectés par effet Zeeman dans les spectres de ces étoiles. Babcock (1947) a découvert la signature d'un champ magnétique dans l'étoile Ap 78 Vir. L'intensité de ce champ, de polarité négative, est de l'ordre de 1.5 kG. Babcock (1949) proposa que l'axe de symétrie du champ magnétique est incliné d'un angle  $\beta$  par rapport à l'axe de rotation de l'étoile, lui-même étant incliné d'un angle  $i$  par rapport à la ligne de visée. Ce modèle proposé par Babcock est celui du rotateur rigide ou oblique. Stibbs (1950) a repris ce modèle et suppose que le champ magnétique devait être gelé dans l'étoile et qu'il est dipolaire. Ce champ est donc en corotation avec l'étoile. L'angle entre l'axe du dipôle et la ligne de visée varie avec le temps. Pour un observateur lointain, le champ magnétique semble varier avec la rotation de l'étoile. La géométrie du champ est souvent plus complexe que le simple dipôle. En effet, l'ajout d'un quadropôle et d'un octupôle au dipôle de base est parfois considéré (Landstreet et al. 1989). Ce modèle (rotateur oblique) suppose que les anomalies d'abondances ne sont pas uniformes à la surface de l'étoile mais sont surtout réparties en taches ou en anneaux souvent centrés sur les pôles magnétiques. Cette distribution en taches des éléments chimiques est responsable des variations spectrales observées mais aussi des variations de lumière liées à la période de l'étoile. Ceci explique la difficulté de la détermination des abondances des éléments chimiques dans ces étoiles. A deux instants différents, on observe deux endroits différents de l'étoile et donc les abondances ne seront probablement pas identiques. Deutsch (1947) fut parmi les premiers à analyser les variations spectrales dans ce genre d'étoiles. Il remarque que les raies d'un même élément varient en phase ce qui n'est pas le cas des raies d'éléments différents.

On suppose que les étoiles Ap ont perdu du moment angulaire par freinage magnétique. Les étoiles Ap magnétiques présentent des variations périodiques de l'intensité de leurs raies, de leur champ magnétique et de leur couleur (Kurtz 1978). Parfois les échelles de temps sont de l'ordre de quelques minutes. Les observations de ces étoiles appelées **roAp** (pour *rapidly oscillating Ap stars*) sont interprétées dans le cadre du modèle du pulsateur oblique (Kurtz 1982). Ces variations d'intensité rendent la détermination des abondances assez difficile. Les modèles d'atmosphère utilisés dans cette thèse ne tiennent pas en compte les inhomogénéités dues aux variations spectrales et aux champs magnétiques. Plusieurs études ont été faites sur ce genre d'étoiles. Bonsack (1981) distingua deux groupes d'étoiles Ap, les Ap-CrSrEu dont la température effective est comprise entre 8000 et 10000 K, et les Ap-Si (Bp-Si) pour les plus chaudes ( $10000 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 15000 \text{ K}$ ). Les Ap-CrSrEu sont caractérisées par une surabondance de chrome, strontium et europium, la



**FIG. 2.8:** Abondances des éléments chimiques des étoiles Ap (Adelman 1973). L'axe des ordonnées représente l'abondance relative au soleil et l'axe des abscisses représente le numéro atomique  $Z$  des éléments.

surabondance du silicium étant inférieure à +1 dex. Les Ap-Si sont caractérisées par une surabondance du silicium supérieure à +2 dex. Ces étoiles montrent de fortes surabondances en terres rares, supérieures à celles observées dans les étoiles Am. Ryabchikova (1991) montra que l'hélium est sous-abondant dans toutes les étoiles Ap. Adelman (1973) détermina les abondances des éléments chimiques pour 21 étoiles Ap dont la vitesse de rotation équatoriale apparente ( $v_e \sin i$ ) n'excède pas 10 km/s. Il constata que l'abondance du fer augmente avec la température effective (de même pour Cr, Mn, Nd, Gd, ...). Aucune corrélation n'existe entre les abondances et  $v_e \sin i$  ou entre les abondances et l'intensité du champ magnétique. La figure 2.8 représente les abondances déterminées pour les 21 étoiles Ap considérées dans cette étude.

Ces étoiles ne seront pas étudiées dans le cadre de ce travail car les outils de modélisations utilisés (UVBYBETA, modèles d'atmosphère et spectres synthétiques) et les modèles évolutifs que nous cherchons ultimement à contraindre n'incluent pas l'effet du champ magnétique.

## 2.6 Les étoiles F

Les étoiles F de la Séquence Principale ont des températures effectives allant de 7000 K (F0) à 5900 K (F9). Elles ont des rayons compris entre 1.5 et 1.1  $R_{\odot}$  et des masses comprises entre 1.6 et 1.1  $M_{\odot}$ . La loi de Wien appliquée à ces étoiles indique que le maximum d'émission a lieu vers 0.41  $\mu\text{m}$  (type autour de F0) et 0.48  $\mu\text{m}$  (types avancés). Les raies des étoiles F sont moins élargies que celles des étoiles A à cause de leur vitesse de rotation apparente qui est relativement faible ( $v_e \sin i \approx 110$  km/s pour une étoile F0 et de l'ordre de 10 km/s pour une étoile F9). Ces étoiles possèdent une vaste zone convective sous la surface qui assure le mélange du gaz. Cette zone est d'autant plus profonde que l'étoile F est tardive. Les étoiles de type spectral entre F5 et F9 sont alors utilisées comme standard chimique, elles sont supposées représenter la composition chimique initiale du milieu où elles se sont formées. Pour les étoiles F de températures effectives proches de celles des étoiles A, des anomalies d'abondances peuvent exister ; ces étoiles sont dites de type Fm.

## 2.7 Différentes explications des anomalies d'abondances

Plusieurs théories ont été élaborées pour essayer d'expliquer les anomalies d'abondances dans les étoiles CP, les plus importantes sont les suivantes :

- Nucléosynthèse se produisant dans les couches superficielles et le cœur (Searle & Sargent 1967).
- Accrétion de matière par un compagnon au stade évolué (van den Heuvel 1967). Cette hypothèse ne satisfait pas le cas des binaires spectroscopiques où la composante secondaire est une étoile chimiquement normale, ni le cas où l'étoile Am ne fait pas partie d'un système double.
- Pollution par formation de planètes. Pendant que le disque protoplanétaire génère des planètes autour de l'étoile et se stabilise, une partie de son gaz, riche en métaux peut être accrété par l'étoile. Ce processus d'accrétion peut durer un temps après la formation du système planétaire. L'effet de cette pollution varie d'une étoile à l'autre et dépend essentiellement de la masse initiale de l'étoile et de la façon dont le disque est en train de se former. Dotter & Chaboyer (2003) ont comparé les abondances du fer déduites pour les étoiles A et F des Hyades (Varenne & Monier 1999) avec des modèles évolutifs (Chaboyer et al. 2001) incluant la pollution stellaire. Ils ont montré qu'une pollution inférieure ou égale à une masse terrestre ( $\leq 1M_{\oplus}$ ) était en bon accord avec les données observationnelles.
- Effets de marées dans les binaires serrées : Dans le cas des systèmes binaires, le couplage entre les mélanges par effets de marées et mécanismes de stabilisation du système, provoquent la disparition de la zone convective de l'hélium (ie. apparition

du phénomène Am) (Budaj 1996).

- Michaud (1970) expliqua les anomalies d'abondances dans les étoiles Am en introduisant le phénomène de diffusion microscopique responsable de la séparation des éléments dans l'atmosphère de ces étoiles. Cette théorie a résisté à la plupart des tests observationels. Un rappel sur la théorie de la diffusion et quelques confrontations entre théorie et observations sont présentés dans les sections suivantes.

## 2.8 Théorie de la diffusion microscopique

### Equation de Boltzmann pour un fluide hors équilibre et vitesse de diffusion

On note la fonction de distribution  $f_i(\mathbf{r}, \mathbf{v}_i, t)$  des particules  $i$  de masse  $m_i$  de sorte que  $f_i(\mathbf{r}, \mathbf{v}_i, t) d^3\mathbf{r} d^3\mathbf{v}$  soit le nombre de particules  $i$  situées dans le volume  $d^3\mathbf{r}$  autour de  $\mathbf{r}$  et ayant une vitesse  $\mathbf{v}$  à  $d^3\mathbf{v}$  près.

L'évolution du fluide dans l'espace des phases  $(\mathbf{r}, \mathbf{v})$  due à la collision entre les particules de vitesses  $\mathbf{v}_i$  et celles de vitesses  $\mathbf{v}_j$  est donnée par l'équation de Boltzmann (équation 2.1). La vitesse relative entre ces particules est notée  $g_{ij}$ . Après collision, les vitesses deviennent  $\mathbf{v}'_i$  ( $\mathbf{v}_i \rightarrow \mathbf{v}'_i$ ) et  $\mathbf{v}'_j$  ( $\mathbf{v}_j \rightarrow \mathbf{v}'_j$ ), la section efficace de collision est notée par  $\sigma$ . L'équation devient :

$$\begin{aligned} \frac{\partial f_i}{\partial t} + \mathbf{v}_i \cdot \nabla_{\mathbf{r}} f_i + \frac{\mathbf{F}_i}{m_i} \cdot \nabla_{\mathbf{v}_i} f_i &= \left( \frac{\partial f_i}{\partial t} \right)_{\text{coll}} & (2.1) \\ \downarrow \\ \frac{\partial f_i}{\partial t} + \mathbf{v}_i \cdot \frac{\partial f_i}{\partial \mathbf{r}} + \frac{\mathbf{F}_i}{m_i} \cdot \frac{\partial f_i}{\partial \mathbf{v}_i} &= \sum_j \int_{\mathbf{v}_j} \int_{\Omega_j} \sigma d\mathbf{v}_j d\Omega g_{ij} [f_i(\mathbf{v}'_i) f_j(\mathbf{v}'_j) - f_i(\mathbf{v}_i) f_j(\mathbf{v}_j)] \end{aligned}$$

où  $\mathbf{F}_i = \mathbf{F}_i(\mathbf{f}, t)$  est une force extérieure indépendante de la vitesse et des interactions entre les particules.

Le membre gauche de l'équation 2.1 représente les variations de  $f_i$  dues aux mouvements macroscopiques du gaz. Le terme à droite de l'égalité (intégrale de collision) correspond à la variation de  $f_i(\mathbf{r}, \mathbf{v}_i, t)$  due aux collisions élastiques entre les particules. Il faut noter que le produit de deux fonctions de distribution représente le nombre de collisions entre les particules ; ceci est dû au fait que les corrélations entre paires de particules sont négligeables.

La résolution de l'équation de Boltzmann nous donne des informations sur la fonction de distribution du fluide hors équilibre et sur la vitesse de diffusion des particules d'un gaz 2 relativement à celles d'un gaz 1 donnée par la relation suivante :

$$v_{12} = -D_{12} \left( \frac{\partial c_1}{c_1 c_2 \partial r} + \frac{m_2 - m_1}{c_1 m_1 + c_2 m_2} \frac{\partial p}{p \partial r} - \frac{m_1 m_2 (F_1 - F_2)}{k_B T (c_1 m_1 + c_2 m_2)} + \frac{\alpha_{12} \partial T}{T \partial r} \right) \quad (2.2)$$

où



- $m_1$  et  $m_2$  sont les masses des particules 1 et 2 respectivement
- $D_{12}$  est le coefficient de diffusion
- $c_1 = n_1/(n_1 + n_2)$  et  $c_2 = n_2/(n_1 + n_2)$  les concentrations des particules 1 et 2 respectivement
- $n_1$  et  $n_2$  les nombres des particules 1 et 2 respectivement
- $\alpha_{12}$  le coefficient de diffusion thermique
- $F_1, F_2$  les forces externes par unité de masse, agissant sur les particules 1 et 2 respectivement
- $p$  et  $T$  sont la pression et la température du milieu

Aller & Chapman (1960) ont appliqué l'expression 2.2 au soleil en considérant un milieu composé de protons (hydrogène ionisé) et d'électrons et d'un gaz  $i$  de masse atomique  $A$  et de charge  $Z$ . La vitesse de diffusion de l'ion  $i$  par rapport aux protons  $p$  s'écrit :

$$v_{pi} = D_{pi} \left( -\frac{1}{c_i} \frac{\partial c_i}{\partial r} + \frac{1}{p} (2A - Z - 1) \frac{\partial p}{\partial r} + \frac{1}{T} \{2.65Z^2 + 0.805(A - Z)\} \frac{\partial T}{\partial r} + \frac{A(F_p - F_i)}{k_B T (c_p + c_i A)} \right) \quad (2.3)$$

où

- $C_p$  est la fraction de masse d'hydrogène ionisé
- $c_i A$  est la fraction de masse du gaz  $i$
- $T$  la température en Kelvin
- $p$  la pression
- $F_p$  et  $F_i$  les forces qui s'exercent sur l'hydrogène ionisé et sur le gaz  $i$  respectivement
- $D_{pi}$  le coefficient de diffusion donné par la relation suivante :

$$\begin{aligned} D_{pi} &= 1.947 \times 10^9 T^{\frac{5}{2}} [N Z^2 A_1(2)]^{-1}, \\ A_1(2) &= \log_e(1 + x_0^2) \\ x_0^2 &= 2.73 \times 10^8 \frac{T^3}{Z^2 N} \end{aligned} \quad (2.4)$$

- $N$  la densité de l'hydrogène

A cause de la séparation des électrons, un champ électrique est créé à l'intérieur des étoiles. Les facteurs  $(2A - Z - 1)$  et  $(A - Z)$  prennent en compte ce champ électrique. Ce champ maintient la neutralité électrique en tout point du milieu (Montmerle & Michaud 1976).

Michaud (1970) appliqua l'équation d'Aller & Chapman aux atmosphères des étoiles A afin de mettre en œuvre l'effet de la diffusion dû à la force radiative et qui intervient dans les équations sous forme d'accélération radiative  $g_{rad}$ . Cette accélération exprime le transfert de quantité de mouvement du champ de rayonnement aux ions du milieu.

En supposant un gaz constitué principalement d'hydrogène ionisé de masse  $m_p$  (ce qui est souvent le cas dans les couches superficielles de l'étoile) on a :

$$\frac{1}{p} \frac{\partial p}{\partial r} \simeq -\frac{1}{2} \frac{m_p g}{k_B T} \quad (2.5)$$

Dans les atmosphères des étoiles A et B, le terme qui contient  $\frac{\partial T}{\partial r}$  (équation 2.3) est dix fois plus petit que celui qui contient  $\frac{\partial p}{\partial r}$  et est donc négligé. La nouvelle formulation de la vitesse de diffusion est alors, en tenant compte de l'accélération radiative :

$$v_{pi} = -D_{pi} \left[ \frac{\partial \ln c_i}{\partial r} + \left( \left( A - \frac{Z}{2} - \frac{1}{2} \right) g - A g_{rad,i} \right) \frac{m_p}{k_B T} - k_T \frac{\partial \ln T}{\partial r} \right], \quad (2.6)$$

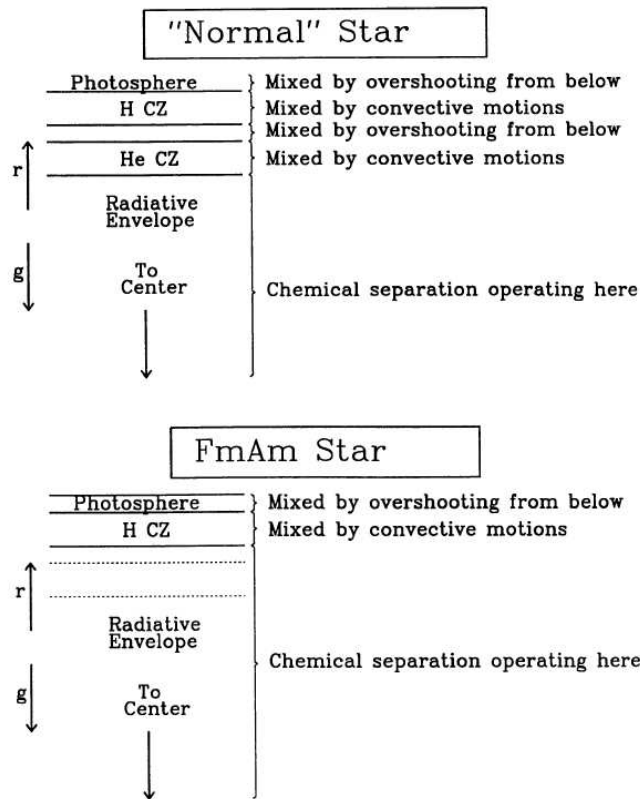
où

- $\frac{\partial \ln c_i}{\partial r}$  représente la diffusion particulière (due au gradient de concentration)
- $\left( A - \frac{Z}{2} - \frac{1}{2} \right) g - A g_{rad,i}$  représente la compétition entre l'accélération due à la gravité et celle due à la radiation
- $\frac{\partial T}{\partial r}$  représente la diffusion thermique
- $D_{pi}$  est le coefficient de diffusion donné par l'expression 2.4 et  $k_T$  le facteur de diffusion thermique

Le facteur  $\left( A - \frac{Z}{2} - \frac{1}{2} \right) g - A g_{rad,i}$  joue un rôle important dans le comportement d'un élément de l'atmosphère d'une étoile. Selon les propriétés atomiques de chaque ion (section efficace de photoabsorption), l'élément a tendance à diffuser vers les couches internes de l'atmosphère si son accélération radiative est inférieure aux effets de la gravité et de la diffusion thermique et ceci se manifeste par une sous-abondance de cet élément. Dans le cas contraire, l'élément diffusera vers les couches externes de l'atmosphère provoquant une surabondance qui est remarquée à travers l'intensité des raies de cet élément dans le spectre de l'étoile.

L'accélération radiative est due à deux formes d'absorption, l'une par les transitions entre états liés et l'autre par une transition d'un état lié vers le continuum de l'ion (photoionisation).

FIG. 2.9: Structure de l'atmosphère d'une étoile A normale et d'une étoile Am selon Charbonneau (1993).



## 2.9 La diffusion dans les étoiles A

### Atmosphères des étoiles A "normales" et des étoiles Am.

Les premiers modèles théorique, élaborés par Watson (1971), ont montré que les étoiles A "normales" possèdent deux zones convectives en surface. La première est formée d'hydrogène neutre (HI) et la deuxième d'hélium une fois ionisé (HeII). Ces deux zones sont en surface et sont séparées par une zone d'overshooting qui assure le brassage du gaz (Latour et al. 1981) (figure 2.9). Pour les faibles vitesses de rotation ( $v_e \sin i \leq 100 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ , Charbonneau & Michaud 1988), les processus de mélanges ne vont plus empêcher la diffusion de l'hélium vers les couches externes et donc la zone convective va diminuer d'épaisseur voire même disparaître dans certains cas. On aura alors une zone convective formée d'hydrogène neutre uniquement, au dessus d'une zone radiative "relativement" stable où la séparation des éléments peut avoir lieu (apparition du phénomène Am). Dans le cas des rotateurs rapides, le mélange dû à la rotation efface les effets de la diffusion atomique donc inhibe la séparation (*i.e.* absence d'anomalies d'abondances). Récemment, Richer et al. (2000) ont montré que la séparation des éléments se déroule en dessous d'une zone convective du fer à 200000 K (en dessous de la zone convective de l'hélium). La figure 2.11, tirée de Michaud (2004), montre la position des zones convectives dans des étoiles

à 1.7 et 2.5  $M_{\odot}$ . Tant qu'il y a du mélange (les zones convectives sont liées) dans l'étoile, la séparation va se faire en dessous de la zone convective du fer (pour plus de détails voir Richer et al. 2000, Richard et al. 2001, Michaud 2004 et Talon et al. 2006).

Dans le cas des étoiles Ap, le champ magnétique stabilise les couches externes de l'étoile par rapport aux mélanges turbulents. Une fois l'atmosphère stabilisée par le champ magnétique, ceci entraîne la diffusion microscopique des éléments chimiques.

## Processus de mélange et modèles évolutifs pour les étoiles A

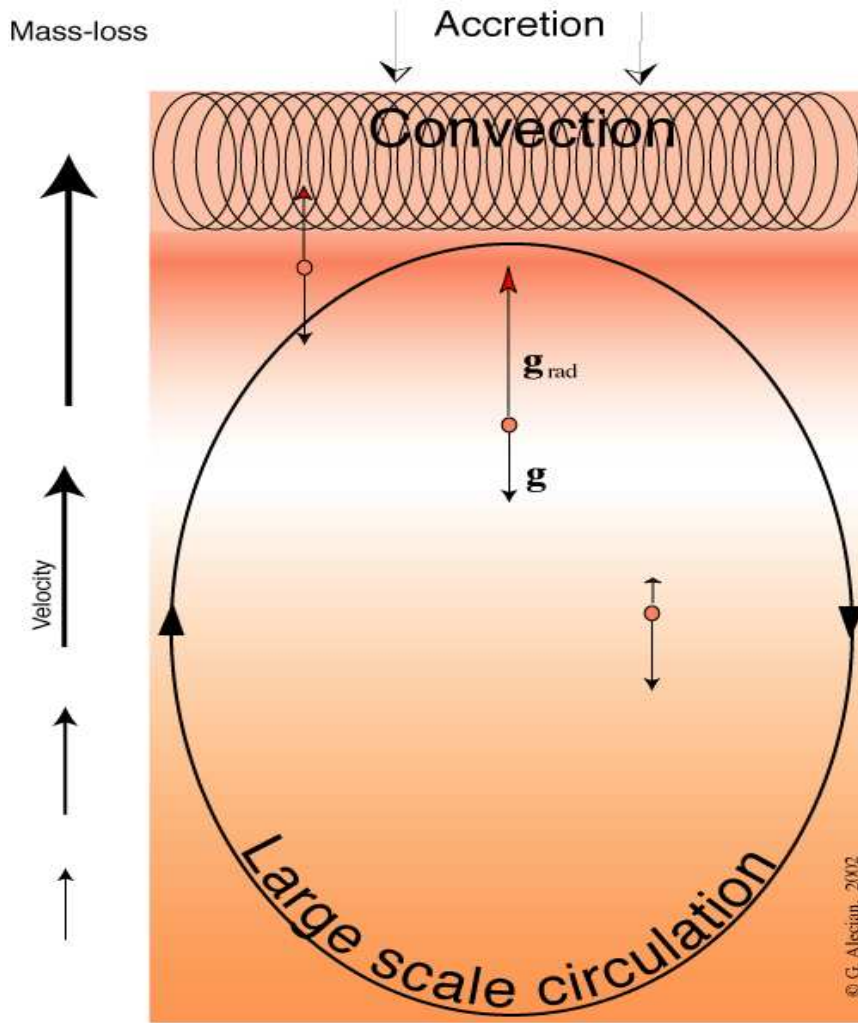
La vitesse de diffusion est généralement faible donc facilement dominée par les mouvements hydrodynamiques à grande échelle (turbulence, vent, accretion, circulation méridienne) (figure 2.10). En tenant compte de la théorie de la diffusion, Vauclair et al. (1974) et Michaud et al. (1976) ont montré que l'hélium, ayant une accélération radiative pratiquement nulle, aura tendance à s'enfoncer vers le cœur de l'étoile. Leurs calculs montrent que la zone convective de l'hélium disparaît naturellement après un temps de 1 million d'années, ce qui n'est pas le cas d'après les observations. Vauclair et al. (1978a) ont alors expliqué ce désaccord par la présence de phénomènes turbulents s'opposant au gradient diffusif. Les anomalies d'abondances apparaissent dans les zones radiatives où la stabilité est maintenue par l'absence de ces processus de mélange. Une étude détaillée de ces processus de mélange est traitée dans Zahn (2005). En effet, Zahn (2005) paramétrise trois processus de mélange : circulation méridienne, turbulence et ondes internes de gravité. Cependant, cette analyse n'est toujours pas incorporée dans un code évolutif.

Néanmoins, le calcul de l'effet de la diffusion en présence de la circulation méridienne et/ou de la turbulence a été fait pour les étoiles AmFm par Charbonneau & Michaud (1991) et Richer et al. (2000). Il en résulte que l'influence de la circulation méridienne sur la séparation des éléments est négligeable une fois que la zone convective de l'hélium disparaît<sup>17</sup> (figure 2.9). Donc la circulation n'est pas le processus qui réduit l'amplitude des anomalies d'abondances prédites par la théorie de la diffusion.

Plusieurs modèles évolutifs ont été calculés par Turcotte et al. (1998a) pour des étoiles F (1.1-1.5  $M_{\odot}$ ) en incluant forces radiatives, opacités et diffusion pour tous les éléments chimiques déterminés à partir des tables d'opacités OPAL (Iglesias & Rogers 1996) (Modèles de Montréal). Ces opacités et accélérations radiatives sont recalculées à chaque pas de temps afin d'inclure les effets des variations des abondances dues à la diffusion et à l'évolution nucléaire. Ce code calcule la composition chimique exacte dans chaque couche pour 28 éléments chimiques en tenant compte de la diffusion microscopique et de la sédimentation gravitationnelle (sans pour autant inclure les processus de mélange macroscopique). La surabondance du fer et des éléments du pic du fer en surface, ainsi que les sous-abondances des éléments légers se produisent dans les étoiles plus massives que 1.3  $M_{\odot}$ . Dans ces objets, les abondances des éléments du pic du fer varient avec le temps et contribuent le plus à l'opacité. Les anomalies prédites par ces modèles sont largement

---

<sup>17</sup>Ce qui n'est pas apparemment le cas des modèles les plus récents (voire figure 2.11).

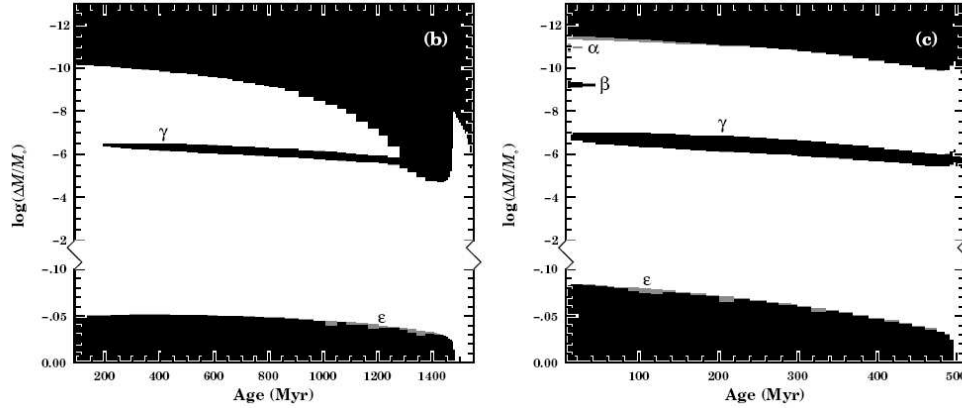


**FIG. 2.10:** Compétition entre la diffusion microscopique, la gravité et les processus hydrodynamiques à grande échelle (Alecian, communication personnelle).

supérieures à celles observées dans les étoiles F, ce qui suggère que certains processus hydrodynamiques à grande échelle opèrent à l'intérieur de ces étoiles pour ainsi réduire l'importance des anomalies.

En utilisant le même code, Richer et al. (2000) ont recalculé des modèles d'évolution pour des étoiles de masses comprises entre 1.45-3.0  $M_{\odot}$ . Le seul paramètre libre utilisé dans leur calcul est le coefficient de diffusion turbulente qu'ils supposent constant pour tous les éléments. Ce coefficient modélise le transport de gaz turbulent. Ces calculs font apparaître une zone de convection du fer à 200 000 K en dessous de celles de l'hydrogène et de l'hélium. Dans ces modèles, leurs résultats montrent que les anomalies d'abondances observées dans les étoiles AmFm dépendent seulement de la profondeur de la zone mélangée par la turbulence et de l'abondance initiale de l'étoile. Dans plusieurs cas, ces modèles permettent de ramener les abondances prédites aux niveaux des observations. Cela étant

**FIG. 2.11:** Zones convectives dans des modèles de 1.7 et 2.5  $M_{\odot}$  selon Michaud (2004). Les zones convectives sont en noir. la zone  $\gamma$  représente celle du fer,  $\alpha$  et  $\beta$  celles de HeI et HeII respectivement. La partie en gris  $\epsilon$  représente les zones semi-convectives.



dit, l'origine de ce processus de mélange reste incertaine et d'autres processus tels la rotation différentielle, la perte de masse par vent (Michaud et al. 1983) et l'accrétion doivent être pris en considération et pourraient aussi conduire aux mêmes résultats.

Talon et al. (2006) ont calculé des modèles d'évolution pour des étoiles A de masses comprises entre 1.7-2.5  $M_{\odot}$  en utilisant le code de Genève-Toulouse et celui de Montréal. Le moment angulaire est calculé tout au long de l'évolution et du transport des éléments. La diffusion des éléments est calculée comme expliqué précédemment mais le coefficient de diffusion turbulente n'est plus un paramètre libre, il est déterminé par le code de Genève-Toulouse. Les deux codes aboutissent à une structure interne similaire pour une étoile de masse donnée. Ces modèles reproduisent les anomalies d'abondances observées dans les étoiles AmFm (la comparaison a été faite pour 3 étoiles : HD73045, HD23610 et Sirius). Afin de pouvoir différencier plusieurs modèles turbulents et poser des contraintes sur le coefficient de diffusion turbulente, une précision de 0.03 dex sur les abondances est nécessaire, ce que les observations et les techniques actuelles ne permettent pas d'obtenir.

## Comparaison entre observations et modèles

En étudiant les étoiles d'amas, on a des renseignements sur la composition chimique initiale des étoiles (déduite à partir des étoiles F tardives et G) puisqu'elles se sont formées à partir du même gaz initial (contrairement aux étoiles de champ). D'autre part, en appliquant la même méthode d'analyse pour toutes les étoiles, la comparaison des résultats entre eux et l'étude des tendances entre les abondances (corrélations et anti-corrélations) et les autres paramètres physiques ( $T_{\text{eff}}$ ,  $v_e \sin i$ , ...) deviennent cohérentes. En comparant les prédictions des modèles évolutifs avec les observations, il est nécessaire de connaître les valeurs les plus précises des abondances. L'observateur est confronté à plusieurs types de problèmes :

- L'abondance initiale de l'amas est en général déduite à partir des étoiles F tardives et G dans lesquelles on suppose que l'effet de la diffusion est minimal. Dans les plupart des cas, seule la métallicité est connue, donc les abondances initiales introduites dans les modèles théoriques sont multipliées par le même facteur que celle du fer.
- Dans le cas des déterminations des abondances, il suffit que les forces d'oscillateurs d'un seul élément soient imprécises pour affecter le reste des éléments à travers les "blend" et ce problème s'accroît avec l'augmentation de la vitesse de rotation de l'étoile. Il est nécessaire d'analyser le plus grand nombre possible de raies d'un élément (idéalement en absence de mélange de raies) afin d'obtenir l'abondance la plus "précise" possible.
- La propagation des incertitudes dues aux indices photométriques ( $uvby\beta$ ), aux paramètres fondamentaux ( $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ), aux modèles d'atmosphère ( $\frac{l}{H}$ ,  $\xi_t$ , tables d'opacités, . . .), aux paramètres physiques ( $v_e \sin i$ ,  $\xi_t$ ) et aux forces d'oscillateurs ( $\log gf$ ) fait que les abondances déduites sont toujours sujettes à des incertitudes élevées. De même, il ne faut pas oublier les effets des hypothèses simplificatrices (ETL, Plan Parallèle, Equilibre Hydrostatique, . . .) qui peuvent affecter considérablement les abondances déduites (Gigas 1988; Lemke 1990; Rentzsch-Holm 1996; Przybilla et al. 2000, 2001a; Bikmaev et al. 2002).

# Chapitre 3

## Programme observationnel et réduction des données

### Sommaire

---

<b>3.1</b>	<b>Programme observationnel, choix des amas et choix des étoiles étudiées . . . . .</b>	<b>39</b>
<b>3.2</b>	<b>Réduction . . . . .</b>	<b>41</b>
3.2.1	Introduction . . . . .	41
3.2.2	Réduction des données AURELIE . . . . .	41
3.2.3	Réduction des données ELODIE . . . . .	45
3.2.4	Réduction des données SOPHIE . . . . .	48

---

Dans cette partie je discuterai du choix des étoiles membres des deux amas ouverts : les Pléiades et Coma Berenices. Ces étoiles ont été observées à l’Observatoire de Haute-Provence (OHP). Les observations ont été faites avec trois spectrographes différents, AURELIE (mono-ordre), ELODIE (échelle) et SOPHIE (échelle). Dans la section 3.2, je développerai les différentes méthodes de réduction des données selon le spectrographe utilisé.

### 3.1 Programme observationnel, choix des amas et choix des étoiles étudiées

Parmi une liste d’amas peu étudiés jusqu’à nos jours, le choix des Pléiades (100 Myr) et de Coma Berenices (450 Myr) a été basé sur la diversité d’étoiles A et F (sur la Séquence Principale) et sur les âges de ces amas. J’ai choisi parmi les étoiles de Coma Berenices celles qui sont plus brillantes que  $V=8.6$  mag et qui sont retenues dans la liste de Trumpler (1937). Cette magnitude, correspondant à une étoile F5V, nécessite un temps



Amas	Coma Berenices	Pléiades
Distance [pc]	91 <sup>a</sup>	140 <sup>d</sup>
Age (Myr)	450 <sup>b</sup>	100 <sup>e</sup>
Métallicité	-0.05 <sup>c</sup>	-0.03 <sup>f</sup>

**TAB. 3.1:** Caractéristiques des Pléiades et de Coma Berenices. La référence (a) renvoie à van Leeuwen (1999), (b) à Bounatiro & Arimoto (1993), (c) à Friel & Boesgaard (1992), (d) à Percival et al. (2005), (e) à Meynet et al. (1993) et (f) à Boesgaard & Friel (1990).

de pose de 4500 secondes avec le spectrographe ELODIE. Un autre critère de sélection était la vitesse de rotation apparente. La première estimation des vitesses de rotation est celle des bases de données de SIMBAD<sup>18</sup> et WEBDA<sup>19</sup>. Les étoiles observées possèdent les  $v_e \sin i$  les moins importantes de l'amas ( $v_e \sin i_{\max} = 102$  km/s). J'ai procédé de la même manière pour choisir les étoiles de l'amas des Pléiades. Cet amas étant plus jeune que Coma Berenices, les vitesses de rotation sont beaucoup plus élevées ( $v_e \sin i_{\max} = 200$  km/s). La moitié des étoiles des Pléiades a été observée avec le spectrographe SOPHIE, ce qui me permet d'atteindre des magnitudes de 9.3 mag avec un temps de pose de 6300 secondes. L'amas des Pléiades étant plus éloigné que celui de Coma Berenices, les magnitudes visuelles de ces étoiles sont plus élevées, ce qui explique que le nombre d'étoiles F observées est faible dans cet amas et que ces étoiles sont seulement observées avec le spectrographe SOPHIE à cause de ses performances plus élevées que celles d'ELODIE. La durée de la thèse, la limitation instrumentale et les contraintes météorologiques ont limité le nombre d'étoiles observées et le choix des amas. Il faut noter que les échantillons d'étoiles sélectionnés pour ces deux amas représentent 50% des étoiles A (A normales et Am) observables<sup>20</sup>. Les caractéristiques des deux amas sont illustrées dans le tableau 3.1.

Quatre missions à l'Observatoire de Haute-Provence (OHP) ont été nécessaires afin d'observer les étoiles étudiées dans cette thèse. Vingt et une étoiles de l'amas des Pléiades et vingt-deux étoiles de Coma Berenices ont été observées en janvier 2004, mars 2004, avril 2004 et décembre 2006 avec les spectrographes AURELIE (mono-ordre), ELODIE (échelle) et SOPHIE (échelle).

AURELIE (Gillet et al. 1994) est un spectromètre attaché au foyer coudé du télescope de 152 cm de l'OHP. Il n'est plus en service à l'heure actuelle. Ces spectres possèdent une résolution de 30000 et un intervalle spectral compris entre 4440 et 4560 Å. ELODIE est un spectrographe échelle installé sur le télescope de 193 cm de l'OHP. Les spectres obtenus possèdent une résolution de 42000 et couvrent un intervalle de longueur d'onde compris entre 3800 et 6800 Å et divisé en 67 ordres. A la fin de l'année 2006, ELODIE a laissé sa place à un nouveau spectrographe : SOPHIE. Ce dernier est donc attaché au foyer coudé du télescope de 193 cm. Le domaine spectral de SOPHIE couvre l'intervalle 3820-6930 Å en 39 ordres avec deux résolutions spectrales différentes : une résolution de 75000 pour le

<sup>18</sup><http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

<sup>19</sup><http://www.univie.ac.at/webda/>

<sup>20</sup>Selon la base de données WEBDA.

mode dit "Haute résolution" ou HR et une résolution de 39000 pour le mode dit "Haute efficacité" ou HE. Le mode HE permet presque d'atteindre une magnitude supérieure pour le même temps de pose que le mode HR. Dans le cas des observations effectuées dans cette thèse (les 12 étoiles des Pléiades), le mode HR a été utilisé afin d'obtenir des spectres avec une résolution maximale. Le gain en efficacité dans la bande V pour SOPHIE est de l'ordre de 3 magnitudes en mode HE par rapport à ELODIE. Les caractéristiques des observations sont rassemblées dans les tableaux A.1 et A.2 de l'annexe A. Notons que les étoiles citées dans les tableaux et analysées au cours de ce travail ne sont pas les seules à avoir été observées. Plusieurs autres étoiles ont été observées mais pas analysées. Certaines possédaient des anomalies dans leurs spectres (nuages d'observations nuageuses, saturation de la caméra CCD, signal sur bruit assez faible, ...). De même les étoiles avec des vitesses de rotation plus élevées que 200 km/s ont été rejetées à cause de la difficulté de localisation du continuum. Enfin les étoiles Ap et SB2 n'ont pas été traitées non plus. Dans les tableaux 3.2 et 3.3 figurent les caractéristiques des étoiles A et F appartenant aux amas des Pléiades et de Coma Berenices sélectionnées dans cette thèse. La colonne 1 présente dans le cas des Pléiades, le numéro Hertzsprung et dans le cas de Coma Berenices, le numéro Trumpler. Dans les colonnes 2, 3 et 4 figurent le numéro HD, le type spectral et la magnitude visuelle. La température effective et la gravité superficielle sont notées dans les colonnes 5 et 6 et sont déterminées à partir des indices photométriques  $uvby\beta$  (voir chapitre 4). La vitesse de rotation équatoriale apparente  $v_e \sin i$  et la vitesse de microturbulence  $\xi_t$  sont représentées dans les colonnes 7 et 8 respectivement et sont déterminées par ajustement de spectres synthétiques (voir section 5.6). Enfin les remarques sur la binarité, l'appartenance à l'amas et sur la variabilité sont collectées dans la colonne 9.

## 3.2 Réduction

### 3.2.1 Introduction

La réduction des données est une étape nécessaire afin d'obtenir un spectre normalisé et calibré en longueur d'onde. Une mauvaise réduction peut aboutir à une largeur équivalente erronée et une abondance sous- ou surestimée.

Dans le présent travail, la réduction a été faite avec le logiciel IRAF (Image Reduction and Analysis Facility<sup>21</sup>, Tody 1993). Une partie des données a été obtenue avec AURELIE, une autre avec ELODIE et le reste avec SOPHIE. La méthode de réduction varie selon le type de spectrographe. Je vais détailler dans ce qui suit les étapes de réduction spécifiques à chaque instrument.

### 3.2.2 Réduction des données AURELIE

AURELIE est un spectromètre à réseau plan. Il est utilisé au foyer f/27,6. Le réseau 7 utilisé a une résolution de 30000 ce qui donne une largeur à mi-hauteur de 0.15-0.2 Å (FWHM= 0.15-0.2 Å) utilisée dans le calcul des spectres synthétiques. Le domaine de longueur d'onde de ces spectres est compris entre 4450 et 4560 Å. Les étapes à suivre

---

<sup>21</sup><http://iraf.noao.edu/>

**TAB. 3.2:** Etoiles A et F sélectionnées appartenant à l'amas des Pléiades. Les deux premières colonnes présentent le numéro HII et HD de l'étoile. Le type spectral, la magnitude dans la bande V sont groupés dans les colonnes 3 et 4. Les colonnes 5, 6, 7 et 8 présentent la température effective, gravité de surface, vitesse de rotation équatoriale et vitesse de microturbulence de l'étoile respectivement. Enfin les remarques concernant l'étoile se trouvent dans la dernière colonne. Les références (a), (b), (c) et (d) renvoient à Couteau & Gili (1994), Breger (1972), Abt & Levato (1978) et Renson (1990).

HII	HD	Type	$m_V$	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s	Remarques
157	23157	A5V	7.95	7514	4.26	56	2.60	SB (a)
158	23156	A7V	8.23	7940	4.23	32.5	2.70	$\delta$ Scuti (b)
697	23375	A9V	8.58	7395	4.22	88	2.30	
1362	23607	A7V	8.25	8055	4.32	18.9	3.10	$\delta$ Scuti (b), Am (d)
1397	23631	A2V	7.30	9613	4.34	7.5	2.10	SB, Am (c)
1876	23763	A1V	6.96	8999	4.19	100	2.00	
2415	23924	A7V	8.10	8144	4.29	33.5	2.70	
2488	23948	A0	7.54	9083	4.35	118	2.30	
5006	22615	Am	6.50	8407	3.83	29.5	4.00	$\notin$ Pléiades (d)
531	23325	Am	8.57	7638	4.23	80	2.50	
1375	23629	A0V	6.28	9940	4.32	162	1.55	SB
1380	23632	A1V	7.02	9616	4.22	200	1.50	
2195	23863	A7V	8.15	7911	4.10	157	2.50	
1028	23489	A2V	7.38	9078	4.25	120	1.90	
1993	23791	A8V	8.38	7796	4.32	75	3.20	
717	23387	A1V	7.19	9581	4.22	21	0.50	SB
605	23351	F3V	9.03	6863	4.38	14.8	1.45	
1357	23609	F8IV	6.99	6492	4.28	9.8	1.75	
338	23247	F3V	9.06	6948	4.47	43.5	2.00	
1766	23732	F4V	9.21	6837	4.54	25	1.70	
1122	23511	F4V	9.28	6730	4.63	30.5	1.60	

dans la réduction sont les suivantes :

- Procédure offset
- Procédure flatfield
- Calibration en longueur d'onde
- Normalisation

### Procédure offset

L'offset est dû au bruit de la CCD avec un temps de pose nul. Il s'agit de faire une moyenne des fichiers offset d'une observation en vérifiant visuellement et statistiquement que chaque fichier ne contient pas d'aberration. La technique consiste à soustraire du

**TAB. 3.3:** Idem que le tableau 3.2 pour les étoiles A et F appartenant à l'amas de Coma Berenices. Les références (a) et (b) renvoient à Bounatiro (1993) et à Rodriguez et al. (1994).

TR	HD	Type	$m_V$	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s	Remarques
19	HD106103	F5V	8.09	6707	4.45	19.7	1.4	
	HD106293	F5V	8.09	6545	4.34	47	1.4	
36	HD106691	F5IV	8.08	6713	4.43	37	1.6	
49	HD106946	F2V	7.87	6892	4.30	62	1.9	
86	HD107611	F6V	8.50	6491	4.57	22	1.4	
	HD109530	F2V	7.30	6497	3.85	67	2.1	
101	HD107877	F6	8.35	6598	4.54	29.5	1.25	
114	HD108154	F5	8.56	6497	4.54	19	1.15	
118	HD108226	F5	8.34	6530	4.45	19	1.05	
162	HD108976	F6 V	8.54	6413	4.49	20	1.1	
	HD109069	F0 V	7.55	6864	4.06	89	2.2	
107	HD107966	A3V/A3IV	5.18	8541	3.82	51	2.9	
130	HD108382	A4V/A3IV	4.96	8317	3.92	75.5	3.2	
47	HD106887	A4m	5.71	8291	4.20	82	3.8	
86	HD107655	A0V	6.18	9675	4.10	45	2.0	∉ Coma (a)
62	HD107168	A8m/kA5hA5mF0	6.24	8283	4.20	14.3	4.0	
183	HD109307	A4Vm/A3IV-V	6.26	8396	4.10	14.5	3.3	
144	HD108642	A2m/kA2hA7mA7	6.54	8079	4.06	9.2	3.7	
68	HD107276	Am/Ka5mA7	6.63	8000	4.00	102	2.8	
139	HD108486	AmkA3hA5mA7	6.67	8148	4.11	37	3.0	
52	HD106999	Am	7.46	8148	4.09	44	3.0	∉ Coma (a)
82	HD107513	Am/kA7hF0mF0	7.38	7279	4.02	62	3.0	δ Scuti (b)

spectre brut la moyenne des offsets.

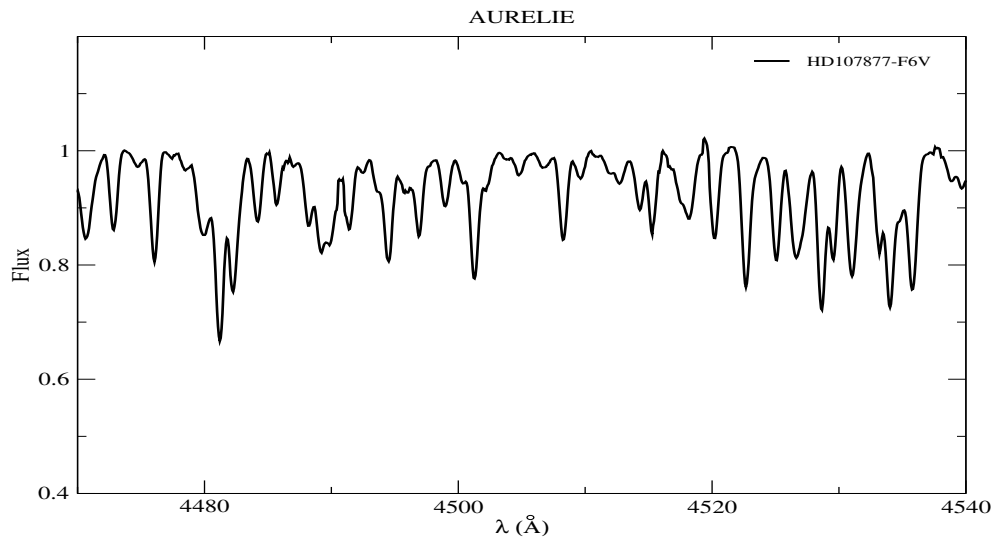
### Procédure flatfield

Les réponses des pixels de la caméra CCD ne sont pas toujours uniformes spatialement. C'est pour cela qu'il faut faire une étude statistique en prenant un étalon pour chaque bande de longueur d'onde. Dans notre cas on choisit le tungstène. Chaque spectre du tungstène sera nommé plage uniforme (flatfield). Il s'agit ici aussi de faire la moyenne de plusieurs poses de flatfields qui sont faites avant chaque pose sur l'étoile, ensuite on soustrait la moyenne des offsets à celle obtenue des flatfields.

Le spectre brut est nettoyé en appliquant la formule suivante :

$$S_p = \frac{S_b - O}{F - O} \quad (3.1)$$

$S_p$  = Spectre pré-traité



**FIG. 3.1:** Spectre AURELIE réduit de l'étoile HD107877.

$S_b$  = Spectre brut  
 $O$  = moyenne des offsets  
 $F$  = moyenne des flatfields

### Calibration en longueur d'onde

A la fin du dépouillement, le spectre se présente en flux arbitraire en fonction des pixels. Une calibration en longueur d'onde est faite en utilisant comme étalon une lampe de thorium-argon qui sert à affecter à chaque pixel son équivalent en longueur d'onde  $\lambda$  à partir d'une fonction linéaire  $\lambda = a * pixel + b$ .

### Normalisation

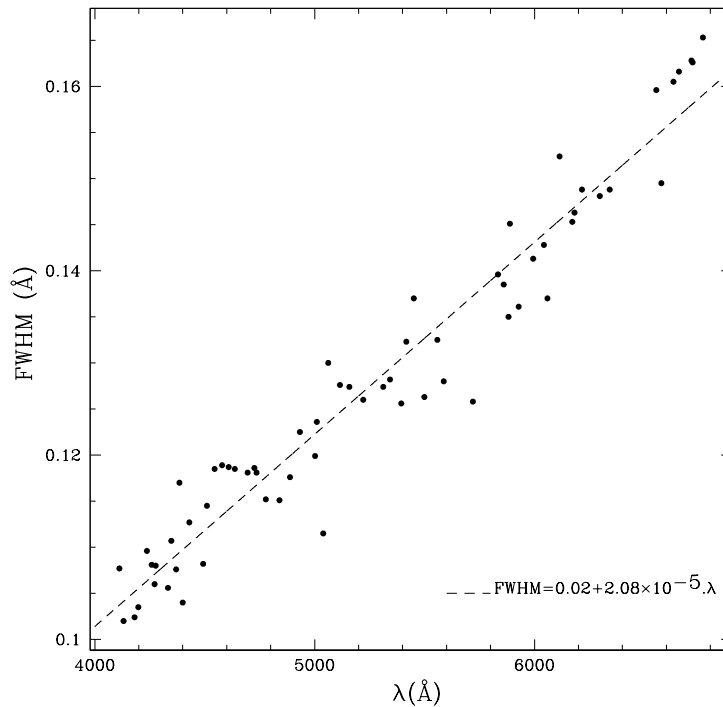
Les spectres observés se présentent comme des flux arbitraires, donc une normalisation au continuum est nécessaire pour les comparer avec les spectres synthétiques afin de pouvoir les superposer.

La normalisation a été faite en utilisant le logiciel de réduction des données IDL. On sélectionne des fenêtres de continuum (régions dépourvues de raies) et on interpole une spline cubique entre ces régions. Le calcul du spectre synthétique permet d'ailleurs de repérer facilement ces fenêtres de continuum de manière indépendante. Le continuum est bien mieux visible pour les rotateurs les plus lents.

Un exemple d'un spectre AURELIE réduit et normalisé est illustré dans la figure 3.1.

### 3.2.3 Réduction des données ELODIE

ELODIE<sup>22</sup> est un spectrographe à échelle installé derrière le télescope de 193 cm de l'Observatoire de Haute-Provence (OHP). Il est illuminé par une paire de fibres optiques depuis le foyer Cassegrain. Une fibre est éclairée par l'étoile et l'autre par le ciel (optionnel). Les spectres couvrent un domaine de 3000 Å environ (entre 3850 et 6800 Å) étalé sur 67 ordres avec une résolution de 42000 ce qui donne une largeur à mi-hauteur de 0.10-0.15 Å utilisée dans le calcul des spectres synthétiques. Cette valeur de FWHM est déterminée à partir des raies du thorium-argon de la lampe de calibration. Une loi presque linéaire a été établie pour ELODIE (figure 3.2). La réduction des spectres ELODIE a été faite avec IRAF. Etant donné que le logiciel de réduction de données automatique INTER-TACOS (Baranne et al. 1996) utilisé à l'OHP était conçu pour le calcul de vitesses radiales (précision de  $\pm 50 \text{ m.s}^{-1}$ ), la lumière diffusée n'y est pas soustraite. La lumière diffusée peut avoir une influence assez importante sur les profils des raies, notamment dans la partie bleue du spectre. J'ai donc repris les images brutes et je les ai réduites à nouveau en me basant sur la procédure adoptée par Erspamer & North (2002). Ils ont mis au point une procédure automatique spécifique à ELODIE (et à CORALIE). Leur méthode consiste à mieux corriger l'effet de la lumière diffusée et les étapes à suivre sont expliquées ci-dessous.

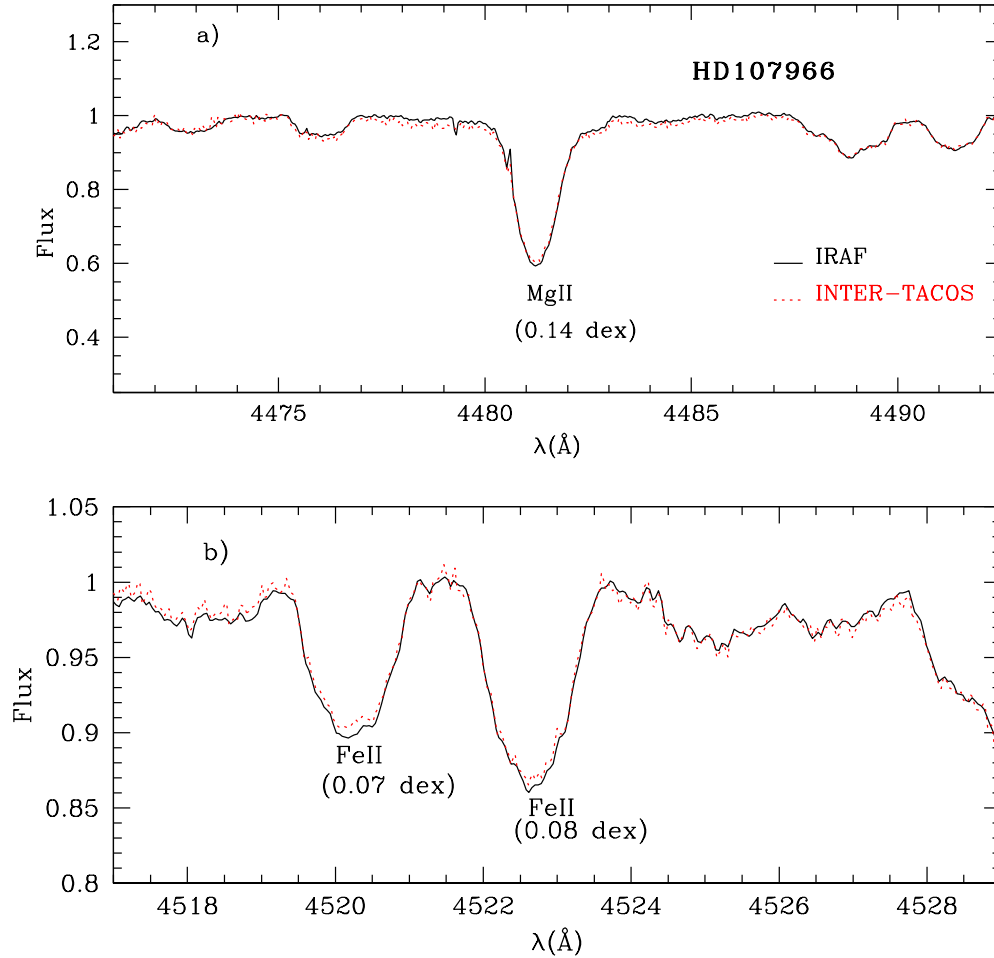


**FIG. 3.2:** Calibration de la FWHM en fonction de la longueur d'onde pour les spectres ELODIE. Ces calculs sont faits sur des poses de thorium-argon.

<sup>22</sup>Ce spectrographe n'est plus en service actuellement.

## Etapes de réduction des spectres

1. Après avoir combiné les images offset et les images brutes d'une nuit, il est nécessaire de supprimer la moyenne du bias (offset) de toutes les images, même de l'image du flatfield. Faire une moyenne des images consiste à éliminer les mauvais pixels ou les rayons cosmiques qui n'existent que sur une petite zone du CCD et sur une image particulière. (les commandes utilisées avec IRAF sont **zerocombine**, **flatcombine** et **ccdproc**).
2. L'étape suivante consiste à détecter les 67 ordres. Cette opération se fait sur l'image du flatfield. Une fois les 67 ordres détectés, il faut préciser la largeur des ordres avec un paramètre qui permet de contrôler la limite de cet ordre par rapport à l'intensité au centre. La valeur adoptée est celle donnée par Erspamer & North (2003) qui est 0.005 fois le flux au centre. Enfin, il faut déterminer la forme des ordres et l'on obtient ainsi la position de chaque ordre et sa largeur (**apfind** et **apcenter**).
3. Dans cette réduction, je n'ai pas divisé les images par le flatfield mais par un flatfield normalisé. Ceci consiste à normaliser l'image du flatfield en le divisant par son fit (en général c'est une spline cubique) puis à diviser les images (auxquelles on a déjà supprimé l'offset) par ce flatfield normalisé. Le but de cette technique est de ne pas introduire le bruit du flat dans la division pour gagner en qualité, surtout aux bords des ordres. Cette étape n'est pas nécessaire parce que les raies utilisées sont choisies en dehors des zones de recouvrement des ordres.
4. L'étape la plus importante de la réduction des spectres échelles dans le but de déterminer les abondances est la soustraction de la lumière diffusée. Malheureusement, elle est mal corrigée avec le logiciel INTER-TACOS de l'OHP (notamment dans la partie bleue du spectre où elle atteint son maximum). Cette lumière a pour effet de remplir le fond de la raie et donc d'induire une sous-abondance de l'élément. Deux exemples illustrant les cas des raies du fer à  $\lambda\lambda 4520$  et  $4522 \text{ \AA}$  et du triplet du magnésium à  $\lambda 4481 \text{ \AA}$  sont présentés dans la figure 3.3. Ces exemples nous montrent qu'une mauvaise soustraction de la lumière diffusée peut diminuer l'abondance d'un élément de plusieurs dixièmes de dex. La méthode consiste à créer une carte bi-dimensionnelle de cette lumière en l'interpolant entre les ordres. L'ajustement des fonctions se fait avec des paramètres de réjection appropriés. La lumière diffusée est soustraite pour toutes les images (**apscatter**).
5. L'extraction des spectres des étoiles est basée sur la méthode décrite par Horne (1986). On extrait l'image du flatfield pour l'utiliser comme référence lors de l'extraction des spectres des étoiles (**apsum**).
6. Une fois que l'extraction des spectres est faite, j'ai procédé à la calibration en longueur d'onde. Cela se fait avec des poses de thorium-argon. Il existe des atlas pour cette lampe. L'application de cette calibration servira d'appui aux prochaines poses



**FIG. 3.3:** Effet de la lumière diffusée sur l'intensité du triplet du magnésium à 4481 Å et sur les intensités des raies du fer autour de 4520 Å pour l'étoile HD107966. Le spectre rouge (pointillés) est celui réduit par le logiciel de l'OHP (INTER-TACOS) et le spectre noir (traits pleins) celui réduit dans ce travail. On remarque bien l'effet de la lumière diffusée qui a tendance à diminuer l'intensité de la raie (0.14 dex pour le triplet du magnésium et de l'ordre de 0.1 dex pour les raies du fer) et donc à créer une sous-abondance de l'élément.

des lampes des autres nuits. La loi de dispersion dérivée est ensuite appliquée au spectres (`ecidentify`, `ecreidentify` et `dispcor`).

7. Les étapes les plus critiques de la réduction étant effectuées, il ne reste que la connection des ordres pour avoir enfin un seul spectre réduit et calibré en longueur d'onde. IRAF ne donne pas un résultat satisfaisant pour le collage des ordres. Deux techniques sont possibles, normaliser puis connecter ou connecter avant normalisation. On peut aussi utiliser les ordres non connectés mais cela élimine un nombre important de raies qui se trouvent dans la zone d'overlap (zone en commun pour



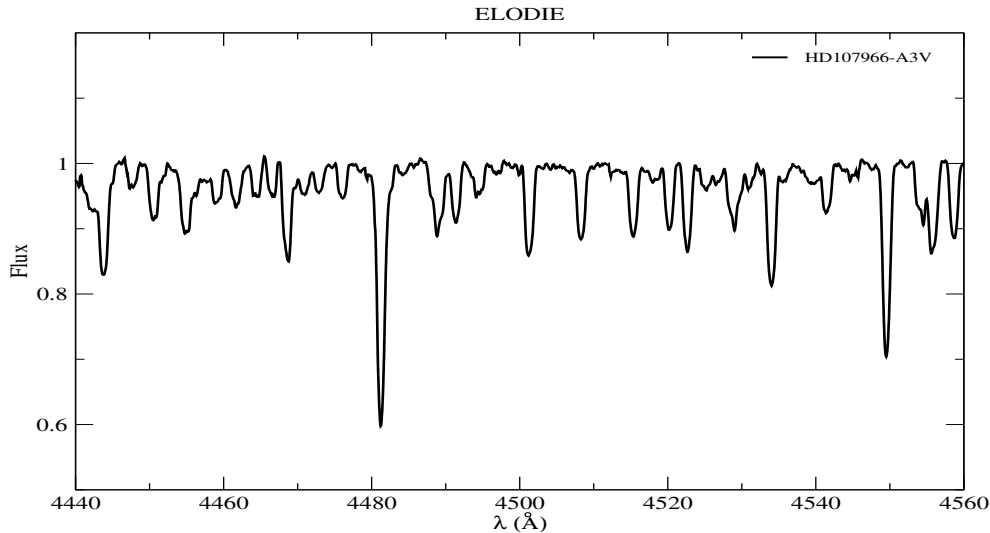


FIG. 3.4: Spectre ELODIE réduit de l'étoile HD107966.

les deux ordres successifs), raies qui peuvent être utiles dans la détermination des abondances<sup>23</sup>. Dans cette thèse, j'ai normalisé les ordres en utilisant la commande "**continuum**", puis je les ai connectés avec la commande "**scombine**".

8. Une dernière étape consiste à déterminer les vitesses radiales des étoiles observées. Le programme des calculs des spectres synthétiques (voir section 5.5) nous permet de trouver cette vitesse par ajustement automatique. Avec IRAF, la méthode de corrélation croisée est utilisée. Les masques utilisés sont de types spectraux A0V, A5V, A9V et F5V (**fxcor**).

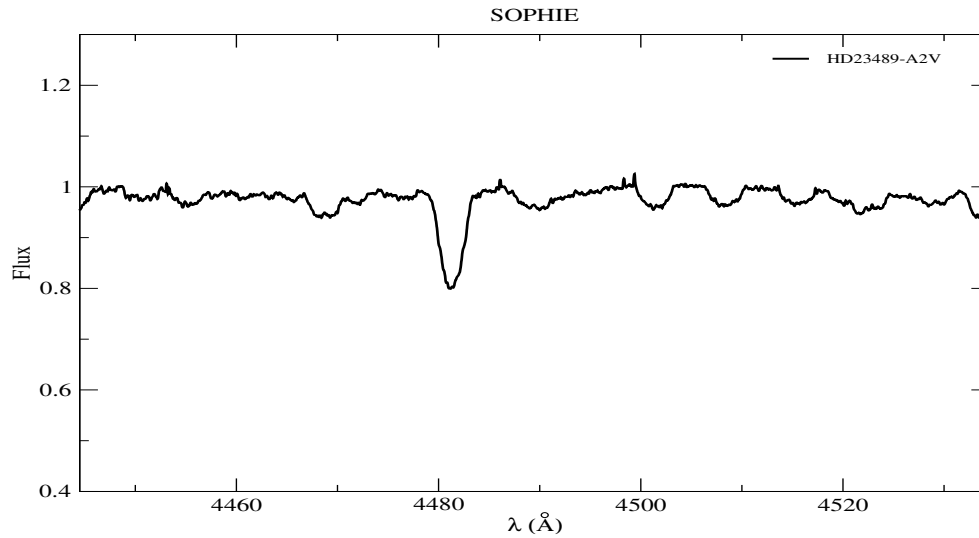
Un exemple d'un spectre ELODIE réduit est illustré dans la figure 3.4.

### 3.2.4 Réduction des données SOPHIE

SOPHIE est le nouveau spectrographe échelle qui a remplacé ELODIE au foyer coudé du télescope de 193 cm de l'OHP (précision sur les vitesses radiales de  $\pm 10 \text{ m.s}^{-1}$ ). Les spectres possèdent une résolution de 75000 (FWHM= 0.05-0.1 Å) en haute résolution (HR) et une résolution de 40000 (FWHM=0.10-0.15 Å) en haute efficacité (HE) et couvrent un intervalle de longueur d'onde compris entre 3872 et 6943 Å et divisé en 39 ordres<sup>24</sup>. Comme dit précédemment, le gain en efficacité dans la bande V en mode HE est de 3 magnitudes par rapport à ELODIE (et 2 magnitudes en mode HR). Ce spectrographe a été utilisé pour observer les étoiles de l'amas des Pléiades, et plus particulièrement les étoiles F. A une distance de 140 pc, les étoiles F de l'amas n'ont été observées qu'avec le

<sup>23</sup>Rappelons que dans cette thèse, j'ai évité de synthétiser les raies qui se trouvent dans la zone de recouvrement de deux ordres successifs.

<sup>24</sup>Les spectres SOPHIE sont divisés en 41 ordres dont 39 extractibles.



**FIG. 3.5:** Spectre SOPHIE réduit de l'étoile HD23489.

spectrographe SOPHIE (à cause de leurs faibles magnitudes visuelles).

Les étapes de réduction des données échelles de SOPHIE sont identiques à celles des données ELODIE, mise à part le fait que tous les 39 ordres se chevauchent (ce n'est pas le cas des derniers ordres de ELODIE). La soustraction de la lumière diffusée est mieux traitée avec SOPHIE qu'avec ELODIE. Elle est estimée à moins de 1%. Des comparaisons entre les spectres réduits avec IRAF et les mêmes réduits avec le "on-line DRS" (logiciel de réduction de données automatique sur place) ne montrent aucune différence au niveau des intensités des raies et de la détermination des abondances. Un exemple d'un spectre SOPHIE réduit est illustré dans la figure 3.5.



# Chapitre 4

## Détermination des paramètres fondamentaux

### Sommaire

---

4.1	Rappel sur les indices photométriques Strömrgren $uvby\beta$	51
4.2	Détermination de la température effective et de la gravité de surface	53
4.2.1	Données photométriques	54
4.3	Comparaison entre les températures effectives déduites dans ce travail et les précédentes	55

---

La détermination des paramètres fondamentaux est une étape cruciale pour l'analyse de la composition chimique des étoiles. Dans ce travail, les températures effectives ( $T_{\text{eff}}$ ) et les gravités de surface ( $\log g$ ) de toutes les étoiles observées ont été déterminées d'une façon homogène. La méthode la plus adaptée à un échantillon d'étoiles d'un même amas est celle qui utilise les indices photométriques Strömrgren ( $uvby\beta$ ). Dans la section 4.1, je vais les introduire, puis dans la section 4.2, j'exposerai la calibration utilisée entre  $T_{\text{eff}}$  et les indices. Enfin dans la section 4.3, je comparerai les températures effectives et les gravités de surface déduites dans ce travail avec celles déjà trouvées par d'autres auteurs. Le tableau 4.2 représente les  $T_{\text{eff}}$  et  $\log g$  des étoiles des Pléiades et de Coma Berenices.

### 4.1 Rappel sur les indices photométriques Strömrgren $uvby\beta$

Introduite par Strömrgren dans les années soixante (Strömrgren, 1966), l'utilisation de la photométrie  $uvby\beta$  (via une calibration) est une des méthodes permettant d'obtenir les paramètres fondamentaux (température effective  $T_{\text{eff}}$ , gravité de surface  $\log g$ , métallicité

Indice	Longueur d'onde centale $\lambda$ (Å)	Largeur à mi-hauteur $\Delta\lambda$ (Å)
$u$	3500	340
$v$	4100	200
$b$	4670	160
$y$	5470	240
$\beta$ étroit	4861	30
$\beta$ intermédiaire	4861	150

**TAB. 4.1:** Caractéristiques des indices photométriques Strömgen.

$[\frac{\text{Fe}}{\text{H}}]$ , rayon de l'étoile,...) des étoiles, ainsi que la magnitude absolue visuelle  $M_V$  et le module de distance<sup>25</sup>.

Les caractéristiques des filtres utilisés par Strömgen sont données dans le tableau 4.1.

A partir de ces indices, on peut construire les combinaisons suivantes :

$(u - b)$  : indicateur de température effective ( $T_{\text{eff}}$ ) ou de magnitude selon le type de l'étoile.

$(b - y)$  : mesure la pente du continuum de Paschen, est sensible à la température effective  $T_{\text{eff}}$ .

$c1 = (u - v) - (v - b)$  : mesure la discontinuité de Balmer ( $3647\text{Å}$ ), est sensible à la gravité superficielle  $\log g$  ou à la température effective selon le type de l'étoile.

$m1 = (v - b) - (b - y)$  : sensible à l'intensité des raies métalliques dans la bande  $v$  (blanketing), est un indicateur de luminosité ou de température selon le type d'étoile.

$\beta = \beta_{\text{étroit}} - \beta_{\text{intermédiaire}}$  : indicateur de luminosité ou de température effective. Cet indice est quasiment insensible au rougissement interstellaire.

Dans le cas des étoiles A et F,  $(b - y)$  est un indicateur de température effective,  $c1$  de la gravité et  $m1$  de la métallicité.

Les paramètres insensibles au rougissement définis par Strömgen (1966) sont :

$$[m1] = m1 - \frac{E(m1)}{E(b - y)}(b - y) \approx m1 + 0.34(b - y) \quad (4.1)$$

$$[c1] \approx c1 - 0.19(b - y) \quad (4.2)$$

$$[u - b] = (u - b) - 1.84(b - y) = [c1] + 2[m1] \quad (4.3)$$

$E(x)$  étant l'excès de couleur dans le filtre  $x$ .

Les indices dérougis sont notés :  $(b - y)_0$ ,  $m_0$ ,  $c_0$  et  $(u - b)_0$ .

<sup>25</sup>Le module de distance représente la différence entre la magnitude apparente  $m$  et la magnitude absolue  $M$  et permet de déterminer la distance de l'étoile à partir de la formule :  $m - M = 5 \log(D) - 5$ , où  $D$  est la distance en pc.

## 4.2 Détermination de la température effective et de la gravité de surface

En comparant les indices photométriques de plusieurs étoiles fondamentales<sup>26</sup> avec des indices photométriques théoriques, Moon & Dworetsky (1985) ont construit des grilles de calibration de températures effectives et gravités de surface ( $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ) en fonction des indices photométriques Strömgren observés.

Les indices théoriques  $(b - y)_0$ ,  $m_0$ , et  $c_0$  sont déterminés à partir des modèles d'atmosphères (à l'équilibre thermodynamique local ETL et équilibre radiatif ER) de Reylea & Kurucz (1978), tandis que l'indice photométrique  $\beta$  est déterminé par les modèles de Schmidt (1979). Des ajustements ont été nécessaires afin que les indices observés concordent avec les indices théoriques. Leurs résultats sont résumés ci-dessous :

- Pour les étoiles plus précoces que B9 ( $T_{\text{eff}} \gtrsim 11000$  K),  $\beta$  est un bon indicateur de gravité tandis que  $c_0$  est un indicateur de température effective.
- Pour les étoiles plus tardives que A3 ( $T_{\text{eff}} \lesssim 8500$  K) les rôles de  $\beta$  et  $c_0$  sont inversés.
- Pour les étoiles de types spectraux compris entre B9 et A3 ( $8500 \text{ K} \lesssim T_{\text{eff}} \lesssim 11000$  K), il est nécessaire d'introduire deux nouvelles grandeurs  $a_0$  et  $r^*$  définis par :

$$a_0 = 1.36(b - y)_0 + 0.36m_0 + 0.18c_0 - 0.2448 \quad (4.4)$$

$$r^* = 0.35c_1 - 0.07(b - y) - \beta + 2.565 \quad (4.5)$$

$a_0$  est un bon indicateur de température effective ( $T_{\text{eff}}$ ) et  $r^*$  de de la gravité de surface ( $\log g$ ).

Ils ont obtenu un très bon accord entre les températures déterminées à partir de la grille et celles déjà connues pour des étoiles de types spectraux compris entre B2 et G0. L'écart entre la théorie et l'observation est de l'ordre de  $-10 \pm 260$  K pour  $T_{\text{eff}}$  et  $-0.01 \pm 0.1$  dex pour  $\log g$ .

Napiwotzki et al. (1993) ont comparé les valeurs de  $T_{\text{eff}}$  et  $\log g$  d'un échantillon d'étoiles fondamentales avec celles obtenues à partir de différentes calibrations photométriques (Moon & Dworetsky 1985; Lester et al. 1986; Balona 1984). Selon leurs résultats, la calibration de Moon & Dworetsky (1985) avec une gravité de surface corrigée est la mieux adaptée pour les étoiles de types spectraux compris entre B2 et G0.

Leur correction de  $\log g$  doit être faite pour  $T_{\text{eff}} \gtrsim 9000$  K, la relation étant la suivante :

$$\log g = \log g_{\text{MD}} - 2.9406 + 0.7224 \log T_{\text{eff}} \quad (4.6)$$

avec  $\log g_{\text{MD}}$  la gravité de surface déduite à partir de la grille Moon & Dworetsky (1985). De plus ils ont établi les calibrations suivantes pour les étoiles Ap et B normales :

- Pour les étoiles Ap :

$$\Theta = 0.2162 + 0.2301 [u - b] \quad (4.7)$$

---

<sup>26</sup>Ces étoiles possèdent des paramètres fondamentaux  $T_{\text{eff}}$  et  $\log g$  assez bien connus.

$$\Theta = 0.2489 + 0.2698 c1 \quad (4.8)$$

- Pour les étoiles B ( $T_{\text{eff}} \gtrsim 10000$  K) :

$$\Theta = 0.1692 + 0.2828 [u - b] - 0.0195 [u - b]^2 \quad (4.9)$$

avec :

$$\Theta = \frac{5040}{T_{\text{eff}}} \quad \text{et} \quad [u - b] = (u - b) - 1.53 (b - y) \quad (4.10)$$

Pour  $T_{\text{eff}} \lesssim 11000$  K, l'erreur sur la température effective est de l'ordre de 2.5% et pour  $T_{\text{eff}} \gtrsim 20000$  K, l'erreur est de 4 %.

L'erreur sur la gravité de surface  $\log g$  varie de 0.1 dex pour les étoiles jeunes de type A jusqu'à 0.25 dex pour les étoiles B les plus chaudes.

Le programme utilisé dans cette thèse pour déterminer les paramètres fondamentaux des étoiles est nommé UVBYBETA. Ce programme est écrit par Napiwotzki et al. (1993) et se base sur les grilles de Moon & Dworetzky (1985) avec les corrections de la gravité de surface (pour  $T_{\text{eff}} \gtrsim 9000$  K) et les calibrations des étoiles B et Ap expliquées ci-dessus. Le programme lit en entrée les indices observés et le type spectral de l'étoile. Puis ces indices sont dérougis en appliquant une loi de rougissement interstellaire moyenne pour la galaxie<sup>27</sup>, ensuite la calibration est appliquée et par itérations successives on détermine la courbe iso- $T_{\text{eff}}$  et iso- $\log g$  la plus proche du point représentatif de l'étoile.

L'erreur adoptée dans cette thèse, essentiellement due aux indices photométrique est de  $\pm 250$  K pour la température effective et de  $\pm 0.25$  dex pour la gravité de surface. Le tableau 4.2 représente les températures et les gravités de surface adoptées pour notre échantillon d'étoiles

### 4.2.1 Données photométriques

Les indices photométriques Strömgren  $uvby\beta$  des étoiles étudiées ont été obtenus en grande partie à partir du catalogue de Hauck & Mermilliod (1998), ou bien en consultant les bases de données WEBDA et SIMBAD. Pour chaque étoile, les mesures d'indices les plus récentes ont généralement été retenues. La liste des indices retenus apparaît dans les tableaux B.1 et B.2 de l'annexe B.

Aucune correction de rougissement sur les indices n'a été nécessaire parce que les amas sont peu éloignés et donc peu rougis ( $E(B-V) \approx 0.03$  mag pour les Pléiades et 0.01 mag pour Coma Berenices).

Les figures 4.1 et 4.2 représentent la magnitude visuelle apparente en fonction de la température effective des étoiles de Coma Berenices et des Pléiades respectivement.

---

<sup>27</sup>Les références des lois de dérougissement sont : Crawford (1978) pour les étoiles entre B0 et A0 de classes III à V ; Zhang (1983) pour les étoiles entre B0 et A0 de classes IA, IB et II ; Grosbol (1978) pour les étoiles entre A0 et A3 de classes III à V ; Crawford (1979) pour les étoiles entre A3 et F0 de classes III à V ; Crawford (1975) pour les étoiles entre F1 et G2 de classes III à V ; Olsen (1984) pour les étoiles entre G2 et M2 de classes IV et V.

Pléiades				Coma Berenices			
Etoile	Type spectral	$T_{\text{eff}}(K)$	$\log g$	Etoile	Type spectral	$T_{\text{eff}}(K)$	$\log g$
HD23157	A5V	7514	4.26	HD107966	A3V	8541	3.82
HD23156	A7V	7940	4.23	HD108382	A4V	8317	3.92
HD23325	Am	7638	4.23	HD106887	A4m	8291	4.20
HD23375	A9V	7395	4.22	HD107655	A0V	9675	4.10
HD23607	A7V	8055	4.32	HD107168	A8m	8283	4.20
HD23631	A2V	9613	4.34	HD109307	A4Vm	8396	4.10
HD23763	A1V	8999	4.19	HD108642	A2m	8079	4.06
HD23924	A7V	8144	4.29	HD107276	Am	8000	4.00
HD23948	A0	9083	4.35	HD108486	Am	8148	4.11
HD22615	Am	8407	3.83	HD106999	Am	8148	4.09
HD23629	A0V	9940	4.22	HD107513	Am	7279	4.02
HD23632	A1V	9616	4.22	HD106103	F5V	6707	4.45
HD23863	A7V	7911	4.10	HD106293	F5V	6545	4.34
HD23489	A2V	9078	4.25	HD106691	F5IV	6713	4.43
HD23791	A8V	7796	4.32	HD106946	F2V	6892	4.30
HD23387	A1V	9581	4.22	HD107611	F6V	6491	4.57
HD23351	F3V	6863	4.38	HD109530	F2V	6497	3.85
HD23609	F8IV	6492	4.28	HD107877	F6	6598	4.54
HD23247	F3V	6948	4.47	HD108154	F5	6497	4.54
HD23732	F4V	6837	4.54	HD108226	F5	6530	4.45
HD23511	F4V	6730	4.63	HD108976	F6 V	6413	4.49
				HD109069	F0 V	6864	4.06

**TAB. 4.2:** Température effective et gravité de surface des étoiles des Pléiades et de Coma Berenices. Les barres d’erreur sont de  $\pm 250$  K pour  $T_{\text{eff}}$  et  $\pm 0.25$  dex pour  $\log g$ .

### 4.3 Comparaison entre les températures effectives déduites dans ce travail et les précédentes

Il est essentiel d’appliquer la même méthode de détermination des paramètres fondamentaux à un amas afin de comparer les abondances déduites entre elles. En appliquant la photométrie Strömgen, on obtient d’une façon homogène les températures et les gravités de surface d’un grand nombre d’étoiles avec des caractéristiques similaires. Il faut noter que cette méthode est peu affectée par les effets de la métallicité (Smalley & Dworetzky 1993).

Dans le cas des étoiles des Pléiades, la comparaison a été faite avec les résultats de Burkhart & Coupry (1997) et Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998). Dans ces deux articles, les auteurs ont dérivé la température effective et la gravité de surface de leurs étoiles à partir de la grille de Moon & Dworetzky (1985). Les différences entre leurs résultats et ceux déterminés dans le présent travail sont dues en partie au fait que nos indices photométriques sont pris du catalogue de Hauck & Mermilliod (1998) tandis que leurs indices sont ceux



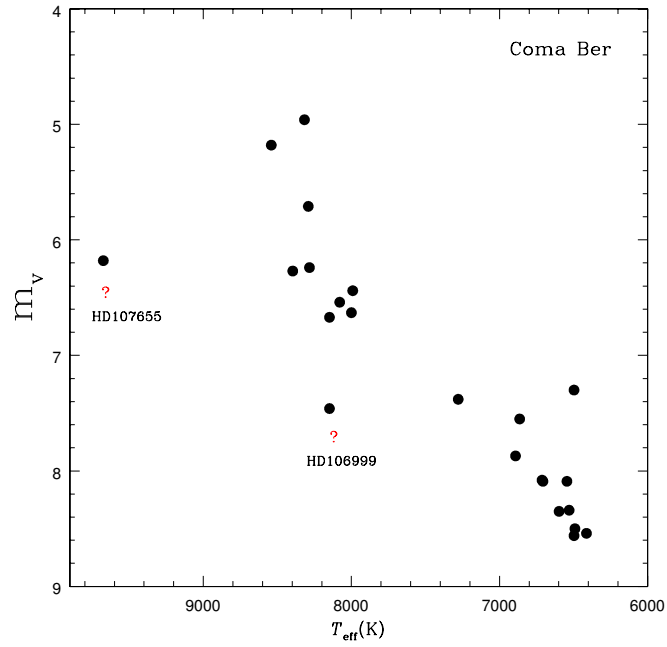
du catalogue de Hauck & Mermilliod (1980). Le tableau 4.3 montre que les différences entre les paramètres fondamentaux sont plus petites que la barre d'erreur proposée dans l'étude de Burkhart & Coupry (1997) qui est de  $\pm 100$  K, que celle de Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) ( $\pm 200$  K) ainsi que celle de mon étude ( $\pm 250$  K).

Une seule étoile, HD23387, possède un grand écart de température entre les différentes analyses dans l'amas des Pléiades. La température déterminée dans ce travail est inférieure de 630 K à celle déduite par Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998). Les différences entre les températures déduites dans cette thèse et celles déterminées par d'autres auteurs pourraient expliquer en partie les différences entre les abondances déterminées par ces différentes sources (voir chapitre 6).

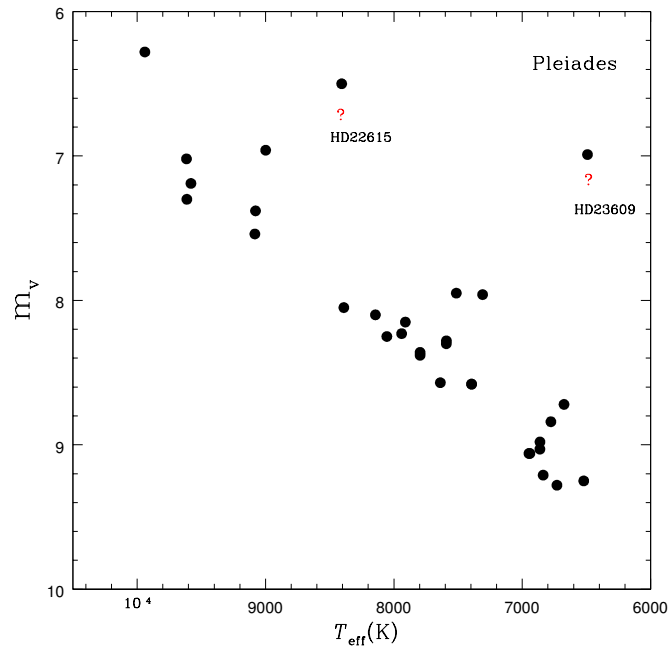
Pour les étoiles de Coma Berenices, les indices photométriques ont été obtenues à partir du catalogue de Hauck & Mermilliod (1998). Hui-Bon-Hoa et al. (1997), Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998), Burkhart & Coupry (2000) et Monier & Richard (2004) ont utilisé la même méthode de détermination des paramètres fondamentaux en se basant sur la grille de Moon & Dworetzky (1985) et sur les indices photométriques de Hauck & Mermilliod (1980). Friel & Boesgaard (1992) ont utilisé des indices  $UBV$  de Johnson & Knuckles (1955) et des indices  $H\beta$  de Crawford & Barnes (1969) dans leur détermination de  $T_{\text{eff}}$ . Leur méthode consiste à calibrer les températures effectives par rapport aux indices  $B - V$  en se basant sur l'étude de Boehm-Vitense (1981) et par rapport à l'indice  $\beta$  selon Saxner & Hammarback (1985). Pour les étoiles A, la différence entre les différentes études n'exécède pas la barre d'erreur adoptée dans cette thèse. Une seule étoile (HD107966) diffère de 200 K de la valeur trouvée par Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) mais elle est en très bon accord avec la valeur trouvée par Monier & Richard (2004). Pour les étoiles F, l'accord est mieux réalisé avec les étoiles en commun de Friel & Boesgaard (1992) et Monier & Richard (2004). La différence est en moyenne de l'ordre de  $\sim 35$  K (voir tableau 4.4).

**TAB. 4.3:** Comparaison entre les températures effectives  $T_{\text{eff}}$  et les gravités de surfaces  $\log g$  déduites dans ce travail par la méthode photométrique ( $uvby\beta$ ) pour l'amas des Pléiades et celles déduites par Burkhart & Coupry (1997) (BC97) et Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) (HA98).

HD23156	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	HD23325	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$
<b>Ce travail</b>	<b>7940</b>	<b>4.24</b>	<b>Ce travail</b>	<b>7638</b>	<b>4.23</b>
BC97	8070	-	BC97	7670	-
HA98	8070	4.40	HA98	7670	4.30
HD23607	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	HD23631	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$
<b>Ce travail</b>	<b>8055</b>	<b>4.32</b>	<b>Ce travail</b>	<b>9613</b>	<b>4.34</b>
BC97	8100	-	BC97	9460	-
HA98	8090	4.40	HA98	9460	4.40
HD23924	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	HD22615	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$
<b>Ce travail</b>	<b>8144</b>	<b>4.29</b>	<b>Ce travail</b>	<b>8407</b>	<b>3.83</b>
BC97	8180	-	BC97	8400	-
HA98	8180	4.30	HA98	8400	3.80
HD23387	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$			
<b>Ce travail</b>	<b>9581</b>	<b>4.22</b>			
HA98	10210	4.30			



**FIG. 4.1:** Les étoiles de Coma Berenices représentées dans un diagramme HR. Pour les deux étoiles affectées d'un point d'interrogation, il subsiste un doute quand à leur appartenance à l'amas.



**FIG. 4.2:** Les étoiles des Pléiades représentées dans un diagramme HR. L'étoile HD22615 n'est peut-être pas membre de l'amas des Pléiades tandis que HD23609 pourrait être une géante F8IV.

**TAB. 4.4:** Comparaison entre les températures effectives  $T_{\text{eff}}$  et les gravités de surfaces  $\log g$  déduites dans ce travail par la méthode photométrique ( $wby\beta$ ) et celles déduites par Friel & Boesgaard (1992) (FB92), Hui-Bon-Hoa et al. (1997) (HBA97), Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) (HA98), Burkhardt & Coupry (2000) (BC00) et Monier & Richard (2004) (MR04).

HD107966	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	HD108382	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$
<b>Ce travail</b>	<b>8541</b>	<b>3.82</b>	<b>Ce travail</b>	<b>8317</b>	<b>3.92</b>
HA98	8740	3.80	MR04	8317	3.63
MR04	8535	3.73			
HD106887	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	HD107655	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$
<b>Ce travail</b>	<b>8291</b>	<b>4.20</b>	<b>Ce travail</b>	<b>9675</b>	<b>4.10</b>
MR04	8316	4.25	MR04	9648	4.02
HD107168	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	HD109307	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$
<b>Ce travail</b>	<b>8283</b>	<b>4.20</b>	<b>Ce travail</b>	<b>8396</b>	<b>4.10</b>
HA98	8300	4.2	HA98	8370	4.10
BC00	8110	-	BC00	8470	-
MR04	8274	4.18	MR04	8395	4.11
HD108642	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	HD107276	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$
<b>Ce travail</b>	<b>8079</b>	<b>4.06</b>	<b>Ce travail</b>	<b>8000</b>	<b>4.00</b>
BC00	8200	-	MR04	8000	4.01
MR04	8200	4.00			
HD108486	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	HD106999	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$
<b>Ce travail</b>	<b>8148</b>	<b>4.11</b>	<b>Ce travail</b>	<b>8148</b>	<b>4.09</b>
HA98	8180	4.20	BC00	8160	-
BC00	8180	-	MR04	8140	4.07
MR04	8156	4.12			
HD107513	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	HD106103	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$
<b>Ce travail</b>	<b>7279</b>	<b>4.02</b>	<b>Ce travail</b>	<b>6707</b>	<b>4.45</b>
HBA97	7270	4.00	MR04	6710	4.47
BC00	7280	-	FB92	6730	4.32
MR04	7280	4.03			
HD106293	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	HD106691	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$
<b>Ce travail</b>	<b>6545</b>	<b>4.34</b>	<b>Ce travail</b>	<b>6713</b>	<b>4.43</b>
MR04	6550	4.38	MR04	6750	4.45
HD107611	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	HD106946	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$
<b>Ce travail</b>	<b>6491</b>	<b>4.57</b>	<b>Ce travail</b>	<b>6892</b>	<b>4.30</b>
FB92	6425	4.38	MR04	6883	4.29
MR04	6528	4.62			
HD107877	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	HD109530	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$
<b>Ce travail</b>	<b>6598</b>	<b>4.54</b>	<b>Ce travail</b>	<b>6497</b>	<b>3.85</b>
FB92	6535	4.39	MR04	6473	3.83
MR04	6592	4.56			
HD108154	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	HD108226	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$
<b>Ce travail</b>	<b>6497</b>	<b>4.54</b>	<b>Ce travail</b>	<b>6530</b>	<b>4.45</b>
FB92	6400	4.29	FB92	6495	4.26
MR04	6430	4.46	MR04	6530	4.44
HD108976	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	HD109069	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$
<b>Ce travail</b>	<b>6413</b>	<b>4.49</b>	<b>Ce travail</b>	<b>6864</b>	<b>4.06</b>
FB92	6345	4.27	MR04	7093	4.29
MR04	6550	4.61			

# Chapitre 5

## Modèles d’atmosphères et Spectres synthétiques

### Sommaire

---

<b>5.1</b>	<b>Les modèles d’atmosphères . . . . .</b>	<b>60</b>
<b>5.2</b>	<b>ATLAS9 et ATLAS12 . . . . .</b>	<b>62</b>
<b>5.3</b>	<b>Courbe de croissance . . . . .</b>	<b>65</b>
<b>5.4</b>	<b>Spectre synthétique . . . . .</b>	<b>67</b>
5.4.1	Généralités sur les spectres synthétiques . . . . .	67
5.4.2	Les fichiers d’entrée . . . . .	68
5.4.3	Convolution du spectre synthétique . . . . .	72
<b>5.5</b>	<b>Programmes de calcul des spectres synthétiques et détermination des abondances . . . . .</b>	<b>73</b>
5.5.1	SYNSPEC48 . . . . .	74
5.5.2	Programme de Takeda . . . . .	75
<b>5.6</b>	<b>Méthode de détermination des abondances . . . . .</b>	<b>76</b>
<b>5.7</b>	<b>Vitesses de rotation et de microturbulence . . . . .</b>	<b>80</b>
<b>5.8</b>	<b>Incertitudes et abondances moyennes . . . . .</b>	<b>86</b>
5.8.1	Incertitudes sur la rotation apparente de l’étoile : $\sigma_{v_e \sin i}$ . . . . .	87
5.8.2	Incertitudes sur la vitesse de microturbulence : $\sigma_{\xi_t}$ . . . . .	87
5.8.3	Incertitudes sur les forces d’oscillateurs : $\sigma_{\log gf}$ . . . . .	88
5.8.4	Incertitudes sur la température effective : $\sigma_{T_{\text{eff}}}$ . . . . .	88
5.8.5	Incertitudes sur la gravité superficielle : $\sigma_{\log g}$ . . . . .	90
5.8.6	Calculs des abondances moyennes . . . . .	90

---

## 5.1 Les modèles d'atmosphères

Le rayonnement reçu sur terre provient des couches superficielles de l'étoile où il n'y a que du transfert d'énergie et pas de création (généralement produite au coeur). Pour construire un modèle d'atmosphère, il faut connaître les grandeurs physiques (température, pression du gaz, pression électronique, ...) dans chaque couche de l'atmosphère.

Dans cette thèse, j'ai utilisé, en grande partie, des modèles d'atmosphères de la version d'**ATLAS9** la plus récente (Castelli & Kurucz 2003) pour des températures effectives comprises entre 6500 et 10000 K, des gravités de surfaces comprises entre  $3.5 \leq \log g \leq 4.5$  et différentes métallicités.

Les hypothèses faites dans **ATLAS9** sont les suivantes :

1. L'atmosphère, d'épaisseur petite par rapport au rayon de l'étoile, est supposée constituée de couches planes et parallèles (choisie par l'utilisateur)  $\Leftrightarrow$  Dans le cas des étoiles A et F de la Séquence Principale, le rayon est largement plus grand que l'épaisseur de l'atmosphère.
2. Champs magnétiques, cellules convectives et granulation sont négligés  $\Leftrightarrow$  Les étoiles Ap ne sont pas traitées dans ce travail.
3. Les couches sont supposées homogènes horizontalement à une profondeur fixée et l'abondance chimique des éléments est invariante en tout point de l'atmosphère.
4. Les forces de pression équilibrent les forces gravitationnelles, l'atmosphère se trouve en équilibre hydrostatique.
5. L'état du gaz et le transport radiatif sont indépendants du temps.
6. L'hypothèse de l'ETL est faite, considérant ainsi que les couches successives de l'atmosphère sont comparables à autant de milieux à température constante (transitions de niveaux d'énergie d'origine collisionnelle)  $\Leftrightarrow$  Les raies choisis dans l'étude ci présente (raies faibles en grande partie) et les niveaux d'ionisations adoptés nous laissent supposer que les écarts à l'ETL sont négligeables pour une grande partie des transitions utilisées.
7. Le flux d'énergie radiative et convective ne varie pas d'une profondeur à l'autre de l'atmosphère, c'est l'hypothèse de l'équilibre radiatif.
8. Le flux à la surface doit vérifier la relation suivante :

$$F = \sigma T_{\text{eff}}^4 = \text{cste} \quad (5.1)$$

où  $T_{\text{eff}}$  est la température effective de l'étoile, et  $\sigma$  la constante de Boltzmann.

Ce programme nécessite plusieurs paramètres d'entrée comme la température effective ( $T_{\text{eff}}$ ), la gravité de surface ( $\log g$ ), les abondances des éléments ( $[X/N_{\text{H}}]$ ), la vitesse de microturbulence ( $\xi$ ), ... En choisissant le nombre de couches, le programme **ATLAS9** nous donne en sortie le nombre de grandeurs calculées dans chaque couche, notamment la température, la pression du gaz, la densité électronique, l'opacité Rosseland, le flux convectif, ...

Dans la version d'**ATLAS9** utilisée, l'opacité due aux raies est calculée à partir de la

méthode ODF (*Opacity Distribution Function*)<sup>28</sup>, ce qui nous permet de calculer des modèles d'atmosphères avec des abondances solaires ou multipliées, pour tous les éléments chimiques, par le même facteur. Ce problème a été surmonté dans la version d'**ATLAS12** (Kurucz 2005), qui utilise des opacités calculées à partir de la méthode OS (*opacity sampling*) et ainsi l'abondance de chaque élément est introduite séparément. La figure 5.1 montre un organigramme simple pour le calcul d'un modèle d'atmosphère avec les hypothèses simplificatrices citées plus haut (d'après Schweitzer 1999).

Dans les modèles d'atmosphères d'**ATLAS**, la convection est basée sur la théorie de la longueur de mélange (MLT) (Kurucz 1993) avec deux approximations : l'opacité horizontale moyenne (HAO) introduite par Lester et al. (1982) et l'approximation de l'overshooting (AO).

L'idée de la théorie de la longueur de mélange est que l'énergie convective est transportée vers le haut et le bas par des bulles chaudes et froides. Cette énergie traverse une longueur  $l$ , la longueur de mélange, avant de se dissoudre. La convection est réalisée quand la densité des bulles diminue au moins aussi rapidement que la densité du milieu. La limite de la zone convective dans l'atmosphère est donnée par la surface de Schwarzschild. La longueur de mélange ( $l$ ) est un paramètre libre tel que le rapport entre  $l$  et l'échelle de hauteur de pression  $H_p$  (ou  $\alpha$ ),  $l/H_p$ , est compris entre 0.5 et 2.0. Dans le cas du soleil, la valeur de  $l/H_p$  est fixée à 1.25 par Kurucz (1992b) en comparant le flux calculé à celui observé. Castelli et al. (1997) ont publié un article concernant la convection dans **ATLAS9** avec toutes les modifications faites depuis 1970. Une des conclusions de cet article était que l'utilisation du programme **ATLAS9** sans "overshooting" reproduit mieux les indices des couleurs et les profils des raies de Balmer observés. Gardiner et al. (1999) ont étudié l'effet de la convection sur les profils des raies de Balmer ( $H_\alpha$  et  $H_\beta$ ) dans les étoiles A, F et G. La MLT avec et sans "overshooting" est comparée à la théorie de la convection proposée par Canuto & Mazzitelli (1991, 1992) (CM) et introduite dans une version d'**ATLAS** par Kupka (1996). Les tests ont montré que les modèles MLT sans "overshooting" et CM reproduisent des résultats similaires aux niveaux des indices de couleurs. D'un autre côté, la comparaison entre les températures effectives d'étoiles de référence et celles des modèles montre que le modèle MLT (sans overshooting) reproduit au mieux les observations.

Dans le cas où la taille de l'élément turbulent est petite devant le libre parcours moyen des photons, on parle de microturbulence. Cette vitesse de microturbulence est introduite dans le transfert radiatif à travers la vitesse thermique (voir l'équation 1.51) affectant ainsi le coefficient d'absorption. Dans le cas des raies faibles, une augmentation de la vitesse de microturbulence n'a aucun effet sur la largeur équivalente de la raie, contrairement aux raies fortes. Dans **ATLAS**, la microturbulence est introduite à travers une pression turbulente de la forme  $P_t \propto (1/2)\rho v^2$  où  $\rho$  est la densité du gaz dans la cellule et  $v$  la vitesse moyenne de turbulence.

Dans le cas où la taille de l'élément turbulent est grande devant le libre parcours moyen des photons, on parle de macroturbulence. Dans mon étude, aucune vitesse de macroturbulence n'a été nécessaire pour ajuster les profils des raies observées ( $\xi_{\text{macro}}=0$ ). En plus,

---

<sup>28</sup>Les abondances solaires utilisées sont celles de Grevesse & Sauval (1998) (tab. 5.1).

**TAB. 5.1:** Abondances des éléments chimiques dans le Soleil selon Grevesse & Sauval (1998). les valeurs présentées sont en échelle logarithmiques. Dans ce cas, l'abondance de l'hydrogène est de  $\log(H)_{\odot} = 12$  dex.

Z	Eléments	$\log(X)_{\odot}$	Z	Eléments	$\log(X)_{\odot}$
6	C	$8.52 \pm 0.06$	26	Fe	$7.50 \pm 0.05$
8	O	$8.83 \pm 0.06$	27	Co	$4.92 \pm 0.04$
11	Na	$6.33 \pm 0.03$	28	Ni	$6.25 \pm 0.04$
12	Mg	$7.58 \pm 0.05$	38	Sr	$2.97 \pm 0.07$
14	Si	$7.55 \pm 0.05$	39	Y	$2.24 \pm 0.03$
20	Ca	$6.36 \pm 0.02$	40	Zr	$2.60 \pm 0.02$
21	Sc	$3.17 \pm 0.10$	56	Ba	$2.13 \pm 0.05$
22	Ti	$5.02 \pm 0.06$	57	La	$1.17 \pm 0.07$
23	V	$4.00 \pm 0.02$	58	Ce	$1.58 \pm 0.09$
24	Cr	$5.67 \pm 0.03$	60	Nd	$1.50 \pm 0.06$
25	Mn	$5.39 \pm 0.03$	63	Eu	$0.51 \pm 0.08$

les programmes utilisés ne prennent pas en compte la convolution de l'intensité par le profil de macroturbulence.

La valeur du rapport entre la longueur de mélange et l'échelle de hauteur de pression,  $\frac{l}{\alpha}$ , et la valeur de la vitesse de microturbulence sont des données d'entrée. Elles ont été choisies en tenant compte des résultats de Gardiner et al. (1999) et de Smalley (2004) :

Pour  $10000\text{K} \leq T_{\text{eff}}$  la longueur de mélange est nulle ( $l/\alpha \simeq 0$ ) et la vitesse de microturbulence  $\xi$  également.

Pour  $8500\text{K} \leq T_{\text{eff}} \leq 10000\text{K}$  on a  $l/\alpha \simeq 0$  et  $\xi \simeq 2$  km/s.

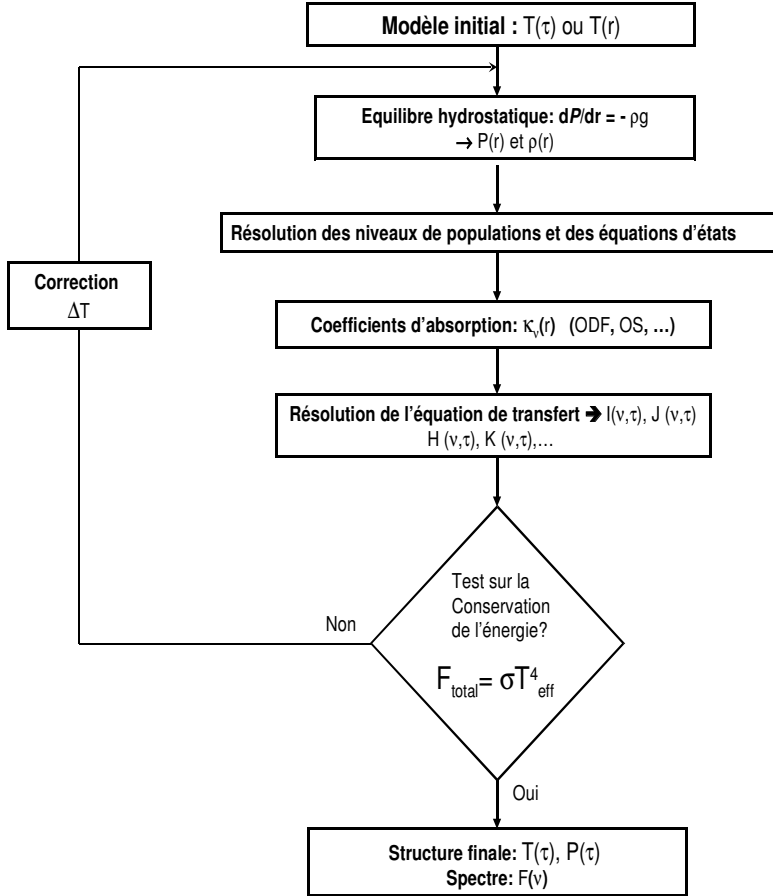
Pour  $7000\text{K} \leq T_{\text{eff}} \leq 8500\text{K}$  on a  $l/\alpha \simeq 0.5$  et  $\xi \simeq 2$  à  $4$  km/s.

Pour  $6000\text{K} \leq T_{\text{eff}} \leq 7000\text{K}$  on a  $l/\alpha \simeq 1.25$  et  $\xi \simeq 1$  à  $2$  km/s.

Dans mon travail, l'option "overshooting" n'est pas prise en compte dans les modèles calculés.

## 5.2 ATLAS9 et ATLAS12

Pour quelques étoiles, des modèles d'atmosphères ont été calculés avec **ATLAS9** et **ATLAS12** pour mettre en évidence l'effet de l'OS sur le calcul des spectres synthétiques et donc sur les abondances déduites. Une première détermination des abondances se fait avec un modèle d'atmosphère solaire calculé avec **ATLAS9** puis avec un modèle d'atmosphère solaire calculé avec **ATLAS12**. Les abondances déduites en utilisant **ATLAS12** sont introduites comme données initiales pour calculer un nouveau modèle d'atmosphère



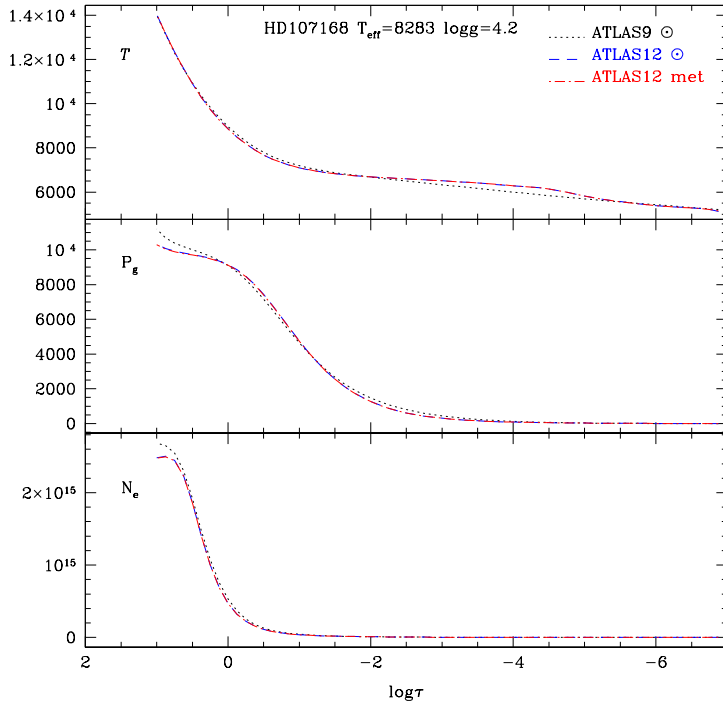
**FIG. 5.1:** Organigramme montrant les étapes de calcul d'un modèle d'atmosphère selon Schweitzer (1999).

avec **ATLAS12**. Cette procédure est répétée jusqu'à ce que les abondances de sortie soient identiques aux abondances d'entrée. La figure 5.2 montre les différences entre la structure atmosphérique d'une étoile Am (HD107168)<sup>29</sup> calculée avec un modèle solaire **ATLAS9** (pointillés), avec un modèle solaire **ATLAS12** (tirets) et celle calculée avec un modèle métallique **ATLAS12** (traits et points). Les profils (en température  $T(\tau)$ , pression du gaz  $P_g(\tau)$  et densité électronique  $N_e(\tau)$ ) sont assez similaires notamment dans la zone de formation des raies ( $-2 \lesssim \log \tau \lesssim 1$ ). Les résultats montrent que la différence entre les abondances est plus petite que les barres d'erreur déduites d'**ATLAS9**. On remarque que la structure atmosphérique des étoiles Am est peu affectée par le passage à l'OS. Ceci est dû aux fait que les anomalies d'abondances ne sont pas assez élevées pour changer significativement les opacités dans chaque couche de l'atmosphère. Ce test a été fait sur des étoiles normales et des étoiles chimiquement particulières ayant à la fois des surabon-

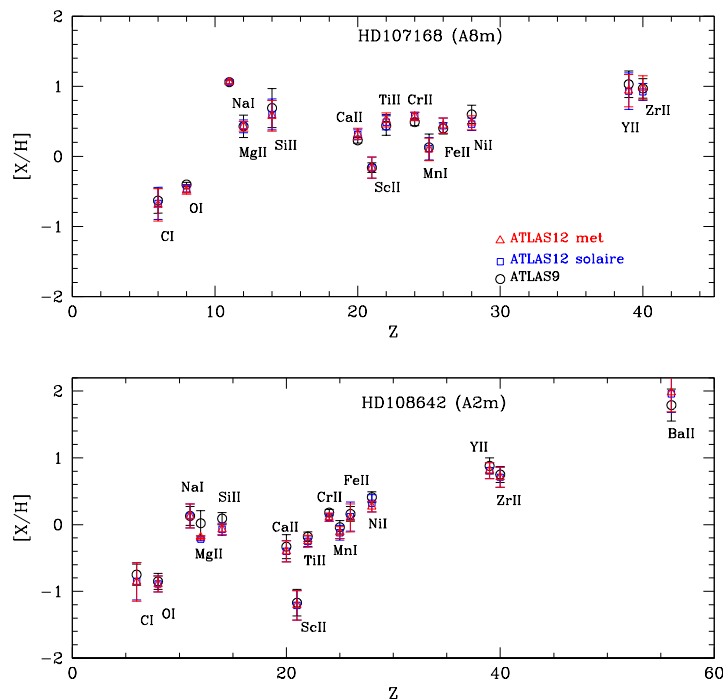
<sup>29</sup>HD107168 possède des surabondances marquées pour plusieurs éléments.



**FIG. 5.2:** Différences entre la structure atmosphérique d'une étoile Am (HD107168) calculée avec un modèle solaire **ATLAS9** (pointillés noirs), avec un modèle solaire **ATLAS12** (tirets bleus) et avec un modèle métallique **ATLAS12** (traits et points rouges). Dans ce graphe sont présentées la température de chaque couche (en Kelvin), la pression du gaz (en dyn/cm<sup>2</sup>) et la densité électronique (en cm<sup>-3</sup>) en fonction de la profondeur optique.



**FIG. 5.3:** Abondances déduites pour l'étoiles A8m HD107168 et A2m HD108642 en utilisant un modèle d'atmosphère solaire d'**ATLAS9** (cercles vides noirs), un modèle solaire d'**ATLAS12** (carrés vides bleus) et un modèle calculé avec **ATLAS12** en itérant sur les abondances comme expliqué dans le paragraphe 5.1 (triangles vides rouges).



dances en fer et en éléments lourds et des sous-abondances en éléments légers et en Ca et/ou en Sc par rapport aux valeurs solaires. Les tests effectués sur les étoiles HD107168 et HD108642 (A8m et A2m) sont présentés dans la figures 5.3.

Récemment, Khan & Shulyak (2007) ont analysé l'effet des variations d'abondances individuelles de chaque élément sur la structure atmosphérique des étoiles A et B ( $T_{\text{eff}} = 8000, 9500, 11000, 13000, 15000, 20000$  K) chimiquement particulières. Leurs tests ont été faits avec des modèles d'atmosphères calculés avec le code `LLMODELS` (Shulyak et al. 2004). Ils ont montré que les éléments qui contribuent le plus aux modifications de la structure atmosphérique ( $\frac{\Delta T}{T} \gtrsim 3\%$  par rapport au modèle calculé avec des abondances solaires ou des abondances multipliées par un même facteur) sont le silicium, le chrome et le fer, et ceci pour des surabondances de l'ordre de +1 ou +2 dex. Dans ce cas, l'erreur commise sur la détermination des abondances peut atteindre +0.25 dex. Ces ordres de surabondances ne sont jamais atteints dans le cas des étoiles chimiquement particulières étudiées dans cette thèse. En effet les valeurs maximales varient entre +0.5 et +0.6 dex pour ces trois éléments.

### 5.3 Courbe de croissance

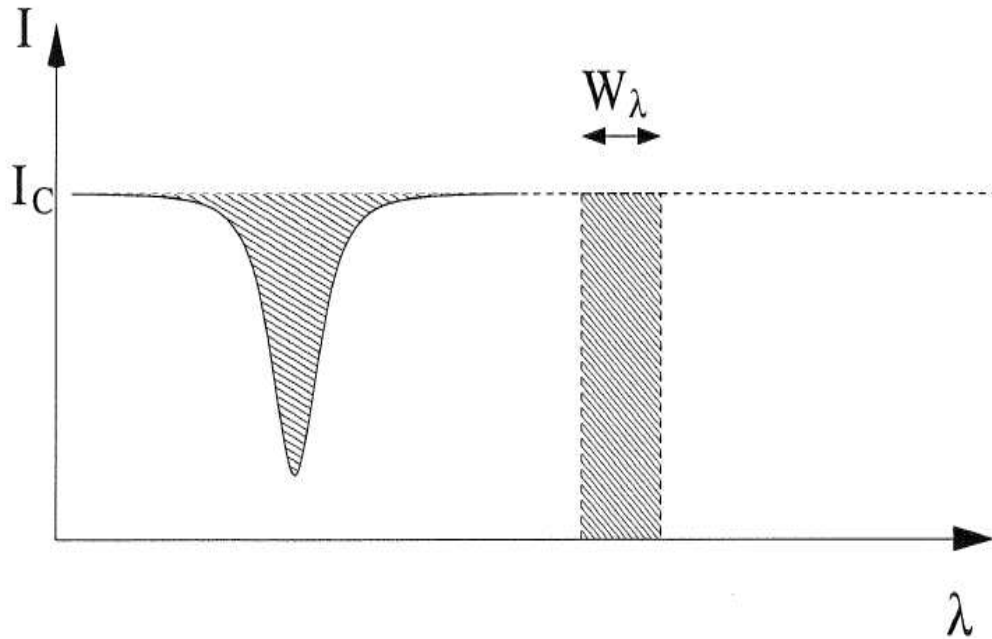


FIG. 5.4: Largeur équivalente d'une raie.

Pour déterminer les abondances des éléments chimiques, deux méthodes principales sont utilisées, la courbe de croissance et les spectres synthétiques. Dans le premier cas, on compare la largeur d'une transition (figure 5.4) à une largeur équivalente théorique.

La largeur équivalente  $W_\lambda$  d'une raie est définie par :

$$W_\lambda = \int \frac{I_c - I_\lambda}{I_c} d\lambda \quad (5.2)$$

où  $I_c$  représente l'intensité du continu et  $I_\lambda$  l'intensité à la longueur d'onde  $\lambda$ . En d'autres termes, cette valeur correspond à la largeur d'un rectangle ayant la même surface que la raie et ayant une longueur  $I_c$  (figure 5.4).

Cette technique permet de mesurer directement la vitesse de microturbulence  $\xi_t$  en considérant le fait que les raies d'un même ion donnent toutes la même abondance. En calculant un modèle d'atmosphère adapté à l'étoile observée, on détermine la largeur équivalente à partir de la formule suivante appliquée aux raies faibles :

$$\log\left(\frac{W}{\lambda}\right) = \log\left(C \frac{\pi e^2}{mc^2} N_H\right) + \log A + \log gf\lambda - \frac{5040}{T} \chi_i - \log \kappa_\nu, \quad (5.3)$$

où

- $W$  est la largeur équivalente
- $N_H$  est l'abondance de l'hydrogène
- $A$  est l'abondance de l'élément considéré relativement à l'hydrogène
- $\chi_i$  est le potentiel d'excitation
- $gf\lambda$  est le produit de la force d'oscillateur  $f$ , du facteur de multiplicité du niveau  $g$  et de la longueur d'onde  $\lambda$
- $T$  est la température effective de l'étoile
- $\kappa_\nu$  est l'opacité à la fréquence  $\nu$
- $C$  est une constante

La courbe de croissance (figure 5.5) est divisée en deux parties, une partie linéaire et un plateau pour les raies intenses. La position du plateau pour les raies fortes est assez sensible à la vitesse de microturbulence ( $\xi_t$ ). Dès que la vitesse de rotation équatoriale de l'étoile augmente, la position du continuum devient incertaine et la mesure de la largeur équivalente d'une raie isolée est alors imprécise. De même, la détermination de la largeur équivalente est assez délicate dans le cas des raies mélangées. Dans ce cas, il faut ajuster simultanément plusieurs raies, ce qui n'est pas toujours aisé. La plupart des temps, la mesure de la largeur de la raie n'est faite que pour les rotateurs lents

Dans le cadre de cette thèse, un nombre non négligeable d'étoiles étudiées possèdent des vitesses de rotation apparente assez élevées ( $v_e \sin i > 120$  km/s) et donc l'application de la méthode des largeurs équivalentes est déconseillée. Dans ce qui suit, c'est la méthode des spectres synthétiques qui sera utilisée et elle sera détaillée dans le paragraphe suivant.

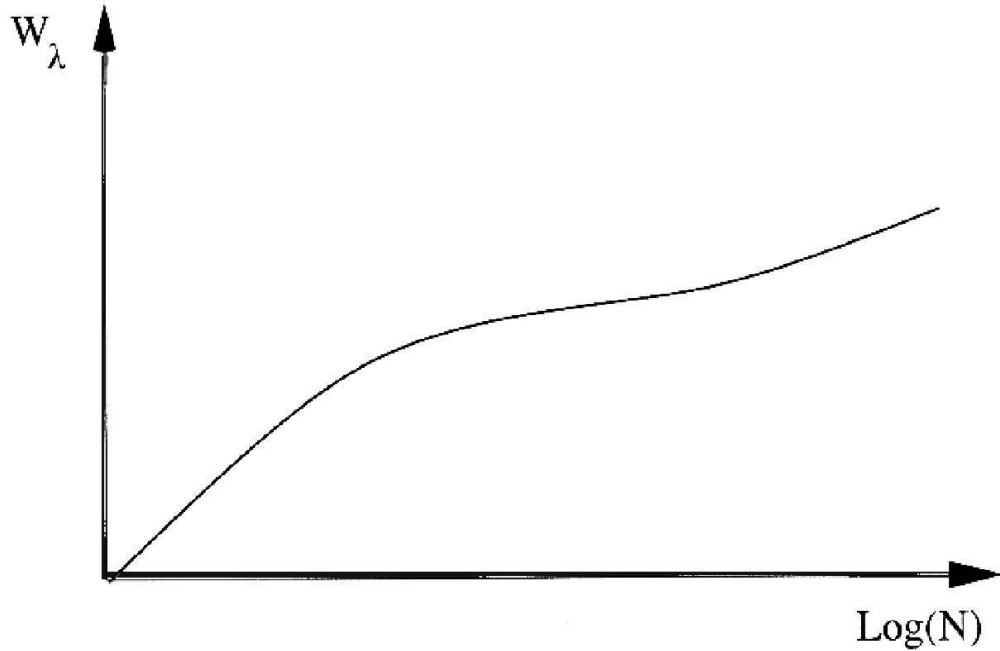


FIG. 5.5: Courbe de croissance.

## 5.4 Spectre synthétique

### 5.4.1 Généralités sur les spectres synthétiques

Il s'agit de calculer, dans un domaine de longueur d'onde déterminé, le flux théorique émergent à la surface de l'étoile (continuum + raies), à la résolution et pour les longueurs d'onde souhaitées par l'utilisateur, puis d'ajuster ce spectre au spectre observé. Cette méthode exige avant tout une bonne connaissance de la structure de l'atmosphère étudiée, elle utilise un modèle d'atmosphère (préalablement calculé avec **ATLAS**) à partir duquel est calculé le flux émergent de la manière suivante :

L'atmosphère est découpée en  $N$  couches à différentes profondeurs géométriques (c'est-à-dire à différentes profondeurs optiques) et pour chacune de ces couches sont calculées successivement, ainsi qu'il a été expliqué plus haut :

- La profondeur optique  $\tau_\nu$
- La température  $T(\tau_\nu)$  : le cas gris peut servir de première itération du profil  $T(\tau_\nu)$  mais celui-ci est recalculé jusqu'à ce que l'équilibre radiatif soit satisfait.
- La fonction source  $S_\nu(t_\nu)$

On en déduit ensuite l'intensité du rayonnement à la surface de l'étoile :

$$I_\nu(\tau = 0, \mu) = \int_0^\infty B_\nu(t_\nu) e^{-\frac{t_\nu}{\mu}} \frac{dt_\nu}{\mu} \quad (5.4)$$

ou bien encore le flux radiatif émis par l'étoile à sa surface :

$$F_{\nu}(0, \mu) = 2\pi \int_0^1 I_{\mu}(0, \mu) \mu d\mu \quad (5.5)$$

Pour chaque étoile, il faudra choisir un modèle d'atmosphère de température effective et de gravité superficielle préalablement déterminées.

Dans le présent travail, j'ai utilisé deux programmes de spectres synthétiques, le premier est SYNSPEC48 (Hubeny & Lanz 1992a) et le second est un programme écrit par Takeda (Takeda 1995) basé sur **WIDTH9** de Kurucz (Kurucz 1992a). Le but était de comparer les résultats donnés par ces deux programmes pour vérifier la fiabilité des abondances. Avec les mêmes modèles d'atmosphères et la même liste de raies utilisées comme fichiers d'entrée, les résultats sont assez cohérents, comme le montre la figure 5.12 qui représente les abondances déduites par chaque programme pour quelques étoiles de l'amas de Coma Berenices et des Pléiades. Ensuite, les abondances retenues sont celles déduites par le programme de Takeda pour les raisons qui seront expliquées dans le paragraphe 5.6. L'organigramme du calcul d'un spectre synthétique est illustré dans la figure 5.6.

### 5.4.2 Les fichiers d'entrée

Deux fichiers essentiels sont introduits lors du calcul du spectre synthétique :

- Le modèle d'atmosphère
- La liste des raies

#### Les modèles d'atmosphères :

Pour chaque température effective et gravité de surface, un modèle d'atmosphère a été calculé à partir du programme "**ATLAS9**" comme expliqué précédemment dans le paragraphe 5.1.

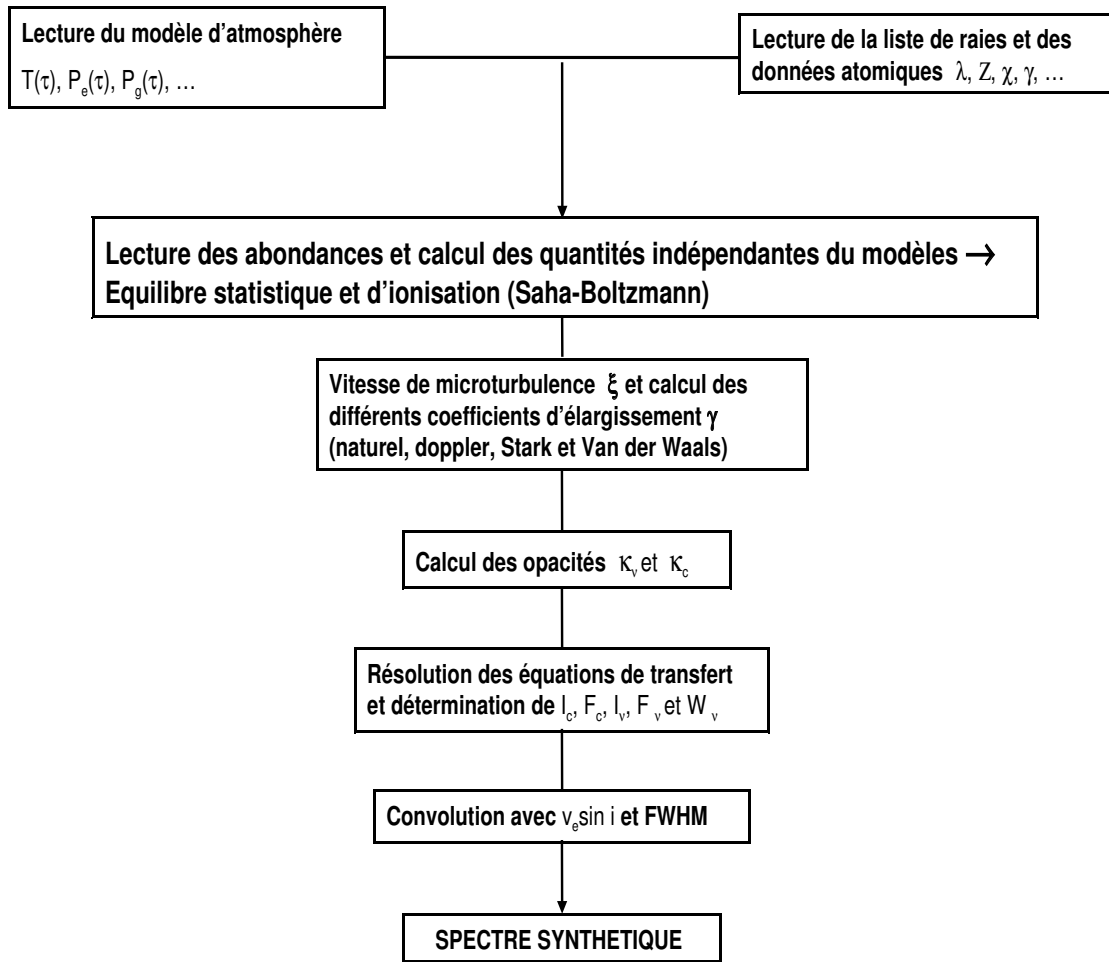
#### La liste des raies :

Cette liste est fabriquée à partir du fichier gfall.dat mis à disposition de la communauté sur le site web de R. Kurucz<sup>30</sup>. Pour chacun des deux programmes de calcul de spectres synthétiques (section 5.5), la liste de raies possède les mêmes paramètres mais dans un ordre différent. Seules les transitions situées dans le domaine de longueur d'onde [3800 Å, 6800 Å] ont été retenues. La liste des raies contient, principalement, les paramètres suivants :

- $\lambda$  : longueur d'onde en nm
- $Z$  : numéro atomique de l'élément (ex. : pour FeII,  $Z=26.01$ )

---

<sup>30</sup><http://kurucz.harvard.edu>



**FIG. 5.6:** Organigramme illustrant le principe d'un calcul du spectre synthétique.

- $\log gf$  :  $f$  est la force d'oscillateur (elle est liée à la probabilité de la transition) et  $g$  le poids statistique du niveau inférieur
- $E_i$  : énergie du niveau initial ou potentiel d'excitation en  $\text{cm}^{-1}$
- $J_i$  : moment angulaire total du niveau  $i$
- $E_f$  : énergie du niveau final en  $\text{cm}^{-1}$
- $J_f$  : moment angulaire total du niveau  $f$
- $Rad$  : constante d'amortissement de radiation naturelle, elle est notée  $\gamma_R$  et s'exprime par la formule :

$$\gamma_R = \frac{2e^2\omega^2}{3mc^3} = \frac{0.22}{\lambda^2} \quad (5.6)$$

Elle traduit l'élargissement naturel des raies ( $e$  et  $m$  sont les charge et masse respectivement de l'électron,  $\lambda$  est la longueur d'onde de la transition et  $\omega$  sa fréquence associée).

- Stark et van der Waals : constantes d'amortissement collisionnel  $\gamma_n$  qui s'exprime par la formule :

$$\gamma_n = 2\pi \left( \frac{2\pi C_n}{v} \int_{-\frac{\pi}{2}}^{\frac{\pi}{2}} (\cos \theta)^{n-2} d\theta \right)^{\frac{1}{(1-n)^2}} v n \quad (5.7)$$

Pour l'élargissement de van der Waals :  $n=6$

Pour l'élargissement de Stark :

- $n=2$  : effet Stark linéaire pour l'atome d'hydrogène
- $n=4$  : effet Stark quadratique pour les autres espèces chimiques.

$\gamma_n$  traduit la perturbation exercée par l'environnement ( $p^+$ ,  $e^-$  pour  $n=2$ ,  $e^-$  pour  $n=4$  et hydrogène neutre pour  $n=6$ ) sur les niveaux d'énergie de l'atome responsable de la transition.

Les forces d'oscillateurs de la liste de Kurucz sont les résultats de calculs quantiques semi-empiriques et peuvent être entachées d'erreurs. Il convient donc de les corriger si possible par des valeurs plus précises. Pour ce faire, j'ai comparé la liste de raies de Kurucz avec d'autres listes : une liste obtenue à partir de la base de données atomiques de Vienne VALD<sup>31</sup> (Vienna Atomic Line Database, Piskunov et al. 1995), une liste obtenue à partir du site NIST<sup>32</sup> (National Institute of Standards and Technology) et avec des publications récentes (Castelli & Hubrig 2004; Hill & Landstreet 1993). De même, la base de données DREAM<sup>33</sup> (Biémont et al. 1999) a été consultée pour mettre à jour les paramètres atomiques des terres rares.

Les valeurs de  $\log gf$  de la liste de NIST sont plus précises que celles de Kurucz et VALD car elles se basent sur des valeurs expérimentales mesurées au laboratoire (et parfois calculées à partir de modèles théoriques) avec leurs erreurs précisées.

Au fur et à mesure de l'avancement de la thèse, la liste de raies était le plus possible à jour dans l'intervalle de 3800 à 6800 Å. Les transitions qui se situent dans les régions de recouvrement des ordres successives des spectres observés, ont été retirées de la liste. En effet, aux bouts des ordres, le bruit peut être assez important et la qualité de la connexion peut parfois être douteuse. La liste de raies finale adoptée contient 300 transitions pour 22 éléments. Le tableau C.1 de l'annexe C représente ces transitions retenues. Pour ces transitions électroniques, les constantes d'amortissements (élargissement naturel et collisionnel) adoptées sont celles de la liste de Kurucz (Kurucz & Avrett 1981). Une brève

<sup>31</sup><http://ams.astro.univie.ac.at/vald>

<sup>32</sup><http://physics.nist.gov>

<sup>33</sup><http://www.umh.ac.be/~astro/dream.shtml>

description concernant les données atomiques de chaque élément et des références adoptées est décrite dans ce qui suit :

- **Le carbone C** : Pour la plupart des étoiles, sept raies du carbone neutre (CI) ont été analysées dans ce présent travail. Les forces d'oscillateurs sont de précision B<sup>34</sup> selon Hibbert et al. (1993). Cette liste est entièrement tirée de NIST.

- **L'oxygène O** : Seize raies d'oxygène neutre (OI) de qualité B et 6 de qualité C+<sup>35</sup> ont été synthétisées. Les données atomiques sont celles de Biemont et al. (1991) et Wiese et al. (1996).

- **Le sodium Na** : L'abondance du sodium neutre (NaI) a été déduite à partir de neuf raies tirées de NIST. Ces raies sont de qualité A<sup>36</sup> à C<sup>37</sup>.

- **Le magnésium Mg** : Quatre raies de Magnésium une fois ionisé (MgII) ont été retenues dont un doublet ( $\lambda 4390 \text{ \AA}$ ) et un triplet ( $\lambda 4381 \text{ \AA}$ ). les données sont de qualité B à D<sup>38</sup> d'après Biermann & Lübeck (1948). Pour les étoiles F, 5 raies de Magnésium neutre (MgI) de qualité B et C ont été étudiées et sont retirées de NIST.

- **Le silicium Si** : Dix-neuf raies du silicium une fois ionisé (SiII) de qualité C à E<sup>39</sup> ont été traitées dans cette thèse. Les données atomiques du silicium sont tirées de la liste de Kurucz et de la base NIST.

- **Le calcium Ca** : douze raies de calcium une fois ionisé (CaII) de qualité C et D ont été synthétisées pour toutes les étoiles A (normales et CP) et pour quelques étoiles F. Ces raies sont prises de la liste de Kurucz et de NIST.

- **Le scandium Sc** : Les 11 raies de scandium une fois ionisé (ScII) synthétisées sont de qualité D. Elles sont toutes tirées de NIST.

- **Les éléments du pic de fer (titane (Ti), chrome (Cr), vanadium (V) et manganèse (Mn))** : Vingt-six raies de titane une fois ionisé (TiII) de qualité D, 11 raies de chrome une fois ionisé (CrII) de qualité D, 9 raies de vanadium une fois ionisé (VII) et 20 raies de manganèse neutre (MnI) de qualité B et C+ ont été synthétisées. Les données atomiques du titane sont celle de Kostyk & Orlova (1983), Pickering et al. (2002) et de Sigut & Landstreet (1990). Celles du chrome sont retirées de Fuhr et al. (1988), Sigut & Landstreet (1990) et de la liste de Kurucz. Les raies du vanadium sont celles déjà existantes dans la liste de Kurucz et ne possèdent aucune précision sur la qualité des forces d'oscillateurs. Pour cet élément, une précision de E a été adopté. Les données sur

---

<sup>34</sup>précision de l'ordre de 10%.

<sup>35</sup>précision de l'ordre de 18%.

<sup>36</sup>précision de l'ordre de 3%.

<sup>37</sup>précision de l'ordre de 25%.

<sup>38</sup>précision de l'ordre de 50%.

<sup>39</sup>précision supérieure à 50%.



le manganèse sont celles de Fuhr et al. (1988).

• **Fer (Fe), cobalt (Co) et Nickel (Ni)** : Un des éléments qui contiennent le plus de transition dans le visible est le fer. Vingt-sept raies du fer une fois ionisé (FeII) de qualité C à E ont été traitées. Ces raies possèdent des paramètres atomiques tirés de Fuhr et al. (1988). Le cobalt est un élément dont les précisions sur les forces d'oscillateurs des transitions adoptées sont inconnues. Pour les 12 raies de cobalt neutre (CoI) tirées de la liste de Kurucz, une précision de E a été retenue. Vingt-six raies de nickel neutre (NiI) de qualité C+ à D ont été synthétisées. Les données atomiques de cet élément sont retirées de Fuhr et al. (1988) et de la liste de Kurucz.

• **Les éléments lourds (strontium (Sr), yttrium (Y), zirconium (Zr) et baryum (Ba))** : Deux raies du strontium une fois ionisé (SrII) ont été synthétisées ( $\lambda\lambda$  4077.71 et 4215.52 Å). Aucune précision sur les forces d'oscillateurs de ces transitions n'a été trouvée. J'ai alors adopté E comme qualité des  $\log gf$ . Cinq raies d'yttrium (YII) et 5 raies de zirconium (ZrII), toutes de qualité E, ont été analysées. Le baryum est le seul élément lourd possédant des paramètres atomiques de qualité B. J'ai alors synthétisé 5 raies de BaII. La plupart de ces données atomiques sont prises de la base de NIST et de Kurucz à l'exception de la raie du zirconium à 4496.960 Å qui provient de Biemont et al. (1981) et celle du BaII à 6496.897 Å qui est adoptée de Miles & Wiese (1969).

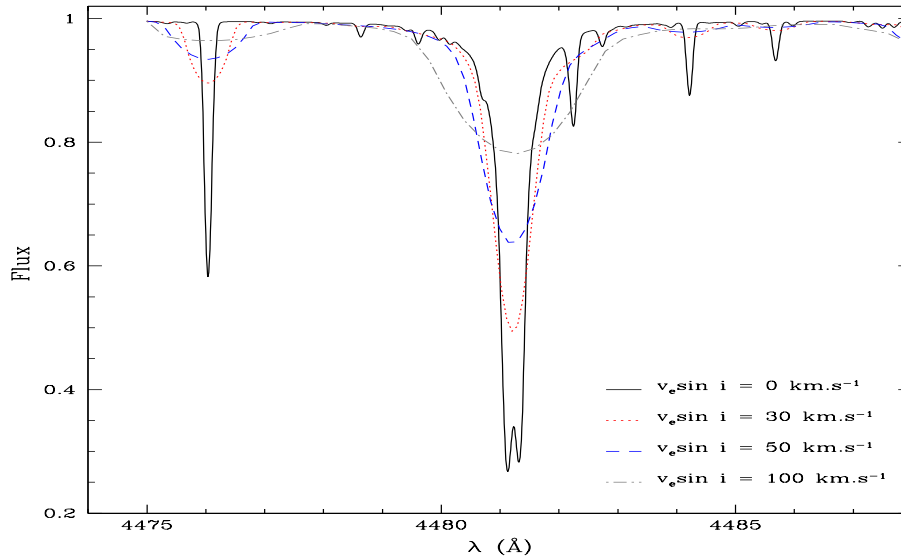
• **Le lanthane (La), le cérium (Ce), le néodyme (Nd) et l'euporium (Eu)** : Les forces d'oscillateurs des transitions de ces 4 éléments ne possèdent aucune informations quant à leurs qualités. Elles ont toutes été affectées de la précision E. Quinze raies de LaII sont sélectionnées de Magazzu & Cowley (1986), 7 raies de CeII de la liste de Kurucz et de Magazzu & Cowley (1986), 4 raies de NdII de la base de NIST et de Ward (1985) et 4 raies de EuII de la liste de Kurucz. Les abondances de ces éléments sont à considérer avec précaution (voire section 6.6).

Il faut noter que dans les étoiles A et F, les éléments choisis dans mon étude représentent les principaux degrés d'ionisation, les autres degrés d'ionisation étant sujets à des écarts à l'ETL. Dans la partie II du chapitre 6, des analyses détaillées de chaque éléments avec leurs abondances respectives dans chaque étoile seront présentées.

### 5.4.3 Convolution du spectre synthétique

Le spectre observé se présente comme un fichier ASCII ( $\lambda$ , flux) où le flux est normalisé au continuum (comme expliqué au chapitre 3) et calibré en longueur d'onde. Il inclut en outre le profil instrumental du spectromètre.

D'autre part, l'utilisation des programmes de spectres synthétiques avec les modèles d'atmosphères d'"ATLAS" permet de calculer le flux émis à la surface de l'étoile immobile (pas de mouvement propre ni de rotation). Il faut donc ensuite convoluer le spectre synthétique par le profil instrumental et par le profil de rotation de l'étoile (et si nécessaire par le profil de macroturbulence). Les deux convolutions contribuent beaucoup à élargir et dégrader le spectre synthétique initial. Le profil instrumental est un profil gaussien et

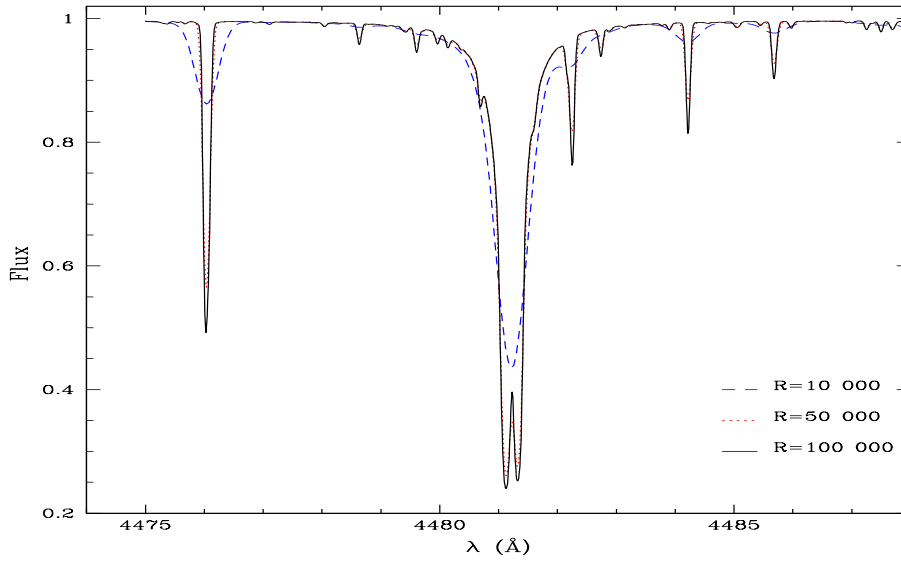


**FIG. 5.7:** Effet de la vitesse de rotation sur le profil du triplet du magnésium à 4481 Å. Ce spectre a été synthétisé avec un modèle d'atmosphère à 9000 K,  $\log g = 4$  dex, une vitesse de microturbulence fixée à 2 km/s et une résolution de 60000 (le calcul du spectre est fait avec SYNSPEC48). Le spectre noir (traits pleins) correspond à une vitesse de rotation équatoriale apparente de 0 km/s, le rouge (pointillés) à 30 km/s, le bleu (tirets) à 50 km/s et le vert (grands tirets) à 100 km/s. Au fur et à mesure que  $v_e \sin i$  augmente, le fond de la raie est relevé et les ailes s'ouvrent.

le profil de rotation est parabolique. Les influences de la vitesse de rotation et du profil instrumental sont illustrées dans les figures 5.7 et 5.8. Une étude plus détaillée concernant l'influence de la vitesse de rotation sur les abondances déterminées sera faite dans la section 5.8

## 5.5 Programmes de calcul des spectres synthétiques et détermination des abondances

Deux programmes de calcul de spectres synthétiques ont été utilisés dans cette thèse pour déterminer les abondances de C, O, Na, Mg, Si, Ca, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Sr, Y, Zr, Ba, La, Ce, Nd et Eu dans les étoiles A et F des amas des Pléiades et de Coma Berenices. Le programme de Takeda (Takeda 1995) qui se base sur **WIDTH9** de Kurucz (Kurucz 1992a) a été utilisé pour toutes les étoiles, et ensuite les abondances des éléments ont été redéterminées pour quelques étoiles avec le programme SYNSPEC (Hubeny & Lanz 1992a) à titre de validation. Ces deux programmes calculent des spectres synthétiques à l'ETL à partir des modèles stellaires qui sont dans le cas de ce travail les modèles d'**ATLAS9-12**.



**FIG. 5.8:** Effet de la résolution du spectrographe sur le profil de la raie du magnésium à 4481 Å. Ce spectre a été synthétisé avec un modèle d'atmosphère à 9000 K,  $\log g = 4$  dex, une vitesse de microturbulence fixée à 2 km/s et  $v_e \sin i = 0$  km/s. Le spectre noir (traits pleins) correspond à une résolution de 100000, le rouge (pointillés) de 50000 et le bleu (tirets) de 10000.

### 5.5.1 SYNSPEC48

La version de SYNSPEC utilisée dans ce travail est SYNSPEC48. Cette version prend en compte l'ensemble des éléments chimiques jusqu'à  $Z=99$ . Comme expliqué dans le paragraphe 5.4.2, ce programme lit une liste de raies. Pour certaines transitions, les constantes d'amortissement ne sont pas fournies. Alors le programme les calcule en utilisant les formules suivantes :

1. Constante d'amortissement naturel

$$\gamma_{\text{nat}} = \frac{8\pi^2 e^2}{3mc} \left(\frac{c}{\lambda}\right) = 2.4734 \times 10^{-22} \left(\frac{2.99725 \times 10^{17}}{\lambda}\right) \quad (5.8)$$

où  $e$  est la charge de l'électron,  $m$  la masse de l'électron et  $c$  la vitesse de la lumière dans le vide.

2. Constante d'amortissement de Stark

$$\gamma_{\text{Stark}} = 10^{-8} n_{\text{eff}}^5 N_e \quad (5.9)$$

$N_e$  est la densité d'électrons et  $n_{\text{eff}}$  est le nombre quantique effectif du niveau final de la transition, donné par :

$$n_{\text{eff}} = \sqrt{\frac{(j+1)^2 E_0}{E_F}} \quad (5.10)$$

$j$  est le nombre de charges électriques de l'ion,  $E_0$  l'énergie de l'état fondamental de l'atome d'hydrogène et  $E_F$  l'énergie du niveau final de la transition étudiée.

### 3. Constante d'amortissement de van der Waals

$$\gamma_{\text{vdW}} = 4.5 \times 10^{-9} \left[ \left( \frac{n_{\text{eff}}^2}{j+1} \right)^2 \right]^{0.4} \left[ N_{\text{H}} + \left( \frac{1}{4} \right)^{0.3} \left( \frac{0.50 \times 10^{-33}}{1.61 \times 10^{-33}} \right)^{0.4} N_{\text{He}} \right] \left( \frac{T}{10^4} \right)^{0.3} \quad (5.11)$$

$j$  étant le nombre de charges électriques de l'ion,  $N_{\text{H}}$  la densité des atomes d'hydrogène,  $N_{\text{He}}$  la densité des atomes d'hélium,  $T$  la température et  $n_{\text{eff}}$  le nombre quantique effectif calculé de la façon suivante :

$$n_{\text{eff}} = (2.5)^{\frac{1}{4}} \sqrt{\frac{(j+1)^2 E_0}{E_F}} \quad \text{pour } Z \leq 20 \quad (5.12)$$

$$n_{\text{eff}} = (45 - Z)^{\frac{1}{4}} (j+1)^{\frac{1}{4}} \quad \text{pour } 21 \leq Z \leq 44 \quad (5.13)$$

$$n_{\text{eff}} = 0.5^{\frac{1}{4}} \sqrt{j+1} \quad \text{pour } Z \geq 45 \quad (5.14)$$

avec  $Z$  le numéro atomique de l'ion considéré,  $E_0$  l'énergie de l'état fondamental de l'atome d'hydrogène et  $E_F$  l'énergie du niveau final de la transition étudiée.

Une fois le spectre synthétique calculé, les abondances sont modifiées afin que le meilleur ajustement (visuel) entre le spectre observé et le spectre synthétique soit réalisé.

## 5.5.2 Programme de Takeda

Dans le cas des rotateurs rapides où les raies sont mélangées, il est difficile de déterminer la vitesse de rotation équatoriale de l'étoile, la vitesse de microturbulence et les abondances des éléments simultanément. Le critère du meilleur ajustement est en général basé sur l'œil humain et si le nombre de paramètres augmente, la difficulté d'ajuster les spectres augmente aussi, et l'incertitude sur les abondances croît. Takeda (1995) a modifié le programme de **WIDTH9** (Kurucz 1992a) en ajoutant une procédure automatique qui minimise l'erreur entre le spectre synthétique et le spectre observé pour plusieurs paramètres simultanément ( $v_e \sin i$ ,  $\xi_t$ ,  $[\frac{X}{\text{H}}]$ ,  $v_{\text{macro}}$  et  $\Delta\lambda$ ).

Ce programme fonctionne en deux étapes, la première consiste à calculer les opacités et la deuxième consiste à ajuster les spectres synthétiques aux spectres observés en minimisant l'écart suivant :

$$\sigma^2 = \frac{\sum_{i=1}^N [y_i - \eta_i - C(\lambda)]^2}{N} \quad (5.15)$$

où

- $N$  est le nombre de points
- $y_i = \log f_{\lambda_i}$ , où  $f_{\lambda_i}$  est le flux observé
- $\eta_i = \log F_{\lambda_i}$ , où  $F_{\lambda_i}$  est le flux calculé
- $C(\lambda)$  est un paramètre variant avec la longueur d'onde et qui permet d'optimiser l'accord entre  $f_{\lambda_i}$  et  $F_{\lambda_i}$

D'un point de vue numérique, le flux synthétique  $\eta_i$  ( $i=1,\dots,N$ ; étant le nombre de points de longueur d'onde) est une fonction de plusieurs variables ( $x_1, \dots, x_K$  et  $C$ ) correspondant à  $[X/H]$ ,  $v_e \sin i$ ,  $\xi_t$ ,  $f$ ,  $\gamma_i, \dots$ . L'écart  $\sigma$  (équation 5.15) dépend alors de  $K+1$  variables. La solution est atteinte lorsque les dérivées partielles  $\frac{\partial \sigma}{\partial x_l}$  ( $l=1,\dots,K$ ) s'annulent. Ceci nous mène à une série de  $K+1$  équations non linéaires avec  $K+1$  inconnus :

$$\sum_{i=1}^N \left[ (y_i - \eta_i - C) \frac{\partial \eta_i}{\partial x_l} \right] = 0 \quad (5.16)$$

$$\sum_{i=1}^N (y_i - \eta_i - C) = 0 \quad (5.17)$$

Dans la procédure de Takeda, la résolution de ces équations est basée sur la méthode de Newton-Raphson (linéarisation). Les itérations sont répétées jusqu'à ce que l'écart entre deux valeurs successives, pour une variable donnée, soit inférieur à  $10^{-3}$ . Ce programme peut donc déterminer simultanément l'abondance des éléments, la vitesse de microturbulence ( $\xi_t$ ), la vitesse de rotation équatoriale apparente ( $v_e \sin i$ ), la vitesse de macroturbulence ( $v_{macro}$ ) et le décalage Doppler du spectre observé. La méthode pratique pour la détermination de ces paramètres est expliquée dans le paragraphe suivant.

## 5.6 Méthode de détermination des abondances

Les paramètres à déterminer lors du calcul du spectre synthétique sont les suivants :

- La vitesse de rotation équatoriale apparente  $v_e \sin i$
- La vitesse de microturbulence  $\xi_t$
- La vitesse de macroturbulence  $v_{macro}$
- L'abondance de l'élément étudié  $\left[ \frac{X}{H} \right]$
- La FWHM (Full Width at Half Maximum) du spectrographe
- La vitesse radiale de l'étoile

La vitesse radiale est déterminée lors de la réduction des spectres. La vitesse de macroturbulence est prise à 0 km/s. La FWHM est donnée par la résolution du spectrographe. En première approximation, la vitesse de microturbulence est fixée à la valeur donnée par Smalley (2004) pour des températures effectives différentes. Une autre méthode a été utilisée pour avoir une première approximation de la vitesse de microturbulence, celle de la courbe de croissance. Il s'agit de tracer sur un graphe, les valeurs des couples  $(\log(N), \log(\frac{W}{\lambda}))$  par rapport à un élément chimique (dans notre cas les raies du fer ionisées FeII) tout en variant l'abondance et la vitesse de microturbulence. Ainsi on obtient plusieurs courbes à différentes vitesses de microturbulence décalées en général l'une de l'autre selon le degré de variation de  $\xi_t$ . En superposant sur ce graphe les valeurs déduites du spectre observé, on obtient une approximation de la vitesse de microturbulence. La vitesse de rotation est fixée à la valeur trouvée dans la littérature et enfin l'abondance est fixée à la valeur solaire. En laissant ces 3 paramètres libres ( $v_e \sin i, \xi_t, \left[ \frac{X}{H} \right]$ ), un jeu d'itérations est fait sur chacune des raies du fer (FeII) entre 4490 et 4530 Å. Les raies intenses sont sensibles à  $\xi_t$  et à  $v_e \sin i$ , tandis que les raies faibles sont sensibles à  $v_e \sin i$

**FIG. 5.9:** Spectres observés d'étoiles A (haut) et F (centre) appartenant à l'amas de Coma. Chaque spectre est déplacé verticalement de 0.5, 1 et 1.5 unité(s). On remarque nettement l'effet de la rotation sur le profil du spectre : les raies sont élargies et mélangées. Le dernier graphe (bas) représente l'ajustement d'un spectre synthétique (tirets) sur le spectre observé (trait plein) de l'étoile HD107655 (A0V). L'intervalle de longueur d'onde entre 4475-4525 Å contient plusieurs raies métalliques (FeI, FeII, TiI, TiII, CrI, ...).

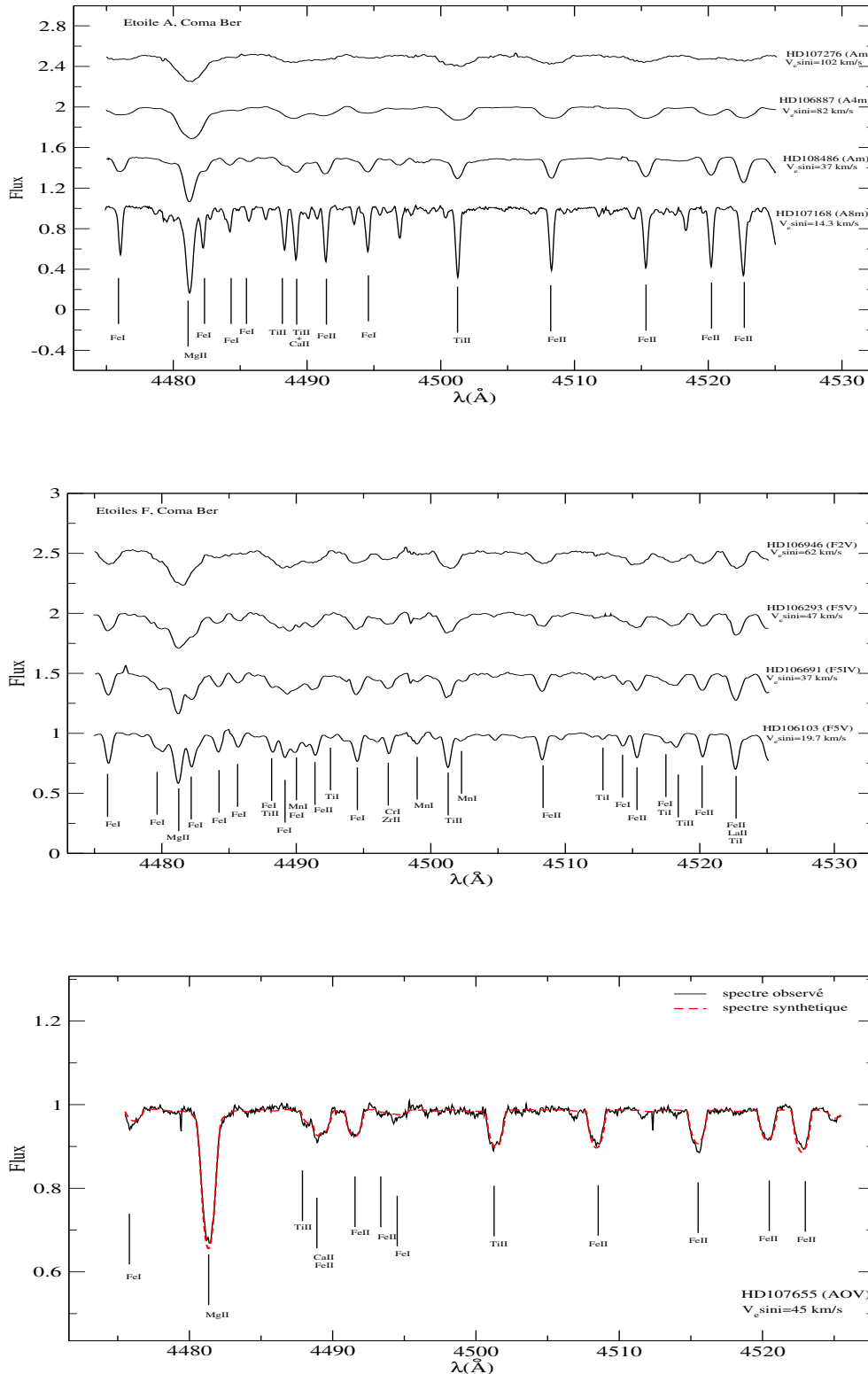
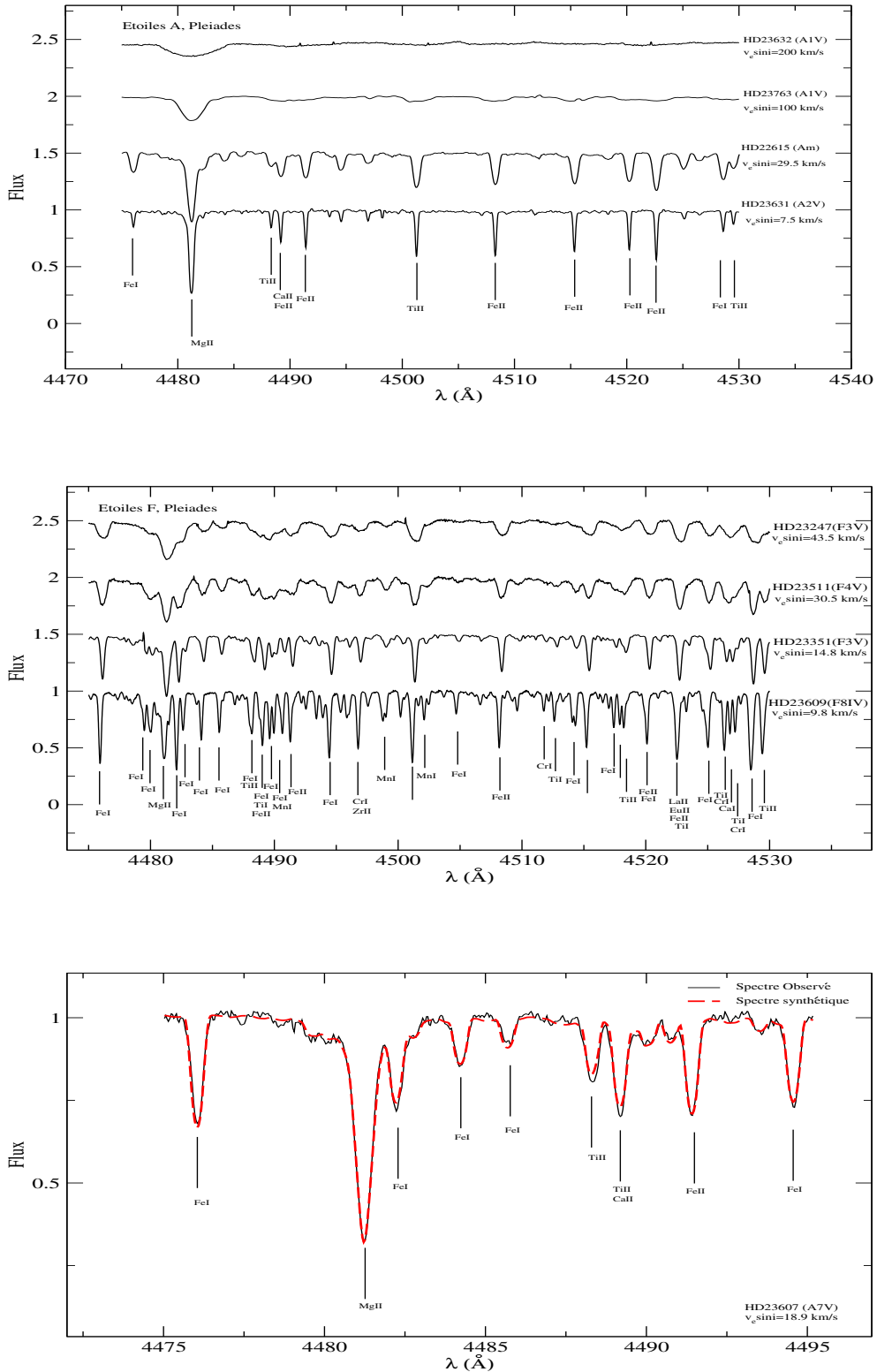
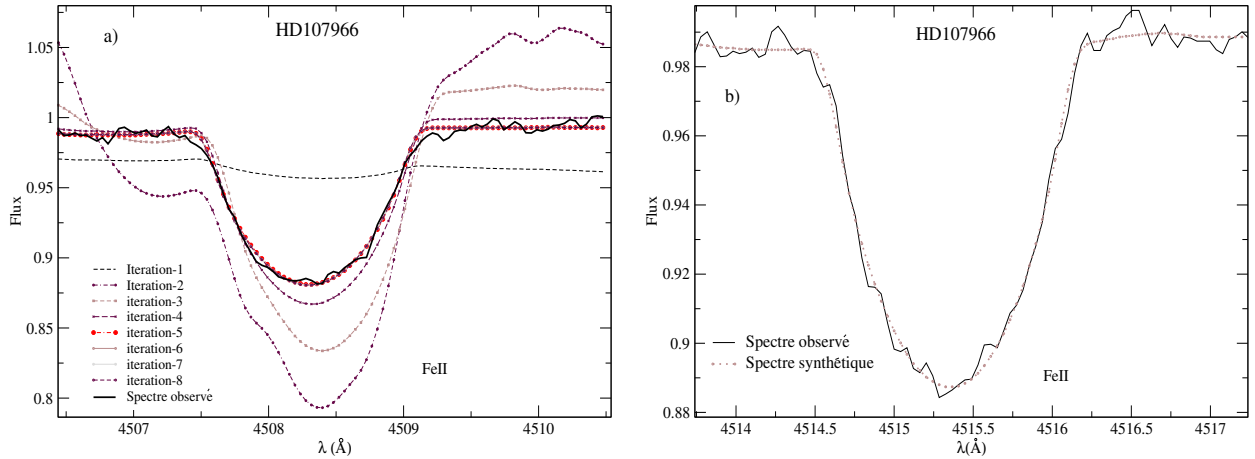


FIG. 5.10: Idem que la figure 5.9 mais pour l'amas des Pléiades. Le dernier graphe (bas) représente l'ajustement d'un spectre synthétique (tirets) sur le spectre observé (trait plein) de l'étoile HD22615 (Am).





**FIG. 5.11:** a) Exemple d'ajustement d'un spectre synthétique sur un spectre observé (trait plein) pour l'étoile HD107966 avec le programme de Takeda. La convergence est atteinte à la 5<sup>ème</sup> itération. b) Exemple d'ajustement de la raie du fer ionisé FeII à 4515.339 Å pour l'étoile HD107966 avec le programme de Takeda. Le spectre synthétique est en pointillés et le spectre observé en trait plein.

seulement. Ainsi je détermine plusieurs combinaisons de  $[\xi_t, [\frac{X}{H}], v_e \sin i]$  qui sont en général assez proches l'une de l'autre. Puis en faisant le même travail sur toutes les raies du fer simultanément et sur d'autres raies faibles et intenses, les moyennes de la vitesse de microturbulence et de la vitesse de rotation sont alors retenues. Enfin pour une dernière vérification ces deux valeurs de  $\xi_t$  et  $v_e \sin i$  sont testées sur le triplet du magnésium à 4481 Å.

Une fois tous les paramètres physiques fixés et les raies choisies, les abondances peuvent être déterminées à partir de chaque raie de chaque élément en variant l'abondance, de manière à ajuster le spectre synthétique au spectre observé. En effet, *a priori* le flux théorique dans une transition est une fonction complexe de plusieurs paramètres :

$$F_\nu = F_\nu(T(\tau), P(\tau), \xi, \log gf, \gamma_i, [\frac{X}{N_H}]) \quad (5.18)$$

On a fixé  $T(\tau)$  et  $P(\tau)$  en se donnant un modèle d'atmosphère. On a fixé aussi  $\xi_t$  et choisi les  $\log gf$  et les  $\gamma$  optimaux.  $F_\nu$  devient donc une fonction du seul paramètre  $[\frac{X}{N_H}]$ .

Ce jeu d'itérations est fait avec le programme de Takeda car ce dernier minimise automatiquement l'écart entre le flux observé et le flux synthétique tandis que SYNSPEC est basé sur un ajustement visuel.

Les valeurs de la vitesse de microturbulence et de la rotation apparente déduites de ce programme sont utilisées dans SYNSPEC afin de pouvoir comparer les résultats déduits de ces deux programmes. Le programme de Takeda et SYNSPEC donnent des valeurs assez similaires. Le test a été fait pour plusieurs étoiles A (normales et chimiquement particulières) et F (voir figure 5.12).

Les figures 5.9 et 5.10 représentent des spectres d'étoiles A et F avec des vitesses de ro-



**TAB. 5.2:** Comparaison entre les vitesses de rotation équatoriale apparentes et les vitesses de microturbulence déduites dans cette thèse pour les étoiles des Pléiades et celles déduites par Burkhardt & Coupry (1997) (BC97) et Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) (HA98).

HD23156	$v_e \sin i$ (km/s)	$\xi_t$ (km/s)	HD23325	$v_e \sin i$ (km/s)	$\xi_t$ (km/s)
<b>Ce travail</b>	<b>32.5</b>	<b>2.7</b>	<b>Ce travail</b>	<b>80</b>	<b>2.5</b>
BC97	-	5	BC97	-	3
HA98	32	2.5	HA98	70	3
HD23607	$v_e \sin i$ (km/s)	$\xi_t$ (km/s)	HD23631	$v_e \sin i$ (km/s)	$\xi_t$ (km/s)
<b>Ce travail</b>	<b>18.9</b>	<b>3.1</b>	<b>Ce travail</b>	<b>7.5</b>	<b>2.1</b>
BC97	-	5	BC97	-	5
HA98	22	2.5	HA98	$\leq 10$	0.0
HD23924	$v_e \sin i$ (km/s)	$\xi_t$ (km/s)	HD22615	$v_e \sin i$ (km/s)	$\xi_t$ (km/s)
<b>Ce travail</b>	<b>33.5</b>	<b>2.7</b>	<b>Ce travail</b>	<b>29.5</b>	<b>4</b>
BC97	-	5	BC97	-	$\geq 5$
HA98	33	2.5	HA98	30	2.5
HD23387	$v_e \sin i$ (km/s)	$\xi_t$ (km/s)			
<b>Ce travail</b>	<b>21</b>	<b>0.5</b>			
HA98	21	0.0			

tation équatoriale ( $v_e \sin i$ ) différentes dans les deux amas. Le dernier graphe de chacune des deux figures montre un ajustement d'un spectre synthétique sur un spectre observé. Le graphe "a)" de la figure 5.11 représente un jeu d'itérations d'ajustement de la raie de FeII à 4508.228 Å pour l'étoile HD107966. Le graphe "b)" représente un ajustement de la raie du fer (FeII) à 4515.339 Å pour l'étoile HD107966 (A3V).

En se basant sur la méthode des moindres carrés, le programme de Takeda nécessite moins de temps de calcul avec des résultats plus précis. Après avoir vérifié que les deux programmes donnent des abondances très proches (figure 5.12), les abondances retenues seront, dans ce qui suit, celles déduites du programme de Takeda.

## 5.7 Vitesses de rotation et de microturbulence

Comme expliqué dans le paragraphe précédent 5.6, les vitesses de rotation ( $v_e \sin i$ ) et de microturbulence ( $\xi_t$ ) ont été déterminées par ajustement de spectres synthétiques aux spectres observés. Pour valider les valeurs des vitesses de microturbulence déterminées par le programme de Takeda (paragraphe 5.5.2), la méthode des courbes de croisances (paragraphe 5.3) a été utilisée. Cette méthode consiste à calculer plusieurs courbes théoriques à différentes vitesses de microturbulence en se basant sur des largeurs équivalentes calculées par le programme SYNSPEC (paragraphe 5.5.1). Ensuite, ces valeurs sont comparées à celles observées (déterminées avec le logiciel IRAF). L'élément utilisé pour la validation était le fer. Les points théoriques sont tracés sur un graphe d'ordonnées ( $\log(gf\lambda) - \theta_{ex}\chi, \log(W/\lambda)$ ). Ces courbes sont parfois calculées avec plusieurs abondances différentes afin de déterminer simultanément l'abondance de l'élément et la vitesse de microturbulence, ou bien avec une abondance fixée qui est celle déterminée à partir du

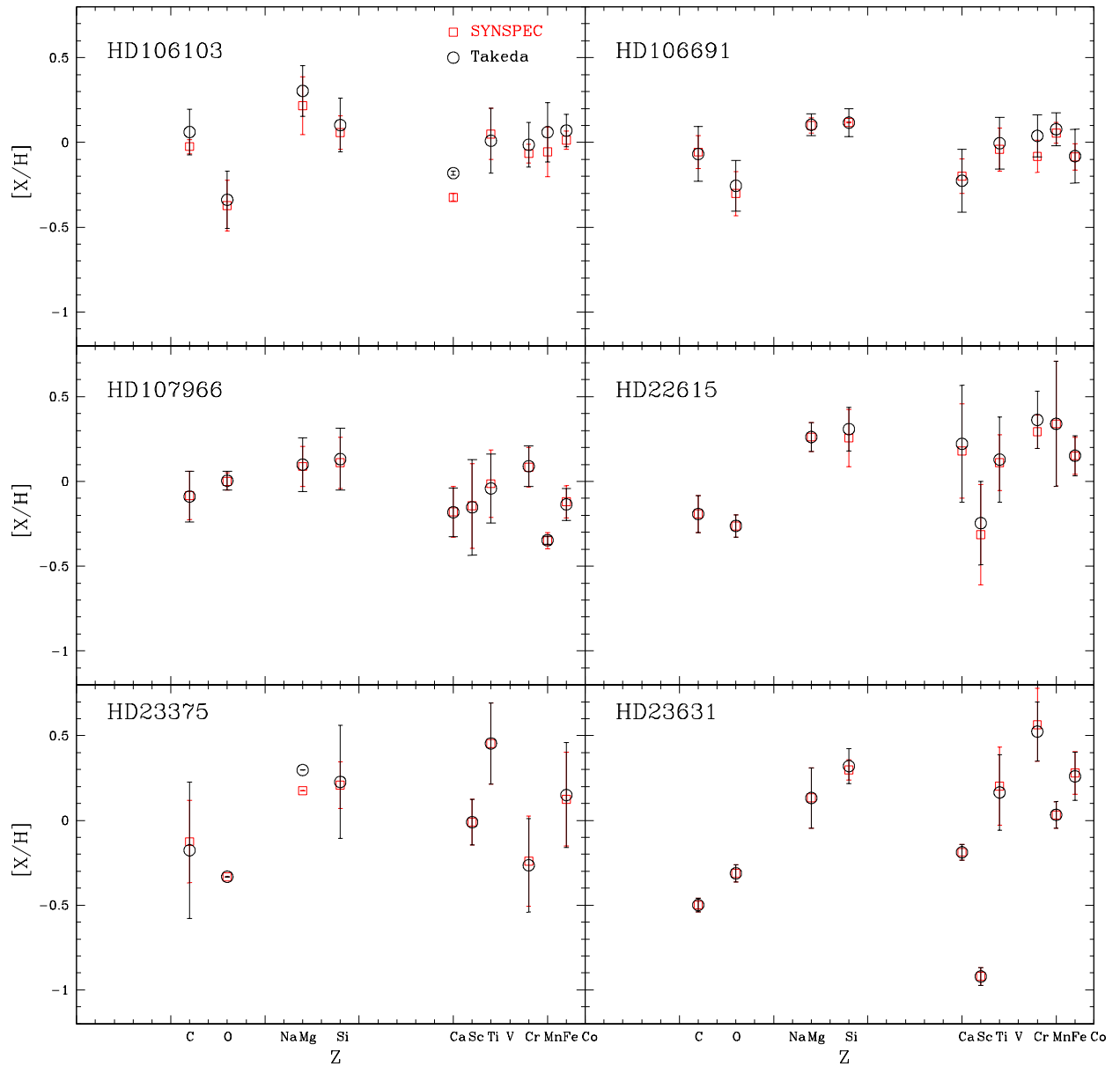
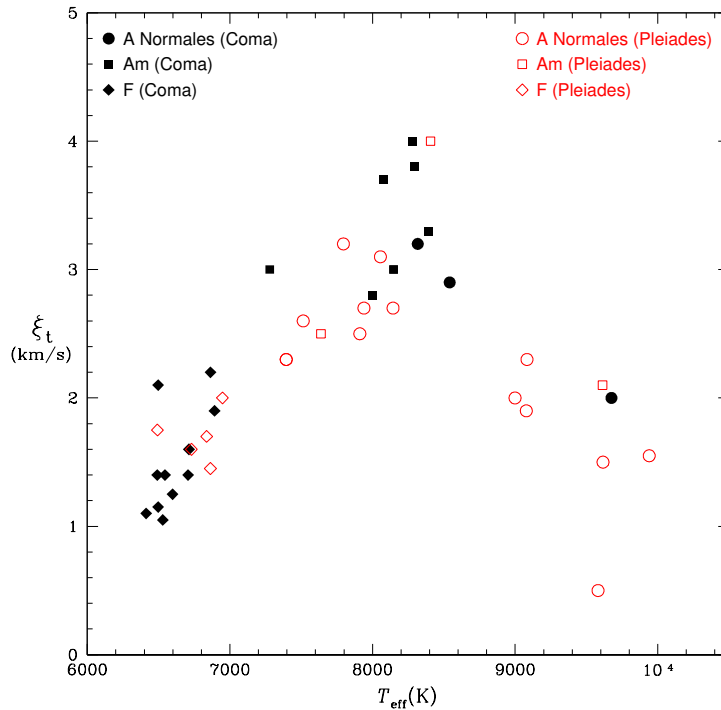
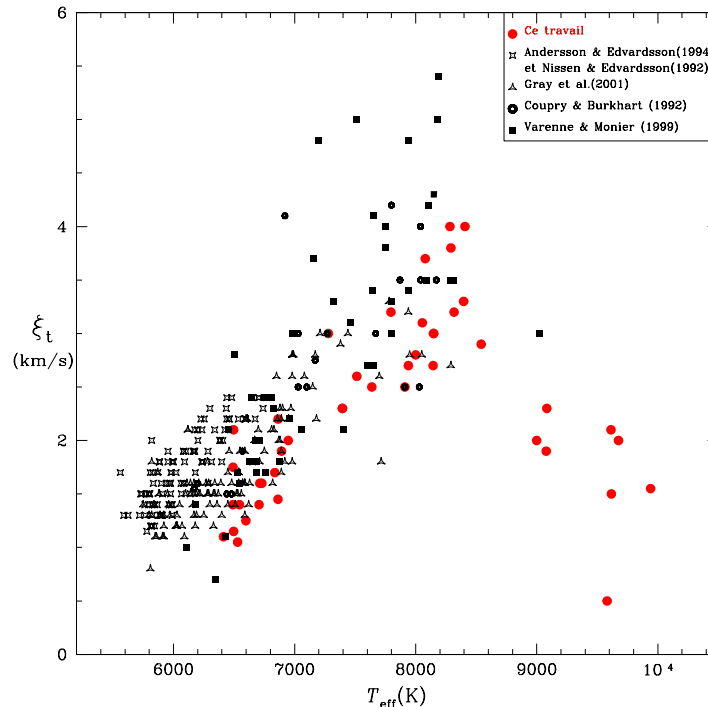


FIG. 5.12: Différences entre les abondances déterminées par le programme de Takeda et par celui de SYNSPEC pour quelques étoiles de Coma Berenices et des Pléiades.

**FIG. 5.13:** Evolution de la vitesse de microturbulence en fonction de la température effective déduite pour les étoiles de Coma Berenices (symboles pleins) et des Pléiades (symboles vides).



**FIG. 5.14:** Evolution de la vitesse de microturbulence en fonction de la température effective déduite à partir de plusieurs études précédentes. Les cercles pleins représentent celles déduites dans ce travail pour les amas des Pléiades et de Coma Berenices, les croix fermées sont celles de Nissen & Edvardsson (1992) et de Andersson & Edvardsson (1994), les triangles fermés celles de Gray et al. (2001), les cercles ouverts celles de Coupry & Burkhart (1992) et les carrés fermés sont celles de Varenne & Monier (1999).



programme de Takeda. Ce test a donné des résultats en très bon accord avec le programme de Takeda, à la fois pour les abondances et pour les vitesses de microturbulence. La figure 5.13 présente la variation de la vitesse de microturbulence ( $\xi_t$ ) en fonction de la température effective ( $T_{\text{eff}}$ ) pour les étoiles de notre étude. Nos résultats sont en très bon accord avec les résultats de Coupry & Burkhart (1992) et de Smalley (2004). En effet on remarque que pour les étoiles plus précoces que A0V ( $T_{\text{eff}} \geq 10000$  K), la vitesse de microturbulence est nulle. Pour les étoiles A précoces (entre A0V et A5V),  $\xi_t$  augmente jusqu'à 2 km/s, atteint un pic de l'ordre de 4 km/s entre A5 et F0 pour ensuite diminuer pour les étoiles plus tardives que F0V et arriver à une vitesse comprise entre 1 et 2 km/s. Sur la figure 5.14 sont représentés les résultats de plusieurs études (Coupry & Burkhart 1992; Nissen & Edvardsson 1992; Andersson & Edvardsson 1994; Varenne & Monier 1999; Gray et al. 2001) sur l'évolution de la vitesse de microturbulence en fonction de la température effective. La grande partie de ces études concerne les étoiles F et G. Les valeurs de  $\xi_t$  des deux papiers de Nissen & Edvardsson (1992) et Andersson & Edvardsson (1994) ont été déterminées en utilisant la formule 9 du papier de Edvardsson et al. (1993) (papier qui traite l'évolution chimique dans le disque galactique) :

$$\xi_t = 1.25 + 8 \times 10^{-4}(T_{\text{eff}} - 6000) - 1.3(\log g - 4.5) \text{ km} \cdot \text{s}^{-1} \quad (5.19)$$

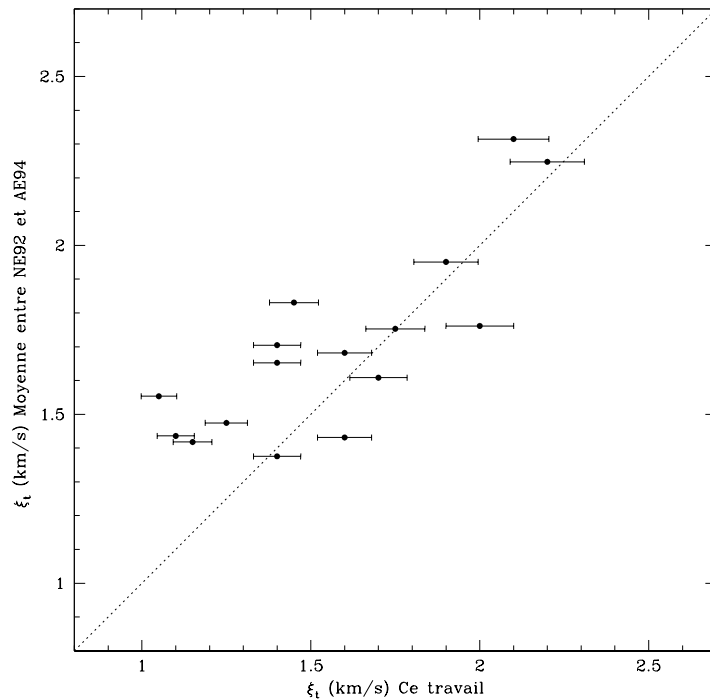
Cette équation empirique se base sur celle de Nissen (1981) et est applicable pour les étoiles dont les températures effectives sont comprises entre 5550 et 6800 K, un  $\log g$  compris entre 3.8 et 4.5 dex et une métallicité située entre -1.1 et 0.3 dex.

Nissen (1981) avait établi une relation entre  $\xi_t$ ,  $T_{\text{eff}}$  et  $\log g$  pour 180 étoiles F et G de champs et d'amas dans le but de déterminer les métallicités de ces étoiles afin de calibrer les indice  $\delta m_1$  de Strömngren. La relation est la suivante :

$$\xi_t = 3.2 \times 10^{-4}(T_{\text{eff}} - 6390) - 1.3(\log g - 4.16) + 1.7 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1} \quad (5.20)$$

En appliquant les équations 5.19 et 5.20 aux étoiles F de mon étude (Pléiades et Coma Berenices), on obtient des différences qui sont dans la limite des  $\pm 15\%$ . La figure 5.15 montre l'écart entre les valeurs trouvées dans cette thèse et la moyenne entre le résultat des deux équations appliquées aux températures effectives de mon échantillon d'étoiles. Le tableau 5.2 collecte les déterminations des vitesses de rotation et de microturbulence déjà faites pour les étoiles des Pléiades. On note le bon accord de  $\xi_t$  (et de  $v_e \sin i$ ) avec les résultats de Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998), d'où l'accord entre les abondances déterminées (voir chapitre 6). Pour les étoiles de Coma Berenices (tableau 5.3), l'accord est moins établi avec les résultats de Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998), de Hui-Bon-Hoa et al. (1997) et de Monier & Richard (2004). Ceci pourrait expliquer en grande partie la différence entre les abondances déduites dans le présent travail et celles déduites par d'autres auteurs (voir chapitre 6).

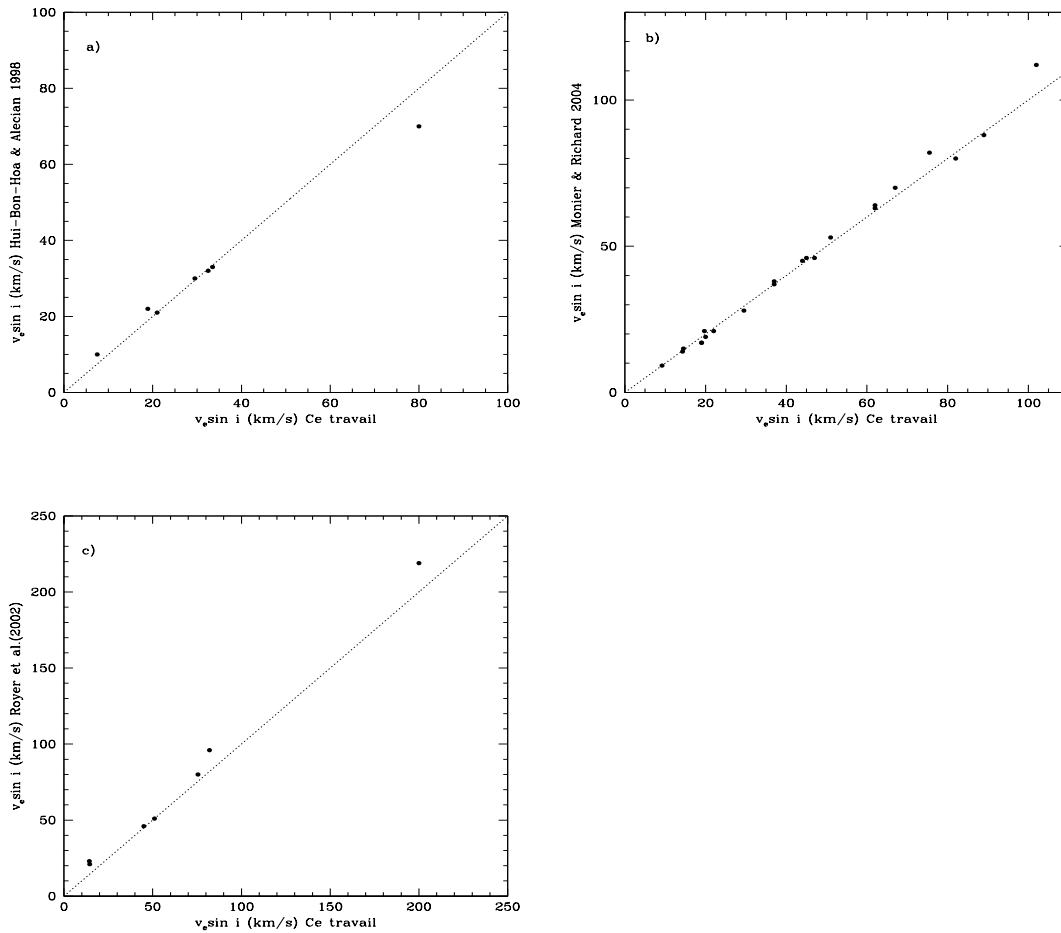
Concernant les vitesses de rotation, les résultats sont en très bon accord avec ceux d'autres auteurs. Pour les étoiles des Pléiades Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) avaient déterminé les vitesses de rotation de 7 étoiles en commun avec mon étude. Le graphe "a" de la figure 5.16 représente la différence entre ces vitesses. Toutes les étoiles de Coma ont été analysées par Monier & Richard (2004), une partie par Hui-Bon-Hoa & Alecian



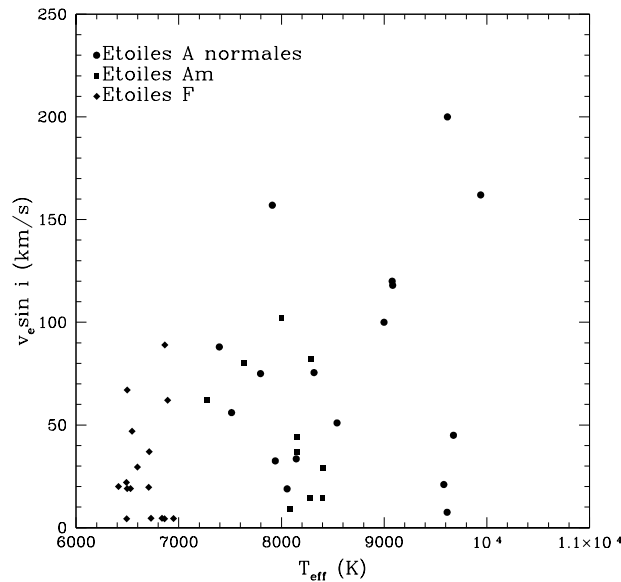
**FIG. 5.15:** Ecart, pour les étoiles F, entre les valeurs de  $\xi_t$  déterminées dans cette thèse et la moyenne des deux équations de Nissen (1981) et celle de Edvardsson et al. (1993).

(1998), Burkhardt & Coupry (2000) et Friel & Boesgaard (1992). Nous obtenons un accord satisfaisant avec toutes ces études. La figure 5.16b montre l'écart entre les vitesses déduites dans ce travail et celles de Monier & Richard (2004). Sept étoiles appartenant à ces deux amas ont été analysées par Royer et al. (2002) dans le cadre des déterminations des vitesses de rotation apparentes par transformées de Fourier. Les résultats de Royer et al. (2002) sont représentés sur la figure 5.16c. La figure 5.17 montre la variation des vitesses de rotation avec la température effective pour les étoiles A normales, Am et F de mon échantillon. On note clairement dans ce graphe la séparation des étoiles Am des A normales dans l'intervalle de température [7500 K, 8500 K], la vitesse de rotation des Am est largement inférieure à celles des A normales.

**FIG. 5.16:** a) Comparaison entre les vitesses de rotation déduites dans ce travail pour les étoiles des Pléiades et celles déterminées par Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998). b) Comparaison entre les vitesses de rotation déduites dans ce travail pour les étoiles de Coma Berenices et celles déterminées par Monier & Richard (2004). c) Comparaison entre les vitesses de rotation déduites dans ce travail et celles déterminées par Royer et al. (2002) pour les étoiles qui sont en commun.



**FIG. 5.17:** Variation de la vitesse de rotation des étoiles A normales (cercles pleins), des étoiles Am (carrés pleins et des étoiles F (losanges pleins) en fonction de la températures effective.



**TAB. 5.3:** Comparaison entre les vitesses de rotation équatoriale apparentes et les vitesses de microturbulence déduites dans cette thèse pour les étoiles de Coma Berenices et celles déduites par Friel & Boesgaard (1992) (FB92), Hui-Bon-Hoa et al. (1997) (HBA97), Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) (HA98), Burkhardt & Coupry (2000) (BC00) et Monier & Richard (2004) (MR04).

HD107966	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s	HD108382	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s	HD106887	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s
<b>Ce travail</b>	<b>51</b>	<b>2.9</b>	<b>Ce travail</b>	<b>75.5</b>	<b>3.2</b>	<b>Ce travail</b>	<b>82</b>	<b>3.8</b>
HA98	50	1.5	MR04	82	5.0	MR04	80	5.0
MR04	53	3.1						
HD107168	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s	HD109307	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s	HD107655	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s
<b>Ce travail</b>	<b>14.3</b>	<b>4.0</b>	<b>Ce travail</b>	<b>14.5</b>	<b>3.3</b>	<b>Ce travail</b>	<b>45</b>	<b>2.0</b>
HA98	16	3.5	HA98	17	2.0	MR04	46	3.0
BC00	-	1.7	BC00	-	1.7			
MR04	14	5.0	MR04	15	5			
HD108486	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s	HD106999	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s	HD108642	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s
<b>Ce travail</b>	<b>37</b>	<b>3.0</b>	<b>Ce travail</b>	<b>44</b>	<b>3.0</b>	<b>Ce travail</b>	<b>9.2</b>	<b>3.7</b>
HA98	37	2.0	BC00	-	$\leq 3$	BC00	-	1.7
BC00	-	4.5	MR04	45	4.3	MR04	9.2	5.6
MR04	38	1.7						
HD107513	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s	HD106103	$T_{eff}$ km/s	$\xi_t$ km/s	HD107276	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s
<b>Ce travail</b>	<b>62</b>	<b>3.0</b>	<b>Ce travail</b>	<b>19.7</b>	<b>1.4</b>	MR04	112	5.0
HBA97	50	3.0	FB92	$\leq 12$	-			
BC00	-	4.5	MR04	21	1.7			
MR04	64	5.3						
HD107611	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s	HD106946	$v_e \sin i$ (K)	$\xi_t$ km/s	HD106293	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s
<b>Ce travail</b>	<b>22</b>	<b>1.4</b>	<b>Ce travail</b>	<b>62</b>	<b>1.9</b>	<b>Ce travail</b>	<b>47</b>	<b>1.4</b>
FB92	15	-	MR04	63	2.7	MR04	46	1.7
MR04	21	1.4						
HD107877	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s	HD109530	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s	HD106691	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s
<b>Ce travail</b>	<b>29.5</b>	<b>1.25</b>	<b>Ce travail</b>	<b>67</b>	<b>2.1</b>	<b>Ce travail</b>	<b>37</b>	<b>1.6</b>
FB92	20	-	MR04	70	2.6	MR04	37	1.8
MR04	28	1.5						
HD108154	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s	HD108226	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s	HD108976	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s
<b>Ce travail</b>	<b>19</b>	<b>1.15</b>	<b>Ce travail</b>	<b>19</b>	<b>1.05</b>	<b>Ce travail</b>	<b>20</b>	<b>1.1</b>
FB92	$\leq 12$	-	FB92	$\leq 12$	-	FB92	12	-
MR04	17	1.1	MR04	17	0.8	MR04	19	1.0
HD109069	$v_e \sin i$ km/s	$\xi_t$ km/s						
<b>Ce travail</b>	<b>89</b>	<b>2.2</b>						
MR04	88	3.2						

## 5.8 Incertitudes et abondances moyennes

L'incertitude sur les abondances provient principalement de 5 sources :

- Incertitude sur la vitesse de rotation apparente de l'étoile,
- Incertitude sur la vitesse de microturbulence,
- Incertitude sur les forces d'oscillateurs,
- Incertitude sur la température effective,
- Incertitude sur la gravité superficielle.

A ces sources, il faut encore ajouter 3 erreurs qui sont considérées comme négligeables dans cette étude :

- L'influence du profil instrumental (voir paragraphe 5.4.3). C'est l'erreur sur la valeur de la FWHM qui n'est pas constante avec la longueur d'onde.
- L'effet d'une mauvaise normalisation du spectre. Avec l'aide des spectres synthétiques, la localisation du continu dans les étoiles A et F est assez bien établie dans

la région entre 3800 et 6800 Å.

- L'incertitude due à l'erreur de l'oeil humain, qui n'existe que dans le cas du programme SYNSPEC. Elle est due à l'ajustement du spectre synthétique au spectre observé. Dans le cas du programme de Takeda, où l'ajustement se fait par minimisation de l'écart entre le spectre synthétique et le spectre observé, cette erreur est nulle.

En supposant que ces 5 sources d'incertitude sont indépendantes les unes des autres, l'incertitude total  $\sigma_{\text{tot}}$  sur les abondances peut être calculée **pour chaque transition (i)** par :

$$\sigma_{\text{tot}_i} = \sqrt{\sigma_{v_e \sin i}^2 + \sigma_{\xi}^2 + \sigma_{\log gf}^2 + \sigma_{T_{\text{eff}}}^2 + \sigma_{\log g}^2} \quad (5.21)$$

Pour chacun des cinq paramètres, l'incertitude a été évaluée en calculant deux spectres synthétiques correspondant respectivement aux valeurs minimale et maximale du paramètre étudié, et en cherchant à chaque fois les abondances qui réalisent à nouveau le meilleur accord avec la raie observée.

Cette procédure nécessite un temps assez important, en particulier à cause des calculs des modèles d'atmosphère pour des paramètres légèrement variées ( $T_{\text{eff}} \pm 250\text{K}$ ,  $\log g \pm 0.25\text{cm/s}^2$ ) autour de leurs valeurs optimales.

### 5.8.1 Incertitudes sur la rotation apparente de l'étoile : $\sigma_{v_e \sin i}$

La quantité  $\sigma_{v_e \sin i}$  est l'erreur sur  $\log(\frac{N}{N_{\text{H}}})$  due à l'imprécision sur  $v_e \sin i$ . Un modèle à une température donnée et  $\log g$  donné doit être repris avec deux valeurs différentes de la rotation :  $v_e \sin i = (v_e \sin i)_0 \pm \Delta(v_e \sin i)$ .

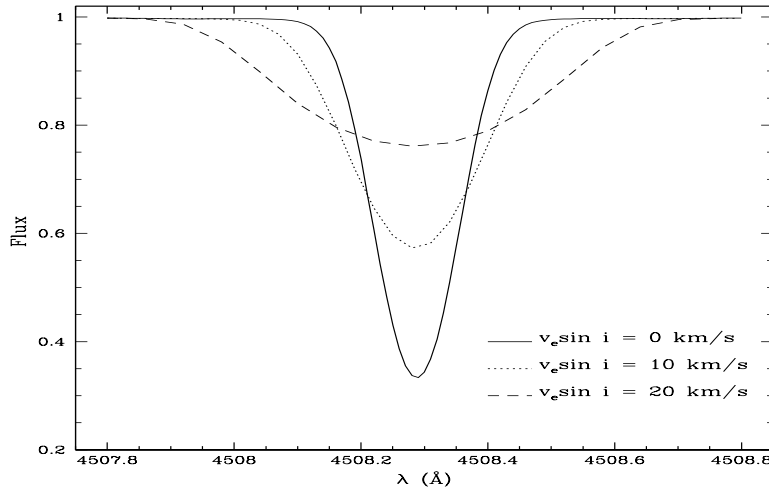
La valeur de  $\Delta(v_e \sin i)$  dépend de chaque étoile, elle est en moyenne estimée à 5% de  $(v_e \sin i)_0$ . L'effet de la variation de  $v_e \sin i$  sur le profil de la raie du fer une fois ionisé à 4508.288 Å est montré dans la figure 5.18. Cette figure montre 3 spectres avec les mêmes paramètres mais pour  $v_e \sin i=0, 10$  et  $20$  km/s. Ce test est fait pour une étoile ayant  $(T_{\text{eff}}, \log g, v_e \sin i, \xi_t, [\text{Fe}/\text{H}])=(9000 \text{ K}, 4.0 \text{ dex}, 0 \text{ km/s}, 2 \text{ km/s}, 0.0 \text{ dex})$ . Une augmentation de la valeur de  $v_e \sin i$  provoque un élargissement des ailes et une diminution de la profondeur du coeur de la raie.

### 5.8.2 Incertitudes sur la vitesse de microturbulence : $\sigma_{\xi_t}$

La quantité  $\xi_t$  est la vitesse de microturbulence qui prend en compte les mouvements non thermiques d'amplitudes inférieures à celle du libre parcours moyen des photons. Elle s'ajoute à la vitesse thermique et possède donc un profil gaussien.

$\sigma_{\xi}$  est l'erreur sur  $\log(\frac{N}{N_{\text{H}}})$  due à une imprécision sur la vitesse de microturbulence  $\xi_t$ . La figure 5.19 représente l'effet d'une variation de  $\xi_t$  de  $\pm 1$  km/s autour de la valeur initiale ( $\xi_{t_0}=2$  km/s) sur le profil de la même raie du fer à 4508.288 Å et pour la même étoile :  $(T_{\text{eff}}, \log g, v_e \sin i, \xi_t, [\text{Fe}/\text{H}])=(9000 \text{ K}, 4.0 \text{ dex}, 0 \text{ km/s}, 2 \text{ km/s}, 0.0 \text{ dex})$ . La largeur équivalente de cette raie augmente de 30% en prenant  $\xi_t$  égale à 3 km/s au lieu de 2 km/s.





**FIG. 5.18:** Variation du profil de la raie du fer une fois ionisé (FeII, 4508.288 Å) en fonction de la vitesse de rotation équatoriale apparente :  $v_e \sin i = 0$  km/s (trait plein),  $v_e \sin i = 10$  km/s (pointillés) et  $v_e \sin i = 20$  km/s (tirets).

### 5.8.3 Incertitudes sur les forces d'oscillateurs : $\sigma_{\log gf}$

La quantité  $\sigma_{\log gf}$  représente l'erreur sur  $\log\left(\frac{N}{N_H}\right)$  due à l'imprécision sur  $\log gf$ . Dans le cas de la méthode des spectres synthétiques, une détermination précise des abondances (c'est-à-dire une incertitude inférieure à  $\pm 0.1$  dex) nécessite une bonne connaissance des forces d'oscillateurs.

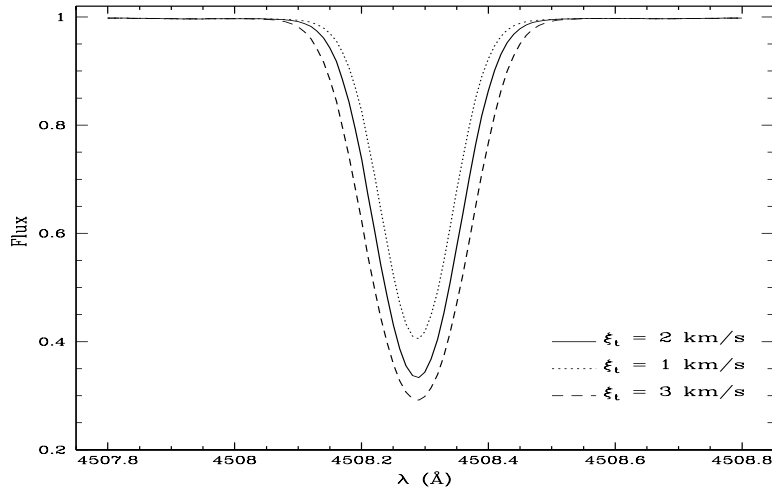
Les raies utilisées ont des imprécisions sur  $gf$  comprises entre 3% et 50%. Pour les raies qui possèdent des incertitudes sur  $\log gf \geq 50\%$ , c'est la probabilité de transition qui contribue le plus à l'imprécision sur le résultat de l'abondance. La figure 5.20 montre l'effet de la variation de  $\pm 0.25$  dex de  $\log gf$  sur le profil de la raie du FeII à 4508.288 Å pour la même étoile. Une variation de  $\log gf$  de 0.25 dex provoque une variation de la largeur équivalente de 7%. Pour les raies dont la valeur du  $\log gf$  n'est pas disponible, une précision de E à été adoptée.

Dans le tableau C.1 de l'annexe C figurent les raies sélectionnées avec leurs précisions respectives pour les déterminations d'abondances. Les définitions des précisions correspondantes à  $gf$  sont notées dans le tableau 5.4.

### 5.8.4 Incertitudes sur la température effective : $\sigma_{T_{\text{eff}}}$

La quantité  $\sigma_{T_{\text{eff}}}$  est l'erreur sur  $\log\left(\frac{N}{N_H}\right)$  due à une imprécision sur  $T_{\text{eff}}$ . L'imprécision sur la température effective à partir du programme *uvbyβ* n'est pas précisée. Elle est principalement due aux indices photométriques. On peut adopter une incertitude de  $\pm 250$  K, ce qui représente une valeur maximale pour une étoile A et F (Hui-Bon-Hoa et al. 1997; Hui-Bon-Hoa & Alecian 1998; Varenne & Monier 1999).

En prenant le fer comme exemple, on remarque que les raies des éléments neutres sont

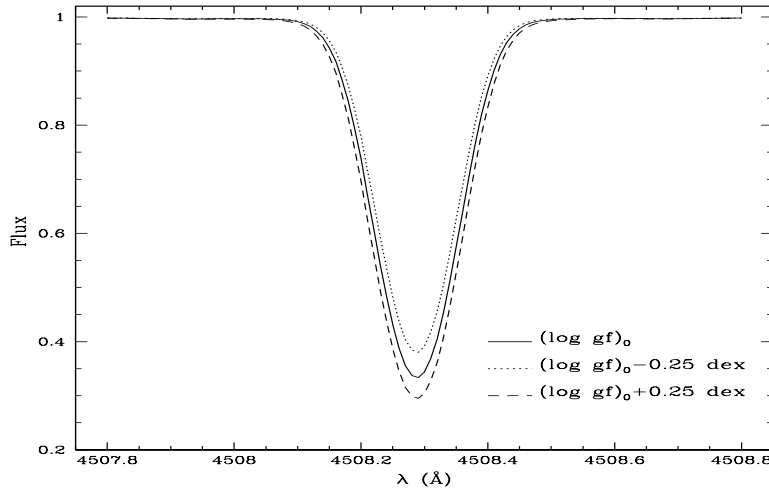


**FIG. 5.19:** Variation du profil de la raie du fer une fois ionisé (FeII, 4508.288 Å) en fonction de la vitesse de microturbulence :  $\xi_t=1$  km/s (pointillés),  $\xi_t=2$  km/s (trait plein) et  $\xi_t=3$  km/s (tirets).

Lettre	Incertitude sur $gf$
A+	inférieure à 2%,
A	inférieure à 3%,
B+	inférieure à 7%,
B	inférieure à 10%,
C+	inférieure à 18%,
C	inférieure à 25%,
D+	inférieure à 40%,
D	inférieure à 50%,
E	supérieure à 50%,

**TAB. 5.4:** Définitions des précisions sur  $gf$  présentées dans le tableau C.1 de l'annexe.

plus sensibles à une variation de la température effective que celles des éléments une fois ionisés. FeII est l'état prédominant dans les étoiles A :  $\sigma_{T_{\text{eff}}}$  est de l'ordre de 0.14 dex pour FeI et légèrement inférieure à 0.1 dex pour FeII. La figure 5.21 représente l'effet de la variation de  $T_{\text{eff}}$  de  $\pm 250$  K autour de 9000 K sur le profil de la raie du fer à 4508.288 Å. On remarque qu'à 9000 K, une augmentation de la température effective de 250 K provoque une diminution de 3 % de la largeur équivalente. Ceci est dû à l'état d'ionisation du fer. En effet à 9000 K le fer existe en majorité dans les états FeI, FeII et FeIII et cette augmentation induit une diminution de l'état FeII en faveur de FeIII. La diminution de la température de 250 K provoque l'effet contraire c'est-à-dire une augmentation de la largeur équivalente.



**FIG. 5.20:** Variation du profil de la raie du fer une fois ionisé (FeII, 4508.288 Å,  $\log gf = -2.21$ ) en fonction de  $\log gf$  :  $\log gf = (\log gf)_0 = -2.21$  (trait plein),  $\log gf = (\log gf)_0 - 0.25$  (pointillés) et  $\log gf = (\log gf)_0 + 0.25$  (tirets).

### 5.8.5 Incertitudes sur la gravité superficielle : $\sigma_{\log g}$

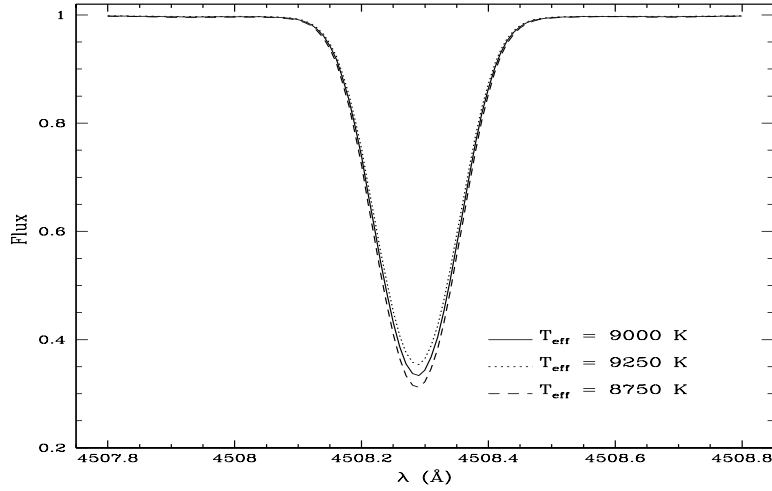
La quantité  $\sigma_{\log g}$  est l'erreur sur  $\log(\frac{N}{N_{\text{H}}})$  due à une imprécision sur  $\log g$ . Les abondances ont été déterminées à partir de deux modèles d'atmosphères en prenant la valeur  $\log g = (\log g)_0 \pm \Delta \log g \text{ cm/s}^2$  (les autres paramètres restant inchangés). Les raies du fer une fois ionisé sont plus sensibles à une variation de la gravité de surface que celles des éléments neutres. La figure 5.22 représente l'effet de la variation de  $\log g$  de  $\pm 0.25$  dex autour de 4.00 dex sur le profil de la raie du fer à 4508.288 Å pour une étoile qui possède les paramètres  $(T_{\text{eff}}, \log g, v_e \sin i, \xi_t, [\text{Fe}/\text{H}]) = (9000 \text{ K}, 4.0 \text{ dex}, 0 \text{ km/s}, 2 \text{ km/s}, 0.0 \text{ dex})$ . La figure 5.23 montre l'effet de la variation de  $T_{\text{eff}}$  et de  $\log g$  sur la globalité des éléments étudiés pour l'étoile HD22615 (Am). La température a été augmentée de 250 K par rapport à la valeur initiale de 8400 K et la gravité est augmentée de 0.25 dex par rapport à la valeur initiale de 3.84 dex. La variation de la largeur équivalente est proche de 3% dans les deux cas.

Il faut noter que toutes ces variations du profil de la raie pour ces différentes sources d'incertitudes sont spécifiques à la raie du FeII à 4508.288 Å et dépendent de la température effective initiale et de la gravité de surface initiale.

### 5.8.6 Calculs des abondances moyennes

Pour 11 étoiles<sup>40</sup>, les abondances moyennes ont été calculées à partir des abondances déduites de chaque raie en utilisant une moyenne pondérée des abondances déduites de

<sup>40</sup>HD23157, HD23325, HD23948, HD22615, HD107966, HD107655, HD107168, HD107513, HD106103, HD107611 et HD109530.



**FIG. 5.21:** Variation du profil de la raie du fer une fois ionisé ( $\text{FeII}, \lambda 4508.288 \text{ \AA}$ ) en fonction de la température effective  $T_{\text{eff}}$  :  $T_{\text{eff}}=9000 \text{ K}$  (trait plein),  $T_{\text{eff}}=9250 \text{ K}$  (pointillés) et  $T_{\text{eff}}=8750 \text{ K}$  (tirets).

chaque transition (i) donnée par la formule suivante :

$$\langle \left[ \frac{X}{H} \right] \rangle = \frac{\sum_i ([X/H]_i / \sigma_{\text{tot}_i}^2)}{\sum_i (1 / \sigma_{\text{tot}_i}^2)} \quad (5.22)$$

et

$$\frac{1}{\sigma_{\text{ds}}^2} = \sum_{i=1}^N \left( \frac{1}{\sigma_{\text{tot}_i}^2} \right), \quad (5.23)$$

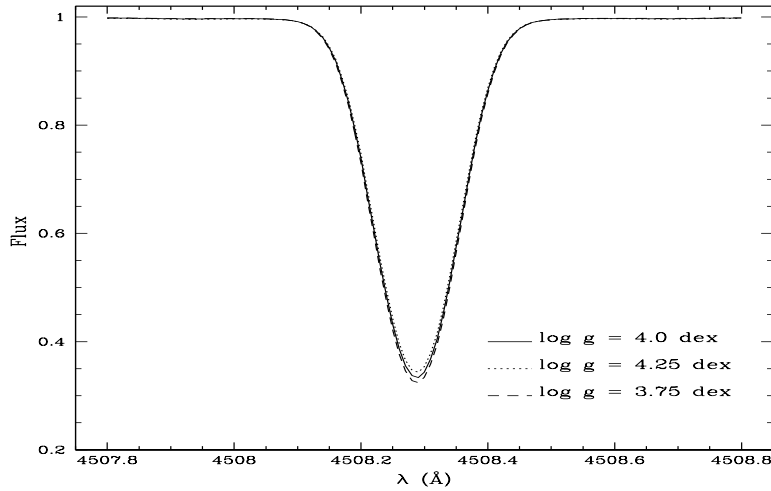
où  $N$  est le nombre de raies par élément et  $\sigma_{\text{ds}}$  la déviation standard qui représente une dispersion statistique autour de la valeur moyenne  $\langle \log(\frac{N}{N_{\text{H}}}) \rangle$ ,  $\sigma_{\text{tot}_i}$  étant donnée par la relation 5.21. On donne ainsi le moins de poids aux transitions pour lesquelles les abondances sont les moins précises.

Pour le reste des étoiles, le calcul des incertitudes pour chaque transition (i) n'a pas été fait, il n'est donc pas possible d'effectuer un calcul précis de  $\sigma_{\text{ds}}$  comme expliqué ci-dessus. Pour cette raison, j'ai supposé une répartition gaussienne des abondances déduites de chaque transition et j'ai calculé une moyenne arithmétique donnée par la formule suivante :

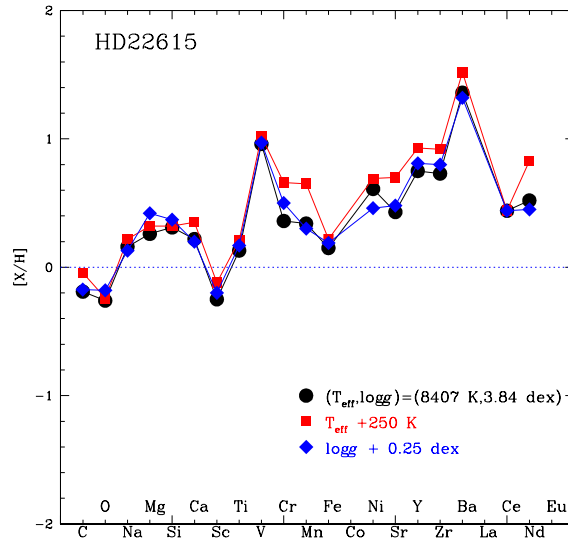
$$\bar{x} = \frac{\sum_i x_i}{N} \quad (5.24)$$

A cette moyenne on associe un écart-type  $\sigma_{\text{M}}$  calculé de la manière suivante :

$$\sigma_{\text{M}}^2 = \frac{\sum_i (x_i - \bar{x})^2}{N} \quad (5.25)$$



**FIG. 5.22:** Variation du profil de la raie du fer une fois ionisé (FeII,  $\lambda$  4508.288 Å) en fonction de la gravité de surface  $\log g$  :  $\log g=4.0$  dex (trait plein),  $\log g=4.25$  dex (pointillés) et  $\log g=3.75$  dex (tirets).



**FIG. 5.23:** Effet des variations de la température effective et de la gravité de surface sur les abondances de l'étoile HD22615.

où  $\bar{x}$  est la valeur moyenne de l'abondance et  $N$  le nombre de raies de l'élément considéré. La figure 5.24 montre la différence entre les abondances déterminées à partir d'une moyenne arithmétique (équation 5.24) avec un écart-type et celles déterminées à partir d'un calcul d'incertitude (équation 5.22). Cette comparaison a été faite pour plusieurs étoiles A (normales et CP) et F appartenant aux deux amas. On remarque que pour les

éléments qui possèdent un nombre de raies important, les abondances moyennes déduites des deux calculs sont presque identiques. Pour un élément X, si une raie possède une abondance qui diverge considérablement de celles déterminées à partir des autres raies, alors la moyenne arithmétique est biaisée tandis que le calcul de l'incertitude peut donner moins de poids à cette valeur. Dans ce cas, l'écart entre les deux moyennes (arithmétique et calcul d'incertitude) sera conséquent. Ce genre de "problème" est survenu plusieurs fois dans ce travail. J'ai alors décidé de supprimer, pour un élément donné, la valeur de l'abondance qui ne concordait pas avec les autres et de ne pas l'inclure dans le calcul. Cette étape est effectuée après avoir vérifié que la raie supprimée ne possède pas de paramètres atomiques plus fiables que les autres raies du même élément.

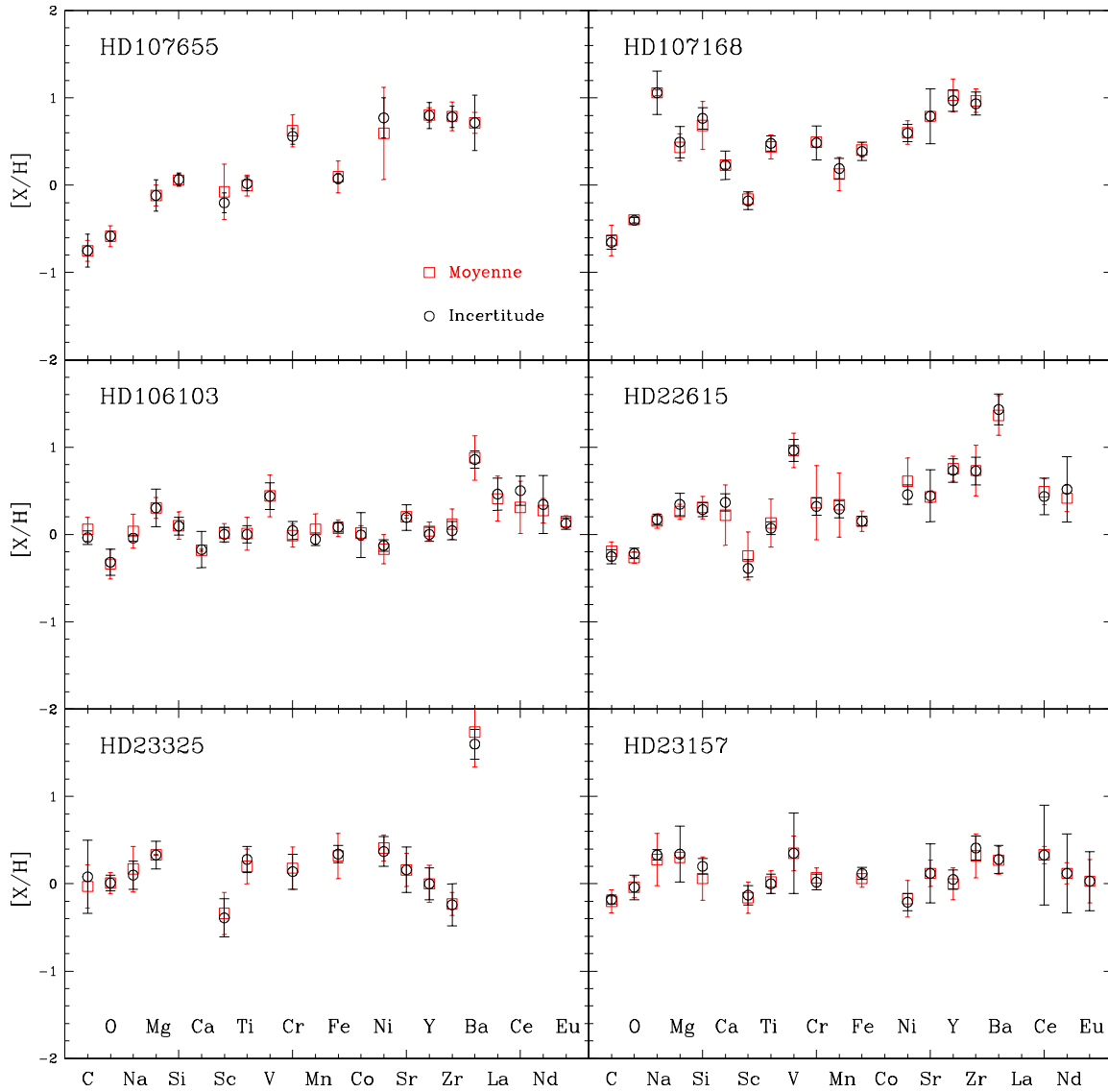


FIG. 5.24: Différences entre les abondances déterminées à partir d'une moyenne arithmétique avec un écart-type et celles déterminées par un calcul d'incertitudes propre.

## Chapitre 6

# Les Pléiades et Coma Berenices





## Première partie

### Analyses détaillées des deux amas : Pléiades et Coma Berenices



## Sommaire

---

<b>6.1</b>	<b>Importance des amas ouverts . . . . .</b>	<b>100</b>
6.1.1	Etoiles A et F membres d'amas ouverts . . . . .	100
<b>6.2</b>	<b>Les Pléiades . . . . .</b>	<b>101</b>
6.2.1	Etudes déjà publiées sur les étoiles des Pléiades . . . . .	103
<b>6.3</b>	<b>Coma Berenices . . . . .</b>	<b>115</b>
6.3.1	Etudes déjà publiées sur les étoiles de Coma Berenices . . . . .	116
<b>6.4</b>	<b>Eléments légers . . . . .</b>	<b>150</b>
6.4.1	Le carbone . . . . .	150
6.4.2	L'oxygène . . . . .	152
6.4.3	Le sodium . . . . .	154
6.4.4	Le magnésium . . . . .	156
6.4.5	Le silicium . . . . .	158
6.4.6	Le calcium . . . . .	159
6.4.7	Le scandium . . . . .	160
<b>6.5</b>	<b>Eléments du pic du fer . . . . .</b>	<b>162</b>
6.5.1	Le titane . . . . .	162
6.5.2	Le vanadium . . . . .	164
6.5.3	Le chrome . . . . .	165
6.5.4	Le manganèse . . . . .	166
6.5.5	Le fer . . . . .	167
6.5.6	Le cobalt . . . . .	168
6.5.7	Le nickel . . . . .	169
<b>6.6</b>	<b>Eléments lourds . . . . .</b>	<b>170</b>
6.6.1	Le strontium . . . . .	170
6.6.2	L'yttrium et le zirconium . . . . .	172
6.6.3	Le baryum . . . . .	173
6.6.4	Le lanthane, le cérium, le néodyme et l'euporium . . . . .	176
<b>6.7</b>	<b>Carbone-silicium : séparation gaz-poussière . . . . .</b>	<b>178</b>
<b>6.8</b>	<b>Conclusion sur les étoiles A et F des Pléiades . . . . .</b>	<b>180</b>
<b>6.9</b>	<b>Conclusion sur les étoiles A et F de Coma Berenices . . . . .</b>	<b>181</b>

---

## 6.1 Importance des amas ouverts

Les amas ouverts sont des groupements d'étoiles situés dans le plan galactique et formés à partir du même nuage interstellaire. Comme le temps nécessaire à leur formation est beaucoup plus faible que leur durée de vie, toutes les étoiles d'un amas ouvert ont plus ou moins le même âge. D'un autre côté, ces étoiles proviennent de la même nébuleuse et possèdent donc la même composition chimique initiale. Les étoiles d'un même amas ne se distinguent alors que par leurs masses.

Les raisons motivant l'étude des amas ouverts sont très nombreuses, les plus importantes sont :

- Les étoiles d'un amas sont nées à la même date, elles possèdent donc le même âge.
- Etant situées dans le même amas, les étoiles sont toutes à la même distance du Soleil.
- Les étoiles proviennent du même nuage primordial, elles présentent alors la même composition chimique initiale.

### 6.1.1 Etoiles A et F membres d'amas ouverts

Comme expliquée dans le chapitre 2, les étoiles A et B ( $7000 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 30000 \text{ K}$ ) possèdent des anomalies d'abondances dans leurs photosphères. Ces étoiles ne nous renseignent pas sur la composition chimique du gaz à partir duquel elles se sont formées. Ainsi, ces étoiles ne sont pas les meilleures candidates pour pouvoir étudier la chimie de la galaxie. Seule la présence d'une zone convective de surface assure le mélange des éléments dans les couches externes. Ce phénomène est présent dans les étoiles de la séquence principale plus froides que celles de types F ( $T_{\text{eff}} < 7000 \text{ K}$ ). Ainsi ces étoiles sont utilisées pour étudier la chimie de la galaxie. Dans les amas ouverts, les étoiles F et G sont supposées représenter la composition chimique initiale du nuage géniteur. On les utilise donc comme standards chimiques afin de comparer leur composition chimique à celles des étoiles A (normales et CP).

Dans cette thèse j'ai déterminé les abondances de 22 éléments chimiques dans les étoiles A et F naines membres de deux amas, les Pléiades (âge  $10^8$  ans) et Coma Berenices (âge  $45 \times 10^7$  ans). L'intérêt de déterminer la composition chimique des étoiles A et F membres d'amas ouverts est double :

- d'une part faire avancer l'état de nos connaissances sur la composition chimique des étoiles A (normales et CP) et F ;
- d'autre part, la comparaison de la composition chimique des étoiles A à celle des étoiles F (qui représentent la composition chimique initiale du gaz) peut nous renseigner sur les différents phénomènes physiques responsables des anomalies détectées dans les étoiles CP. En étudiant des étoiles d'amas d'âges différents, on peut suivre l'évolution de la composition chimique de ces étoiles et ainsi poser des contraintes sur les modèles évolutifs incluant les processus de transport. On peut alors vérifier si les dépendances temporelles des abondances prédites par les modèles sont observées.

Etant donné que la même méthode d'analyse (photométrie de Strömgren pour les paramètres fondamentaux, modèles d'atmosphères avec **ATLAS9**, données atomiques des

transitions adoptées et calculs de spectres synthétiques avec le programme de Takeda) est appliquée à toutes les étoiles, les erreurs ne peuvent être que systématiques. Ainsi, une sur ou sous-estimation d'un paramètre ( $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$  ou  $[X/H]$ ) va se manifester dans tous les résultats. La comparaison des abondances des éléments entre elles est alors possible et les tendances remarquées sont alors réelles.

Dans les sections 6.2 et 6.3, j'introduirai les deux amas des Pléiades et de Coma Berenices respectivement puis dans les sous-sections 6.2.1 et 6.3.1, je présenterai une étude bibliographique détaillée concernant chaque étoile A et F des deux amas. Les abondances des éléments, déterminées pour chaque étoile A et F appartenant aux deux amas figurent dans les tableaux 6.2, 6.3, 6.5 et 6.6.

## 6.2 Les Pléiades

Depuis que la mission Hipparcos a mesuré la parallaxe individuelle des étoiles des Pléiades, la distance de cet amas été controversée plusieurs fois. La distance moyenne calculée à partir des données Hipparcos (Perryman 1997) est de 118.3 pc correspondante à  $(m - M)_0 = 5.37$ . Cette valeur est 10% plus petite que celle trouvée par les méthodes d'ajustement à partir des étoiles de la Séquence Principale qui donnent une distance de 132 pc avec  $(m - M)_0 \simeq 5.6$ . Percival et al. (2005) ont trouvé une distance de  $134 \pm 3$  pc en supposant  $[Fe/H] = -0.4$  et en utilisant des indices de couleurs dans l'infrarouge et dans le visible. Ils ont montré que les diagrammes de couleur  $V/(B-V)$  et  $V/(V-I)$  aboutissaient à une distance qui est en bon accord avec celle déduite par Hipparcos.

L'âge des pléiades a été déterminé par Meynet et al. (1993) en se basant sur des isochrones à métallicités solaires. Cet âge est estimé à  $10^8$  années ce qui implique que les étoiles A de la Séquence Principale sont au début de leur évolution. Les premières études concernant la métallicité de cet amas ont été faites par Boesgaard & Friel (1990) à partir de spectres à hautes résolutions et hauts signaux sur bruits. Elles ont trouvé  $[Fe/H] = -0.034 \pm 0.024$  dex qui est presque solaire; leur calcul a été basé sur l'abondance du fer dans les étoiles F.

La fréquence de binarité est définie comme le rapport entre le nombre d'étoiles binaires et le nombre total de systèmes présents dans l'amas. Stauffer (1984) a trouvé une fréquence de 26% dérivée de la photométrie des étoiles tardives. Raboud & Mermilliod (1998) ont obtenu une fréquence de 48 % parmi 270 systèmes plus précoces que K0. Kähler (1999) a trouvé une fréquence de binarité de l'ordre de 60-70 % en utilisant une distribution en masse pour l'amas similaire à celle des étoiles de champ.

Concernant la composition chimique, Pilachowski et al. (1987) ont déterminé l'abondance du lithium dans plusieurs étoiles de type spectral compris entre A7V et G0V. Le gap en lithium n'est pas prononcé comme celui observé dans les étoiles F des Hyades. Ceci a été expliqué par le fait que la diminution du lithium n'est pas efficace pendant la phase préséquence principale ni au premier stade d'évolution sur la séquence principale. Ce gap apparaît alors durant l'évolution sur la séquence principale après un temps supérieur à  $10^8$  années (âge estimée des Pléiades).

Friel & Boesgaard (1990) et Boesgaard & Friel (1990) ont déterminé l'abondance du carbone et du fer dans 12 étoiles F de l'amas des Pléiades. Leurs études concernaient aussi les amas des Hyades et  $\alpha$  Per mais aussi le groupe cinématique d'UMa, Hyades et Wolf630. Aucune tendance n'a été trouvée pour l'abondance du carbone en fonction de l'âge mais des variations d'un amas à l'autre sont notées. Le carbone et le fer possèdent la même tendance en terme de variations, d'où un rapport [C/Fe] constant ( $\sim$  valeur solaire) dans ces amas et associations. Ceci indique que la production du carbone dans le disque galactique s'est effectué au même rythme que celle du fer ces dernières milliards années. La valeur moyenne du fer dans l'amas des Pléiades est de  $-0.034 \pm 0.024$  dex et celle du carbone est de  $-0.06 \pm 0.07$  dex.

Boesgaard et al. (2003b) ont déterminé l'abondance du béryllium dans les étoiles F et G appartenant aux amas jeunes des Pléiades et  $\alpha$  Per. Pour les étoiles F où le gap de lithium est faible, aucune indication d'un gap en béryllium n'est détectée contrairement à l'amas des Hyades. Ils ont conclu que la diminution des éléments légers dans les étoiles F de l'amas des Hyades et de champ ne se produit qu'après avoir passé 100 millions d'années (âge moyen des amas des Pléiades et d'alpha Per) sur la Séquence Principale.

Burkhart & Coupry (1997) ont trouvé une déficience en lithium dans les étoiles Am des Pléiades par rapport aux étoiles A normales (de l'ordre de moins de 0.65 dex). Le maximum d'abondance de Li a été trouvé dans les étoiles A normales ( $\log N(\text{Li}) \simeq 3.65 \pm 0.1$  dex). Le lithium a été mieux conservé dans ces étoiles que dans les étoiles plus froides de cet amas. La valeur de l'abondance du fer est presque la même dans ces deux groupes et elle est le double de celle présente dans les étoiles F de cet amas. Enfin, le soufre est surabondant dans les étoiles A normales en comparaison avec les étoiles Am (plus que 0.25 dex de différence).

Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) ont trouvé une possible corrélation pour quelques éléments (Mg, Ca, Sc) en fonction de la température effective. Une sous-abondance de ces éléments apparaît pour  $T_{\text{eff}} \leq 8000\text{K}$  et un pic à 8200 K. Le manque d'étoiles Am dans les amas jeunes comme les Pléiades est analysé dans le contexte de la diffusion dépendante du temps. L'âge des Pléiades est comparable à l'échelle de temps à partir de laquelle le phénomène Am (sous-abondances en calcium et/ou en scandium) apparaît. Notons que le temps d'apparition du phénomène Am dépend de la température et est plus court pour les étoiles A chaudes. Les principales études sur la composition chimique des étoiles A, F et G de l'amas des Pléiades sont présentées dans le tableau 6.1.

Référence	Types d'étoiles	Eléments chimiques
Pilachowski et al. (1987)	18 A,F,G	Li
Burkhart & Coupry (1997)	8 A-Am	Li,Al,Si,S,Fe,Ni,Eu
Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998)	9 A-Am	Mg,Ca,Sc,Cr,Fe,Ni
Boesgaard & Friel (1990)	12 F	Fe
Friel & Boesgaard (1990)	12 F	C
Ford et al. (2002)	11 G and K	Li
Boesgaard et al. (2003b)	14 F and G	Be

**TAB. 6.1:** Divers études sur la composition chimique des étoiles A, F et G membres de l'amas des Pléiades.

### 6.2.1 Etudes déjà publiées sur les étoiles des Pléiades

Dans ce qui suit, je vais présenter les étoiles A et F (membres de l'amas des Pléiades) analysées dans cette thèse ainsi que les abondances déterminées. De même, je vais comparer ces abondances à celles déjà déterminées par d'autres auteurs. Les abondances en V, La, Ce, Nd et Eu sont incertaines. En effet, les raies sélectionnées pour ces éléments sont généralement faibles et ne possèdent aucune précision concernant leurs forces d'oscillateurs. Les vitesses de rotation élevées des étoiles de cet amas n'ont pas amélioré la situation. Ces abondances sont à prendre avec précaution. Le baryum est largement surabondant dans ces étoiles (à l'exception de HD23387). Nous verrons dans la section II les analyses détaillées des abondances de tout les éléments. Les tableaux 6.2 et 6.3 représentent les abondances des éléments chimiques des 22 éléments pour les étoiles A et F de l'amas des Pléiades.

#### Les étoiles A

**HD23157** : Etoile considérée comme binaire dans le catalogue des étoiles doubles de Couteau & Gili (1994), mais sans avoir une information sur sa composition chimique ni sur son compagnon. Les abondances déterminées dans ce travail sont presque toutes solaires. Cette étoile, qui ne possède aucune particularité dans son profil d'abondances, est une A normale.

**HD23156** : Considérée comme étoile à courte période de pulsation par Breger (1972), elle est classée comme A7 normale  $\delta$  Scuti. Breger (1972) a détecté une variation de 10 mmag avec une période de 0.024 jours. Concernant la composition chimique, Burkhart & Coupry (1997) ont trouvé des abondances solaires pour cette étoile tandis que Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) ont détecté des abondances atypiques avec une surabondances pour la plupart des éléments et en particulier pour Mg et Ni.

Les résultats trouvés dans la présente étude sont en très bon accord avec ceux déjà déduites par Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) d'où une légère surabondance en Fe, Ti, Si,



Ca, Sc et Y, une forte surabondance en Mg et Ba tandis que Cr, Mn et Ni sont presque solaires (voir figure 6.2).

**HD23325** : Classée comme étant une étoile de type Am par Mendoza V. (1956), ceci à été confirmé par Abt & Levato (1978). Anderson et al. (1966) ont adopté un  $v_e \sin i$  de 75 km/s pour HD23325 très proche de la valeur de 80 km/s trouvée dans ce travail. Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) ont trouvé des sous-abondances en Mg, Ca, Sc, Cr et Fe et une surabondance en nickel de l'ordre de +0.7 dex ce qui la place dans le groupe (b) des étoiles Am défini par Conti (1970). Selon ce travail, HD23325 est une Am du groupe (a) à cause des surabondances trouvées pour le Fe (+0.34 dex), Ti (+0.28 dex), Cr (+0.14 dex) et Si (0.49 dex) et des sous-abondances en Ca(-0.14 dex) et Sc(-0.39 dex) (voir figure 6.1).

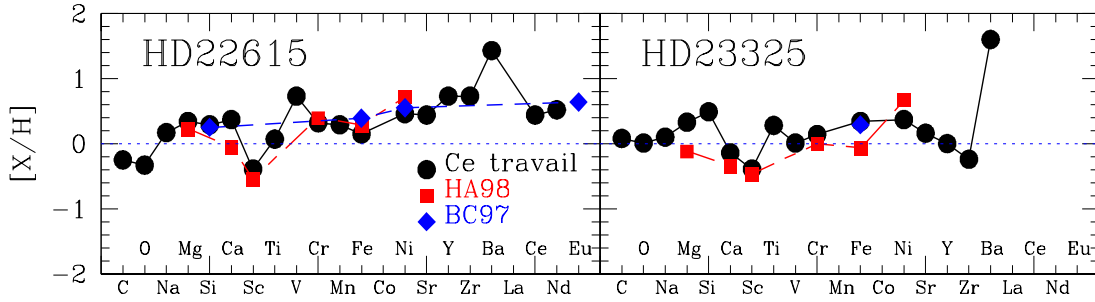
**HD23375** : Classée A9 SB par Mendoza V. (1956), cette étoile à été réidentifiée comme F0 par Gray et al. (2001) en faisant une calibration des types spectraux de 372 étoiles en fonction des indices photométriques Strömgren ( $b-y$ )<sub>0</sub>. Dans leurs études sur la détermination des vitesses de rotation des étoiles membres de l'amas des Pléiades, Anderson et al. (1966) ont déduit un  $v_e \sin i$  de 75 km/s pour HD23375. Dans ce présent travail la valeur déterminée de  $v_e \sin i$  est de 88 km/s. Concernant les abondances, aucune étude n'a été publiée à ce jour. Son schéma d'abondances est atypique, aucun caractère Am n'est détecté. Elle possède des surabondances en Fe, Mg, Si et Ti, et des sous-abondances en O, Cr, Ni et Sr.

**HD23607** : Etoile de type spectral A7V, elle a été identifiée comme pulsante à courte période ( $\delta$  Scuti avec une période de 0.049 jours) par Breger (1972). Elle a été étudiée à nouveau par Liu et al. (1999) qui ont découvert cinq fréquences de pulsation avec de faibles amplitudes et des modes de pulsations radiales et non radiales. Gray et al. (2001) ont remarqué une tendance Am dans cette étoile en se basant sur les indices photométriques Strömgren.

Burkhart & Coupry (1997) ont déduit des abondances de Al, Si, S et Ni presque solaires pour cette étoile. Dans l'étude de Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998), des abondances atypiques (par rapport aux autres étoiles analysées dans l'amas) ont été trouvées, notamment des surabondances en Mg, Ca, Sc, Cr et Fe .

L'étude de Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) est confirmée dans ce travail, une légère surabondance pour plusieurs éléments (Fe, Mg, Ti, Cr, Si, Ca et Sc) est détectée. C, Mn et Ni sont solaires tandis que l'oxygène est sous-abondant (-0.25 dex). Les éléments lourds sont surabondants en majorité (voir figure 6.2).

**HD23631** : Classée A2V par Mendoza V. (1956) et A2m par Murphy (1969) et par Abt & Levato (1978), cette étoile est une SB1 dans le catalogue des composantes d'étoiles doubles et multiples (CCDM, Dommanget & Nys 1995). Son compagnon séparé de 6.1 arcsec, possède une magnitude de 9.1 mag. Vu la différence de magnitude (7.30 mag contre 9.10 mag) entre ces deux étoiles membres du système binaire, il est peu probable que la lumière du companion, de type spectral inconnu, contribue dans le spectre de HD23631. Burkhart & Coupry (1997) ont détecté une surabondance de l'ordre de +0.4 dex pour le fer



**FIG. 6.1:** Comparaison des abondances des étoiles Am des pléiades déterminées dans cette étude (cercles pleins) et celles déduites par Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) (carrés pleins) et par Burkhart & Coupry (1997) (losanges pleins).

et +0.14 dex pour le Ca. Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) ont trouvé une sous-abondance en Mg, Ca, Sc et Cr tandis que le fer et le nickel sont surabondants.

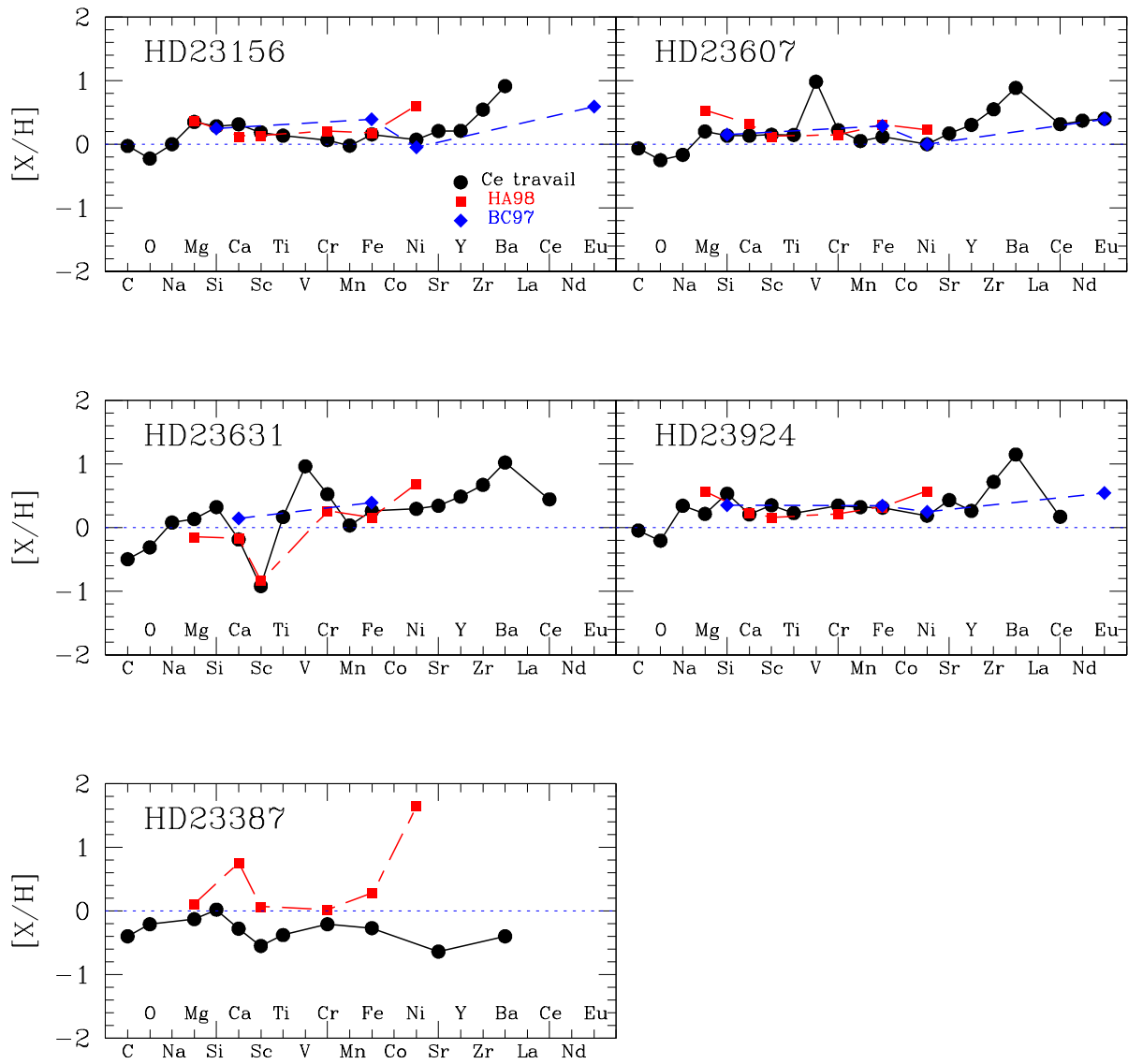
Selon mon analyse, HD23631 est une étoile Am du Groupe (a) selon Conti (1970), elle est déficiente en Ca et Sc (-0.19 dex et -0.92 dex respectivement) et surabondante en Fe (+0.26 dex), Ti (+0.16 dex), Si (+0.32 dex), Cr (+0.52 dex), Ni(+0.29 dex) et en éléments lourds (Sr, Y, Zr et Ba). Le carbone et l'oxygène sont sous-abondants (-0.50 dex et -0.31 dex respectivement) (voir figure 6.2). Il faut noter que cette étoile possède la vitesse de rotation équatoriale la plus faible de l'échantillon. Un  $v_e \sin i$  de 7.5 km/s pour une étoile A est l'une des caractéristiques du phénomène Am. Dans ce qui suit et à l'exception de la figure 6.8, HD23631 est représentée comme étant une étoile Am.

**HD23763** : Classée A1V par Mendoza V. (1956), les études faites sur cette étoile sont rares et aucune détermination d'abondances n'a été publiée à ce jour. Une des causes pourrait être la vitesse de rotation équatoriale apparente élevée de cette étoile.  $v_e \sin i$  est de l'ordre de 100 km/s, cette valeur est en bon accord avec 105 km/s, valeur déjà déterminée par Anderson et al. (1966).

Les abondances des éléments chimiques ont été déterminées en considérant un nombre restreint de raies. La plupart des raies sont mélangées par le profil rotationnel. De légères sous-abondances ont été trouvées pour la majorité des éléments chimiques. Le schéma d'abondances de HD23763 est celui d'une étoile A atypique.

**HD23924** : Classée A7V par Mendoza V. (1956) et par Gray et al. (2001), cette étoile a été étudiée par Burkhart & Coupry (1997) qui ont déduit des surabondances en Li, Al, Si, S, Ni, Eu et Fe. Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) ont classé cette étoile comme Am du groupe (c) à cause des surabondances en fer ( $\sim +0.3$  dex) et en nickel ( $\sim +0.6$  dex) d'autant que le calcium et le scandium sont aussi surabondants de +0.2 dex et +0.15 dex respectivement. Dans leur échantillon d'étoiles, c'est celle qui possède l'abondance en Mg la plus élevée ( $\sim +0.6$  dex).

Notre étude confirme les résultats précédents, le schéma d'abondances de HD23924 pourrait être celui d'une Am du groupe (c) car elle possède des surabondances en Fe (+0.31



**FIG. 6.2:** Comparaison des abondances des étoiles A des pléiades déterminées dans cette étude (cercles pleins) et celles déduites par Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) (carrés pleins) et par Burkhart & Coupry (1997) (losanges pleins).

dex), Mg (+0.21 dex), Ti (+0.23 dex), Cr (+0.35 dex), Mn (+0.32 dex), Si (+0.53 dex), Ca (+0.21 dex), Sc (+0.35 dex), Ni(+0.19 dex) et en éléments lourds (Sr, Y, Zr et Ba). Seul l'oxygène est sous-abondant (-0.21 dex) et le carbone est presque solaire (-0.05 dex) (voir figure 6.2).

**HD23948** : Classée A1V par Gray & Garrison (1989) à partir des calibrations d'indices

photométriques Strömngren, aucune détermination d'abondances n'a été publiée jusqu'à présent. La valeur de la vitesse de rotation équatoriale trouvée est de l'ordre de 118 km/s très proche de celle adoptée par Anderson et al. (1966) de 120 km/s.

Son schéma d'abondances est celui d'une A normale, aucune caractéristique particulière n'a été trouvée. Les abondances sont presque solaires pour les éléments étudiés malgré sa vitesse de rotation  $v_e \sin i$  élevée (118 km/s) ce qui n'a pas facilité le choix des raies. Le carbone, le chrome et le strontium sont les seuls éléments sous-abondants (-0.29 dex, -0.39 dex et -0.98 dex respectivement). L'abondance du carbone a été déterminée à partir de trois raies assez faibles où le continu n'a pas été bien repéré, cette abondance est incertaine.

**HD22615** : Classée A3IV par Gray & Garrison (1989) et Am par Conti & Strom (1968) cette étoile a été étudiée par Burkhart & Coupry (1997) qui ont déduit des surabondances en Li, Al, Si, S, Ni, Eu et Fe. Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) ont trouvé une sous-abondance en Sc et une surabondance en Cr, Ni et Fe ce qui a confirmé le caractère Am affecté à cette étoile. Il existe toujours une incertitude concernant son appartenance à l'amas.

De même, la présente étude a confirmée l'appartenance de HD22615 au groupe (a) des étoiles Am avec une faible vitesse de rotation équatoriale (29.5 km/s) et des surabondances en Fe (+0.15 dex), Mg (+0.34 dex), Cr (+0.30 dex), Mn (+0.29 dex), Si (+0.29 dex), Ca (+0.37 dex) et en éléments lourds tandis que le scandium est fortement sous-abondant (-0.39 dex). C et O sont sous-abondants (-0.25 dex et -0.33 dex respectivement) et le Ti est presque solaire (+0.07 dex) (voir figure 6.1).

**HD23629** : Classée A0V par Mendoza V. (1956), aucune détermination d'abondance n'a été faite pour cette étoile. Dans leur étude sur la détermination des vitesses de rotation de 57 étoiles membres des Pléiades, Anderson et al. (1966) ont adopté un  $v_e \sin i$  de 160 km/s pour HD23629 qui est en très bon accord avec la vitesse de 162 km/s trouvée dans ce présent travail. HD23629 est la composante secondaire d'un système multiple (système quadruple). Dans ce système, une étoile B5 de magnitude 3.0 mag (de séparation angulaire inconnue) pourrait contribuer au spectre observé. Les abondances déterminées sont à prendre avec précaution.

Avec un  $v_e \sin i$  assez élevé, le choix des raies pour la détermination des abondances était délicat. Un grand nombre d'éléments n'a pas pu être analysé vu que les raies étaient mélangées par la rotation de l'étoile. Le carbone est sous-abondant de 0.50 dex (déterminé à partir de trois raies faibles). O, Mg, Si, Cr et Fe sont solaires. Le calcium, le scandium et le strontium sont fortement sous-abondants (-0.21 dex, -0.54 dex et -0.90 dex respectivement). A première vue, cette étoile pourrait être une Am du groupe (b) à cause des sous-abondances en Ca et Sc, mais ces résultats peuvent être controversés dans le cas où les contributions des compagnons ne sont pas négligeables.

**HD23632** : Classée A1V par Mendoza V. (1956) et par Abt & Levato (1978), sa vitesse de rotation équatoriale a été estimée à 225 km/s selon Anderson et al. (1966). Cette valeur n'est pas trop différente de celle obtenue dans cette thèse qui est de 200 km/s, valeur la plus élevée de l'échantillon des étoiles observées dans cet amas. Le mélange induit par cette vitesse de rotation élevée a éliminé l'analyse de plusieurs raies des différents

éléments chimiques dans le calcul des spectres synthétiques. Les abondances déduites sont presque solaires à l'exception du strontium qui est sous-abondant (-0.71 dex). Le schéma d'abondances de HD23632 est celui d'une A normale.

**HD23863** : Etoile de type A8V selon Abt & Levato (1978) et A7V selon Gray et al. (2001). Anderson et al. (1966) ont déduit une vitesse de rotation de 160 km/s pour cette étoile, en très bon accord avec la valeur de 157 km/s déduite dans ce présent de travail. Le profil d'abondances de HD23863 est celui d'une A normale. La plupart des éléments possèdent des abondances solaire. Le magnésium est surabondant (+0.38 dex) ainsi que les éléments lourds, le manganèse et le strontium sont sous-abondants (-0.36 dex et -0.68 dex respectivement).

**HD23489** : Etoile de type A2V selon Mendoza V. (1956) et Abt & Levato (1978). La vitesse de rotation équatoriale déterminée par Anderson et al. (1966) est de 110 km/s tandis que la valeur trouvée dans mon étude est de 120 km/s. La plupart des éléments possèdent une abondance solaire à l'exception du carbone et du strontium qui sont sous-abondants (-0.35 dex et -0.55 dex respectivement). Le profil d'abondances de HD23489 est celui d'une A normale.

**HD23791** : Etoile de type A8V selon Mendoza V. (1956) et classée F0V selon Abt & Levato (1978). Elle est considérée comme une SB2 dans Burkhart & Coupry (1997). La vitesse de rotation équatoriale déterminée par Anderson et al. (1966) est de 85 km/s mais le  $v_e \sin i$  trouvé dans ce travail est de 75 km/s. Pilachowski et al. (1987) ont déterminé une abondance de lithium de  $\log \epsilon(\text{Li}) \leq 2.9$  dex dans cette étoile. Selon mon analyse, la majorité des éléments sont légèrement surabondants à l'exception du carbone qui possède une abondance presque solaire (-0.09 dex). Le profil de HD23791 est celui d'une A normale.

**HD23387** : Etoile de type A1Vp (Cr, Si) SB selon Abt & Levato (1978). Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) ont trouvé une abondance solaire pour le chrome et une sous-abondance de -0.23 dex pour le silicium, le caractère SiCr n'a pas été vérifié dans leur étude. D'autre part, ils ont trouvé une surabondance en Ca et Ni et une abondance de +0.27 dex pour le fer. Bychkov et al. (2003) ont classé cette étoile comme étant une A0 He-W CrSi dans leur catalogue concernant les champs magnétiques des étoiles A et B chimiquement particulières. Cette étoile, composante primaire d'un système double (d'après le catalogue des composantes doubles et multiples, Dommaget & Nys 1995), possède un compagnon à une distance angulaire de 0.3 arcsec de type spectral inconnu mais de magnitude visuelle de 9 mag contre 7.2 pour HD23387. Il est difficile de prédire si le spectre du membre secondaire peut contribuer à celui de HD23387 mais les sous-abondances de tous les éléments analysés, à part le silicium qui est solaire (+0.02 dex), peuvent être expliquées par ce genre de contamination. Le profil d'abondances de HD23387 est celui d'une Am du groupe (b). C'est la seule étoile qui possède une sous-abondance en baryum (-0.40 dex). Le calcium et le scandium possèdent une abondance de -0.28 dex et -0.55 dex respectivement (voir figure 6.2).

## Les étoiles F

**HD23351** : Classée F3V SB par Mendoza V. (1956), les études faites sur cette étoile sont assez rares et aucune détermination d'abondances n'a été publiée jusqu'à présent. Anderson et al. (1966) ont déterminé une vitesse de rotation équatoriale apparente de 80 km/s pour cette étoile. Cette valeur est assez différente de la valeur de  $v_e \sin i = 14.8$  km/s obtenue dans ce travail. Le profil d'abondances de cette étoile est presque solaire, aucune particularité n'a été détectée.

**HD23609** : Cette étoile est classée F8IV par Davis (1977) en se basant sur la photométrie U, B, V et  $\beta$ . L'oxygène est le seul élément sous-abondant (-0.26 dex), les abondances des autres éléments étant solaires.

**HD23247** : Cette étoile est classée F3V par Abt & Levato (1978) et F2V par Mendoza V. (1956) et par Breger (1984). En étudiant les étoiles binaires dans l'amas des Pléiades, Mermilliod et al. (1992) ont considéré HD23247 comme binaire photométrique. Anderson et al. (1966) ont adopté une vitesse de rotation  $v_e \sin i < 40$  km/s tandis que la valeur trouvée dans ce présent travail est  $v_e \sin i = 43.5$  km/s. Nissen (1981) a déduit une métallicité de -0.05 dex pour cette étoile en adoptant une température effective de 6960 K et une gravité de surface  $\log g = 4.41$  dex. Pilachowski et al. (1987) ont déterminé une abondance du lithium de  $\log \epsilon(\text{Li}) = 3.2 \pm 0.2$  dex. Plus récemment, Cayrel de Strobel et al. (1997) ont déterminé un catalogue de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  pour 3247 étoiles dans plusieurs amas et galaxies, l'abondance du fer déterminée pour HD23247 est  $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.04$  dex. Le magnésium et le silicium sont surabondants dans mon étude, les autres éléments ayant des abondances solaires. L'abondance du fer est de +0.06 dex.

**HD23732** : Etoile classée F4V par Mendoza V. (1956), seule les abondances du lithium et du fer ont été déterminées jusqu'à présent. La valeur trouvée par Pilachowski et al. (1987) pour le lithium est  $\log \epsilon(\text{Li}) = 3.1 \pm 0.1$  dex. Plus tard, Boesgaard & Friel (1990) ont déduit une abondance du fer de -0.02 dex pour cette étoile. Une vitesse de rotation de 23 km/s a été attribuée à cette étoile par Queloz et al. (1998) tandis que la vitesse déduite dans ce travail est de 25 km/s. Concernant le profil d'abondances, aucune particularité n'a été détectée, la plupart des éléments possèdent une abondance solaire.

**HD23511** : Etoile classée F5V par Gray et al. (2001). Queloz et al. (1998) ont déterminé un  $v_e \sin i$  de  $28.6 \pm 1.2$  km/s pour HD23511, valeur proche de 30.5 km/s trouvée dans cette thèse. En se basant sur une étude spectroscopique à haute résolution, Boesgaard & Friel (1990) ont déterminé une abondance du fer de  $[\frac{\text{Fe}}{\text{H}}] \sim +0.08$  dex. Pilachowski et al. (1987) ont déduit une abondance pour le lithium de  $\log \epsilon(\text{Li}) = 3.1 \pm 0.1$  dex. L'abondance du fer trouvée dans la présente étude est de +0.08 dex en bon accord avec le résultat de Boesgaard & Friel (1990). Mg, Si et Ca sont surabondants de +0.33 dex, +0.34 dex et +0.33 dex respectivement. Les autres éléments possèdent des abondances solaires.

Vu la statistique biaisée par le nombre restreint d'étoiles F observées (pour l'amas

des Pléiades) dans cette thèse, on ne peut pas conclure des abondances moyennes pour les éléments. Comme le montre le tableau 6.3, les 5 étoiles F possèdent des abondances solaires pour la plupart des éléments.

**TAB. 6.2:** Abondances moyennes (par rapport à la valeur solaire,  $[\frac{X}{H}]$ ) déterminées pour les étoiles A des pléiades. Les étoiles en italiques correspondent à celles dont les abondances ont été calculées par une moyenne pondérée avec des incertitudes provenant des 5 sources "indépendantes" ( $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ,  $\xi_t$ ,  $v_e \sin i$  et  $\log gf$ ). Pour le reste des étoiles, les abondances sont déterminées à partir d'une moyenne arithmétique et les barres d'erreur représentent des écarts types (en considérant une répartition gaussienne).

HD	SpT	CI	$\sigma_C$	OI	$\sigma_O$	NaI	$\sigma_{Na}$	MgII	$\sigma_{Mg}$	SiII	$\sigma_{Si}$
<i>HD23157</i>	A5V	-0.18	0.05	-0.04	0.14	0.33	0.06	0.34	0.32	0.20	0.09
HD23156	A7V	-0.03	0.07	-0.23	0.20	0.00	0.11	0.35	0.32	0.28	0.19
<i>HD23325</i>	Am	0.08	0.04	0.01	0.09	0.10	0.16	0.33	0.16	0.49	0.11
HD23375	A9V	-0.18	0.40	-0.33	0.14	0.06	0.27	0.30	0.32	0.23	0.33
HD23607	A7V	-0.07	0.10	-0.25	0.01	-0.17	0.21	0.20	0.32	0.13	0.07
HD23631	A2V	-0.50	0.04	-0.31	0.05	0.08	0.12	0.13	0.18	0.32	0.10
HD23763	A1V	0.18	0.31	-0.07	0.06	-	-	0.05	0.21	-0.02	0.16
HD23924	A7V	-0.05	0.11	-0.21	0.23	0.34	0.21	0.21	0.30	0.53	0.09
<i>HD23948</i>	A0	-0.29	0.07	0.06	0.06	-	-	0.15	0.09	0.18	0.13
<i>HD22615</i>	Am	-0.25	0.08	-0.22	0.06	0.17	0.06	0.34	0.13	0.29	0.08
HD23629	A0V	-0.50	0.10	0.06	0.06	-	-	0.06	0.34	0.13	0.08
HD23632	A1V	-0.32	0.11	0.12	0.01	-	-	-0.05	0.20	0.20	0.22
HD23863	A7V	-0.19	0.11	0.11	0.05	-0.07	0.19	0.38	0.32	-	-
HD23489	A2V	-0.35	0.08	0.14	0.06	-	-	0.13	0.15	0.44	0.26
HD23791	A8V	-0.09	0.26	0.00	0.14	0.37	0.08	0.21	0.12	0.29	0.04
HD23387	A1V	-0.40	0.05	-0.21	0.04	-	-	-0.13	0.09	0.02	0.09
HD	SpT	CaII	$\sigma_{Ca}$	ScII	$\sigma_{Sc}$	TiII	$\sigma_{Ti}$	VII	$\sigma_V$	CrII	$\sigma_{Cr}$
<i>HD23157</i>	A5V	-	-	-0.13	0.11	0.00	0.11	0.35	0.46	0.02	0.09
HD23156	A7V	0.31	0.12	0.19	0.22	0.13	0.13	-	-	0.07	0.09
<i>HD23325</i>	Am	-0.14	0.30	-0.39	0.22	0.28	0.15	0.01	0.29	0.14	0.20
HD23375	A9V	-	-	-0.01	0.14	0.45	0.24	-	-	-0.26	0.28
HD23607	A7V	0.13	0.44	0.15	0.10	0.14	0.25	0.98	0.03	0.22	0.21
HD23631	A2V	-0.19	0.05	-0.92	0.05	0.16	0.22	0.96	0.06	0.52	0.17
HD23763	A1V	-	-	-0.32	0.33	-0.30	0.15	1.39	0.08	-0.23	0.28
HD23924	A7V	0.21	0.22	0.35	0.17	0.23	0.22	-	-	0.35	0.08
<i>HD23948</i>	A0	-	-	-0.04	0.13	0.05	0.08	-	-	-0.39	0.21
<i>HD22615</i>	Am	0.37	0.10	-0.39	0.10	0.07	0.07	0.96	0.12	0.30	0.10
HD23629	A0V	-0.21	0.09	-0.54	0.34	-0.15	0.13	-	-	0.14	0.17
HD23632	A1V	-0.11	0.04	0.34	0.09	0.07	0.22	-	-	0.25	0.14
HD23863	A7V	0.02	0.40	-0.08	0.21	0.02	0.20	0.70	0.11	-0.12	0.36
HD23489	A2V	-0.10	0.14	-0.24	0.26	-0.02	0.18	-	-	0.13	0.18
HD23791	A8V	0.18	0.06	0.25	0.42	0.19	0.22	0.97	0.18	0.15	0.21
HD23387	A1V	-0.28	0.14	-0.55	0.09	-0.38	0.17	-	-	-0.21	0.12



TABLE 6.2: suite.

HD	SpT	MnI	$\sigma_{Mn}$	FeII	$\sigma_{Fe}$	CoI	$\sigma_{Co}$	NiI	$\sigma_{Ni}$	SrII	$\sigma_{Sr}$
<i>HD23157</i>	A5V	0.11	0.20	0.12	0.07	-	-	-0.21	0.10	0.12	0.34
HD23156	A7V	-0.02	0.08	0.15	0.16	-	-	0.07	0.15	0.21	0.07
<i>HD23325</i>	Am	-	-	0.34	0.10	-	-	0.37	0.17	0.16	0.26
HD23375	A9V	-	-	0.15	0.31	0.55	0.08	-0.28	0.33	-0.24	0.07
HD23607	A7V	0.05	0.12	0.12	0.09	-	-	0.00	0.16	0.17	0.01
HD23631	A2V	0.03	0.08	0.26	0.14	-	-	0.29	0.11	0.34	0.09
HD23763	A1V	-0.35	0.37	-0.20	0.22	-	-	0.19	0.20	-0.84	0.34
HD23924	A7V	0.32	0.09	0.31	0.10	-	-	0.19	0.15	0.43	0.15
<i>HD23948</i>	A0	-	-	-0.13	0.07	-	-	-0.24	0.27	-0.98	0.24
<i>HD22615</i>	Am	0.29	0.10	0.15	0.06	-	-	0.46	0.11	0.44	0.30
HD23629	A0V	-	-	-0.08	0.16	-	-	-	-	-0.90	0.05
HD23632	A1V	-	-	0.05	0.28	-	-	-	-	-0.71	0.20
HD23863	A7V	-0.36	0.27	0.03	0.11	0.54	0.08	0.01	0.22	-0.68	0.39
HD23489	A2V	0.39	0.19	-0.02	0.22	-	-	-0.01	0.24	-0.55	0.23
HD23791	A8V	0.16	0.17	0.15	0.17	0.82	0.08	0.24	0.34	0.05	0.10
HD23387	A1V	-	-	-0.27	0.19	-	-	-	-	-0.64	0.04
HD	SpT	YII	$\sigma_Y$	ZrII	$\sigma_{Zr}$	BaII	$\sigma_{BaII}$	CeII	$\sigma_{Ce}$	NdII	$\sigma_{Nd}$
<i>HD23157</i>	A5V	0.05	0.11	0.41	0.14	0.28	0.16	0.33	0.57	0.12	0.45
HD23156	A7V	0.21	0.05	0.54	0.05	0.91	0.14	-	-	-	-
<i>HD23325</i>	Am	0.00	0.18	-0.24	0.24	1.60	0.17	-	-	-	-
HD23375	A9V	-0.10	0.13	-	-	0.53	0.04	-	-	-	-
HD23607	A7V	0.30	0.09	0.55	0.14	0.88	0.13	0.31	0.55	0.37	0.45
HD23631	A2V	0.49	0.06	0.67	0.11	1.02	0.01	0.44	0.57	-	-
HD23763	A1V	0.12	0.36	-0.03	0.11	-	-	-	-	0.11	0.45
HD23924	A7V	0.26	0.17	0.72	0.10	1.15	0.27	0.17	0.57	-	-
<i>HD23948</i>	A0	0.06	0.14	0.27	0.25	-	-	-	-	-	-
<i>HD22615</i>	Am	0.73	0.13	0.73	0.16	1.43	0.18	0.44	0.21	0.52	0.37
HD23629	A0V	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
HD23632	A1V	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
HD23863	A7V	0.07	0.14	-0.25	0.05	0.21	0.28	1.15	0.57	0.87	0.45
HD23489	A2V	-	-	-0.02	0.16	0.01	0.17	-	-	-	-
HD23791	A8V	0.28	0.26	-	-	1.33	0.14	0.97	0.26	-	-
HD23387	A1V	-	-	-	-	-0.40	0.17	-	-	-	-

ТАВ. 6.2: suite.

HD	SpT	EuII	$\sigma_{Eu}$
<i>HD23157</i>	A5V	0.03	0.34
HD23156	A7V	-	-
<i>HD23325</i>	Am	-	-
HD23375	A9V	-	-
HD23607	A7V	0.40	0.34
HD23631	A2V	-	-
HD23763	A1V	-	-
HD23924	A7V	-	-
<i>HD23948</i>	A0	-	-
<i>HD22615</i>	Am	-	-
HD23629	A0V	-	-
HD23632	A1V	-	-
HD23863	A7V	0.28	0.34
HD23489	A2V	-	-
HD23791	A8V	-	-
HD23387	A1V	-	-

**Tab. 6.3:** Abondances moyennes (par rapport à la valeur solaire,  $[\frac{X}{H}]$ ) déterminées pour les étoiles F des pléiades.

HD	SpT	CI	$\sigma_C$	OI	$\sigma_O$	NaI	$\sigma_{Na}$	MgII	$\sigma_{Mg}$	SiII	$\sigma_{Si}$
HD23351	F3V	-0.06	0.12	-0.34	0.18	-0.20	0.16	0.14	0.36	0.05	0.10
HD23609	F8IV	0.00	0.13	-0.26	0.04	0.22	0.09	0.08	0.36	0.23	0.07
HD23247	F3V	-0.07	0.12	-0.03	0.15	-0.14	0.17	0.43	0.36	0.35	0.06
HD23732	F4V	-0.06	0.06	0.08	0.32	-0.15	0.14	0.21	0.36	0.16	0.12
HD23511	F4V	-0.06	0.08	-0.01	0.38	-0.03	0.30	0.33	0.36	0.34	0.09
$\langle [\frac{X}{H}] \rangle$		-0.05		-0.11		-0.06		0.24		0.23	
$\sigma$		$\pm 0.03$		$\pm 0.16$		$\pm 0.15$		$\pm 0.13$		$\pm 0.11$	
HD	SpT	CaII	$\sigma_{Ca}$	ScII	$\sigma_{Sc}$	TiII	$\sigma_{Ti}$	VII	$\sigma_V$	CrII	$\sigma_{Cr}$
HD23351	F3V	0.00	0.10	-0.01	0.22	0.07	0.21	0.30	0.13	0.03	0.13
HD23609	F8IV	0.36	0.20	0.14	0.11	0.06	0.14	0.64	0.26	0.15	0.09
HD23247	F3V	0.00	0.02	-0.05	0.22	0.12	0.25	0.57	0.27	0.04	0.12
HD23732	F4V	0.31	0.13	-0.05	0.21	0.06	0.21	0.44	0.39	0.02	0.15
HD23511	F4V	0.33	0.17	0.06	0.27	0.14	0.22	0.35	0.32	0.08	0.14
$\langle [\frac{X}{H}] \rangle$		0.20		0.02		0.09		0.46		0.06	
$\sigma$		$\pm 0.17$		$\pm 0.07$		$\pm 0.04$		$\pm 0.13$		$\pm 0.05$	
HD	SpT	MnI	$\sigma_{Mn}$	FeII	$\sigma_{Fe}$	CoI	$\sigma_{Co}$	NiI	$\sigma_{Ni}$	SrII	$\sigma_{Sr}$
HD23351	F3V	0.02	0.13	0.06	0.15	-0.21	0.23	-0.01	0.24	0.03	0.00
HD23609	F8IV	0.31	0.21	0.08	0.17	0.33	0.15	0.27	0.12	0.06	0.05
HD23247	F3V	-0.12	0.14	0.06	0.16	-0.01	0.57	-0.04	0.18	0.09	0.05
HD23732	F4V	0.13	0.16	0.02	0.09	0.17	0.14	0.03	0.20	0.06	0.03
HD23511	F4V	0.23	0.20	0.08	0.11	-0.30	0.24	0.20	0.22	0.12	0.04
$\langle [\frac{X}{H}] \rangle$		0.12		0.06		-0.01		0.09		0.07	
$\sigma$		$\pm 0.15$		$\pm 0.02$		$\pm 0.23$		$\pm 0.12$		$\pm 0.03$	
HD	SpT	YII	$\sigma_Y$	ZrII	$\sigma_{Zr}$	BaII	$\sigma_{Ba}$	LaII	$\sigma_{La}$	CeII	$\sigma_{Ce}$
HD23351	F3V	0.11	0.08	0.19	0.20	0.83	0.22	-0.02	0.10	-0.05	0.19
HD23609	F8IV	0.14	0.08	0.22	0.13	0.74	0.22	0.21	0.26	0.49	0.06
HD23247	F3V	-0.02	0.11	0.37	0.20	0.66	0.21	0.54	0.30	0.35	0.20
HD23732	F4V	0.06	0.12	0.31	0.13	0.76	0.23	0.51	0.35	0.39	0.16
HD23511	F4V	0.11	0.16	0.65	0.34	0.80	0.25	0.30	0.39	0.59	0.17
$\langle [\frac{X}{H}] \rangle$		0.08		0.35		0.76		0.31		0.36	
$\sigma$		$\pm 0.06$		$\pm 0.16$		$\pm 0.06$		$\pm 0.21$		$\pm 0.22$	
HD	SpT	NdII	$\sigma_{Nd}$	EuII	$\sigma_{Eu}$	MgI	$\sigma_{Mg}$				
HD23351	F3V	-0.26	0.17	0.15	0.08	-0.16	0.05				
HD23609	F8IV	-0.06	0.17	0.46	0.11	0.12	0.10				
HD23247	F3V	0.06	0.28	0.07	0.08	0.01	0.06				
HD23732	F4V	0.39	0.16	0.17	0.11	0.02	0.05				
HD23511	F4V	0.41	0.18	0.62	0.11	0.08	0.02				
$\langle [\frac{X}{H}] \rangle$		0.11		0.29		0.01					
$\sigma$		$\pm 0.26$		$\pm 0.21$		$\pm 0.10$					

## 6.3 Coma Berenices

Coma Berenices est un amas situé à une distance de  $d = 90 \pm 2$  pc (mesurée à partir de la mission Hipparcos, van Leeuwen 1999) d'où la possibilité d'acquérir des spectres à haute résolution avec un rapport signal sur bruit élevé. L'extinction  $E(B-V)$  est de l'ordre de  $0.006 \pm 0.013$  (Nicolet 1981) ce qui est relativement faible. L'âge estimé de cet amas est compris entre 400 et 500 Millions d'années (Bounatiro & Arimoto 1993). Ceci indique que les étoiles A sont assez évoluées sur la Séquence Principale contrairement aux étoiles A naines de l'amas des Pléiades.

Peu d'études ont été faites sur la composition chimique des étoiles A (normales et CP) et F de cet amas. La plupart des analyses d'abondances se sont limitées aux étoiles F et G qui possèdent de faibles vitesses de rotation apparentes. Le tableau 6.4 collecte les différentes études concernant la composition chimique des étoiles A, F et G de l'amas de Coma Berenices. Dans ce tableau sont présentés les références bibliographiques, le nombre et type d'étoiles et les éléments chimiques concernés.

Boesgaard (1987) a déterminé l'abondance du lithium dans les étoiles A et F de cet amas, elle a trouvé une forte déficience dans l'intervalle de température entre 6400 et 6700 K identique à celle trouvée dans l'amas des Hyades. Ensuite d'autres études se sont consacrées à la détermination de l'abondance du lithium dans les étoiles F et G notamment celles de Jeffries (1999) et Soderblom et al. (1990).

Friel & Boesgaard (1992) ont déterminé l'abondance du fer et du carbone de 14 étoiles F et G en s'appuyant sur une étude spectroscopique à haute résolution. Elles ont trouvé une métallicité de l'amas (moyenne de  $[Fe/H]$  déduite des 14 étoiles) de l'ordre de  $\langle [Fe/H] \rangle = -0.052 \pm 0.026$  dex et une légère déficience en carbone de l'ordre de  $\langle [C/H] \rangle = -0.11 \pm 0.04$  dex .

Savanov (1996) a déterminé l'abondance de C, O, Si, Ca, Fe et Ba de 13 étoiles A et F dans cet amas. Pour un élément donné, il a trouvé une grande dispersion des abondances d'une étoile Am à l'autre.

Hui-Bon-Hoa et al. (1997) ont déterminé l'abondance de Mg, Ca, Sc, Cr, Fe et Ni pour deux étoiles A dans Coma Berenices puis Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) ont complété la liste par quatre autres étoiles A. Leurs études sont analysées dans le contexte de la diffusion dépendante du temps dans les étoiles Am.

Burkhart & Coupry (2000) ont déterminé l'abondance de Li, Al, Si, S, Ni et Eu dans 7 étoiles A de cet amas. Elles ont trouvé une abondance uniforme de Li, Al, Si, S et Fe dans les étoiles Am. Le lithium est déficient dans les Am par rapport aux étoiles A (d'un facteur de 3). L'abondance du fer dans les étoiles A normales et Am est presque le double de la valeur trouvée dans les étoiles F et G de la Séquence Principale.

Enfin Monier & Richard (2004) ont déterminé les abondances de 11 éléments chi-

Référence	Types d'étoiles	Eléments chimiques
Savanov (1996)	13 A-Am et F-Fm	C,O,Si,Ca,Fe,Ba
Hui-Bon-Hoa et al. (1997)	2 A-Am	Mg,Ca,Sc,Cr,Fe,Ni
Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998)	4 A-Am	Mg,Ca,Sc,Cr,Fe,Ni
Burkhart & Coupry (2000)	7 A-Am	Li,Al,Si,S,Fe,Ni,Eu
Monier & Richard (2004)	13 A-Am et 11 F	C,O,Na,Mg,Si,Ca,Sc,Fe,Ni,Y,Ba
Boesgaard (1987)	22 A et F	Li
Friel & Boesgaard (1992)	14 F	Fe,C
Jeffries (1999)	15 F,G,K	Li
Boesgaard et al. (2003a)	12 F et G	Be
Cayrel et al. (1988)	4 G	Fe
Soderblom et al. (1990)	28 G	Li

**TAB. 6.4:** Divers études sur la composition chimique des étoiles A, F et G membres de l'amas de Coma Berenices.

miques dans 24 étoiles A et F de cet amas dans le but de contraindre les modèles évolutifs incluant les processus de transport. Les étoiles analysées dans leur travail correspondent aux même étoiles étudiées dans le présent travail. Ils ont aussi trouvé, pour un élément donné, des dispersions dans les abondances d'une étoile A (normale et CP) à l'autre.

### 6.3.1 Etudes déjà publiées sur les étoiles de Coma Berenices

Ainsi que je l'ai fait pour l'amas des Pléiades, je vais à présent introduire les étoiles A et F de l'amas de Coma Berenices ainsi que les abondances déterminées. D'une façon identique, je vais comparer mes abondances à celles déjà déterminées par d'autres auteurs. Comme expliqué précédemment dans la section 6.1, les abondances de V, La, Ce, Nd et Eu sont incertaines et sont à prendre avec précaution.

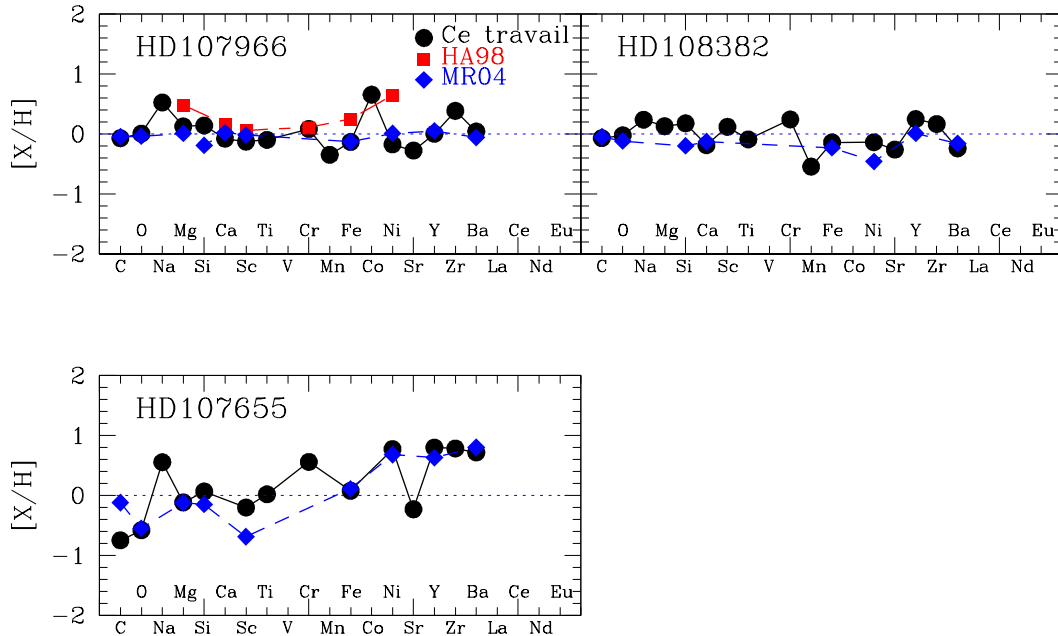
#### Les étoiles A

**HD107966** : Classée A3IV par Gray & Garrison (1989) et Am par Renson (1990), cette étoile a été étudiée par Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) qui ont trouvé une abondance presque solaire pour plusieurs éléments à part Mg et Ni qui sont surabondants. Leur étude ne confirme pas le caractère Am de l'étoile.

Monier & Richard (2004) ont trouvé des abondances presque solaires pour plusieurs éléments chimiques, notamment pour le C, O, Mg, Si, Ca, Sc, Fe, Ni, Y et Ba. De même leurs résultats ne confirme pas le caractère Am de cette étoile.

Dans cette étude le caractère Am de HD107966 n'est pas du tout confirmé. De légères sous-abondances en Ca et Sc (-0.08 dex et -0.13 dex) sont détectées. Les autres éléments possèdent des abondances sous-solaires et presque solaires (même les éléments lourds) à l'exception du manganèse qui est fortement sous-abondant (-0.35 dex) (voir figure 6.3).

**HD108382** : Classée A3IV Par Gray & Garrison (1989), cette étoile possède des abondances presque solaires d'après l'étude de Monier & Richard (2004) et le caractère Am proposé par Renson (1990) n'est pas confirmé dans leur étude. Les abondances obtenues dans cette thèse montrent que HD108382 possède des abondances atypiques. Cette étoile est sous-abondante en Fe (-0.14 dex), Mn (-0.55 dex), Ca (-0.19 dex) et Ba (-0.24 dex) tandis que les autres éléments possèdent des abondances solaires. Le caractère Am de Renson (1990) n'est pas confirmé non plus (voir figure 6.3).



**FIG. 6.3:** Comparaison des abondances des étoiles A "normales" déterminées dans cette étude (cercles pleins) et celles déduites par Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) (carrés pleins, HA98) et par Monier & Richard (2004) (losanges pleins, MR04).

**HD106887** : Etoile de type A4m, elle est la composante primaire d'un système double. Le compagnon de cette étoile, de type spectral inconnu, possède une magnitude visuelle de 9.8 mag et est à une séparation angulaire de 8.6 arcsec. Il est peu probable que le spectre observé de HD106887 soit affecté par la lumière du membre secondaire du système. Savanov (1996) a détecté une sous-abondance en O et Ca (-0.47 dex et -0.46 dex respectivement) et une surabondance en baryum (+0.47 dex). Monier & Richard (2004) ont trouvé une forte déficience en Sc (-0.73 dex) et une abondance solaire en Fe, ce qui la classe dans le groupe (b) des étoiles Am définie par Conti (1970). Les abondances de C et O trouvées (-0.56 dex et -0.43 dex respectivement) dans le présent travail sont en bon accord avec les résultats de Savanov (1996). Fe, Mg, Ti, Cr et Si sont légèrement surabondants (+0.21 dex, +0.17 dex, +0.12 dex, +0.13 dex et +0.23 dex respectivement). Le calcium est faiblement sous-abondant (-0.11 dex) tandis que Mn et

Sc sont solaires (+0.02 dex et +0.03 respectivement). Les éléments lourds sont excessivement surabondants, l'abondance du baryum est de +1.4 dex, celle du strontium de +0.59 dex, celle de l'yttrium de +0.78 dex et celle du zirconium de +0.61 dex . L'abondance du scandium est largement inférieure à la valeur déduite par Monier & Richard (2004), ceci pourrait être dû en partie au choix et aux paramètres atomiques des raies du scandium (une seule pour Monier & Richard (2004) à  $\lambda 5526.7$  Å contre quatre dans ce travail à  $\lambda 4314.1$ ,  $\lambda 4320.7$ ,  $\lambda 4374.5$  et  $\lambda 5657.9$  Å) et à la valeur de la vitesse de microturbulence ( $\xi_t=5$  km/s adoptée par Monier & Richard (2004) contre 3 km/s dans le présent travail). D'après ces résultats, le profil d'abondances de HD106887 est douteux, cette étoile pourrait être une A normale ou bien une Am de groupe (a) ou (c) (voir figure 6.4).

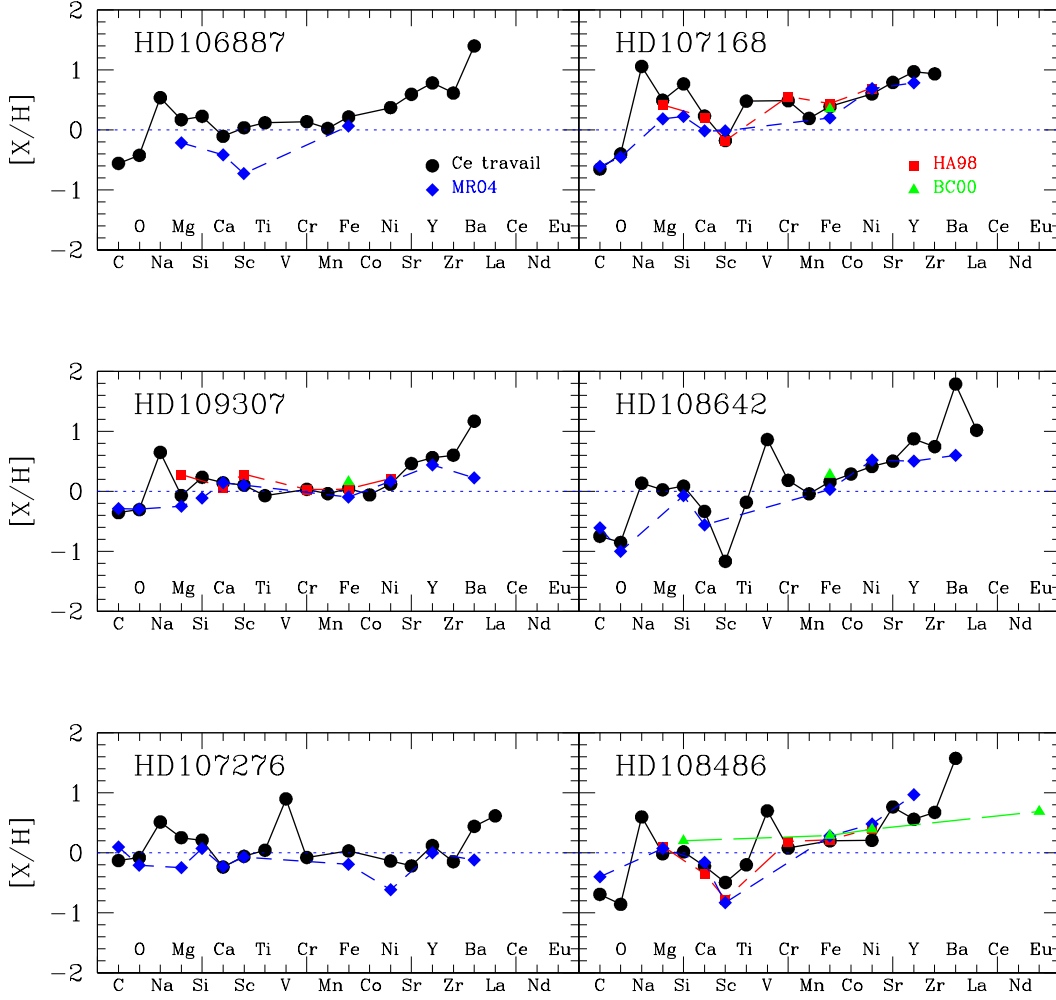
**HD107655** : Classée A0V par Cowley et al. (1969), cette étoile possède une forte sous-abondance en Sc (-0.69 dex) selon Monier & Richard (2004) et une surabondance en Ni, Y et Ba tandis que Fe est presque solaire (+0.11 dex). Ce schéma d'abondances confirme la classification faite par Renson (1990) comme hypothétique étoile Am et la classe dans le groupe (b) définie par Conti (1970). L'appartenance de cette étoile à l'amas est douteuse selon Bounatiro (1993).

Les abondances trouvées dans cette thèse sont en bon accord avec les résultats de Monier & Richard (2004) sauf pour le scandium pour lequel j'ai déterminé une abondance moyenne de -0.20 dex à partir de 5 raies (contrairement à -0.69 dex à partir d'une raie pour Monier & Richard 2004). Le carbone et l'oxygène sont fortement sous-abondants (-0.75 dex et -0.58 dex respectivement). Des surabondances en Cr, Ni, Ba, Y et Zr (+0.56 dex, +0.77 dex, +0.72 dex, +0.80 dex et +0.78 dex respectivement) ont été déterminées. Le silicium, le titane et le fer sont solaires. De même, cette étude confirme la classification faite par Renson (1990) comme hypothétique étoile Am et la classe dans le groupe (c) de Conti (1970) (voir figure 6.3).

**HD107168** : Etoile considérée de type A8m selon Cowley et al. (1969), elle a été classée kA5hA5mF0 (III) par Gray & Garrison (1989). Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) ont trouvé une faible surabondance en Ca (+0.20 dex) et une légère déficience en Sc (-0.19 dex). Ils ont aussi trouvé des surabondances en Cr (+0.55 dex) et en Fe (+0.43 dex). Monier & Richard (2004) ont déduit une abondance solaire pour Ca et Sc mais des surabondances en Ni et en éléments lourds. Ces précédentes études confirment que HD107168 est une étoile Am de type (c) selon la classification de Conti (1970).

Les abondances de Fe (+0.39 dex), Mg (+0.49 dex), Cr (+0.48 dex), Ca (+0.23 dex) et Sc (-0.18 dex) obtenues dans cette thèse sont en très bon accord avec celles de Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998). Le carbone et l'oxygène sont fortement sous-abondants (-0.65 dex et -0.40 dex respectivement) conformément aux résultats de Monier & Richard (2004). Si, Ti, Ni, Sr, Y et Zr sont largement surabondants (+0.77 dex, +0.48 dex, +0.60 dex, +0.79 dex, +0.97 dex et +0.93 dex respectivement). Cette étoile est donc une Am du groupe (c) selon Conti (1970) (voir figure 6.4).

**HD109307** : Classée A3IV-V par Gray & Garrison (1989), Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) ont déterminé des abondances qui ne s'écartent pas de plus que 0.3 dex de la valeur solaire. Monier & Richard (2004) ont trouvé une légère surabondance en Sc (+0.10 dex) et



**FIG. 6.4:** Comparaison des abondances des étoiles Am déterminées dans cette étude (cercles pleins) et celles déduites par Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) (carrés pleins, HA98), par Monier & Richard (2004) (losanges pleins, MR04) et par Burkhardt & Coupry (2000) (triangles pleins, BC00).

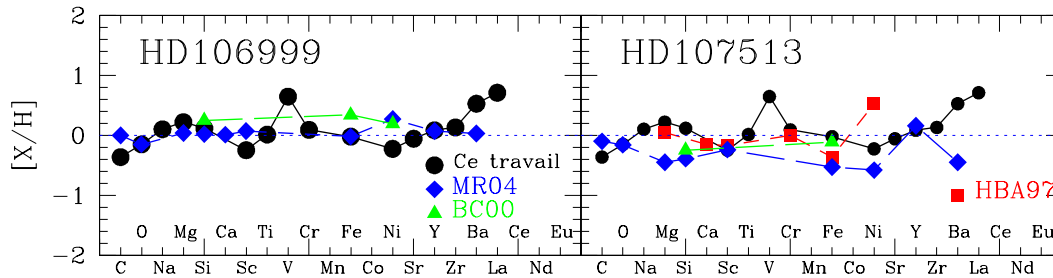
des abondances quasi-solaires en Ca, Fe et Ni. Ces résultats ne confirment pas le caractère Am signalé par Weaver (1952) et Renson (1990).

Mes résultats d'abondances sont en très bon accord avec celles de Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) et Renson (1990) pour plusieurs éléments (Fe, Mg, O, C et Ca). Sc et Ca sont solaires mais les éléments lourds sont surabondants. Le caractère Am n'est pas vérifié, HD109307 pourrait être une étoile A3IV-V "normales" (voir figure 6.4).

**HD108642 :** Cette étoile est une binaire spectroscopique (SB2), elle est classée kA3hA5mA7 (IV) par Gray & Garrison (1989). Monier & Richard (2004) ont trouvé de fortes sous-



abondances en C et O (-0.61 dex et -1.00 dex respectivement) et une sous-abondance en Ca (-0.56 dex) tandis que le fer est solaire. De même ils ont trouvé des surabondances en Ba, Ni et Y. Leurs résultats confirment le phénomène Am et classent cette étoile dans le groupe (b) de Conti (1970). Leurs résultats sont confirmés par la présente étude, les éléments tel que le Fe, Mg, Cr, Mn et Si sont solaires tandis que les éléments légers (C et O), le calcium et le scandium sont fortement sous-abondants. Cette étoile possède l'abondance de scandium la plus faible (-1.17 dex) parmi l'échantillon des étoiles observées dans cet amas. Les éléments lourds sont surabondants, le baryum possède une abondance de +1.79 dex, le strontium de +0.50 dex, l'yttrium de +0.88 dex et le zirconium de +0.75 dex. Selon cette étude, HD108642 appartient au groupe (a) des étoiles Am (voir figure 6.4).



**FIG. 6.5:** Identique à la figure 6.4. les carrés pleins sont les valeurs déduites par Hui-Bon-Hoa et al. (1997).

**HD107276** : Classée kA5mA7 (V) par Gray & Garrison (1989), cette étoile possède des abondances solaires selon Monier & Richard (2004) et selon Savanov (1996). De plus, la vitesse de rotation équatoriale apparente trouvée dans le présent travail est de 102 km/s contre 112 km/s pour Monier & Richard (2004) et 95 km/s pour Savanov (1996). Cette vitesse de rotation, la plus grande de mon échantillon, est assez élevée pour une étoile Am.

Le schéma d'abondances trouvé pour cette étoile n'est pas celui d'une Am (voir figure 6.4), l'abondance de calcium (-0.24 dex) est à vérifier parce qu'elle est basée sur l'étude d'une seule raie. Le scandium est légèrement sous-abondant (-0.06 dex) tandis que les autres éléments (y compris les éléments lourds) possèdent des abondances solaires. Le caractère Am de HD107276 n'est pas confirmé.

**HD108486** : Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) et Monier & Richard (2004) ont trouvé le même schéma d'abondances pour HD108486, une sous-abondance en Ca et Sc et une faible surabondance pour le Fe et les éléments lourds. Cette étoile est donc une Am du groupe (a) ou (b).

Cette étoile possède le même schéma d'abondances que HD108642. Des sous-abondances en éléments légers (C et O), Ca et Sc et des abondances solaires pour le Fe, Mg, Cr et Si. Les éléments lourds sont surabondants (+1.57 dex pour le Ba, +0.76 dex pour le Sr, +0.56 dex pour le Y et +0.67 dex pour le Zr). HD108486 est plutôt une étoile Am du groupe (a) (voir figure 6.4).

**HD106999** : Classée A4-A9m par Renson (1990), cette étoile possède des abondances presque solaires en C, O, N, Mg, Si, Ca, Sc, Fe, Ni, Y et Ba selon Monier & Richard (2004). L'appartenance de cette étoile à l'amas est incertaine selon Bounatiro (1993). Le caractère Am n'a pas été confirmé par mon étude non plus, Les abondances trouvées sont presque toutes solaires à l'exception des éléments lourds qui sont légèrement surabondants (voir figure 6.5).

**HD107513** : Classée Am dans le catalogue de Renson (1990), cette étoile possède des abondances sous-solaires voire proches de la valeur solaire pour l'ensemble des éléments étudiés dans Hui-Bon-Hoa et al. (1997) excepté pour le Ca qui est surabondant (+0.53 dex). Monier & Richard (2004) ont confirmé ce résultat mais ils ont déterminé une abondance de -0.44 dex pour le Ca. Le schéma d'abondances trouvé pour cette étoile n'est pas celui d'une Am : des abondances presque solaires pour l'ensemble des éléments à l'exception du scandium qui est marginalement sous-abondant (-0.25 dex) et du baryum qui est surabondant (+0.53 dex). Le caractère Am n'est donc pas vérifié (voir figure 6.5).

## Les étoiles F

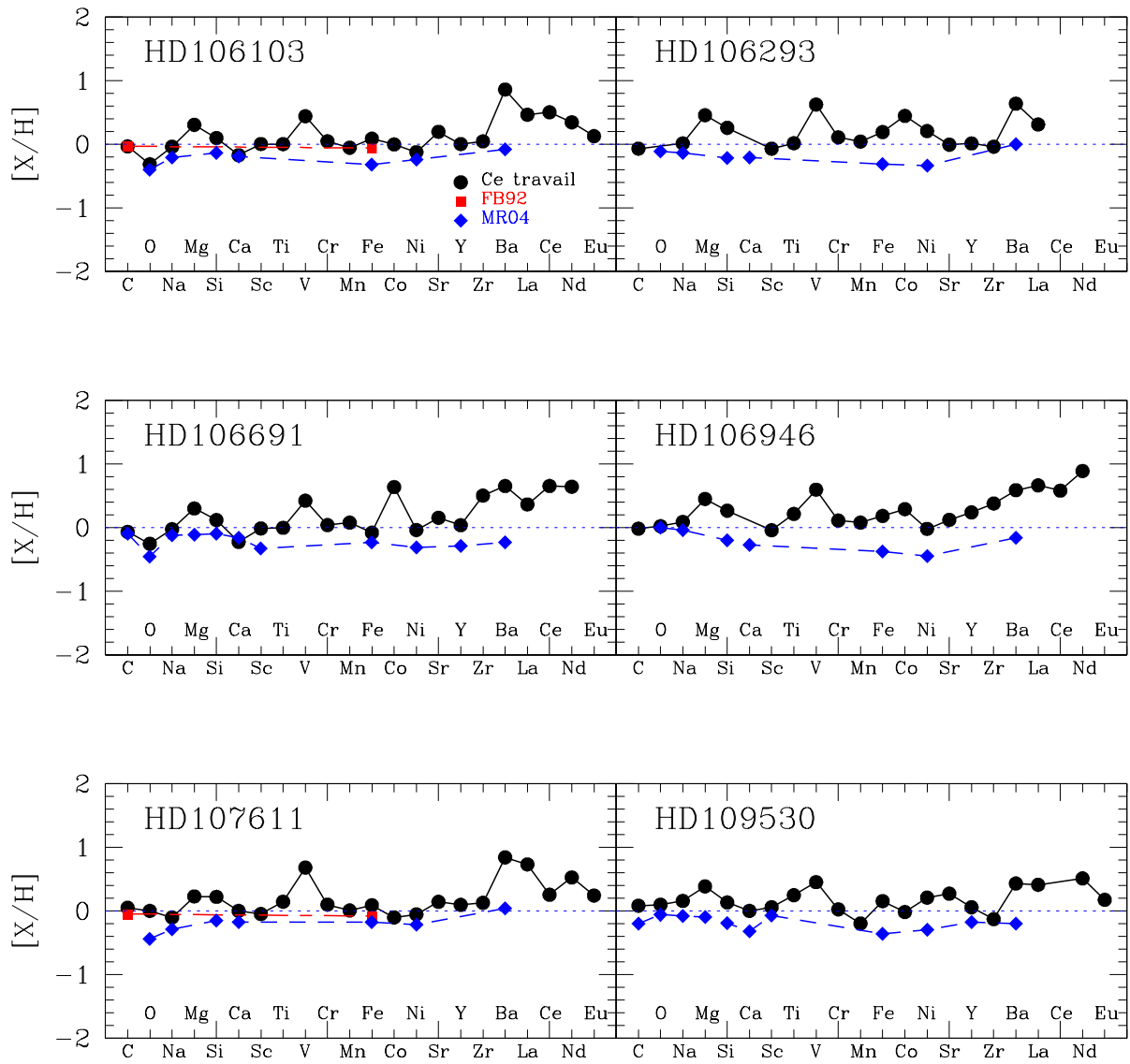
Concernant les étoiles F de cet amas, des études ont été déjà faites par Boesgaard (1989), Friel & Boesgaard (1992) et par Jeffries (1999) pour l'abondance de Li, Fe et C respectivement. A partir de 14 étoiles F et G, Friel & Boesgaard (1992) ont trouvé une abondance du fer moyennée sur toutes les étoiles de  $\langle [\frac{\text{Fe}}{\text{H}}] \rangle = -0.052 \pm 0.026$  dex et celle du Carbone  $\langle [\frac{\text{C}}{\text{H}}] \rangle = -0.11 \pm 0.04$  dex. Monier & Richard (2004) ont déterminé les abondances de 11 éléments chimiques pour 11 étoiles<sup>41</sup> F naines, leurs résultats ne diffèrent que légèrement de ceux de Friel & Boesgaard (1992) puisqu'ils ont trouvé une abondance moyenne du fer de  $\langle [\frac{\text{Fe}}{\text{H}}] \rangle = -0.25 \pm 0.11$  dex et du carbone de  $\langle [\frac{\text{C}}{\text{H}}] \rangle = -0.15 \pm 0.04$  dex. Pour les autres éléments (O, Na, Mg, Si, Ca, Sc, Ni et Y), la moyenne des abondances est légèrement sous-solaire.

Etant donné que les étoiles F analysées dans cette thèse ne sont pas plus tardives que le type spectral F6, la diffusion microscopique peut toujours se manifester dans l'atmosphère de ces étoiles (Turcotte et al. 1998a). Donc les résultats des abondances dans ces étoiles F peuvent ne pas refléter exactement la composition chimique initiale de l'amas. La diffusion dans ces étoiles n'est sûrement pas aussi accentuée que dans les étoiles A. Ainsi, les abondances déterminées peuvent varier légèrement de l'abondance initiale de l'amas.

Les abondances trouvées pour ces étoiles F sont presque toutes solaires, la valeur moyenne du fer déduite pour ces étoiles est  $\langle [\frac{\text{Fe}}{\text{H}}] \rangle = 0.07 \pm 0.09$  dex et celle du carbone de  $\langle [\frac{\text{C}}{\text{H}}] \rangle = -0.10 \pm 0.06$  dex. Le tableau 6.6 représente les abondances des 11 étoiles F de cet amas ainsi que les valeurs moyennes des abondances de chaque élément. Les figures 6.6 et 6.7 montrent les différences entre les abondances déduites dans cette thèse et celles déterminées par les études précédentes (Friel & Boesgaard 1992; Monier & Richard 2004).

---

<sup>41</sup>Les étoiles analysées dans Monier & Richard (2004) sont les mêmes que celles observées dans cette thèse.



**FIG. 6.6:** Comparaison des abondances des étoiles F déterminées dans cette étude (cercles pleins) et celles déduites par Monier & Richard (2004) (losanges pleins, MR04) et par Friel & Boesgaard (1992) (rectangles pleins, FB92).

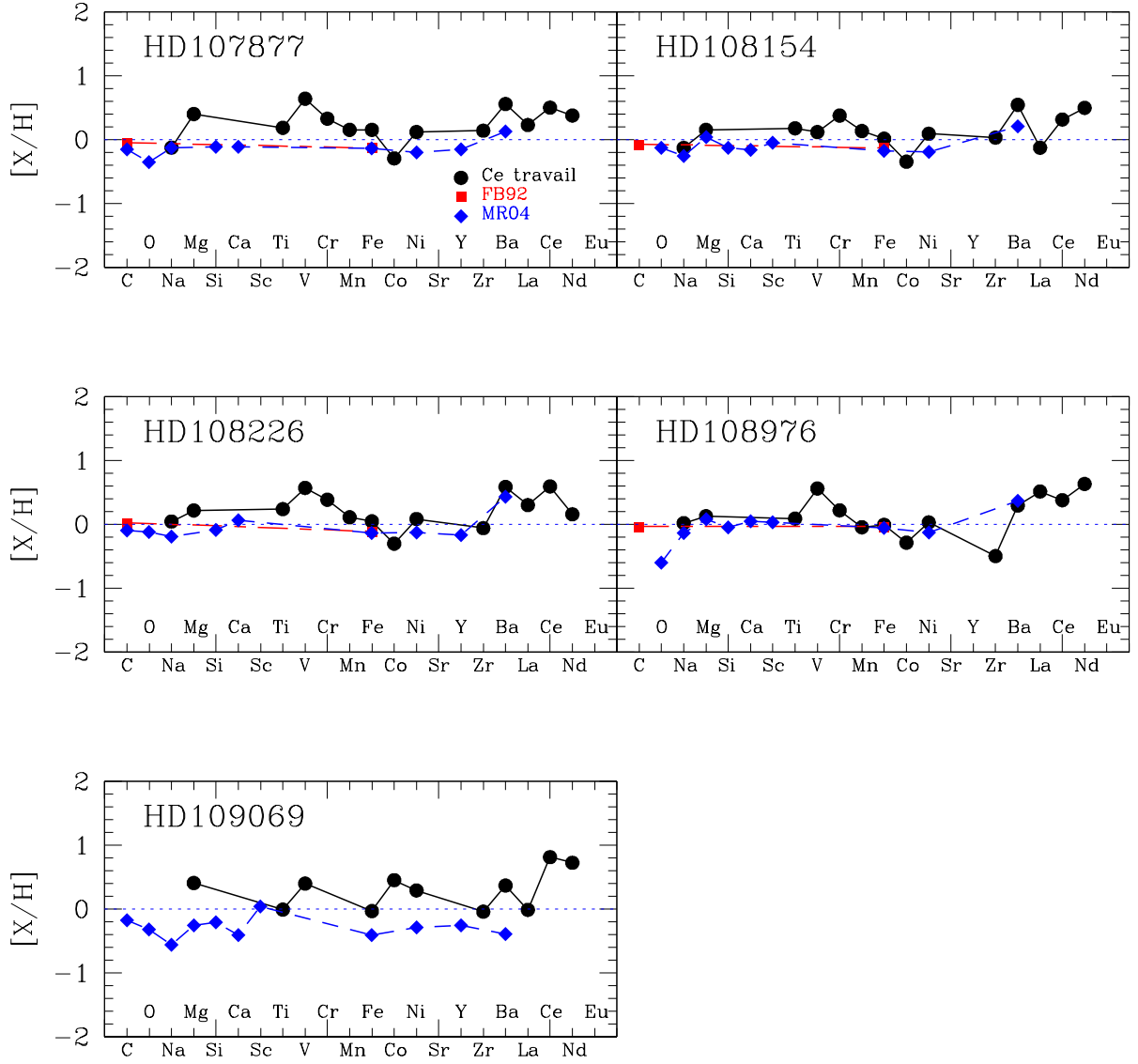


FIG. 6.7: Identique à la figure 6.6.

**TAB. 6.5:** Abondances moyennes (par rapport à la valeur solaire,  $[\frac{X}{H}]$ ) déterminées pour les étoiles A de Coma Berenices. Les étoiles en italiques correspondent à celles dont les abondances ont été calculées par une moyenne pondérée avec des incertitudes provenant des 5 sources "indépendantes" ( $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ,  $\xi_t$ ,  $v_e \sin i$  et  $\log gf$ ). Pour le reste des étoiles, les abondances sont déterminées à partir d'une moyenne arithmétique et les barres d'erreur représentent des écarts types (en considérant une répartition gaussienne).

HD	SpT	CI	$\sigma_C$	OI	$\sigma_O$	NaI	$\sigma_{Na}$	MgII	$\sigma_{Mg}$	SiII	$\sigma_{Si}$
<i>HD107966</i>	A3V/A3IV	-0.07	0.04	0.00	0.05	0.52	0.13	0.13	0.09	0.14	0.09
HD108382	A4V/A3IV	-0.71	0.15	-0.02	0.06	0.24	0.18	0.13	0.12	0.18	0.19
HD106887	A4m	-0.56	0.15	-0.43	0.06	0.54	0.08	0.17	0.13	0.23	0.20
<i>HD107655</i>	A0V	-0.75	0.19	-0.58	0.06	0.55	0.21	-0.12	0.18	0.06	0.07
<i>HD107168</i>	A8m/kA5hA5mF0	-0.65	0.08	-0.40	0.04	1.06	0.03	0.49	0.18	0.77	0.12
HD109307	A4Vm/A3IV-V	-0.36	0.01	-0.31	0.12	0.65	0.45	-0.07	0.29	0.23	0.18
HD108642	A2m/kA2hA7mA7	-0.75	0.16	-0.85	0.12	0.13	0.14	0.25	0.19	0.09	0.09
HD107276	Am/Ka5mA7	-0.13	0.27	-0.08	0.04	0.51	0.08	0.25	0.18	0.21	0.18
HD108486	AmkA3hA5mA7	-0.69	0.20	-0.86	0.04	0.60	0.34	-0.02	0.18	0.02	0.21
HD106999	Am	-0.15	0.10	-0.02	0.04	1.04	0.11	0.40	0.18	0.26	0.09
<i>HD107513</i>	Am/kA7hF0mF0	-0.36	0.10	-0.15	0.12	0.10	0.10	0.22	0.16	0.12	0.12
HD	SpT	CaII	$\sigma_{Ca}$	ScII	$\sigma_{Sc}$	TiII	$\sigma_{Ti}$	VII	$\sigma_V$	CrII	$\sigma_{Cr}$
<i>HD107966</i>	A3V/A3IV	-0.08	0.08	-0.13	0.08	-0.10	0.05	-	-	0.08	0.09
HD108382	A4V/A3IV	-0.19	0.04	0.12	0.26	-0.09	0.17	-	-	0.24	0.25
HD106887	A4m	-0.11	0.21	0.03	0.34	0.12	0.15	-	-	0.13	0.12
<i>HD107655</i>	A0V	-	-	-0.20	0.11	0.02	0.08	-	-	0.56	0.09
<i>HD107168</i>	A8m/kA5hA5mF0	0.23	0.16	-0.18	0.10	0.48	0.08	-	-	0.48	0.20
HD109307	A4Vm/A3IV-V	0.14	0.06	0.10	0.11	-0.07	0.10	-	-	0.03	0.05
HD108642	A2m/kA2hA7mA7	-0.33	0.18	-1.17	0.20	-0.18	0.07	0.86	0.13	0.18	0.05
HD107276	Am/Ka5mA7	-0.24	0.16	-0.06	0.23	0.04	0.22	0.90	0.10	-0.08	0.11
HD108486	AmkA3hA5mA7	-0.22	0.15	-0.50	0.31	-0.20	0.13	0.70	0.29	0.08	0.15
HD106999	Am	0.10	0.16	0.41	0.27	0.14	0.21	0.69	0.29	0.03	0.20
<i>HD107513</i>	Am/kA7hF0mF0	-	-	-0.25	0.10	0.01	0.07	0.65	0.32	0.09	0.09

TAB. 6.5: suite.

HD	SpT	MnI	$\sigma_{Mn}$	FeII	$\sigma_{Fe}$	Co	$\sigma_{Co}$	NiI	$\sigma_{Ni}$	SrII	$\sigma_{Sr}$
<i>HD107966</i>	A3V/A3IV	-0.35	0.18	-0.13	0.05	0.65	0.38	-0.18	0.07	-0.28	0.33
HD108382	A4V/A3IV	-0.55	0.12	-0.14	0.10	-	-	-0.14	0.16	-0.26	0.02
HD106887	A4m	0.02	0.21	0.21	0.15	-	-	0.37	0.11	0.59	0.08
<i>HD107655</i>	A0V	-	-	0.08	0.05	-	-	0.77	0.23	-0.23	0.20
<i>HD107168</i>	A8m/kA5hA5mF0	0.19	0.12	0.39	0.10	-	-	0.60	0.10	0.79	0.31
HD109307	A4Vm/A3IV-V	-0.04	0.17	0.05	0.09	-0.06	0.35	0.12	0.08	0.46	0.10
HD108642	A2m/kA2hA7mA7	-0.04	0.10	0.16	0.11	0.29	0.35	0.41	0.08	0.50	0.13
HD107276	Am/Ka5mA7	-	-	0.03	0.23	-	-	-0.14	0.10	-0.22	0.19
HD108486	AmkA3hA5mA7	-	-	0.20	0.09	-	-	0.21	0.21	0.76	0.02
HD106999	Am	-	-	0.08	0.13	-	-	0.23	0.20	0.47	0.07
<i>HD107513</i>	Am/kA7hF0mF0	-	-	-0.02	0.07	-	-	-0.23	0.10	-0.06	0.19

HD	SpT	YII	$\sigma_Y$	ZrII	$\sigma_{Zr}$	BaII	$\sigma_{Ba}$	LaII	$\sigma_{La}$
<i>HD107966</i>	A3V/A3IV	0.00	0.13	0.38	0.12	0.04	0.26	-	-
HD108382	A4V/A3IV	0.25	0.21	0.16	0.17	-0.24	0.03	-	-
HD106887	A4m	0.78	0.16	0.61	0.15	1.40	0.26	-	-
<i>HD107655</i>	A0V	0.80	0.15	0.78	0.12	0.72	0.32	-	-
<i>HD107168</i>	A8m/kA5hA5mF0	0.97	0.12	0.93	0.13			-	-
HD109307	A4Vm/A3IV-V	0.56	0.07	0.60	0.11	1.17	0.23	-	-
HD108642	A2m/kA2hA7mA7	0.88	0.12	0.75	0.12	1.79	0.24	1.02	0.04
HD107276	Am/Ka5mA7	0.12	0.10	-0.15	0.20	0.44	0.21	0.62	0.16
HD108486	AmkA3hA5mA7	0.56	0.12	0.67	0.13	1.57	0.21	0.63	0.16
HD106999	Am	0.27	0.11	0.49	0.08	0.78	0.07	-	-
<i>HD107513</i>	Am/kA7hF0mF0	0.08	0.11	0.13	0.20	0.53	0.15	0.71	0.17

**TAB. 6.6:** Abondances moyennes (par rapport à la valeur solaire,  $[\frac{X}{H}]$ ) déterminées pour les étoiles F de Coma Berenices. Les étoiles en italiques correspondent à celles dont les abondances ont été calculées par une moyenne pondérée avec des incertitudes provenant des 5 sources "indépendantes" ( $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ,  $\xi_t$ ,  $v_e \sin i$  et  $\log gf$ ). Pour le reste des étoiles, les abondances sont déterminées à partir d'une moyenne arithmétique et les barres d'erreur représentent des écarts types (en considérant une répartition gaussienne).

HD	SpT	CI	$\sigma_C$	OI	$\sigma_O$	NaI	$\sigma_{Na}$	MgII(MgI)	$\sigma_{Mg}$	SiII	$\sigma_{Si}$
<i>HD106103</i>	F5V	-0.04	0.08	-0.32	0.15	-0.04	0.04	0.30(0.02)	0.21(0.09)	0.10	0.10
HD106293	F5V	-0.07	0.27	-	-	0.01	0.18	0.45(0.10)	0.18(0.06)	0.26	0.11
HD106691	F5IV	-0.07	0.16	-0.26	0.15	-0.06	0.20	0.30(0.10)	0.18(0.07)	0.12	0.08
HD106946	F2V	-0.02	0.20	0.02	0.15	0.09	0.14	0.45(0.13)	0.18(0.04)	0.26	0.07
<i>HD107611</i>	F6V	0.05	0.10	-	-	-0.10	0.04	0.23(0.10)	0.18(0.15)	0.22	0.12
<i>HD109530</i>	F2V	0.08	0.09	0.10	0.14	0.16	0.12	0.39(-0.01)	0.11(0.13)	0.13	0.28
HD107877	F6	-	-	-	-	-0.13	0.03	0.40	0.18	-	-
HD108154	F5	-	-	-	-	-0.13	0.21	0.15	0.18	-	-
HD108226	F5	-	-	-	-	0.04	0.23	0.22	0.18	-	-
HD108976	F6 V	-	-	-	-	0.02	0.20	0.13	0.18	-	-
HD109069	F0 V	-	-	-	-	-	-	0.41	0.18	-	-
$\langle [\frac{X}{H}] \rangle$		-0.01		-0.11		-0.01		0.31(0.08)		0.18	
$\sigma$		$\pm 0.06$		$\pm 0.18$		$\pm 0.09$		$\pm 0.11(\pm 0.05)$		$\pm 0.07$	
HD	SpT	CaII	$\sigma_{Ca}$	ScII	$\sigma_{Sc}$	TiII	$\sigma_{Ti}$	VII	$\sigma_V$	CrII	$\sigma_{Cr}$
<i>HD106103</i>	F5V	-0.17	0.21	0.00	0.08	0.00	0.10	0.44	0.15	0.05	0.10
HD106293	F5V	-	-	-0.07	0.15	0.01	0.16	0.62	0.19	0.11	0.09
HD106691	F5IV	-0.23	0.19	-0.01	0.16	0.00	0.15	0.42	0.33	0.04	0.12
HD106946	F2V	-	-	-0.04	0.17	0.21	0.17	0.60	0.44	0.11	0.18
<i>HD107611</i>	F6V	-	-	-0.05	0.08	0.14	0.06	0.68	0.10	0.10	0.08
<i>HD109530</i>	F2V	-	-	0.06	0.14	0.25	0.10	0.45	0.33	0.02	0.08
HD107877	F6	-	-	-	-	0.18	0.23	0.64	0.26	0.33	0.08
HD108154	F5	-	-	-	-	0.18	0.13	0.12	0.36	0.38	0.08
HD108226	F5	-	-	-	-	0.24	0.14	0.57	0.25	0.38	0.08
HD108976	F6 V	-	-	-	-	0.09	0.15	0.56	0.12	0.22	0.08
HD109069	F0 V	-	-	-	-	-0.01	0.21	0.40	0.02	-	-
$\langle [\frac{X}{H}] \rangle$		-0.20		-0.02		0.12		0.50		0.17	
$\sigma$		$\pm 0.03$		$\pm 0.04$		$\pm 0.10$		$\pm 0.15$		$\pm 0.13$	

TABLE 6.6: suite.

HD	SpT	MnI	$\sigma_{Mn}$	FeII	$\sigma_{Fe}$	Co	$\sigma_{Co}$	NiI	$\sigma_{Ni}$	SrII	$\sigma_{Sr}$
<i>HD106103</i>	F5V	-0.06	0.07	0.09	0.05	-0.01	0.26	0.13	0.07	0.20	0.15
HD106293	F5V	0.04	0.09	0.19	0.17	0.44	0.26	0.21	0.22	-0.01	0.00
HD106691	F5IV	0.08	0.10	-0.08	0.16	0.64	0.14	-0.04	0.08	0.15	0.02
HD106946	F2V	0.08	0.07	0.18	0.08	0.29	0.25	-0.02	0.18	0.12	0.10
<i>HD107611</i>	F6V	0.01	0.06	0.09	0.05	-0.10	0.33	-0.06	0.05	0.14	0.17
<i>HD109530</i>	F2V	-0.20	0.31	0.15	0.09	-0.02	0.24	0.21	0.11	0.27	0.20
HD107877	F6	0.15	0.12	0.15	0.13	-0.30	0.28	0.12	0.08	-	-
HD108154	F5	0.13	0.13	0.01	0.11	-0.35	0.30	0.09	0.08	-	-
HD108226	F5	0.11	0.07	0.05	0.11	-0.30	0.34	0.08	0.08	-	-
HD108976	F6 V	-0.46	0.12	-0.01	0.14	-0.29	0.16	0.03	0.13	-	-
HD109069	F0 V	-	-	-0.03	0.17	0.45	0.37	0.29	0.14	-	-
$\langle \left[ \frac{X}{H} \right] \rangle$		-0.01		0.07		0.04		0.09		0.15	
$\sigma$		$\pm 0.18$		$\pm 0.09$		$\pm 0.34$		$\pm 0.11$		$\pm 0.08$	
HD	SpT	YII	$\sigma_Y$	ZrII	$\sigma_{ZrII}$	BaII	$\sigma_{Ba}$	LaII	$\sigma_{La}$	CeII	$\sigma_{Ce}$
<i>HD106103</i>	F5V	0.00	0.08	0.04	0.11	0.86	0.10	0.46	0.19	0.50	0.17
HD106293	F5V	0.01	0.06	-0.04	0.09	0.64	0.23	0.31	0.25	0.60	0.18
HD106691	F5IV	0.04	0.08	0.50	0.15	0.65	0.21	0.36	0.32	0.65	0.18
HD106946	F2V	0.24	0.19	0.38	0.09	0.59	0.16	0.66	0.22	0.58	0.25
<i>HD107611</i>	F6V	0.10	0.12	0.13	0.17	0.84	0.10	0.73	0.18	0.25	0.09
<i>HD109530</i>	F2V	0.06	0.20	-0.13	0.14	0.43	0.14	0.41	0.21	-	-
HD107877	F6	-	-	0.14	0.17	0.56	0.10	0.23	0.29	0.50	0.13
HD108154	F5	-	-	0.03	0.17	0.54	0.10	-0.13	0.17	0.31	0.10
HD108226	F5	-	-	-0.06	0.17	0.59	0.10	0.30	0.04	0.59	0.24
HD108976	F6 V	-	-	-0.50	0.17	0.29	0.10	0.51	0.17	0.38	0.18
HD109069	F0 V	-	-	-0.04	0.17	0.37	0.10	-0.01	0.17	0.81	0.09
$\langle \left[ \frac{X}{H} \right] \rangle$		0.07		0.04		0.58		0.35		0.52	
$\sigma$		$\pm 0.08$		$\pm 0.24$		$\pm 0.17$		$\pm 0.25$		$\pm 0.16$	



**TAB. 6.6:** suite.

HD	SpT	NdII	$\sigma_{Nd}$	EuII	$\sigma_{Eu}$
<i>HD106103</i>	F5V	0.34	0.33	0.13	0.07
HD106293	F5V	-	-	-	-
HD106691	F5IV	0.64	0.35	-	-
HD106946	F2V	0.89	0.47	-	-
<i>HD107611</i>	F6V	0.53	0.18	0.24	0.17
<i>HD109530</i>	F2V	0.51	0.20	0.17	0.37
HD107877	F6	0.38	0.05	-	-
HD108154	F5	0.50	0.05	-	-
HD108226	F5	0.16	0.56	-	-
HD108976	F6 V	0.63	0.09	-	-
HD109069	F0 V	0.72	0.09	-	-
$\langle \left[ \frac{X}{H} \right] \rangle$		0.53		0.18	
$\sigma$		$\pm 0.20$		$\pm 0.05$	

## Deuxième partie

### Comparaisons des abondances des éléments entre elles



Dans ce qui suit, une analyse détaillée sera consacrée à chaque élément. Le comportement de chaque élément en fonction de la température effective ou de la vitesse projetée peut nous renseigner sur les différents processus hydrodynamiques se déroulant dans l'atmosphère de l'étoile et affectant les abondances de surface. Je vais ensuite comparer les abondances des éléments entre elles afin de trouver de possibles corrélations. Dans la majorité des cas, je vais représenter les abondances  $[X/H]$  pour tous les éléments en fonction de  $[Fe/H]$ . L'abondance du fer dans les étoile F, en première approximation, nous renseigne sur la métallicité de l'amas. Le fer est un des éléments qui possèdent le plus de raies et les abondances déduites peuvent être considérées comme fiables. Il faut noter que dans ce genre d'étude, les erreurs dues à la méthode d'analyse, aux données atomiques et aux outils de modélisations affectent les résultats de la même façon. Donc les tendances détectées entre différents éléments vont malgré tout subsister. Les comparaisons avec les modèles théoriques seront discutées dans le chapitre 7.

Je vais diviser les éléments en 3 parties, les éléments légers (C, O, Na, Mg, Si, Ca et Sc), les éléments du pic du fer (Ti, Cr, V, Mn, Fe, Co et Ni) et les éléments lourds (Sr, Y, Zr, Ba, La, Ce, Nd et Eu). Pour la plupart des éléments, j'ai synthétisé plusieurs raies de qualité A à D et les abondances déduites sont assez certaines, notamment pour le fer, le titane et le chrome. Si le nombre de raies est élevé, les erreurs dues aux forces d'oscillateurs ont tendance à se compenser. Pour d'autres éléments par contre, je n'ai pu synthétiser que quelques raies (2 raies pour SrII) et donc les abondances déduites sont dépendantes de la qualité des forces d'oscillateurs. Enfin, plusieurs éléments ne possèdent aucun renseignement quant à la précision des forces d'oscillateurs de leurs transitions. Une incertitude de 50 % a été adoptée pour les "*gf*" de ces éléments.

Les schémas d'abondances de toutes les étoiles A (normales et CP) et F analysées dans cette thèse se trouvent sur les figures 6.8 et 6.9 pour l'amas des Pléiades et de Coma Berenices respectivement. On remarque nettement l'inversion du nombre relatif d'étoiles A et Am dans ces deux amas. L'amas des Pléiades, âgé de  $10^8$  ans, contient un nombre restreint d'étoiles Am<sup>42</sup> et la vitesse de rotation des étoiles A normales est beaucoup plus élevée que celle des étoiles A de l'amas de Coma Berenices qui, âgé de 450 millions d'années, compte une majorité d'étoiles chimiquement particulières.

Les figures 6.10 à 6.16 représentent les abondances des éléments chimiques en fonction de la température effective pour les étoiles A (cercles pleins), Am (carrés pleins) et F (losanges pleins) appartenant aux deux amas des Pléiades (en rouge) et Coma Berenices (en noir). Les tirets en noir représentent la valeur solaire ( $[X/H]=0$ ). Les tirets en bleu représentent la valeur moyenne de l'abondance pour l'amas de Coma Berenices, cette valeur étant calculée à partir des abondances des 11 étoiles F. Les tirets de couleur bordeaux représentent la valeur moyenne déterminée à partir des 5 étoiles F pour l'amas des Pléiades. De la même manière, les figures 6.17 à 6.23 présentent les abondances des éléments chimiques dans ces mêmes étoiles en fonction de la vitesse de rotation apparente  $v_e \sin i$ .

---

<sup>42</sup>Pas plus de 5 étoiles Am trouvées dans les bases de données.

Eléments	Pléiades				Coma Berenices			
	$\sigma$ Etoiles		$\frac{\sigma_A}{\sigma_F}$	(Max-Min) [X/H] étoiles A	$\sigma$ Etoiles		$\frac{\sigma_A}{\sigma_F}$	(Max-Min) [X/H] étoiles A
	F	A			F	A		
C	0.03	0.19	6	0.68 dex	0.06	0.25	4	0.68 dex
O	0.16	0.17	$\sim 1$	0.48 dex	0.18	0.31	2	0.87 dex
Na	0.15	0.17	$\sim 1$	0.54 dex	0.09	0.30	3	0.96 dex
Mg	0.12	0.15	$\sim 1$	0.51 dex	0.11	0.18	$\sim 1.5$	0.61 dex
Si	0.11	0.15	1.5	0.56 dex	0.07	0.19	3	0.75 dex
Sc	0.07	0.35	5	1.27 dex	0.04	0.39	10	1.58 dex
Ti	0.03	0.20	6	0.84 dex	0.10	0.18	$\sim 2$	0.68 dex
Cr	0.05	0.24	5	0.92 dex	0.13	0.19	1.5	0.64 dex
Fe	0.02	0.17	9	0.61 dex	0.09	0.15	1.5	0.53 dex
Ni	0.12	0.22	2	0.74 dex	0.11	0.32	3	1.00 dex
Sr	0.03	0.50	17	1.42 dex	0.08	0.42	5	1.07 dex
Y	0.05	0.22	4	0.83 dex	0.08	0.33	4	0.97 dex
Zr	0.16	0.36	$\sim 2$	0.97 dex	0.24	0.29	$\sim 1$	1.08 dex
Ba	0.06	0.52	9	2.01 dex	0.17	0.63	4	2.03 dex

**TAB. 6.7:** Dispersions des abondances de quelques éléments chimiques calculées pour les étoiles F et A (normales et CP) appartenant aux amas des Pléiades et de Coma Berenices. On remarque nettement les larges dispersions dans les étoiles A par rapport à celle des étoiles F.

Pour tous les éléments analysés, aucune corrélation n'existe entre les abondances et la température effective, ni entre les abondances et  $v_e \sin i$ . Les figures 6.10 à 6.23 nous montrent clairement la différence entre les dispersions des abondances des étoiles F et celles des étoiles A (normales et CP). Les abondances dans les étoiles A sont largement plus dispersées que celles des étoiles F. Les abondances de C, Sc, Ni, Sr, Y et Zr varient clairement d'une étoile A à l'autre et ceci se manifeste dans les deux amas et dans des étoiles ayant des paramètres fondamentaux similaires. Le tableau 6.7 représente le calcul des dispersions de quelques éléments. On remarque les rapports élevés entre les dispersions des étoiles A et celles des étoiles F notamment pour le carbone, le scandium et le baryum. Le calcul des dispersions est fait en considérant une répartition gaussienne des abondances moyennes des éléments et en calculant un écart-type. Dans ce tableau figure aussi l'écart entre les valeurs minimales et maximales des abondances pour les étoiles A (normales et CP). Ces dispersions et écarts maximaux, comparés aux barres d'erreur, nous indiquent si ces variations d'abondances entre différentes étoiles sont réelles ou pas. Des calculs de corrélations ont été faits entre les abondances de différents éléments et pour différents types d'étoiles. Ces calculs sont présentés dans l'annexe D. Il faut noter que les étoiles dont l'appartenance aux amas est incertaine n'ont pas été prises en considération dans le calcul.

Ces résultats complètent les précédentes études de Savanov (1996), Varenne & Monier (1999), Monier & Richard (2004) et Monier (2005) qui ont trouvé de grandes dispersions des abondances dans les étoiles A de plusieurs amas (Coma Berenices et Hyades) et groupes cinématiques (Ursa Major), sans oublier les études sur les étoiles A du champ

où ces variations d'abondances d'une étoile à l'autre restent présentes (Holweger et al. 1986b; Lemke 1989, 1990; Hill & Landstreet 1993; Hill 1995; Rentzsch-Holm 1997).

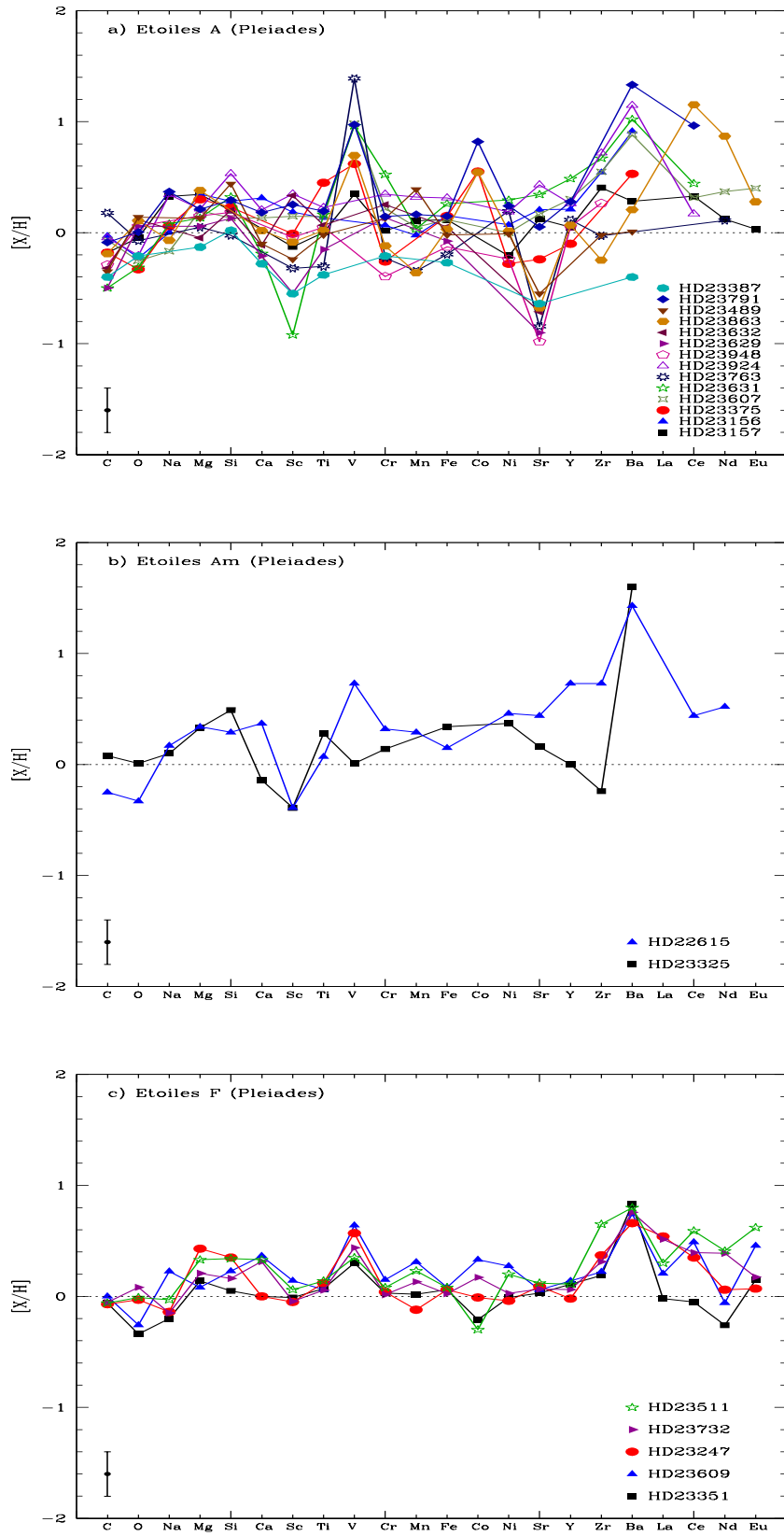
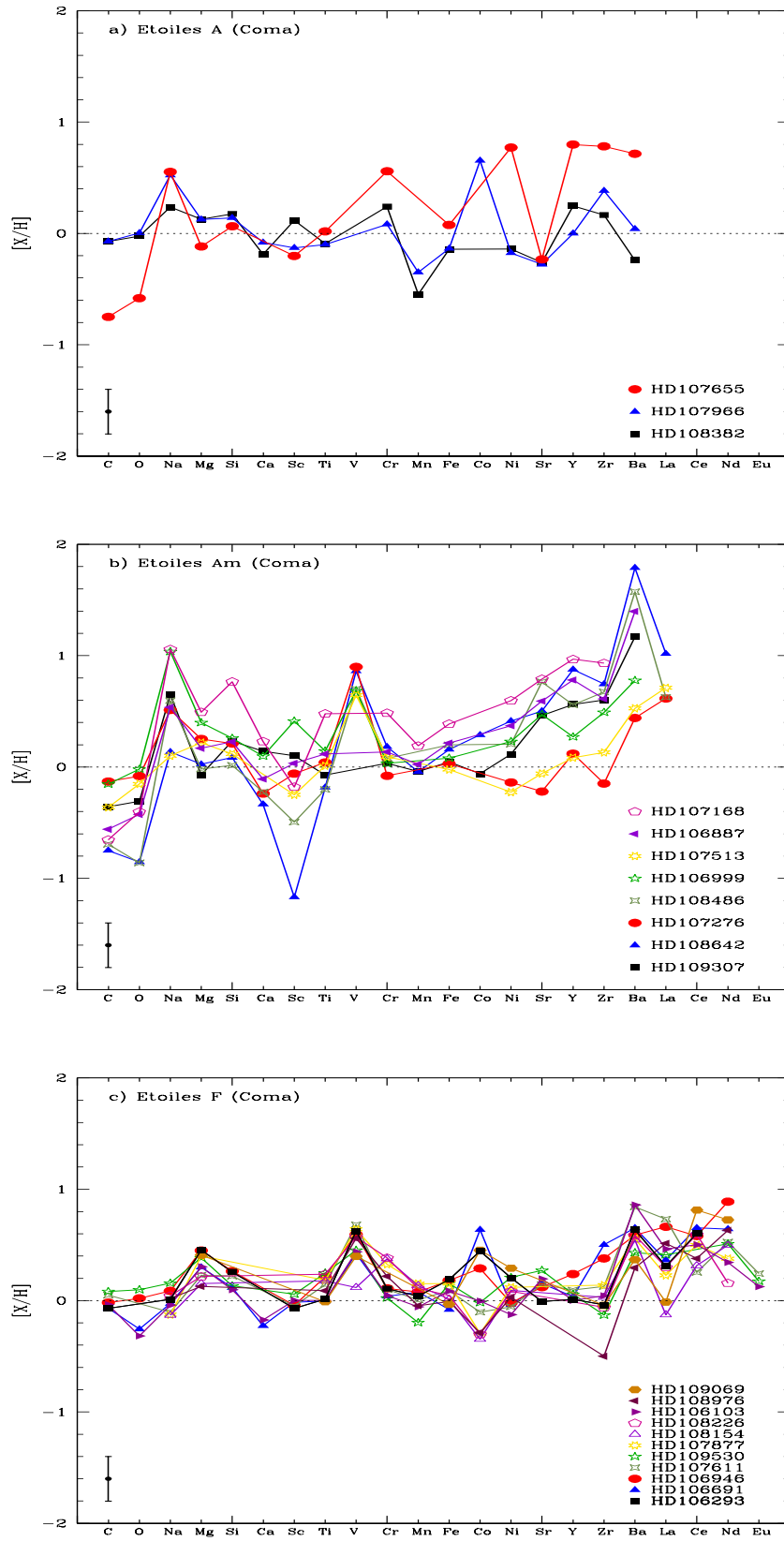
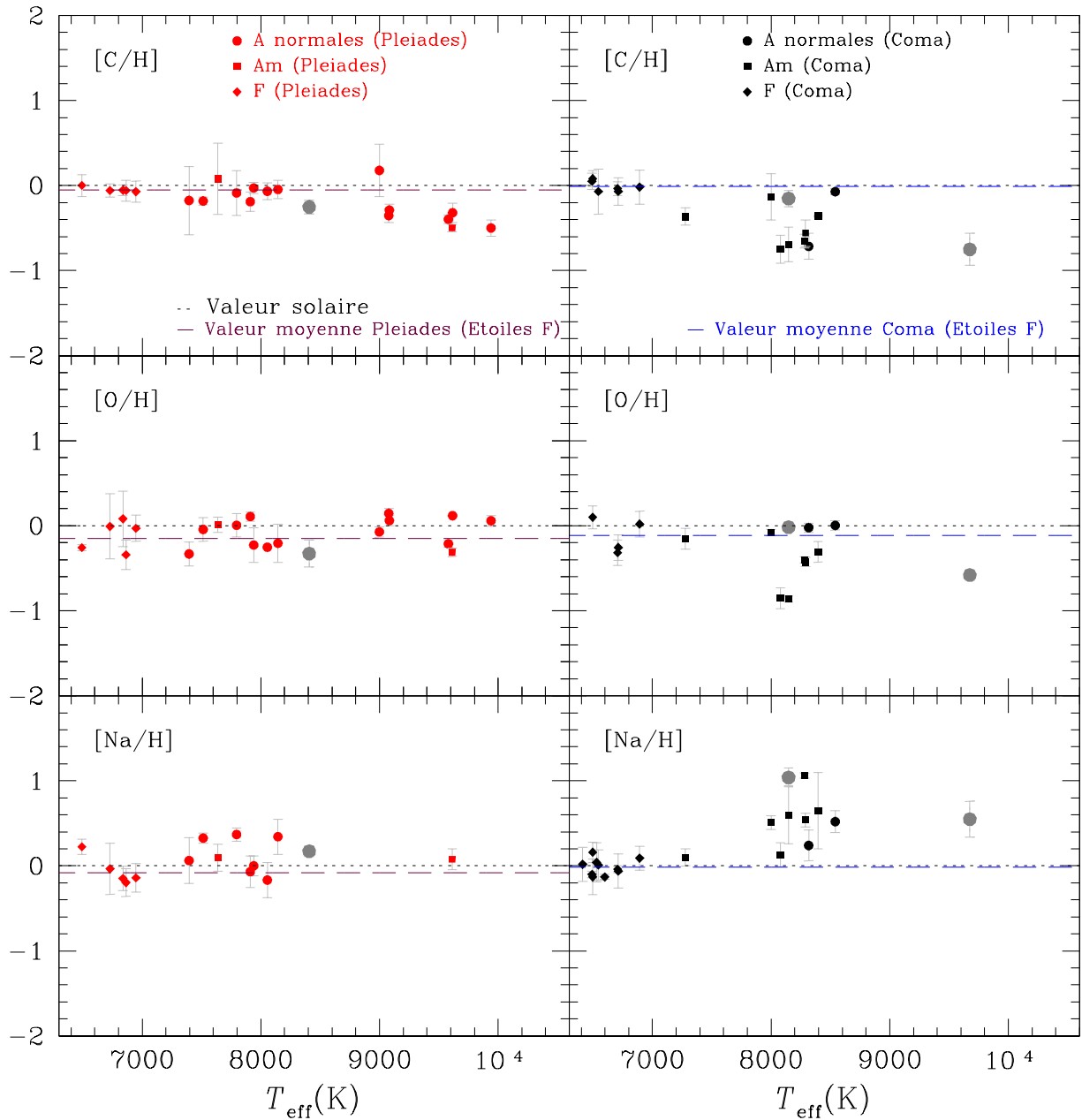


FIG. 6.8: Schémas d'abondances des étoiles A "normales" (a), Am (b) et F (c) des Pléiades.



**FIG. 6.9:** Schémas d'abondances des étoiles A "normales" (a), Am (b) et F (c) de Coma Berenices.





**FIG. 6.10:** Abondances de C, O et Na en fonction de la température effective ( $T_{\text{eff}}$ ) pour les étoiles A (normales et CP) et F appartenant aux deux amas ouverts des Pléiades (à gauche) et de Coma Berenices (à droite). Les cercles gris de grande taille correspondent aux étoiles dont l'appartenance aux amas est incertaine.

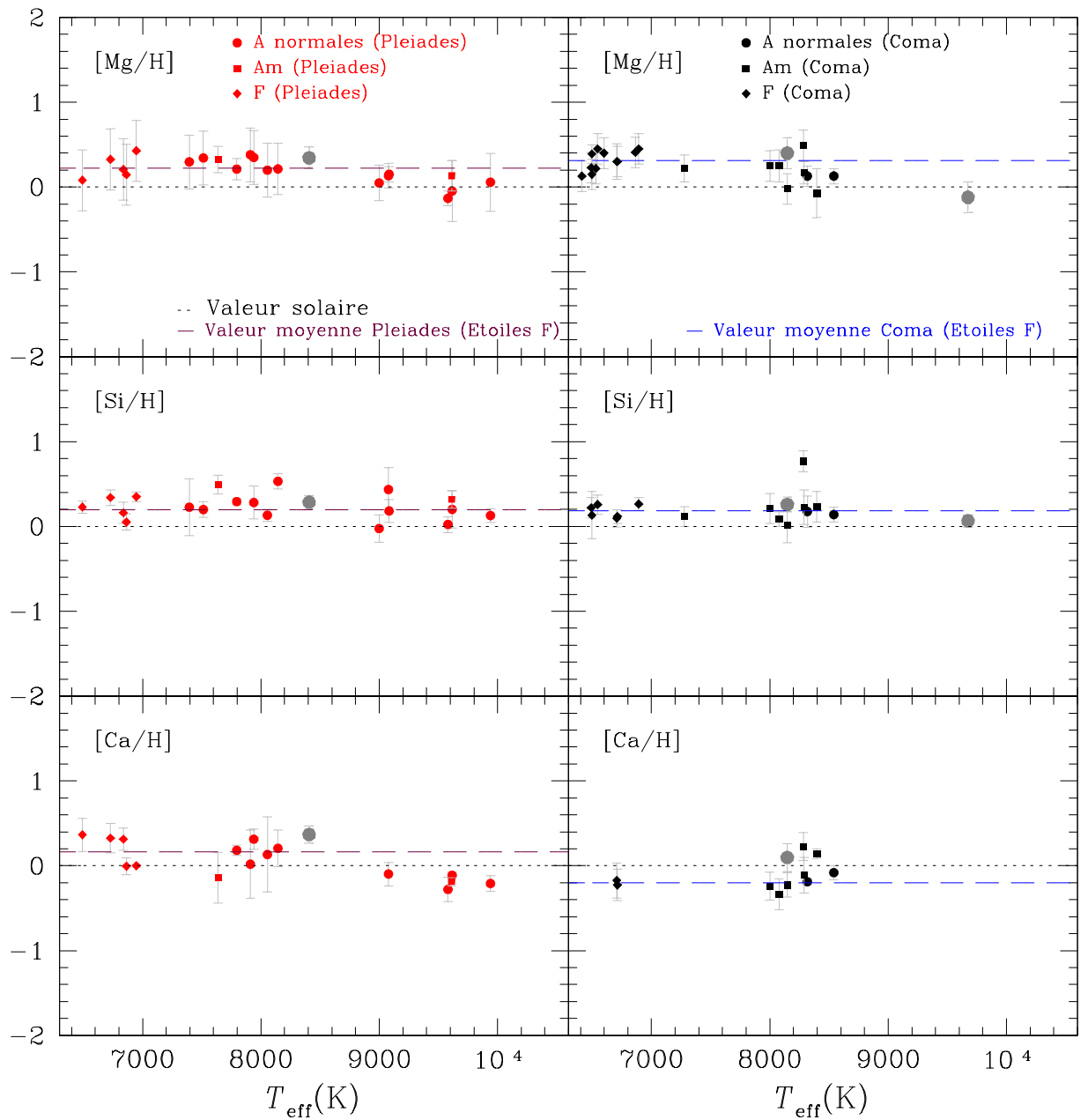


FIG. 6.11: Identique à la figure 6.10 pour Mg, Si et Ca.

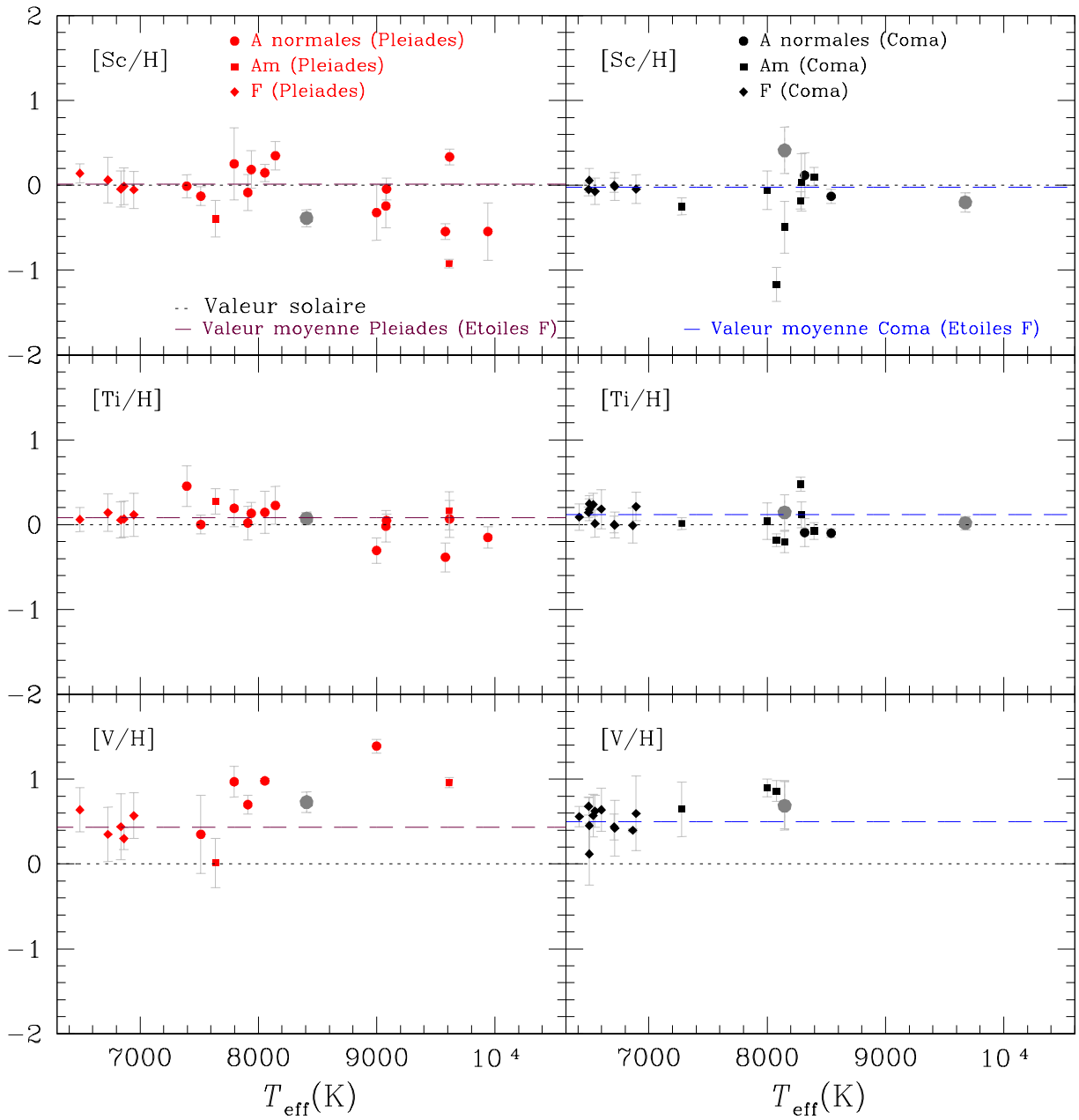
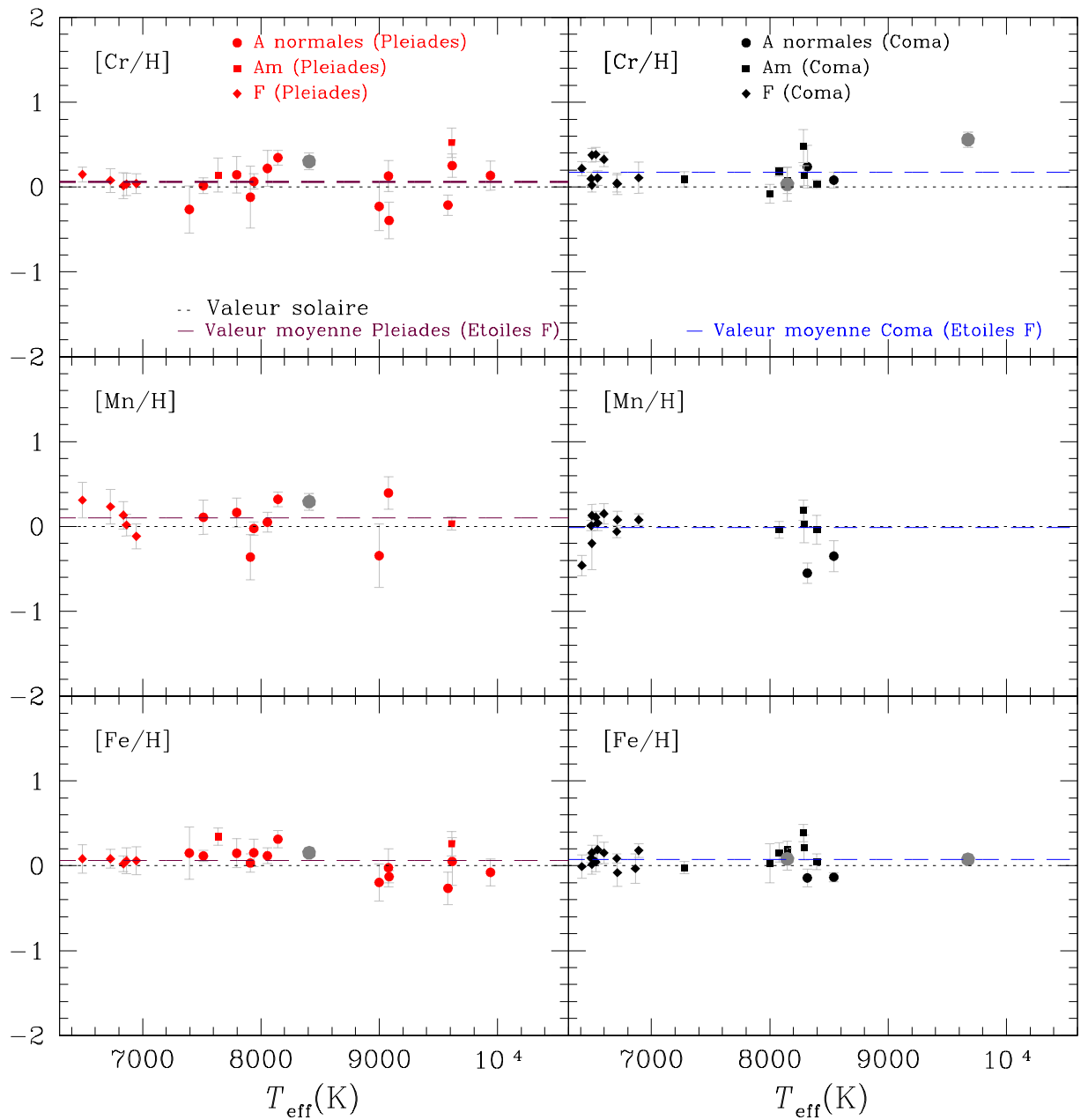


FIG. 6.12: Identique à la figure 6.10 pour Sc, Ti et V.



**FIG. 6.13:** Identique à la figure 6.10 pour Cr, Mn et Fe.

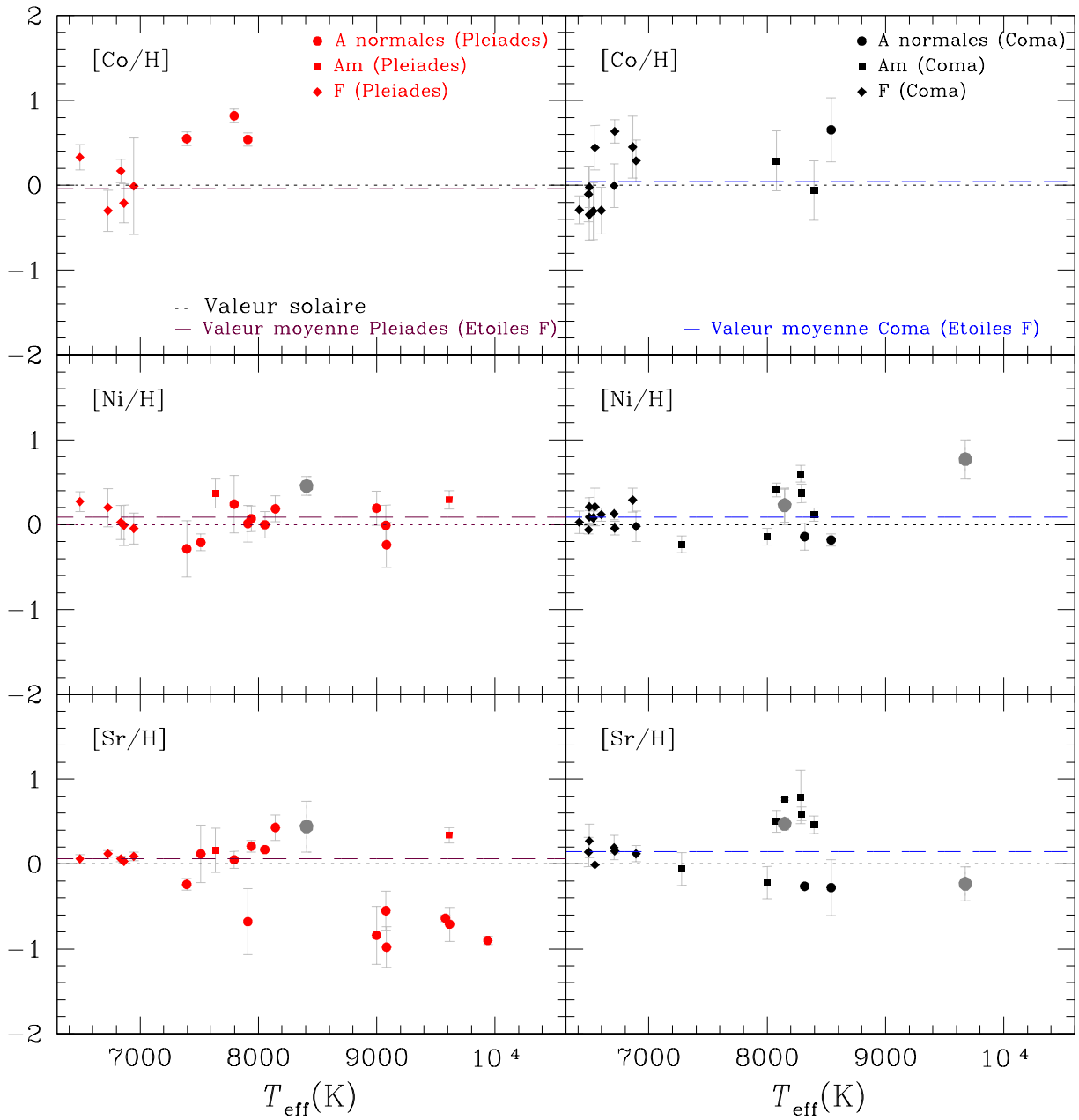


FIG. 6.14: Identique à la figure 6.10 pour Co, Ni et Sr.

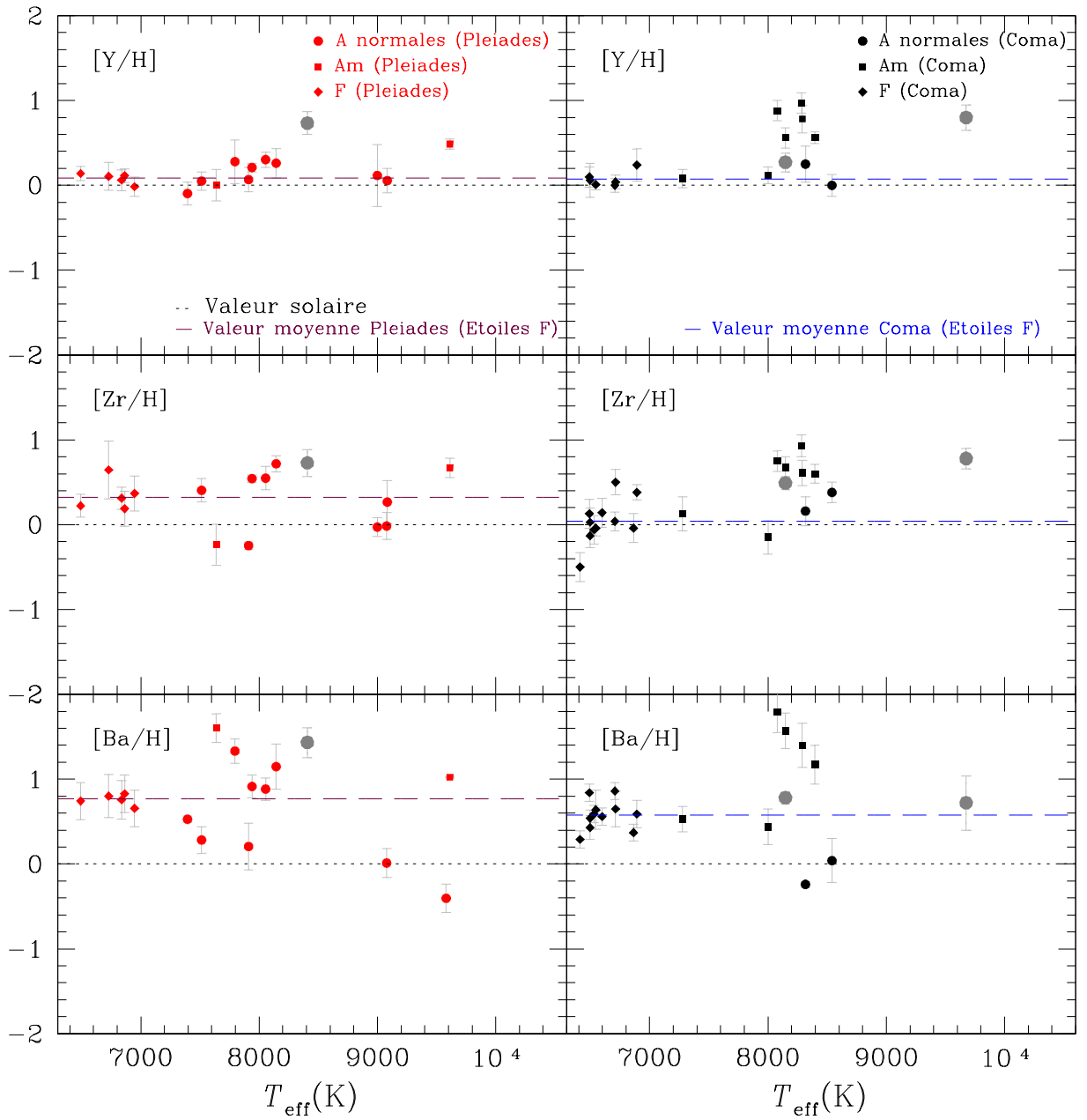
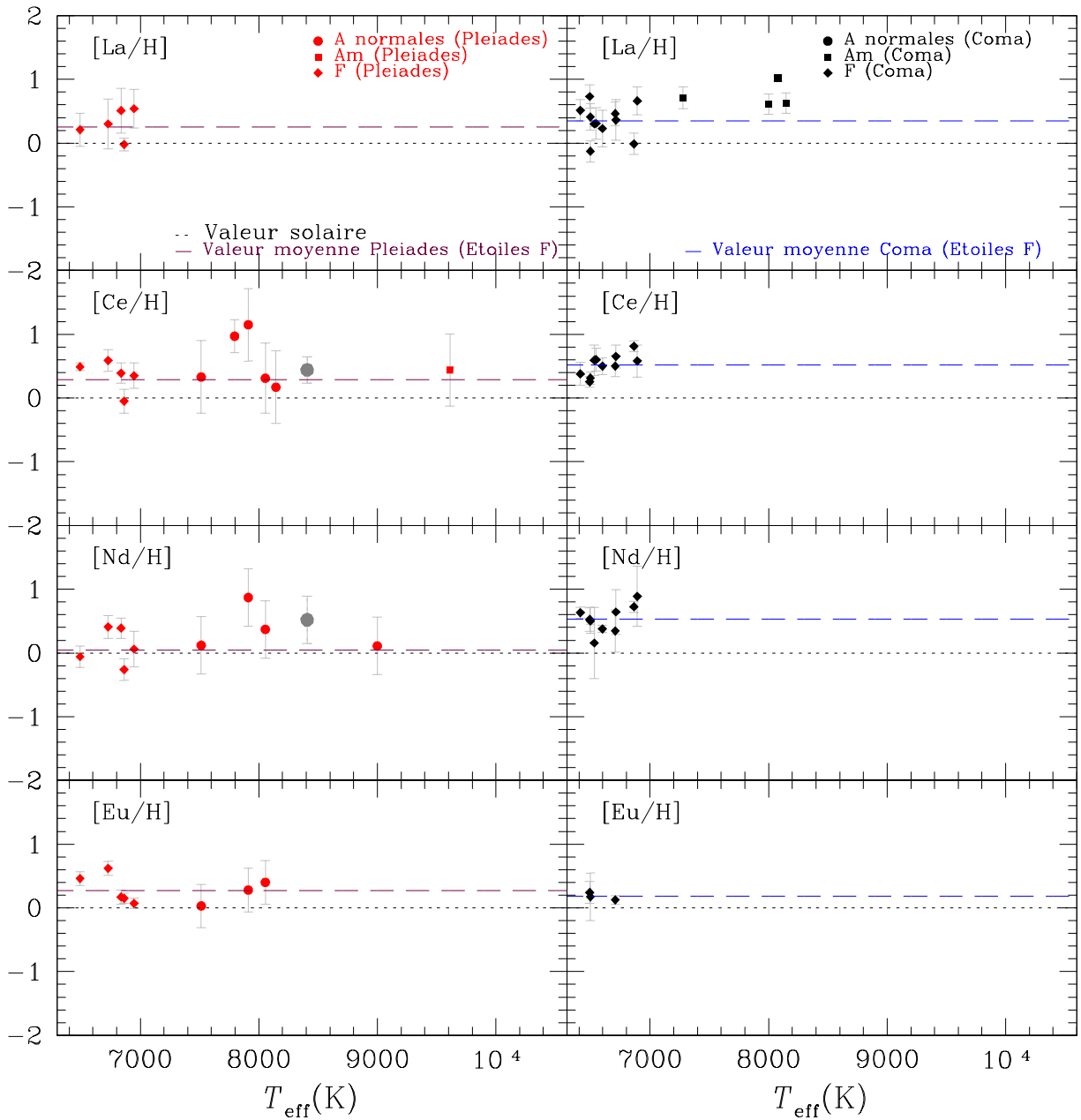
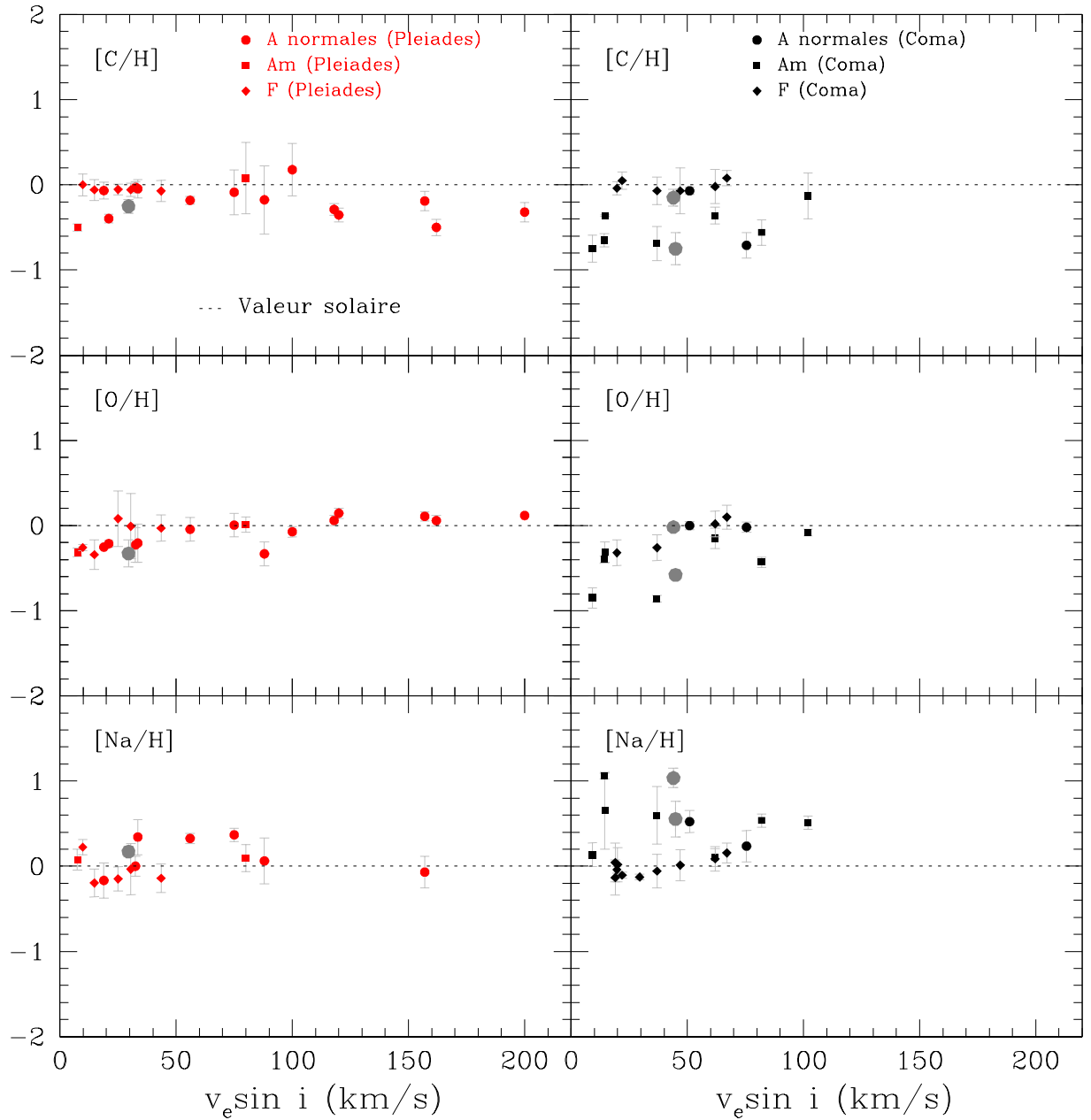


FIG. 6.15: Identique à la figure 6.10 pour Y, Zr et Ba.

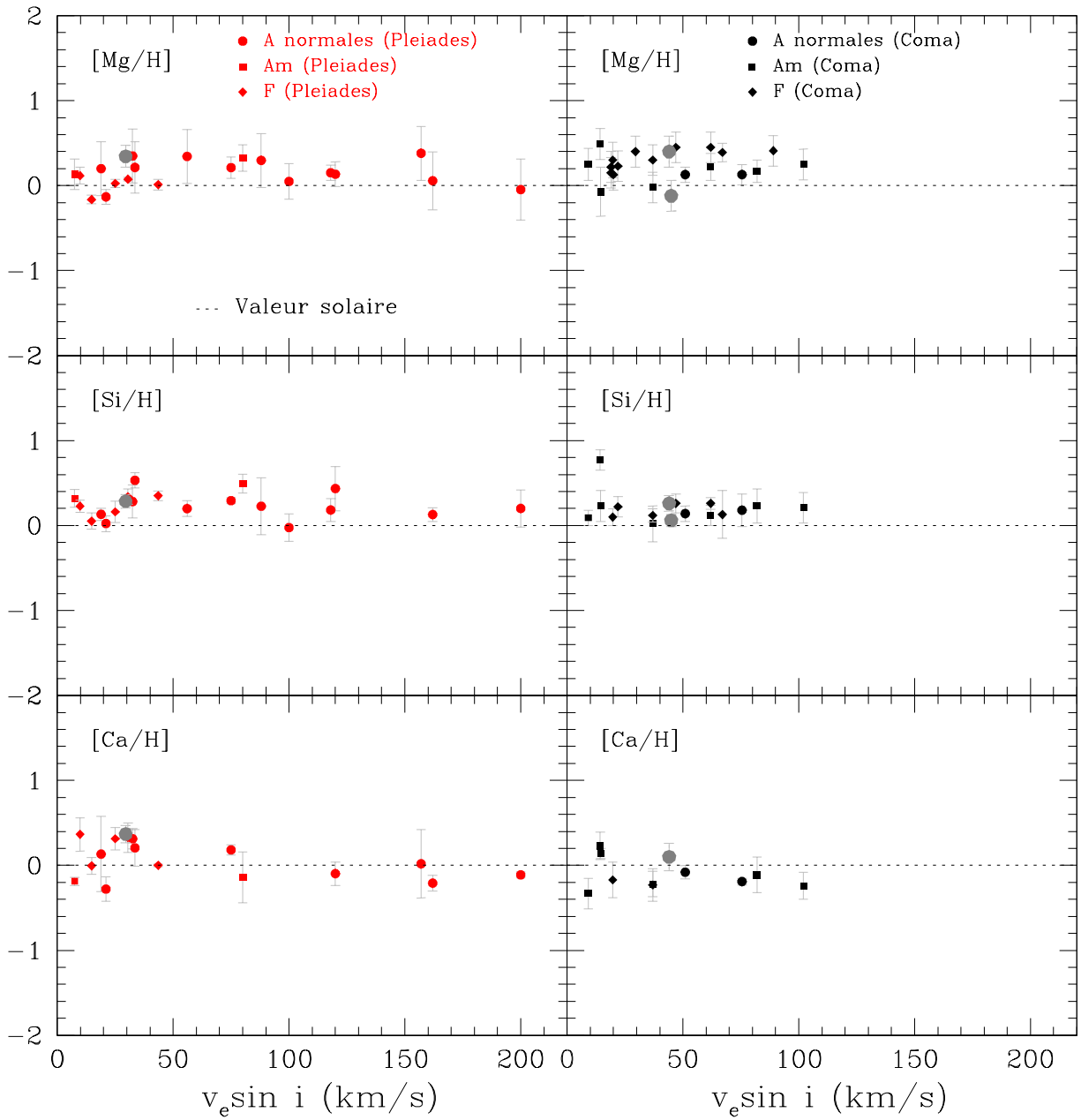


**FIG. 6.16:** Identique à la figure 6.10 pour La, Ce, Nd et Eu.

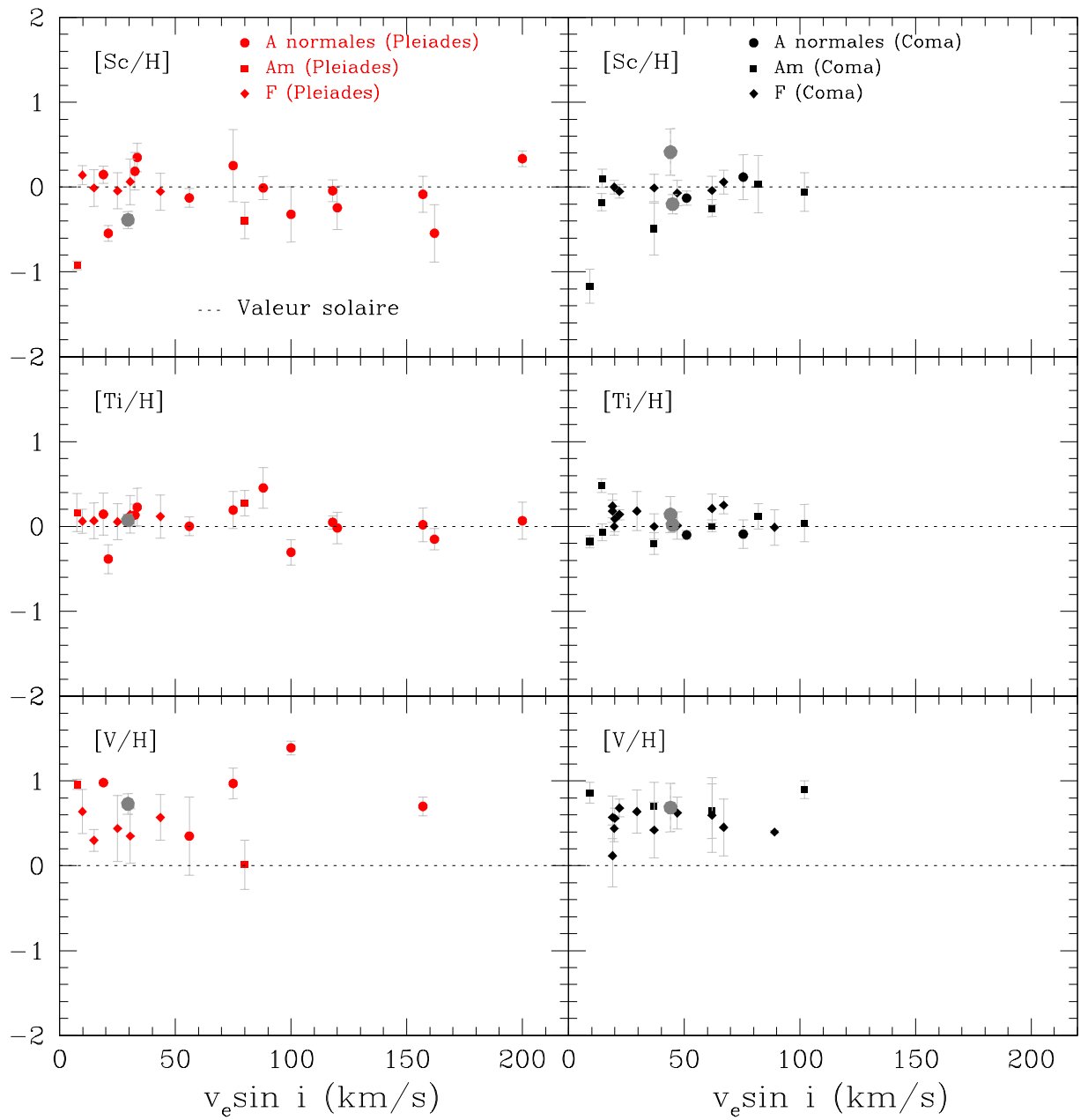


**FIG. 6.17:** Abondances de C, O, et Na en fonction de  $v_e \sin i$  pour les étoiles A (normales et CP) et F appartenant aux deux amas ouverts des Pléiades (à gauche) et de Coma Berenices (à droite). Les cercles gris de grande taille correspondent aux étoiles dont l'appartenance aux amas est incertaine.

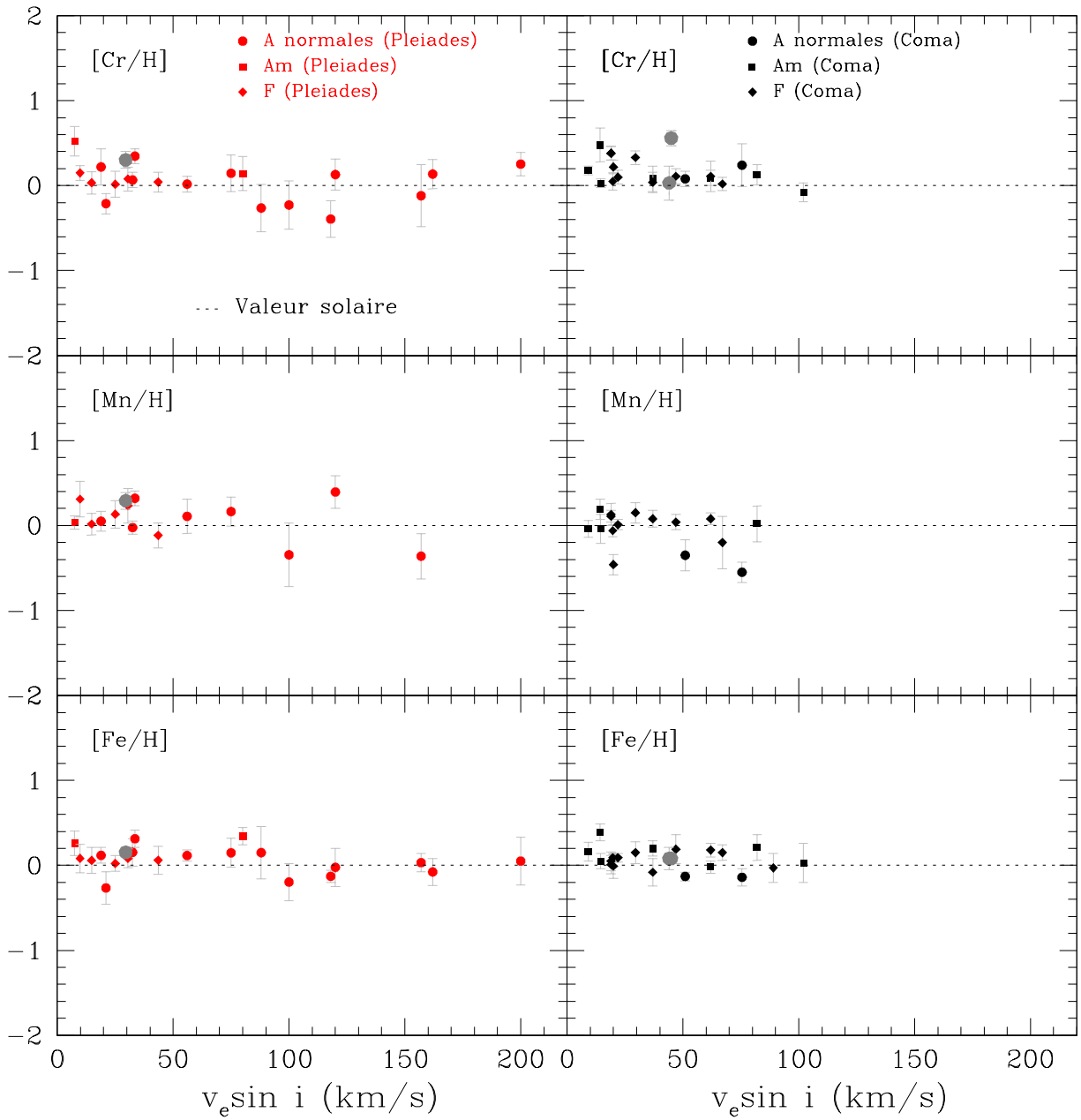




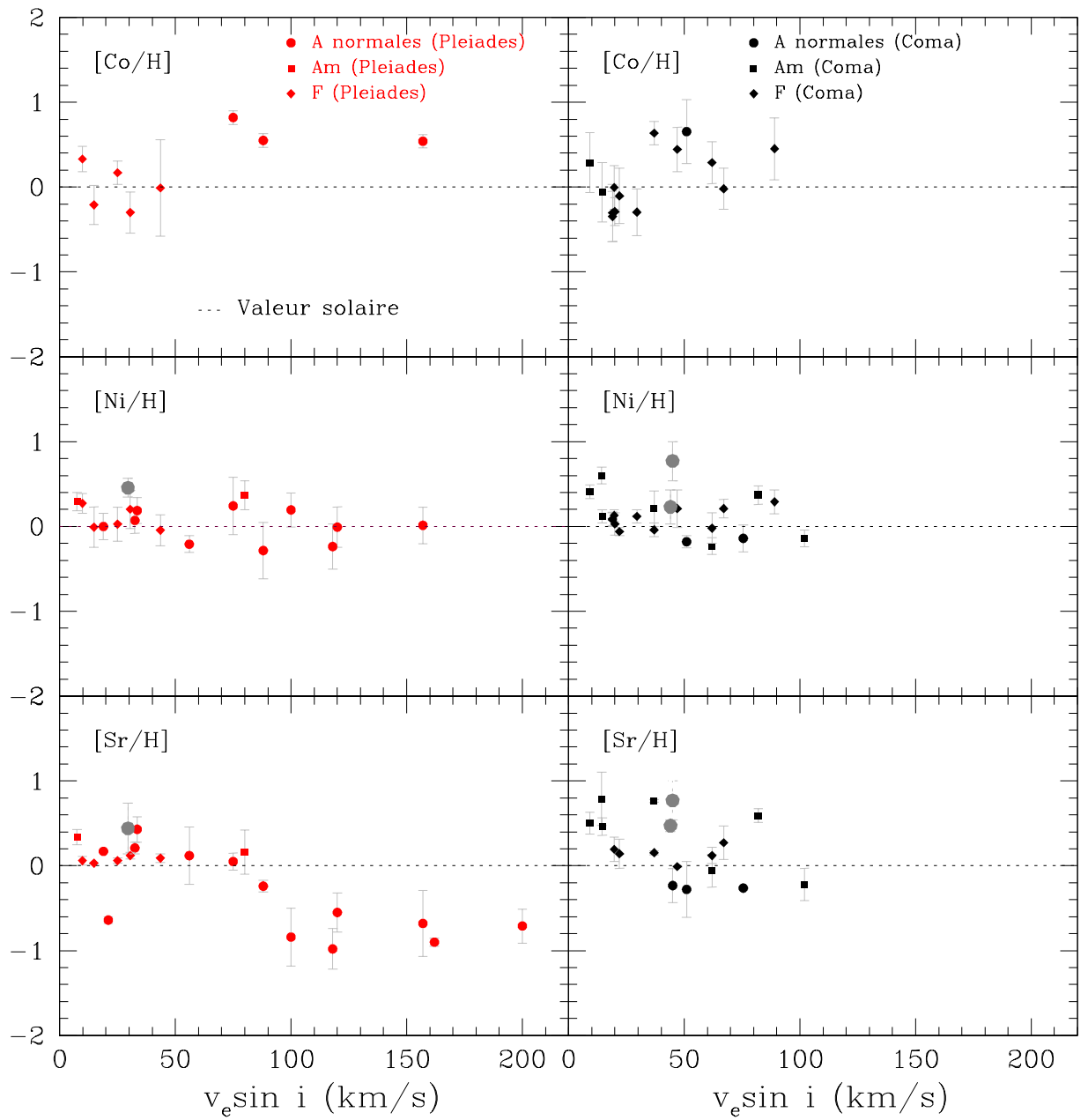
**FIG. 6.18:** Identique à la figure 6.17 pour Mg, Si et Ca.



**FIG. 6.19:** Identique à la figure 6.17 pour Sc, Ti et V.



**FIG. 6.20:** Identique à la figure 6.17 pour Cr, Mn et Fe.



**FIG. 6.21:** Identique à la figure 6.17 pour Co, Ni et Sr.

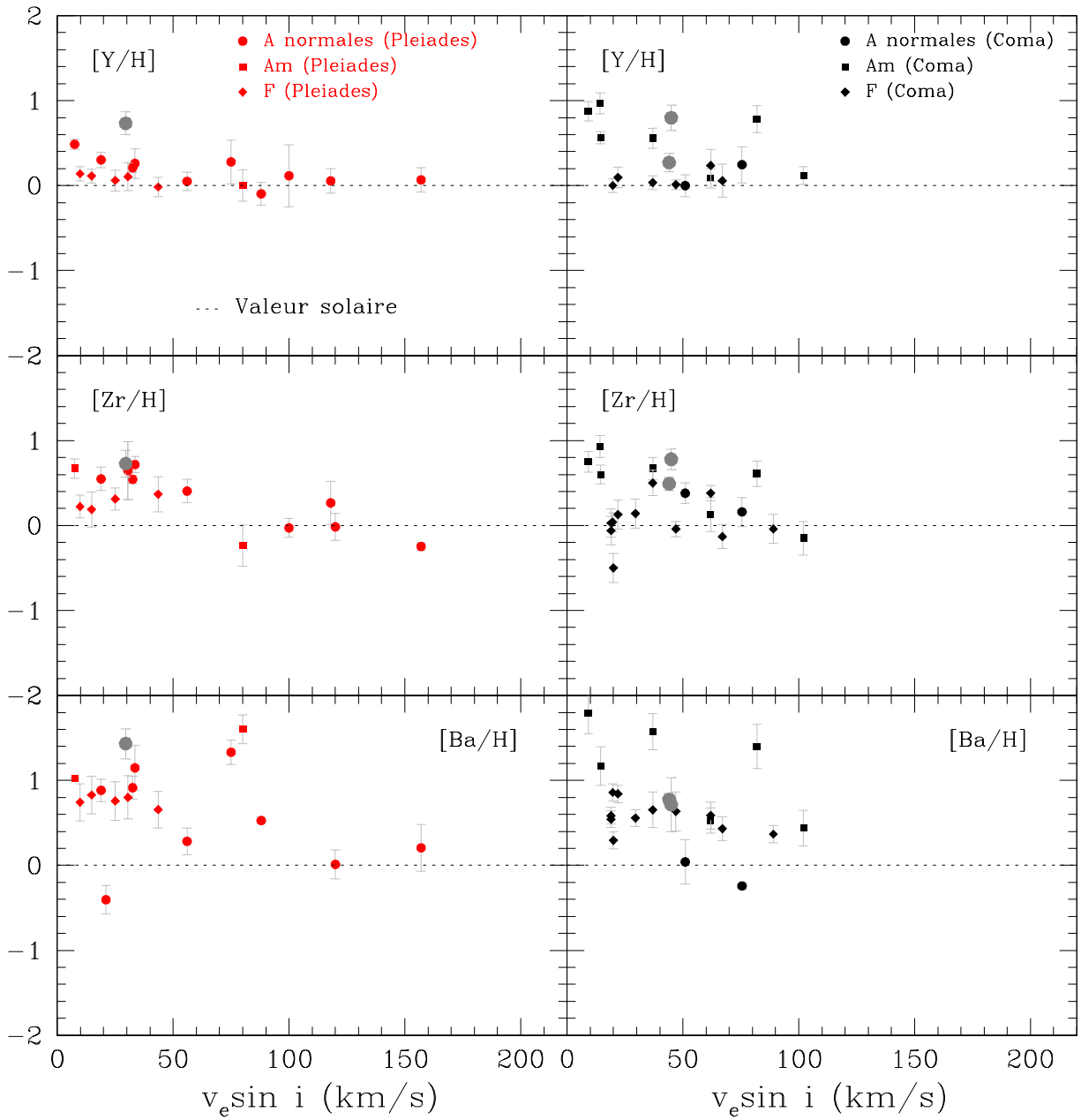
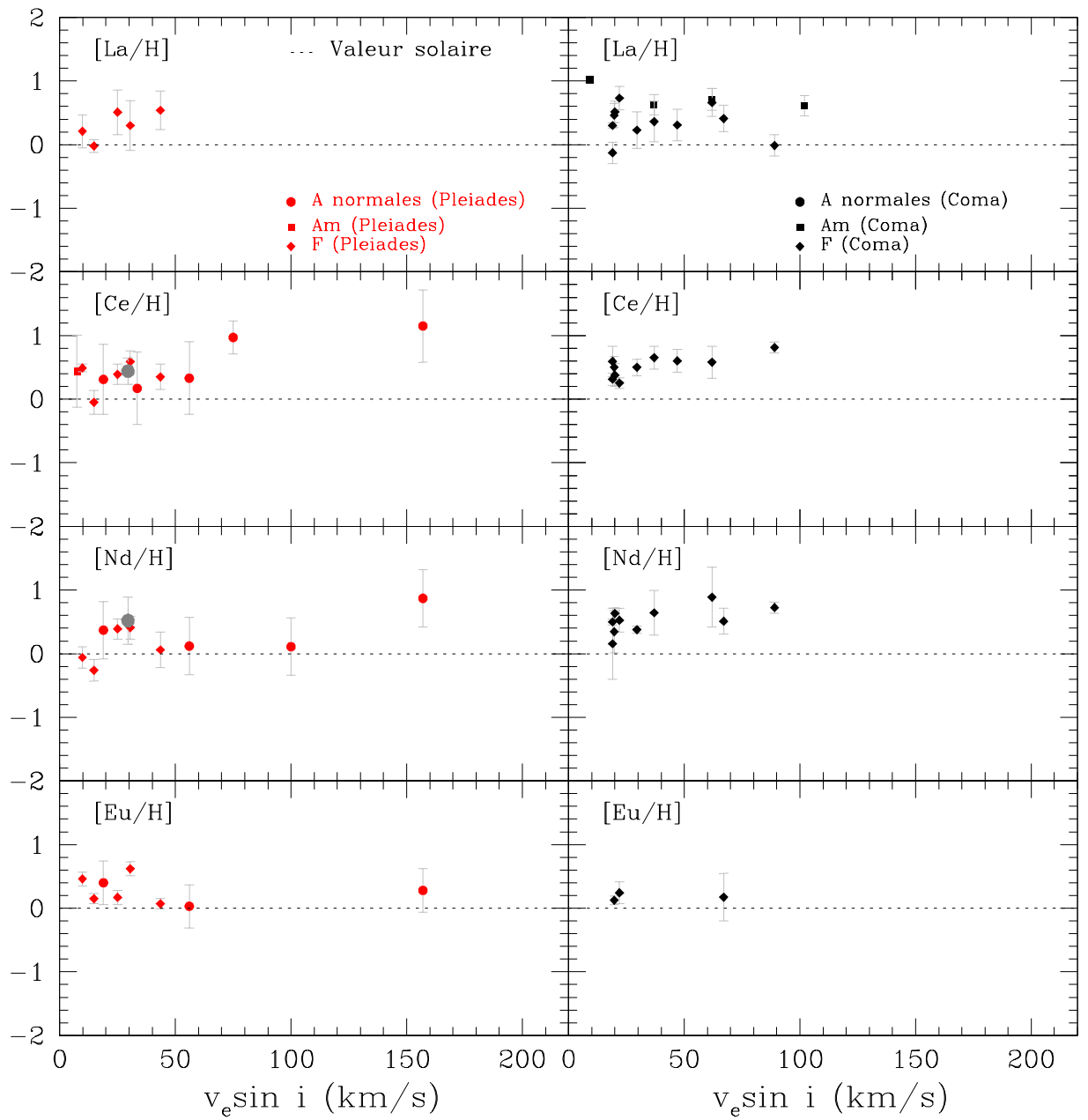


FIG. 6.22: Identique à la figure 6.17 pour Y, Zr et Ba.



**FIG. 6.23:** Identique à la figure 6.17 pour La, Ce, Nd et Eu.

## 6.4 Eléments légers

### 6.4.1 Le carbone

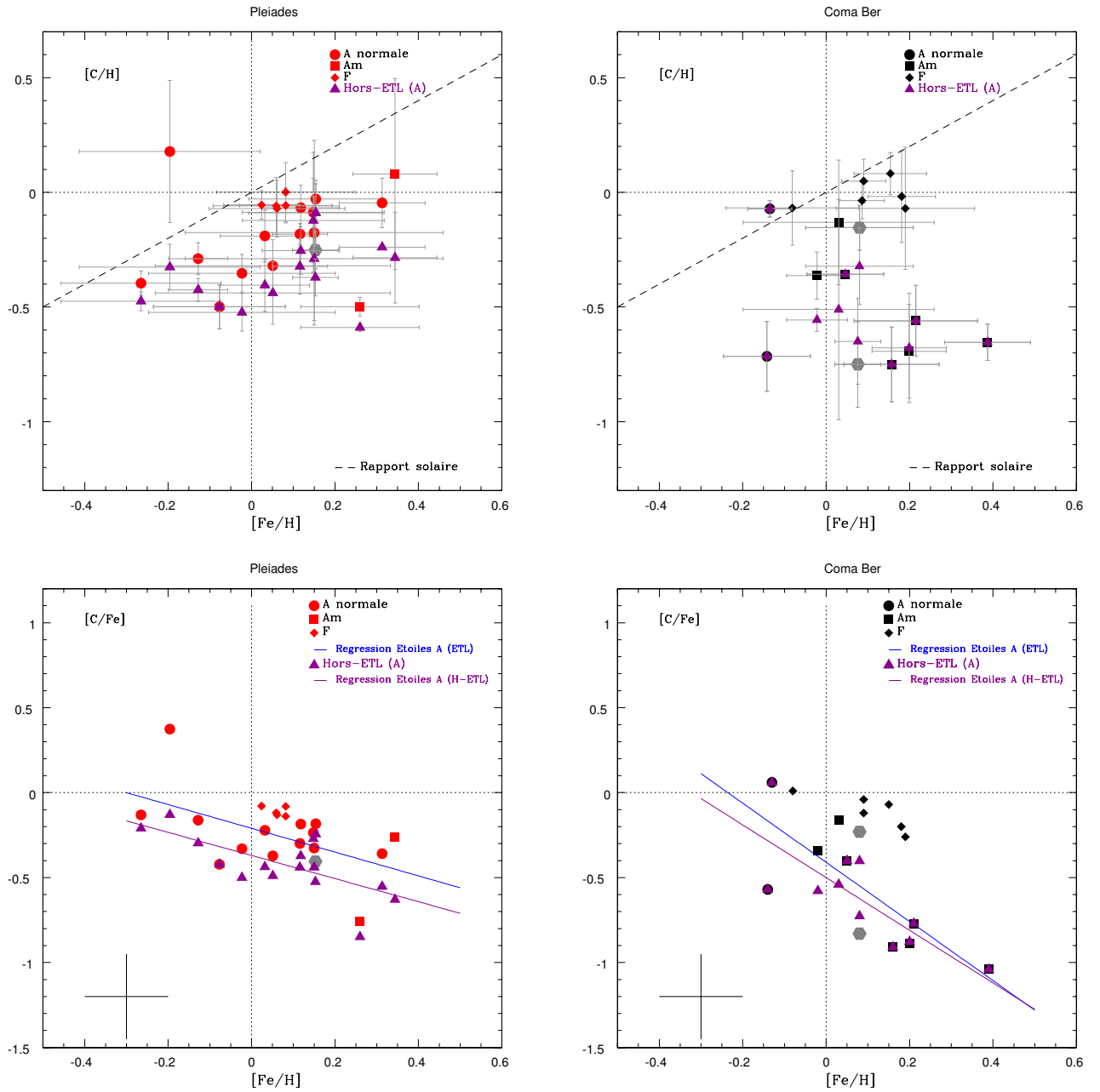
Sept raies du carbone neutre CI de qualité B ont été synthétisées dans cette étude. L'abondance du carbone est plus dispersée dans les étoiles A (normales et CP) que dans les étoiles F. La figure 6.10 montre bien ce comportement pour les étoiles appartenant aux deux amas. En effet, la dispersion de  $[C/H]$  autour de la moyenne des étoiles F est de 0.03 dex pour les 5 étoiles des Pléiades et 0.06 dex pour les 11 étoiles de Coma. Dans le cas des étoiles A, la dispersion est de 0.19 dex pour les 16 étoiles des Pléiades et 0.25 dex pour les 6 étoiles de Coma (tableau 6.7). La dispersion de l'abondance du carbone dans les étoiles A est largement supérieure à la barre d'erreur attribuée à  $[C/H]$  (de l'ordre de 0.15 dex). Ces variations d'abondance d'une étoile à l'autre sont donc réelles. Notons aussi que l'écart entre les valeurs de l'abondance maximale et minimale du carbone est de 0.68 dex pour les étoiles A membres des deux amas. Aucune relation particulière n'a été trouvée pour  $[C/H]$  en fonction de  $T_{\text{eff}}$  ou de  $v_e \sin i$  (figure 6.10 et 6.17). Toutes les étoiles A (normales et CP) de l'amas de Coma et la majorité de celles des Pléiades sont déficientes en carbone. La valeur moyenne calculée à partir des étoiles F est de  $-0.05 \pm 0.03$  dex pour l'amas des Pléiades et  $-0.01 \pm 0.06$  dex pour celui de Coma Berenices. Notons que Friel & Boesgaard (1990) et Friel & Boesgaard (1992) avaient trouvé une abondance moyenne de  $-0.06 \pm 0.07$  dex pour le carbone dans l'amas des Pléiades et  $-0.11 \pm 0.04$  dex dans celui de Coma.

Aucun comportement particulier n'a été détecté pour le carbone en fonction de l'abondance du fer, mais il est clair que pour la plupart des étoiles qui sont surabondantes en fer le carbone est sous-abondant. En traçant le rapport  $[C/Fe]$  en fonction de  $[Fe/H]$ , une anti-corrélation apparaît pour les étoiles A, identique à celle trouvée par Hill (1995) dans son étude concernant 15 étoiles A du champ. Ces régressions sont de la forme suivante :  $[C/Fe] = -1.74[Fe/H] - 0.41$  pour l'amas de Coma Berenices avec un coefficient de corrélation  $R = -0.80$  et  $[C/Fe] = -0.7[Fe/H] - 0.21$  pour l'amas de Pléiades avec  $R = -0.54$  (voir figure 6.24). Dans la section 6.7, nous verrons qu'un comportement similaire a été trouvé entre le carbone et le silicium dans les étoiles A normales. Ceci sera expliqué dans le contexte de la séparation gaz-poussière.

Des corrections hors-ETL pour plusieurs raies du carbone neutre ont été calculées par Rentzsch-Holm (1996) pour des étoiles appartenant à la Séquence Principale avec des températures effectives comprises entre 7000 K et 12000 K, des gravités de surface  $\log g$  entre 3.5 dex et 4.5 dex et des métallicités  $[M/H]$  entre -0.5 dex et +1 dex. La correction  $\Delta \log \epsilon^{43}$  dépend essentiellement de la largeur équivalente et est toujours négative pour  $T_{\text{eff}} < 10000$  K. Seules 3 raies de CI analysées dans le présent travail ont été traitées par Rentzsch-Holm (1996) :  $\lambda 5052.17 \text{ \AA}$ ,  $\lambda 5380.32 \text{ \AA}$  et  $\lambda 6587.64 \text{ \AA}$ . Les largeurs équivalentes de ces raies dans notre échantillon de 27 étoiles A sont très variées. Il est difficile de prédire des corrections exactes pour l'abondance du carbone étant donné que cette dernière

---

<sup>43</sup> $\Delta \log \epsilon = \log \epsilon_{\text{hors-ETL}} - \log \epsilon_{\text{ETL}}$ .



**FIG. 6.24:** Haut : Abondance du carbone en fonction de celle du fer pour les étoiles A (normales et CP) et F membres de l'amas des Pléiades (à gauche) et de Coma Berenices (à droite). Bas :  $[C/Fe]$  en fonction de  $[Fe/H]$  pour les étoiles A et F membres de l'amas des Pléiades (à gauche) et de Coma Berenices (à droite). Les symboles noirs correspondent aux étoiles de Coma Berenices et les rouges à celles des Pléiades. Les cercles gris de grande taille correspondent aux étoiles dont l'appartenance aux amas est incertaine. Les données représentées par des triangles sont les valeurs approximatives des abondances des étoiles A corrigées des effets hors-ETL selon les résultats de Rentsch-Holm (1996).



a été calculée à partir d'une moyenne de plusieurs raies et que les températures, gravités et métallicités des étoiles ne sont pas toutes identiques aux cas traités par Rentzsch-Holm (1996). En déterminant les abondances du carbone dans les étoiles A et en s'appuyant sur le programme de calcul de spectres synthétiques SYNSPEC (Hubeny & Lanz 1992b), j'ai trouvé que pour les étoiles dont la température effective  $T_{\text{eff}} \geq 8500$  K, on a des largeurs inférieures à  $50 \text{ m}\text{\AA}$ <sup>44</sup> et les corrections  $\Delta \log \epsilon$  ne doivent pas dépasser les -0.05 dex qui sont nettement inférieures aux barres d'erreur. Pour  $T_{\text{eff}} \leq 8500$  K, les largeurs équivalentes sont plus variées ( $30 \text{ m}\text{\AA} < W_\lambda < 110 \text{ m}\text{\AA}$ ) et les corrections hors-ETL sont comprises entre 0 et -0.25 dex. En appliquant les corrections, basées sur les valeurs approximatives de  $\Delta \log \epsilon$ , pour les raies de CI dans les étoiles A, on remarque que l'anti-corrélation entre  $[\text{C}/\text{Fe}]$  et  $[\text{Fe}/\text{H}]$  est décalée vers le bas ( $[\text{C}/\text{H}]$  diminue ainsi que  $[\text{C}/\text{Fe}]$ ) et change légèrement de pente dans le cas de Coma Berenices. Les valeurs corrigées de  $[\text{C}/\text{H}]$  et  $[\text{C}/\text{Fe}]$  sont représentées sur les 4 graphes de la figure 6.24 par des symboles triangulaires. Les coefficients de corrélation des droites  $[\text{C}/\text{Fe}]-[\text{Fe}/\text{H}]$  deviennent -0.81 pour les étoiles A de Coma Berenices et -0.68 pour les étoiles A des Pléiades. En appliquant ces corrections aux valeurs de  $[\text{C}/\text{H}]$ , la dispersion de l'abondance du carbone (en fonction de  $T_{\text{eff}}$ ) est toujours présente.

Przybilla et al. (2001b) ont effectué des corrections hors-ETL pour plusieurs raies du carbone neutre (dont 5 analysées dans cette thèse) pour l'étoile Véga ( $T_{\text{eff}}=9550$  K,  $\log g=3.95$  dex et  $[\text{C}/\text{H}]=-0.3$  dex). Pour ces 5 raies en commun, les corrections sont négatives et presque négligeables ( $|\Delta \log \epsilon| < 0.02$  dex).

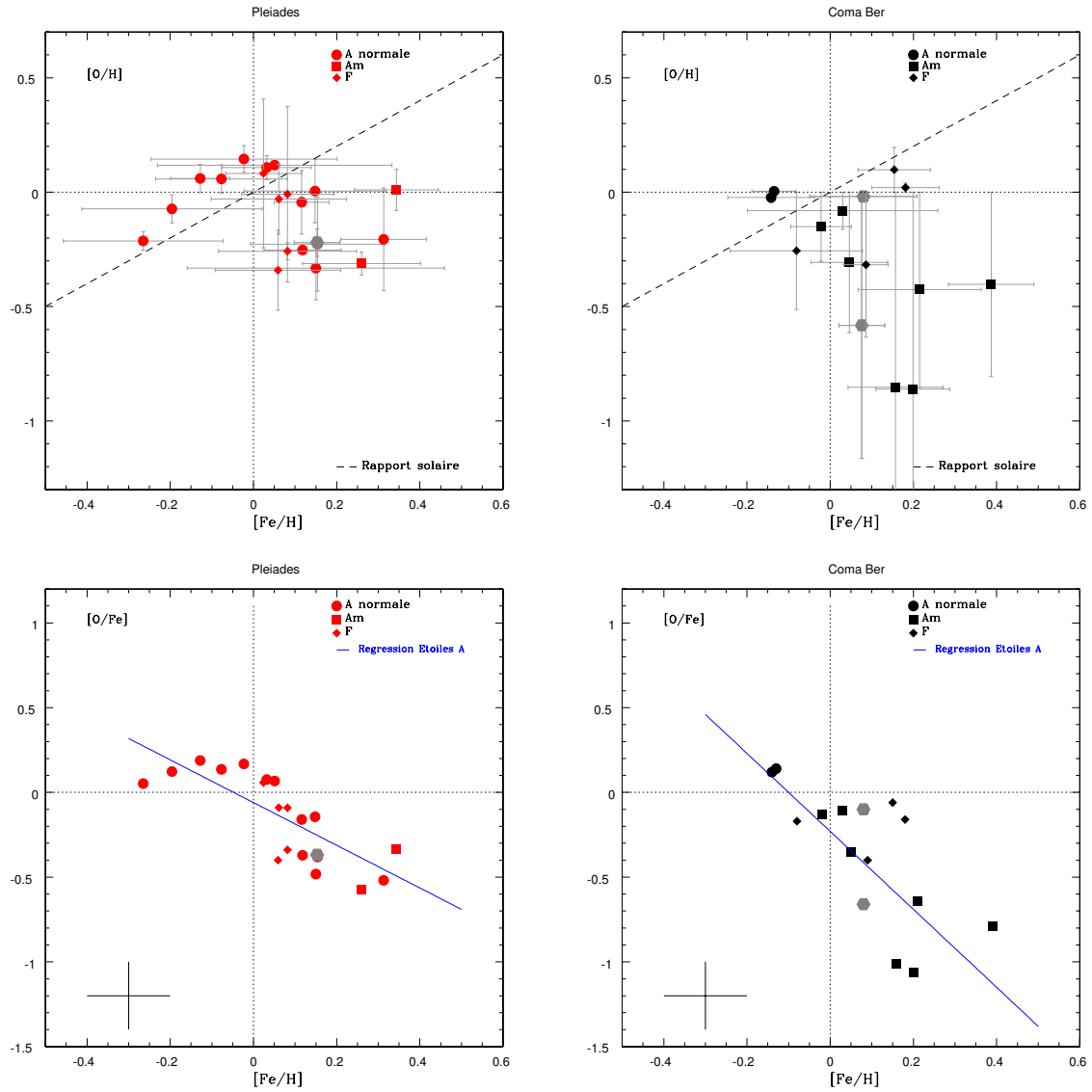
Les effets hors-ETL sont différents pour chaque raie et dépendent de plusieurs paramètres atomiques (sections efficaces collisionnelles, photoionisation, forces d'oscillateurs, ...) et atmosphériques ( $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$  et  $[\text{M}/\text{H}]$ ). Il est alors nécessaire d'effectuer un calcul détaillé pour chaque raie du carbone analysée et pour chaque étoile. Les résultats de Rentzsch-Holm (1996) et de Przybilla et al. (2001b) nous renseignent sur les ordres de grandeur des corrections et sur les variations possibles du profil de l'abondance du carbone en fonction de  $T_{\text{eff}}$ , l'abondance du fer et celles des autres éléments.

## 6.4.2 L'oxygène

Les abondances de l'oxygène sont déduites à partir de 22 raies de OI dont 16 sont de qualité B et 6 de qualité C+. Le comportement de cet élément est similaire à celui du carbone mais avec des dispersions d'abondances plus élevées. Dans un graphe représentant  $[\text{O}/\text{H}]$  en fonction de  $T_{\text{eff}}$ , les abondances de l'oxygène dans les étoiles F sont légèrement moins dispersées autour de la valeur moyenne que celles des étoiles A. Dans le cas de l'amas des Pléiades, le rapport des dispersions de  $[\text{O}/\text{H}]$  des étoiles A sur celui des étoiles F, ( $\sigma_A/\sigma_F$ ) est presque égal à l'unité tandis que dans l'amas de Coma Berenices, ce rapport est égal à 2 (tableau 6.7). L'écart entre les valeurs maximale et minimale de  $[\text{O}/\text{H}]$  pour les étoiles A est de 0.48 dex pour l'amas des Pléiades et atteint 0.87 dex dans Coma Berenices. Ces dispersions et écarts en  $[\text{O}/\text{H}]$  sont largement supérieurs aux barres d'erreur associées aux abondances, qui sont en moyenne inférieures à 0.1 dex. Les

---

<sup>44</sup>Ce calcul concerne uniquement les trois raies communes avec l'étude de Rentzsch-Holm (1996).



**FIG. 6.25:** Identique à la figure 6.24 pour l'oxygène.

variations de l'abondance de l'oxygène d'une étoile A à l'autre sont donc réelles.

Comme pour le carbone, aucune corrélation n'a été détectée entre  $[O/H]$  et  $T_{\text{eff}}$  (figure 6.10), ni entre  $[O/H]$  et  $v_e \sin i$  (figure 6.17). Les étoiles les plus abondantes en fer possèdent les valeurs de  $[O/H]$  les moins élevées. De même, les graphes représentant  $[O/Fe]$  en fonction de  $[Fe/H]$  montrent que, pour les étoiles A, il existe une anti-corrélation entre ces deux valeurs. Pour l'amas des Pléiades, j'ai trouvé une régression de la forme suivante :  $[O/Fe] = -1.26[Fe/H] - 0.06$  avec un coefficient de corrélation  $R = -0.82$  et pour l'amas de Coma Berenices :  $[O/Fe] = -2.3[Fe/H] - 0.23$  avec  $R = -0.85$  (figure 6.25). Dans la section 6.7, comme pour le carbone, je vais analyser le comportement de l'abondance de l'oxygène en fonction de celle du silicium afin de mettre en évidence la séparation gaz-poussière.

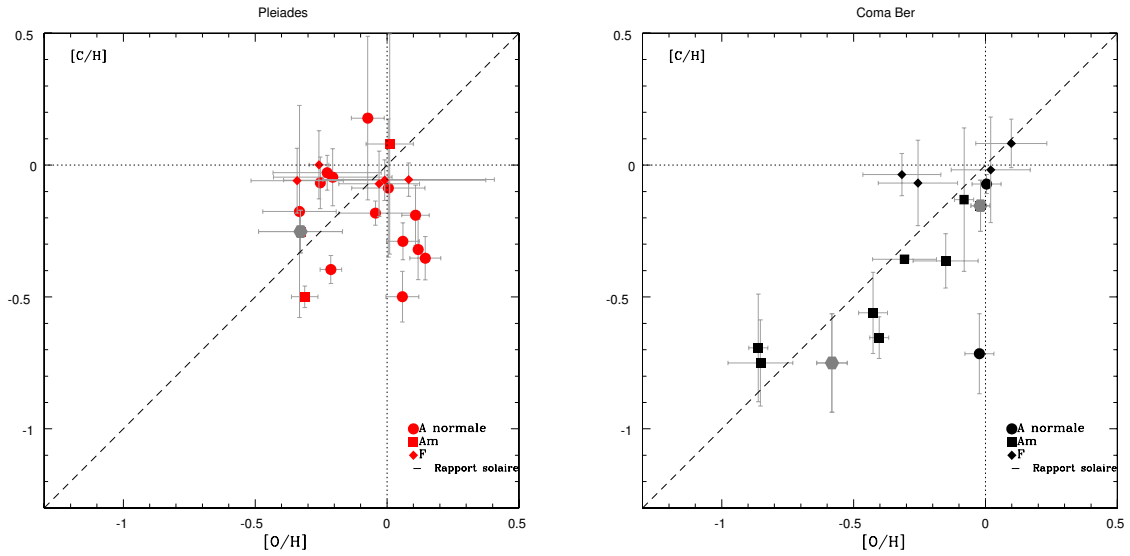
Przybilla et al. (2000) ont effectué des calculs de largeurs équivalentes hors-ETL pour la plupart des raies de l'oxygène neutre traitées dans mon analyse, et ceci pour des étoiles A et B tardives dont la température effective est comprise entre 7500 K et 15000 K. Ces calculs ont été faits avec les codes DETAIL et SURFACE (Giddings 1981). Pour les étoiles dont la température effective est inférieure à 10000 K et qui ont une gravité de surface  $\log g \sim 4$  dex, les corrections ( $\Delta \log \epsilon$ ) sont inférieures à -0.03 dex. Ces corrections sont largement en dessous de la barre d'erreur associée aux abondances de l'oxygène déterminée dans le présent travail. On peut alors supposer que les dispersions en  $[O/H]$  et l'anti-corrélation entre  $[O/Fe]$  et  $[Fe/H]$  ne seront pas affectées par les corrections hors-ETL.

## Carbone-oxygène

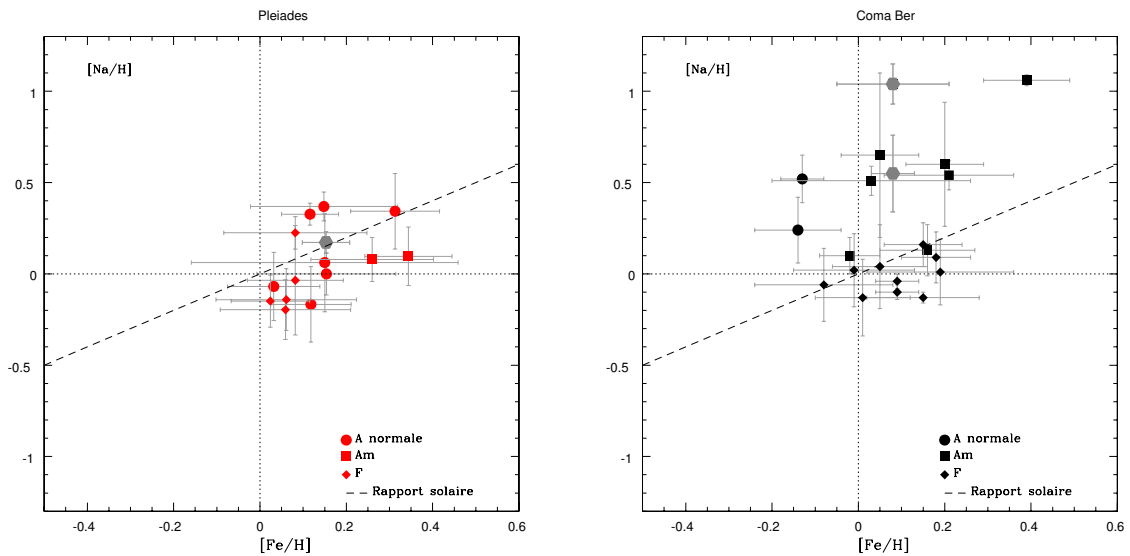
Les analyses du carbone et de l'oxygène montrent que ces deux éléments possèdent des comportements assez similaires. Le graphe 6.26 représente l'abondance du carbone en fonction de celle de l'oxygène pour les étoiles A et F membres des Pléiades et de Coma Berenices. Dans le graphe consacré aux étoiles de Coma Berenices (celui de droite), on remarque nettement la position des étoiles Am. Ces étoiles chimiquement particulières sont toutes déficientes en C et O (cadran bas-gauche). Varenne & Monier (1999) avaient trouvé un résultat similaire en déterminant les abondances du carbone et de l'oxygène dans des étoiles A et F de l'amas des Hyades, la majorité des étoiles Am étant déficientes en ces deux éléments. On verra dans la section 7 que les modèles évolutifs, à l'âge de Coma Berenices, prédisent des sous-abondances en éléments légers comme C, N et O. Dans l'amas des Pléiades (graphe de gauche), deux étoiles Am (HD22615 et HD23631) sont sous-abondantes en C et O tandis que l'étoile Am HD23325 possède des abondances solaire ( $[C/H]=0.08$  dex et  $[O/H]=0.01$  dex). Les étoiles A normales des Pléiades sont en majorité sous-abondantes en carbone mais sont dispersées en  $[O/H]$  autour de la valeur solaire.  $[C/O]$  est proche de la valeur solaire dans le cas des étoiles A de Coma Berenices : on remarque bien la répartition des étoiles le long de la droite représentant le rapport solaire. Ce comportement ne se retrouve pas du tout dans les étoiles des Pléiades.

### 6.4.3 Le sodium

J'ai utilisé 9 raies du sodium neutre (NaI) de qualité A à C dans nos calculs de spectres synthétiques. La valeur moyenne déduite pour l'abondance de Na à partir des étoiles F est légèrement sous-solaire pour l'amas des Pléiades et solaire dans le cas de l'amas de Coma Berenices (figure 6.10). Concernant les dispersions, on remarque que dans les deux amas, les étoiles F sont bien distribuées autour de la valeur moyenne  $\langle [Na/H] \rangle$ . D'un autre côté, les étoiles A de l'amas des Pléiades sont dispersées de la même façon que les étoiles F ( $\sigma_A/\sigma_F \sim 1$ ) mais avec une valeur moyenne légèrement supérieure. Dans l'amas de Coma Berenices, le rapport de dispersions  $\sigma_A/\sigma_F$  est égal à 3 avec un écart d'abondance  $[Na/H]$  pouvant atteindre 0.96 dex dans le cas des étoiles A (tableau 6.7). Cet écart, largement supérieur aux barres d'erreur associées aux abondances du sodium (de l'ordre de 0.15 dex), suggère qu'il existe, dans l'amas de Coma Berenices, de vraies variations



**FIG. 6.26:** Abondance du carbone en fonction de celle de l'oxygène pour les étoiles A (normales et CP) et F membres de l'amas des Pléiades (à gauche) et de Coma Berenices (à droite).



**FIG. 6.27:** Abondance du sodium en fonction de celle du fer pour les étoiles A (normales et CP) et F de membres de l'amas des Pléiades (à gauche) et de Coma Berenices (à droite).

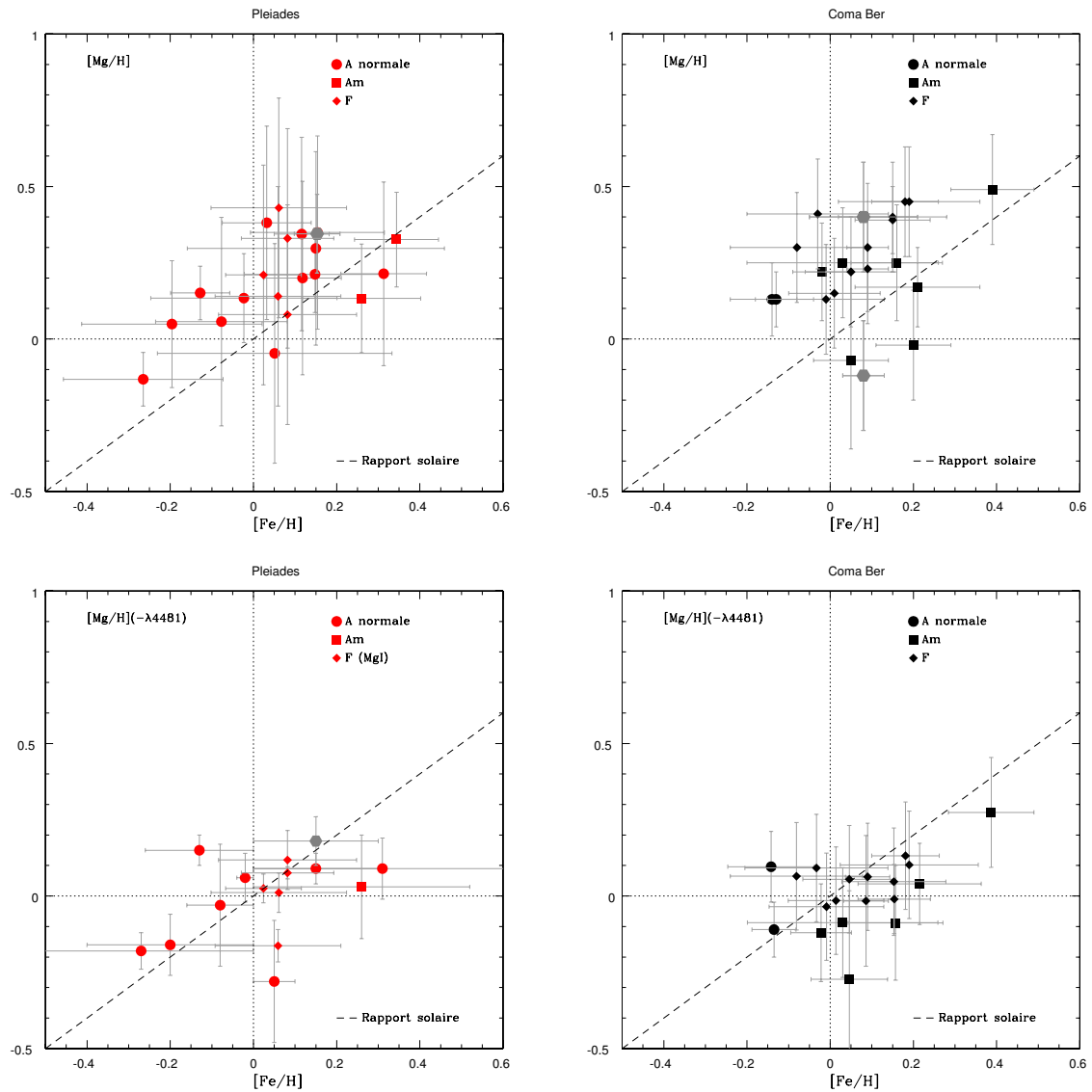
de  $[Na/H]$  d'une étoile A à l'autre. Aucune corrélation n'a été trouvée entre l'abondance du sodium et la température effective ou la vitesse de rotation équatoriale, et ceci pour toutes les étoiles membres des 2 amas (figures 6.10 et 6.17). De même, en ne considérant que les étoiles A, aucune corrélation n'existe entre  $[Na/H]$  et  $[Fe/H]$  dans les 2 amas. Dans un graphe représentant  $[Na/H]$  en fonction de  $[Fe/H]$  (figure 6.27), on remarque que le rapport  $[Na/Fe]$  est proche de la valeur solaire pour les étoiles A des Pléiades mais il est de loin supérieur à la valeur solaire dans le cas de l'amas de Coma Berenices.

Des corrections hors-ETL ont été calculées par Bikmaev et al. (2002) pour 2 étoiles A8IV-V (HD32115 et HD37594) de températures effectives  $T_{\text{eff}}=7100$  K et 7200 K respectivement,  $\log g=4.2$  dex et de vitesse de microturbulence  $\xi_t=2.5$  km/s. Ces étoiles sont proches des plus froides de notre échantillon. La correction maximale pour les deux raies à 5889.95 Å et 5895.92 Å synthétisées dans la présente étude, est de -0.35 dex. Il est difficile de prédire les corrections hors-ETL pour les étoiles A (normales et CP) analysées dans le présent travail. En l'absence de calculs pour les étoiles les plus chaudes et avec différentes gravité et métallicité, on ne peut que se contenter des résultats de Bikmaev et al. (2002). Les corrections doivent être faibles pour les étoiles F, mais en diminuant les abondances déterminées pour les étoiles A de 0.35 dex, on a tendance à améliorer la corrélation entre [Na/H] et [Fe/H] notamment pour les étoiles A de l'amas de Coma Berenices où l'abondance du sodium atteint un maximum de 1.06 dex.

#### 6.4.4 Le magnésium

Sept raies de MgII de qualité B à D ont été synthétisées pour les étoiles A et F et 5 raies du magnésium neutre (MgI) de qualité B à C n'ont été synthétisées que pour les étoiles F. Afin de pouvoir comparer le comportement des abondances de Mg dans les étoiles A et F, j'ai alors adopté, pour les étoiles F, les abondances déduites à partir des raies de MgII. Dans tous les graphes représentant le magnésium, l'abondance de cet élément, sauf mention contraire, est celle de MgII. La moyenne des abondances de MgII déduite pour les étoiles F est largement supérieure à la valeur solaire dans les 2 amas (figure 6.11). Le magnésium est parmi les rares éléments qui ne présentent pas de larges dispersions en [X/H] dans les étoiles A par rapport aux étoiles F (figure 6.11). Dans nos deux amas, on constate un rapport  $\sigma_A/\sigma_F$  très proche de l'unité (tableau 6.7). L'écart maximal entre les abondances de Mg des étoiles A des deux amas des Pléiades et de Coma Berenices est de l'ordre de 0.51 dex et 0.61 dex respectivement. Les incertitudes associées à l'abondance de cet élément sont relativement grandes : elles peuvent atteindre  $\pm 0.35$  dex. On ne peut pas conclure qu'il existe des variations d'abondances d'une étoile à l'autre. Par conséquent aucune corrélation évidente n'existe entre [Mg/H] et  $T_{\text{eff}}$  ni entre [Mg/H] et  $v_e \sin i$  (figures 6.11 et 6.18). Les larges barres d'erreur sont dues au fait que le triplet de MgII à 4481 Å révèle toujours une abondance supérieure à celle déduite à partir des autres raies de MgII. Cette différence peut atteindre 0.4 dex.

Les abondances de Mg ne sont pas corrélées avec celles du fer. Dans un graphique représentant [Mg/H] en fonction de [Fe/H] (figure 6.28), les étoiles sont, en majorité, situées en dessus de la droite représentant le rapport solaire. Hill & Landstreet (1993) avaient trouvé une corrélation entre [Mg/H] et [Fe/H] et la droite reliant ces points était parallèle et en dessus de celle représentant le rapport solaire. Ils ont expliqué ceci par le fait que la seule raie utilisée dans leur étude (celle du triplet à 4481 Å) aboutissait systématiquement à des abondances supérieures à celles déduites des autres raies. En se basant sur leurs résultats, j'ai repris les abondances déduites pour toutes les étoiles et j'ai redéterminé une nouvelle moyenne [Mg/H] pour chaque étoile sans tenir compte du triplet à 4481



**FIG. 6.28:** Haut : Abondance du magnésium en fonction de celle du fer pour les étoiles A (normales et CP) et F membres de l'amas des Pléiades (à gauche) et de Coma Berenices (à droite). Bas : Même représentation mais dans le calcul des abondances moyennes j'ai retiré la valeur correspondante au triplet à  $\lambda 4481 \text{ \AA}$ .

À. Les 2 graphes du bas de la figure 6.28 montrent les nouvelles valeurs des abondances du magnésium en fonction de celles du fer dans les 2 amas. On remarque que la dispersion des abondances a tendance à diminuer et que les étoiles se rapprochent du rapport solaire. Dans le cas de l'amas des Pléiades, la seule raie du magnésium ionisé analysée dans les étoiles F était celle à  $\lambda 4481 \text{ \AA}$ . C'est pourquoi dans ce graphe j'ai dû présenter les abondances des étoiles F déterminées à partir des raies du magnésium neutre (MgI).

Przybilla et al. (2001a) ont présenté un modèle d'atome de magnésium neutre et une fois ionisé afin d'évaluer les corrections hors-ETL des abondances de Mg déduites dans

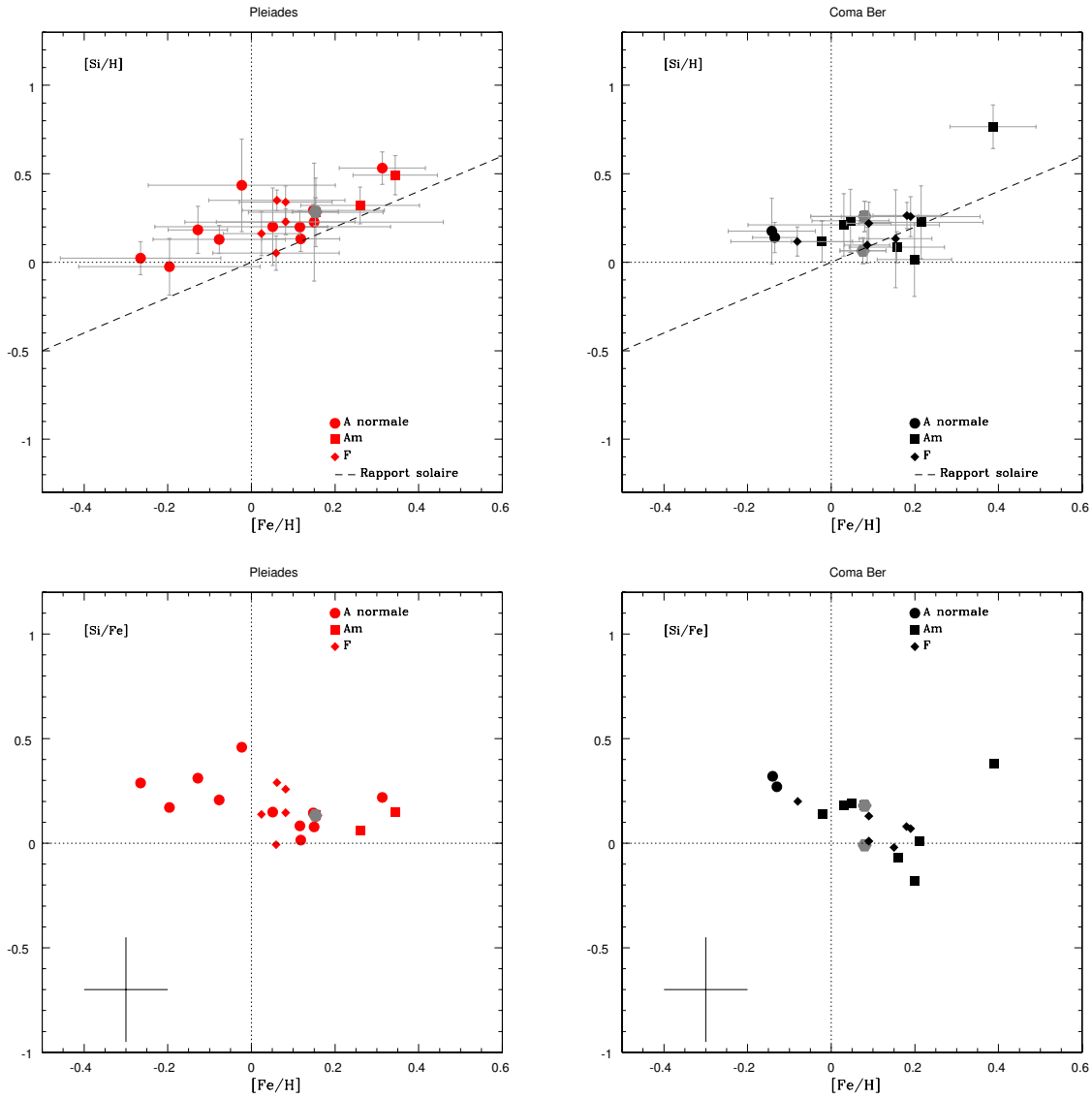


FIG. 6.29: Identique à la figure 6.24 pour le silicium.

3 étoiles A. Ces corrections se sont révélées petites pour MgII à l'exception des raies à  $\lambda 4481 \text{ \AA}$ ,  $\lambda 7877.05 \text{ \AA}$  et  $\lambda 7896 \text{ \AA}$ . Dans le cas de l'étoile Véga ( $\alpha \text{ Lyr}$ ), de type spectral A0V, la correction ( $\Delta \log \epsilon$ ), appliquée à l'abondance déduite à partir du triplet à  $\lambda 4481 \text{ \AA}$ , est de -0.21 dex. Ceci confirme que ce triplet produit systématiquement une abondance supérieure à celle déduite des autres raies.

### 6.4.5 Le silicium

Dans le cas du silicium, 19 raies de SiIII de qualité C à E ont été traitées. Les étoiles F présentent des abondances peu dispersées autour de la valeur moyenne qui est de 0.23 dex (Pleiades) et 0.18 dex (Coma Berenices). Les étoiles A, elles aussi, dévient légèrement

de leurs valeurs moyennes qui sont très proches de celles des étoiles F ( $\langle[\text{Si}/\text{H}]\rangle\sim 0.25$  dex pour les étoiles A de l'amas des Pléiades et 0.21 dex pour celles de l'amas de Coma Berenices). Ainsi, les variations d'abondance d'étoile à étoile ne sont pas significatives dans le cas du silicium, et aucune relation n'existe entre  $[\text{Si}/\text{H}]$  et  $T_{\text{eff}}$  ni entre  $[\text{Si}/\text{H}]$  et  $v_e \sin i$  (figures 6.11 et 6.18). Dans la figure 6.29, j'ai représenté l'abondance du silicium en fonction de celle du fer. Dans le cas de l'amas de Coma Berenices, on ne remarque aucune corrélation entre  $[\text{Si}/\text{H}]$  et  $[\text{Fe}/\text{H}]$  tandis que dans l'amas des Pléiades, l'abondance du silicium dans les étoiles A semble être corrélée avec celle du fer ( $R=0.78$ ). Dans cet amas le rapport  $[\text{Si}/\text{Fe}]$  est toujours supérieur au rapport solaire. Notons que Hill & Landstreet (1993), dans leur analyse de 6 étoiles A, ont trouvé une corrélation ( $R=0.97$ ) entre  $[\text{Si}/\text{H}]$  et  $[\text{Fe}/\text{H}]$  avec un rapport  $[\text{Si}/\text{Fe}]$  solaire. De même Lemke (1990) en analysant 16 étoiles A, a trouvé une corrélation avec des rapports  $[\text{Si}/\text{Fe}]$  légèrement en dessus du rapport solaire. En traçant  $[\text{Si}/\text{Fe}]$  en fonction de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  pour les étoiles A, une anti-corrélation semble exister. Dans le cas de l'amas des Pléiades, le coefficient de corrélation est de  $R=-0.50$  et dans le cas de l'amas de Coma Berenices il vaut  $R=-0.81$ . Ceci s'explique par le fait que l'abondance du silicium, dans le cas des étoiles A, est peu dispersée autour de la valeur moyenne. Donc si l'abondance du fer augmente, le rapport  $[\text{Si}/\text{Fe}]$  ne peut que diminuer, créant ainsi l'anti-corrélation. Dans la section 6.7 nous verrons que le silicium, ayant une haute température de condensation, est un des éléments candidats pour appuyer le scénario de séparation gaz-poussière.

Wedemeyer (2001) a déterminé l'abondance hors-ETL du silicium dans le soleil et dans Véga. Plusieurs raies analysées dans le présent travail ( $\lambda 4128.054 \text{ \AA}$ ,  $\lambda 4130.872 \text{ \AA}$ ,  $\lambda 4130.894 \text{ \AA}$ ,  $\lambda 5041.024 \text{ \AA}$ ,  $\lambda 5055.984 \text{ \AA}$  et  $\lambda 5056.317 \text{ \AA}$ ) ont été traitées par Wedemeyer (2001) pour le cas de Véga. La correction maximale ( $\Delta \log \epsilon$ ) est de l'ordre de -0.1 dex. Il est impossible de prédire l'effet de la correction hors-ETL sur les abondances de SiII déterminées pour les étoiles A membres des Pléiades et de Coma Berenices. Etant donné que les abondances déduites proviennent d'une moyenne de 19 raies, il est peu probable que les corrections hors-ETL affectent sévèrement le comportement de cet élément en fonction des paramètres fondamentaux et des autres éléments.

#### 6.4.6 Le calcium

Douze raies de CaII de qualité C et D ont été synthétisées afin de déterminer l'abondance du calcium dans les étoiles A, Am et F. Dans les Pléiades, la totalité des étoiles F a été analysée et l'abondance moyenne trouvée est  $\langle[\text{Ca}/\text{H}]\rangle\sim 0.20$  dex. Dans Coma Berenices, l'abondance du calcium n'a été déterminée que dans deux étoiles F (HD106103 et HD106691) et les sous-abondances trouvées sont très proches ( $[\text{Ca}/\text{H}]\sim -0.20$  dex). Dans l'amas des Pléiades, pour  $T_{\text{eff}}>8700 \text{ K}$ , les étoiles A normales sont déficientes en calcium et pour  $T_{\text{eff}}<8700 \text{ K}$ , le comportement des étoiles A est similaire à celui des étoiles F : une dispersion autour de la valeur moyenne de 0.20 dex, à l'exception de l'étoile Am HD23325 qui est déficiente en calcium (-0.14 dex) (voir figure 6.11). Dans l'amas de Coma Berenices, les étoiles A normales et Am sont assez dispersées autour de la valeur solaire. Puisque l'abondance du calcium est affectée d'une grande barre d'erreur (de l'ordre de



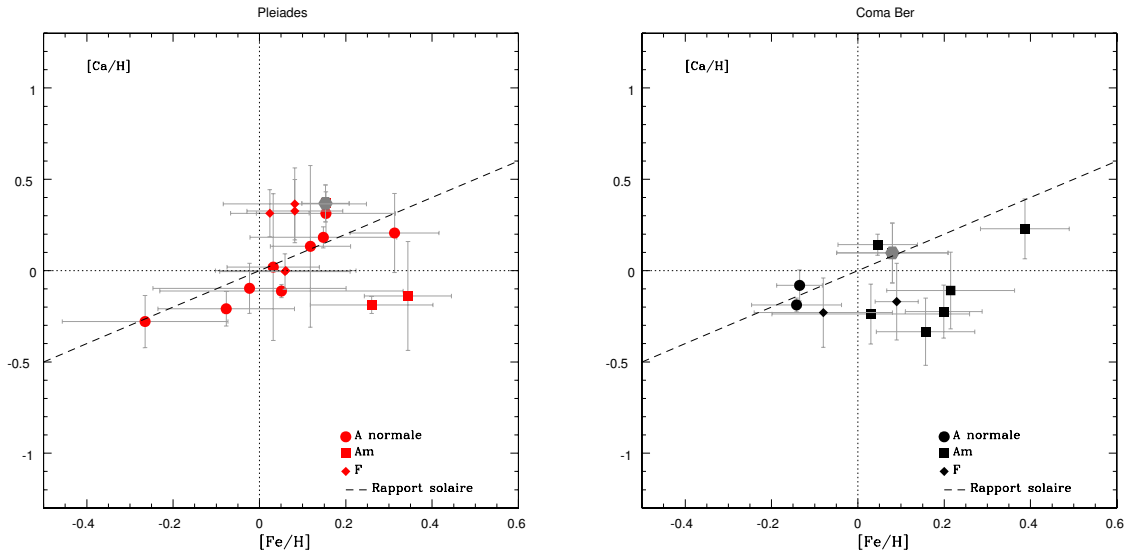


FIG. 6.30: Identique à la figure 6.27 pour le calcium.

0.20 dex), on ne peut pas confirmer que les dispersions d'abondance d'une étoile à l'autre sont significatives.

Une étoile A appartient à la catégorie (b) des étoiles Am selon Conti (1970) si elle possède une déficience en calcium et/ou en scandium. Il n'est donc pas surprenant que la plupart de ces étoiles soient déficientes en calcium. Aucune corrélation n'a été trouvée entre  $[Ca/H]$  et  $T_{\text{eff}}$  ni entre  $[Ca/H]$  et  $v_e \sin i$  (figures 6.11 et 6.18). La figure 6.30 ne montre aucune relation directe entre  $[Ca/H]$  et  $[Fe/H]$ . On peut juste noter que le rapport  $[Ca/Fe]$  dans la majorité des étoiles A normales est très proche du rapport solaire. Ceci est plus nettement visible dans les Pléiades, où le nombre d'étoiles A normales est assez élevé. Ces étoiles sont réparties autour de la droite représentant le rapport solaire. Les étoiles Am sont facilement différenciables des A normales et des F parce qu'elles sont en grande partie localisées dans le cadran où  $[Fe/H] > 0$  et/ou  $[Ca/H] < 0$ .

### 6.4.7 Le scandium

L'abondance du scandium provient d'une moyenne de 11 raies de ScII de qualité D. Elle est peu dispersée dans les étoiles F, autour de la valeur moyenne  $+0.02 \pm 0.07$  dex pour l'amas des Pléiades et  $-0.02 \pm 0.04$  dex dans Coma Berenices. A l'opposé, les étoiles A montrent d'importantes dispersions en  $[Sc/H]$ . En effet, le rapport des dispersions  $\sigma_A/\sigma_F$  est de 5 dans l'amas des Pléiades et de 10 dans Coma Berenices (tableau 6.7). Dans ces deux amas, l'écart maximal d'abondance d'une étoile A à l'autre est  $> 1.3$  dex  $\sigma_A$  est largement supérieur aux barres d'erreur  $\sigma_{Sc}$  qui sont de l'ordre de 0.15 dex. Les variations de  $[Sc/H]$  sont alors certaines. 11 étoiles A des Pléiades possèdent des sous-abondances comprises entre -0.01 et -0.92 dex et 7 étoiles A de Coma Berenices sont sous-abondantes de -0.13 à -1.17 dex. Le scandium, d'une façon similaire au calcium, est un élément ca-

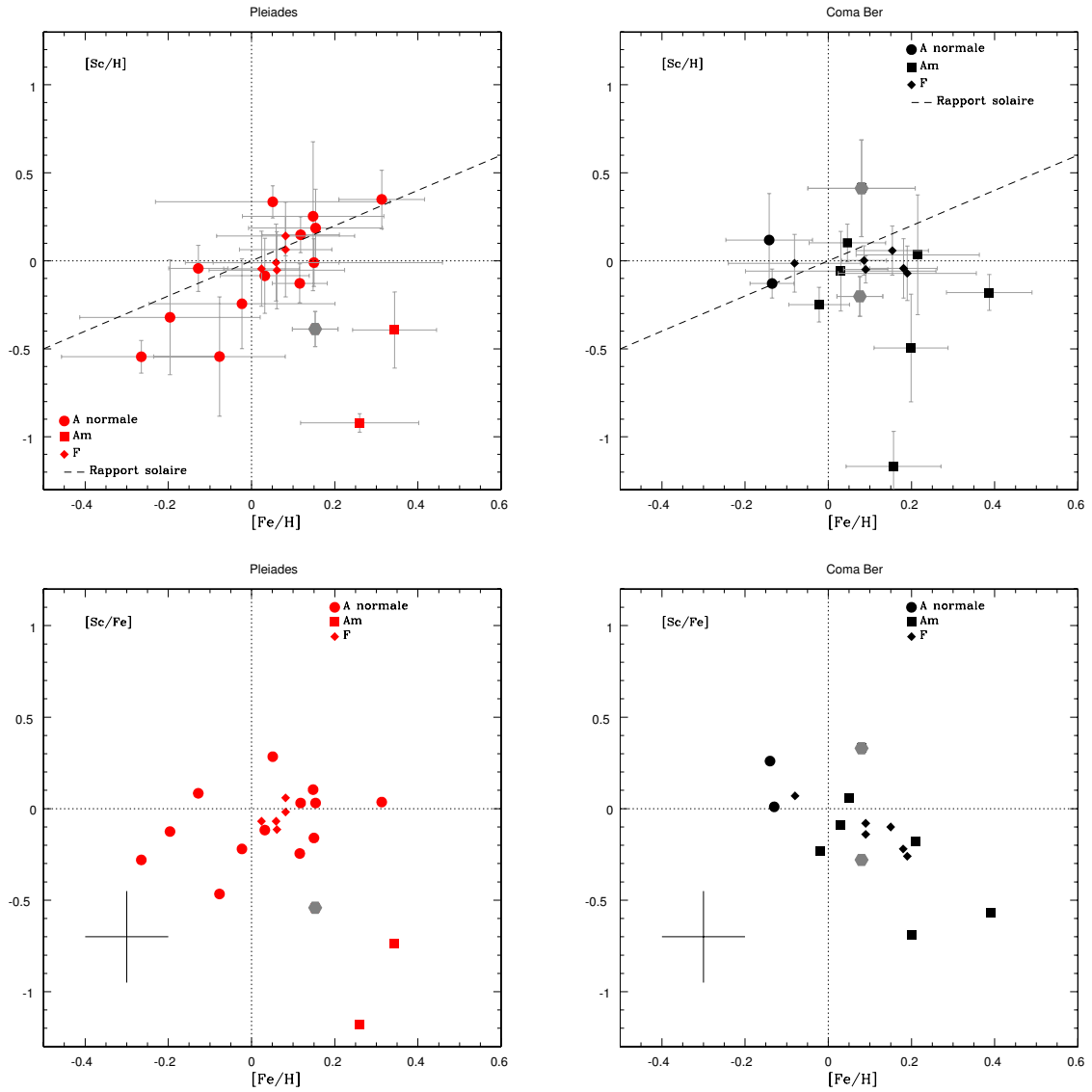
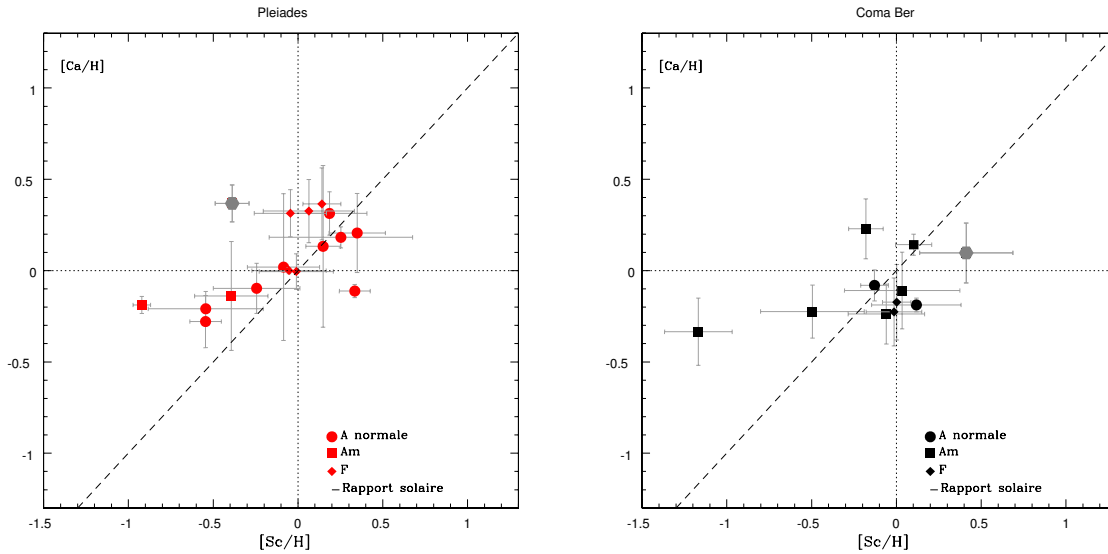


FIG. 6.31: Identique à la figure 6.24 pour le scandium.

ractéristique du phénomène Am. Ainsi, la plupart des étoiles Am et potentiellement Am (HD23387, HD23631, HD23629 et HD107655) sont sous-abondantes en scandium. Aucune tendance n'est trouvée entre l'abondance du scandium et les paramètres fondamentaux ( $T_{\text{eff}}$  et  $v_e \sin i$ ) (voir figures 6.12 et 6.19).

La figure 6.31 présente l'abondance du scandium en fonction de celle du fer pour les étoiles A et F. D'une façon identique au comportement du calcium, on ne peut distinguer aucune corrélation entre ces deux éléments. L'abondance solaire de Sc dans les étoiles F est indépendante des variations en  $[Fe/H]$ . Les étoiles Am se distinguent par leur emplacement dans la partie inférieure droite ( $[Fe/H] > 0$  et  $[Sc/H] < 0$ ) du diagramme.



**FIG. 6.32:** Abondance du calcium en fonction de celle du scandium pour les étoiles A (normales et CP) et F membres de l'amas des Pléiades (à gauche) et de Coma Berenices (à droite).

## Calcium-scandium

Ainsi que je l'ai déjà mentionné, une sous-abondance en calcium et/ou en scandium est une des caractéristiques des étoiles Am. En effet, la majorité des étoiles Am de l'échantillon étudié (à l'exception de 2 étoiles) est sous-abondante en Ca, en Sc ou bien en les deux éléments à la fois. HD109307 possède de faibles surabondances en Ca (+0.14 dex) et en Sc (+0.10 dex) et dans l'étoile HD106999, dont l'appartenance à l'amas de Coma Berenices est incertaine, le calcium est presque solaire ( $[Ca/H]=+0.10$  dex), tandis que le scandium est surabondant ( $[Sc/H]=+0.41$  dex). La figure 6.32 représente  $[Ca/H]$  en fonction de  $[Sc/H]$  pour les étoiles A et F des deux amas. Aucune corrélation n'apparaît entre ces deux éléments. Les étoiles se répartissent d'une manière aléatoire autour de la droite représentant un rapport  $[Ca/Sc]$  solaire. Malgré l'attitude semblable, dans une même étoile, du calcium et du scandium (surabondances ou sous-abondances des deux éléments à la fois), leurs abondances ne présentent aucune tendance systématique l'une envers l'autre.

## 6.5 Eléments du pic du fer

### 6.5.1 Le titane

Le titane compte parmi les éléments qui possèdent le plus grand nombre de raies analysées. Il en résulte que les abondances déduites seront assez fiables. Vingt-six raies de TiII, dont deux sont de qualité A et les autres de qualité D, ont été synthétisées pour la totalité des étoiles A et F. Les abondances déduites pour les étoiles F sont peu dispersées autour de la valeur moyenne qui est de +0.09 dex pour l'amas des Pléiades et

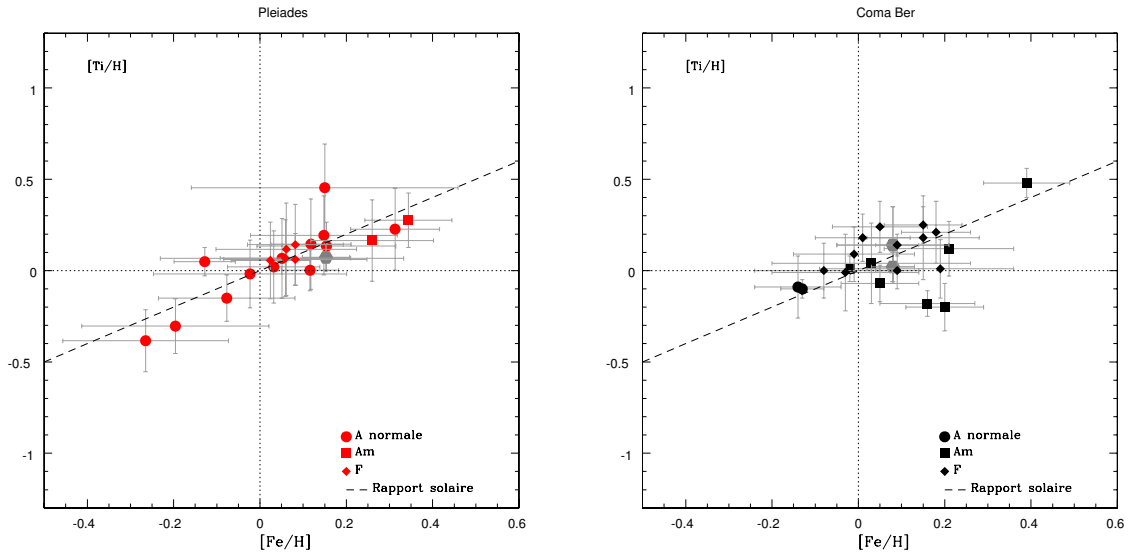


FIG. 6.33: Identique à la figure 6.27 pour le titane.

+0.12 dex pour celui de Coma Berenices. Les étoiles A sont plus dispersées que les étoiles F. Le rapport des dispersions  $\sigma_A/\sigma_F$  est de 6 dans l'amas des Pléiades et 2 dans celui de Coma Berenices (tableau 6.7). Les variations d'abondance de titane dans les étoiles A sont réelles parce que les écarts en  $[Ti/H]$  peuvent atteindre des valeurs  $>0.7$  dex, valeurs largement supérieures aux incertitudes sur l'abondance du titane. Les graphes 6.12 et 6.19 montrent qu'aucune corrélation n'existe entre  $[Ti/H]$  et  $T_{\text{eff}}$  ni entre  $[Ti/H]$  et  $v_e \sin i$ .

Dans l'amas des Pléiades, qui compte un grand nombre d'étoiles A normales, une corrélation existe entre  $[Ti/H]$  et  $[Fe/H]$  pour les étoiles A (graphe de gauche de la figure 6.33). La corrélation est de la forme suivante :  $[Ti/H]=1.02[Fe/H]-0.01$  avec  $R=0.84$ . Cette corrélation montre bien que le rapport  $[Ti/Fe]$  est solaire dans les étoiles A de cet amas. Dans le cas de l'amas de Coma Berenices (graphe de droite de la figure 6.33), la situation est plus complexe. Les étoiles A normales sont près de la droite représentant un rapport solaire  $[Ti/Fe]$  tandis que les étoiles Am sont légèrement dispersées en dessous de cette droite ( $[Ti/Fe] \leq [Ti/Fe]_{\odot}$ ). Lemke (1989) avait trouvé un résultat similaire à celui trouvé dans l'amas des Pléiades. En effet, dans son analyse des 16 étoiles A normales du champ, une corrélation a été trouvée entre  $[Ti/H]$  et  $[Fe/H]$  avec un rapport  $[Ti/Fe]$  solaire. De même, Hill & Landstreet (1993) avaient trouvé une corrélation ( $R=0.95$ ) entre  $[Ti/H]$  et  $[Fe/H]$  pour un échantillon de 6 étoiles A normales (du champ). Leur rapport  $[Ti/Fe]$  était légèrement supérieur au rapport solaire. Ainsi, ces résultats nous montrent que les abondances du titane, dans les étoiles A normales, sont assez cohérentes avec les études précédentes, et que, dans les étoiles Am, l'abondance de cet élément varie arbitrairement d'une étoile à l'autre.

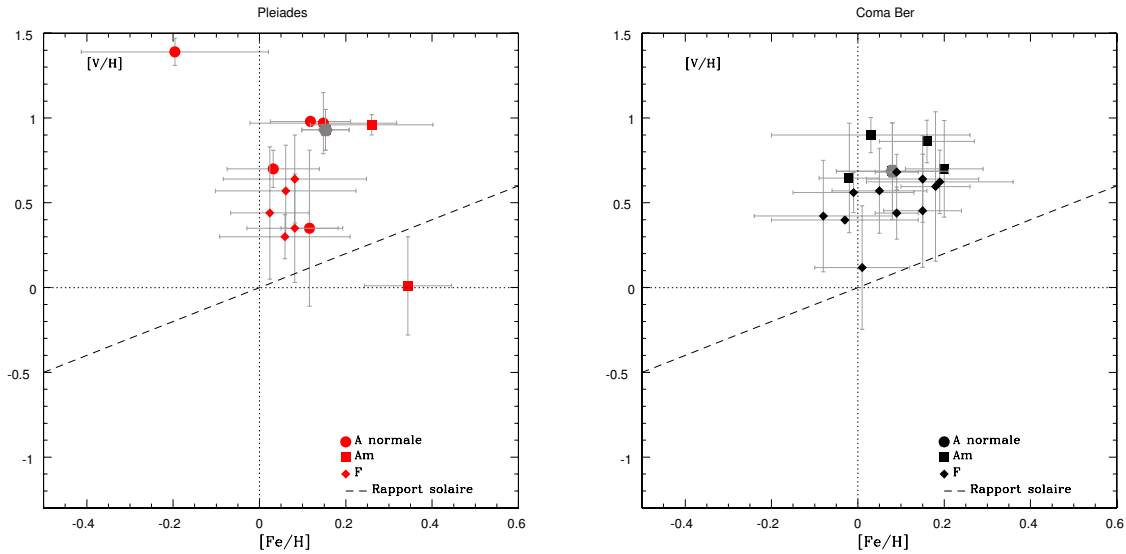


FIG. 6.34: Identique à la figure 6.27 pour le vanadium.

## 6.5.2 Le vanadium

J'ai utilisé 9 raies de vanadium une fois ionisé (VII) de qualité inconnue dans mes calculs de spectres synthétiques pour 16 étoiles F et 12 étoiles A. Les raies analysées sont extrêmement faibles dans la plupart des spectres observés. Dans les 2 amas, les étoiles F sont légèrement dispersées autour de leurs valeurs moyennes (+0.46 dex pour les Pléiades et +0.50 dex pour Coma Berenices). Les 12 étoiles A des Pléiades présentent de larges variations en  $[V/H]$  avec un écart maximal de 1.38 dex. A l'exception de l'étoile Am, HD23325, toutes les étoiles A manifestent une surabondance en vanadium. La valeur de  $[V/H]$  déterminée dans HD23325 est basée sur l'analyse d'une raie très faible à  $\lambda 4528.50\text{\AA}$ . Cette abondance est donc à prendre avec précaution. Il se peut que les surabondances trouvées soient dues à l'imprécision des forces d'oscillateurs : celles que j'ai adoptées ont en effet une incertitude supérieure à 50% (E). Les figures 6.12 et 6.19 montrent qu'aucune relation n'existe entre  $[V/H]$  et  $T_{\text{eff}}$  ni entre  $[V/H]$  et  $v_e \sin i$ .

La figure 6.34 présente l'abondance du vanadium en fonction de celle du fer. Aucune corrélation évidente n'apparaît entre ces deux éléments. Toutes les données des deux amas se positionnent en dessus de la droite représentant le rapport solaire  $[V/Fe]$ , à l'exception de HD23325. En utilisant des raies différentes de celles analysées dans le présent travail, Hill & Landstreet (1993) ont trouvé une corrélation ( $R=0.87$ ) entre  $[V/H]$  et  $[Fe/H]$ . De même, leur rapport  $[V/Fe]$  est largement supérieur au rapport solaire. Il faut toutefois noter que leur étude n'est basée que sur 6 étoiles, nombre assez faible pour une étude statistique.

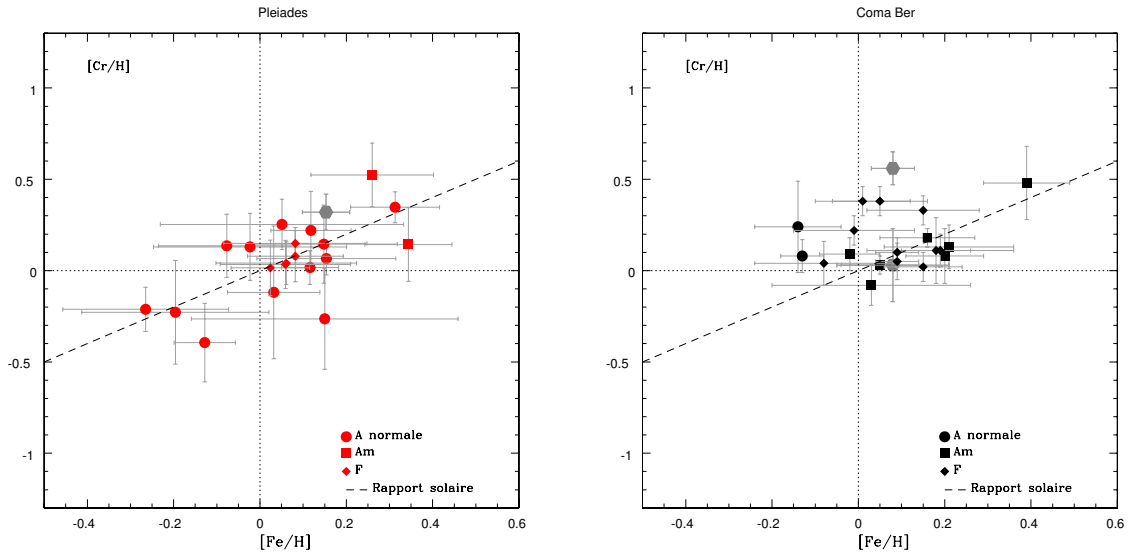


FIG. 6.35: Identique à la figure 6.27 pour le chrome.

### 6.5.3 Le chrome

Onze raies de qualité D ont été synthétisées pour le chrome une fois ionisé (CrII). Cet élément possède un comportement similaire à celui du titane au niveau des dispersions autour des valeurs moyennes. Les abondances moyennes déterminées dans les étoiles F sont  $\langle[\text{Cr}/\text{H}]\rangle = 0.06 \pm 0.05$  dex pour les Pléiades et  $\langle[\text{Cr}/\text{H}]\rangle = 0.17 \pm 0.13$  dex pour Coma Berenices. Le tableau 6.7 montre que pour l'amas des Pléiades, la dispersion de  $[\text{Cr}/\text{H}]$  pour les étoiles A est 5 fois plus élevée que celle des étoiles F. On note clairement les variations d'abondance d'une étoile A à l'autre dans cet amas, alors que ce n'est pas le cas de l'amas de Coma Berenices. Si l'on exclut l'étoile HD107655 (appartenance à l'amas incertaine), on retrouve un rapport de dispersion  $\sigma_A/\sigma_F$  presque égal à l'unité. Aucune variation d'abondance du chrome n'est évidente, d'une étoile à l'autre, dans le cas des étoiles de l'amas de Coma Berenices. Enfin l'abondance du chrome n'est pas corrélée avec les paramètres fondamentaux  $T_{\text{eff}}$  et  $v_e \sin i$  (figures 6.13 et 6.20).

La figure 6.35 montre l'abondance du chrome en fonction de celle du fer. Pour les Pléiades, la corrélation entre ces 2 éléments est faible : le coefficient de corrélation est de 0.65 pour les étoiles A (normales et CP). Dans l'amas de Coma Berenices, une corrélation apparaît entre  $[\text{Cr}/\text{H}]$  et  $[\text{Fe}/\text{H}]$  pour les étoiles Am. En effet, en ajoutant les 2 étoiles A normales (HD107966 et HD108382), le coefficient de corrélation passe de 0.85 (cas des étoiles Am seules) à 0.75. Dans cet amas, le rapport  $[\text{Cr}/\text{Fe}]$  est, en moyenne, légèrement sous-solaire dans le cas des étoiles Am. Pour les étoiles A de l'amas des Pléiades, les valeurs de  $[\text{Cr}/\text{Fe}]$  sont dispersées autour de la valeur solaire. Hill & Landstreet (1993) avaient déterminé l'abondance du chrome dans 6 étoiles A normales. Ils ont trouvé un coefficient de corrélation de 0.96 entre  $[\text{Cr}/\text{H}]$  et  $[\text{Fe}/\text{H}]$  avec un rapport  $[\text{Cr}/\text{Fe}]$  légèrement supérieur au rapport solaire.

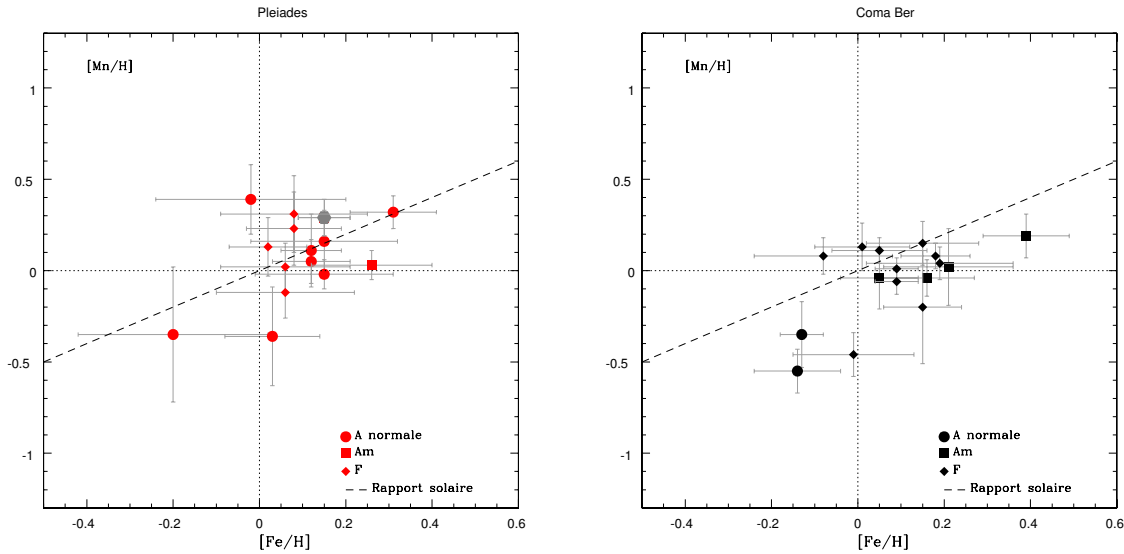


FIG. 6.36: Identique à la figure 6.27 pour le manganèse.

#### 6.5.4 Le manganèse

J'ai utilisé une vingtaine de raies du manganèse neutre (MnI) de qualité B et C+ dans le calcul des spectres synthétiques. Dans l'amas des Pléiades, les étoiles F présentent moins de dispersion en  $[Mn/H]$  que les étoiles A. Dans cet amas, la valeur moyenne de l'abondance de Mn dans les étoiles F est de  $0.12 \pm 0.15$  dex. L'écart entre les abondances de Mn dans les étoiles A atteint un maximum de 0.75 dex. Cet écart, largement supérieur aux barres d'erreur de  $[Mn/H]$  (de l'ordre de 0.20 dex) nous laisse penser que nous sommes en présence de réelles variations de  $[Mn/H]$  d'une étoile A à l'autre. On retrouve le même comportement dans l'amas de Coma Berenices. La valeur moyenne de  $[Mn/H]$  est presque solaire pour les étoiles F ( $[Mn/H] = -0.01 \pm 0.18$  dex). L'abondance du manganèse a été déterminée pour seulement 6 étoiles A (2 normales et 4 Am) dans Coma Berenices. Les 2 étoiles A normales sont fortement sous-abondantes en Mn (-0.35 dex pour HD107966 et -0.55 dex pour HD108382). De même, l'écart maximal entre les valeurs de  $[Mn/H]$  dans les étoiles A est de 0.74 dex. Etant donné le faible nombre d'étoiles A analysées dans cet amas, nous ne pouvons rien conclure quant aux variations de  $[Mn/H]$  d'une étoile A à l'autre. Les figures 6.13 et 6.20 montre que l'abondance du manganèse n'est pas corrélée avec la température effective ni avec la vitesse de rotation équatoriale.

La figure 6.36 montre l'abondance du manganèse en fonction de celle du fer pour les étoiles A et F membres des 2 amas. Une faible corrélation est détectée dans l'amas des Pléiades entre  $[Mn/H]$  et  $[Fe/H]$  ( $R=0.51$ ). A l'exception des deux étoiles A (HD23489 et HD22615), le rapport  $[Mn/Fe]$  est sous-solaire. Dans l'amas de Coma Berenices, la corrélation est plus évidente ( $R=0.94$ ). Pour les 6 étoiles A analysées dans Coma Berenices, la droite reliant les points symbolisant les étoiles dans le graphe 6.36 est parallèle et au-dessous de celle représentant le rapport solaire. Hill & Landstreet (1993) ont aussi déterminé l'abondance du manganèse dans leur échantillon de 6 étoiles A normales. Leurs résultats

confirment le fait qu'une corrélation existe entre Mn et Fe. Le coefficient de corrélation trouvé est de 0.84 et leurs valeurs de  $[\text{Mn}/\text{Fe}]$  sont, en majorité, supérieures au rapport solaire.

### 6.5.5 Le fer

Un des éléments clés dans l'étude de la composition chimique des étoiles A et F, le fer nous renseigne en première approximation sur la métallicité de ces objets. En effet, en déterminant l'abondance  $[\text{Fe}/\text{H}]$  dans les étoiles G et F tardives, étoiles dans lesquelles la diffusion microscopique n'est plus (ou peu) efficace, on a une première approximation de la moyenne de l'abondance initiale en fer de l'amas.

Vingt-sept raies du fer une fois ionisé (FeII) de qualité C à E ont été synthétisées. Dans l'amas des Pléiades, l'abondance moyenne du fer, déduite à partir des 5 étoiles F, est de  $0.06 \pm 0.02$  dex. Boesgaard & Friel (1990) avaient déterminé une valeur moyenne de  $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = -0.034 \pm 0.024$  dex dans l'amas des Pléiades. Leur échantillon comportait 12 étoiles F et G dont deux se trouvent également dans mon étude (HD23511 et HD23732). L'abondance du fer est largement plus dispersée dans les étoiles A que dans les étoiles F des Pléiades ( $\sigma_A/\sigma_F \sim 9$ ). Les dispersions et les écarts entre les abondances du fer dans les étoiles A sont supérieurs aux barres d'erreur de  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , qui sont de l'ordre de 0.10 dex. On peut ainsi conclure qu'il existe de larges variations en  $[\text{Fe}/\text{H}]$  d'une étoile A à l'autre.

Concernant l'amas de Coma Berenices, l'abondance moyenne déduite à partir de 11 étoiles F est de  $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = 0.07 \pm 0.09$  dex. Friel & Boesgaard (1992) avaient déterminé, à partir des raies de FeI, l'abondance du fer dans 14 étoiles F (dont 6 en commun avec mon étude, voir section 6.2.1 concernant les étoiles F). Elles ont trouvé une abondance moyenne de  $-0.052 \pm 0.026$  dex. Dans cet amas, on a  $\sigma_A/\sigma_F$  de l'ordre de 1.5 : les abondances en Fe des étoiles A sont autant dispersées autour de leur valeur moyenne que celles des étoiles F. Avec un écart maximal de 0.53 dex en  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , les étoiles A manifestent de faibles variations en abondance de Fe d'une étoile à l'autre. Pour les 2 amas étudiés, aucune corrélation n'a été trouvée entre l'abondance du fer et  $T_{\text{eff}}$  ou  $v_e \sin i$  (figures 6.13 et 6.20).

Des corrections hors-ETL ont été déterminées par Rentzsch-Holm (1996) pour des raies de FeI et FeII pour des étoiles dont la température effective est comprise entre 7000 K et 12000 K, la gravité de surface  $\log g$  entre 3.5 dex et 4.5 dex et la métallicité entre -0.5 et +1.0 dex. Quatre raies de FeII en commun avec la présente étude ont été analysées par Rentzsch-Holm (1996),  $\lambda 4472.92 \text{ \AA}$ ,  $\lambda 4491.40 \text{ \AA}$ ,  $\lambda 4576.33 \text{ \AA}$  et  $\lambda 4923.92 \text{ \AA}$ . La correction hors-ETL ( $\Delta \log \epsilon$ ) de  $[\text{FeII}/\text{H}]$  est plus petite que l'incertitude associée à l'abondance du fer et elle est indépendante de la largeur équivalente, de la longueur d'onde et du potentiel d'excitation (figure 2 de Rentzsch-Holm 1996).  $\Delta \log \epsilon$  devient non négligeable dans le cas des raies de FeI et possède un pic entre 9000 K et 10000 K.



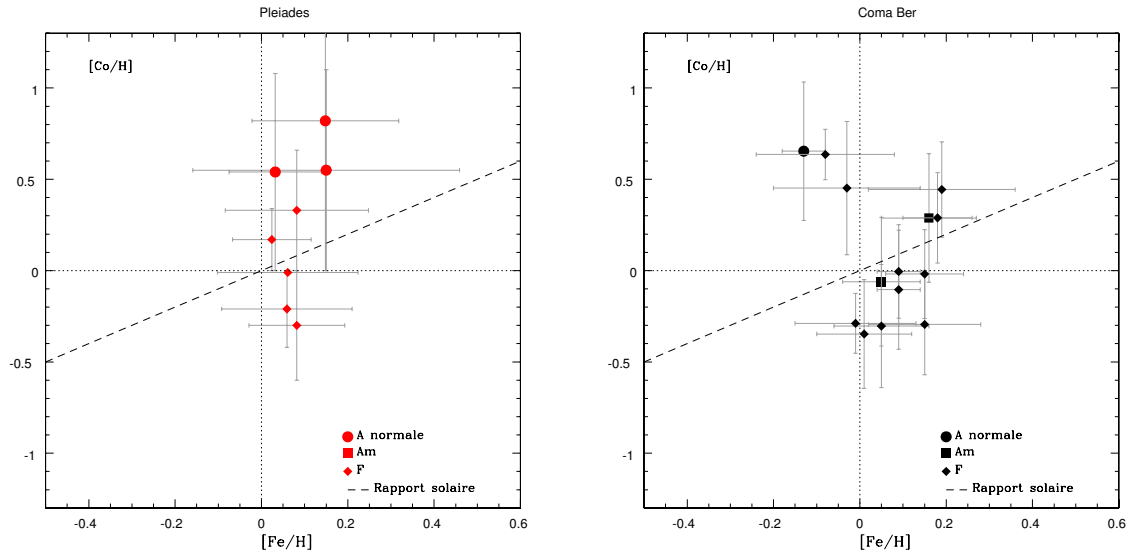


FIG. 6.37: Identique à la figure 6.27 pour le cobalt.

### 6.5.6 Le cobalt

L'abondance du cobalt a été déterminée dans toutes les étoiles F et seulement dans 6 étoiles A (3 dans les Pléiades et 3 dans Coma Berenices). Douze raies du cobalt neutre (CoI) ont été synthétisées. Nous ne possédons aucun renseignement sur la qualité de leurs forces d'oscillateurs. La plupart de ces raies sont faibles et mélangées à d'autres raies dont la qualité est parfois inconnue. De même, la rotation des étoiles A n'a pas favorisé l'analyse de cet élément. Il y a donc un manque de données concernant l'abondance du cobalt dans les étoiles A des Pléiades et de Coma Berenices. Ces abondances pourront ne pas être fiables dans les étoiles A où un faible nombre de raies a été traité. Dans les étoiles F, les abondances en Co sont affectées de larges barres d'erreur dues aux incertitudes sur  $gf$  supérieures à 50% (E). Les valeurs moyennes de  $[Co/H]$  sont  $-0.01 \pm 0.23$  dex pour les étoiles F des Pléiades et  $0.04 \pm 0.34$  dex pour les étoiles F de Coma Berenices.

On remarque que le cobalt est l'un des éléments les plus dispersés dans les étoiles F en terme d'abondance. Ceci provient sûrement du mélange des raies ("blend") (figure 6.14). Aucune corrélation n'a été détectée entre l'abondance de ce métal et les paramètres fondamentaux  $T_{\text{eff}}$  et  $v_e \sin i$  (figures 6.14 et 6.21). Vu le nombre restreint d'étoiles A analysées, aucune conclusion ne peut être tirée de la dispersion du cobalt dans ces étoiles. De même, aucune relation n'est vérifiée entre l'abondance de Co et celle du fer (figure 6.37). On peut juste constater que 5 des 6 étoiles A analysées possèdent un rapport  $[Co/Fe]$  supérieur au rapport solaire. Hill & Landstreet (1993) ont pu déterminer l'abondance du cobalt dans 2 étoiles A parmi les 6 de leur échantillon. Leurs rapports de  $[Co/Fe]$  étaient aussi supérieurs au rapport solaire. Notons que les résultats des surabondances du Co dans les étoiles A peuvent être dus à une surestimation des largeurs équivalentes des raies mélangées par plusieurs raies faibles de qualités inconnues.

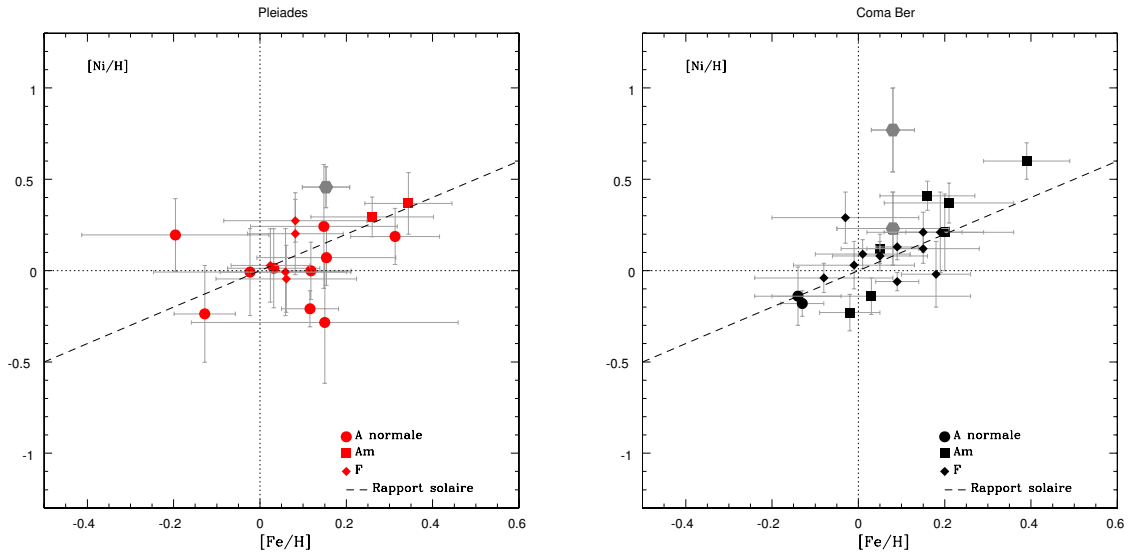


FIG. 6.38: Identique à la figure 6.27 pour le nickel.

### 6.5.7 Le nickel

J'ai utilisé 26 raies du nickel neutre (NiI) de qualité C+ à D dans notre étude pour la majorité des étoiles de notre échantillon. Dans un graphe représentant  $[\text{Ni}/\text{H}]$  en fonction de  $T_{\text{eff}}$ , cet élément possède un comportement semblable à celui du fer (pour les 2 amas) (figure 6.14). Dans l'amas des Pléiades, une moyenne de  $[\text{Ni}/\text{H}] = +0.09 \pm 0.12$  dex a été déterminée à partir des 5 étoiles F. La dispersion en  $[\text{Ni}/\text{H}]$  dans les étoiles A est supérieure à celle des étoiles F. La dispersion en  $[\text{Ni}/\text{H}]$  ( $\sigma_A \sim 0.22$  dex) et l'écart entre les abondances (jusqu'à 0.75 dex) sont largement supérieurs aux barres d'erreur ( $\sim 0.20$  dex). On peut en conclure qu'il y a des variations réelles de  $[\text{Ni}/\text{H}]$  entre les différentes étoiles A des Pléiades. Les 11 étoiles F de Coma Berenices sont bien regroupées autour de leur valeur moyenne ( $0.09 \pm 0.11$  dex), proche de la moyenne de l'amas des Pléiades. Dans Coma Berenices, les abondances des étoiles A sont plus dispersées que celles des étoiles F ( $\sigma_A/\sigma_F \sim 3$ ). L'écart entre les abondances du nickel atteint un maximum de 1.0 dex. De même, des variations en  $[\text{Ni}/\text{H}]$  sont visibles parmi les étoiles A. Comme pour le fer, aucune corrélation n'existe entre  $[\text{Ni}/\text{H}]$  et les paramètres fondamentaux  $T_{\text{eff}}$  et  $v_e \sin i$  (figures 6.14 et 6.21).

Dans l'amas des Pléiades, une faible corrélation est détectée entre  $[\text{Ni}/\text{H}]$  et  $[\text{Fe}/\text{H}]$  pour les étoiles A ( $R=0.43$ ) (figure 6.38). Cette corrélation est nettement plus évidente dans l'amas de Coma Berenices puisque la droite passant par les points représentant les étoiles A possède 0.92 comme coefficient de corrélation. Dans les 2 amas, les étoiles A sont réparties de part et d'autre de la droite représentant un rapport  $[\text{Ni}/\text{Fe}]$  solaire. Dans leur étude, Hill & Landstreet (1993) ont aussi trouvé une corrélation entre  $[\text{Ni}/\text{H}]$  et  $[\text{Fe}/\text{H}]$  pour 6 étoiles A normales ( $R=0.95$ ).

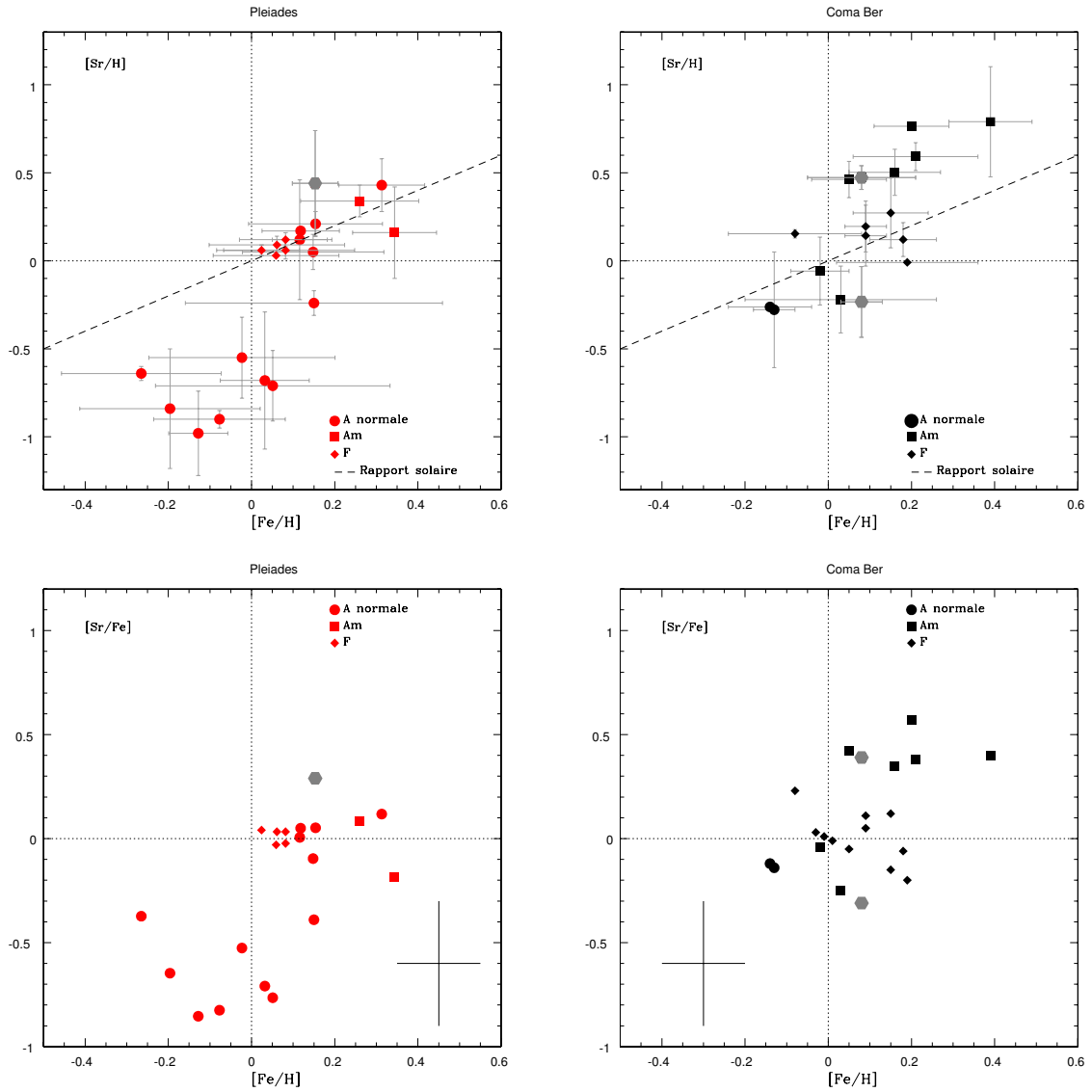
## 6.6 Eléments lourds

### 6.6.1 Le strontium

L'étude du strontium est basée sur 2 raies à  $\lambda 4077.71 \text{ \AA}$  et  $\lambda 4215.52 \text{ \AA}$ . La base de données atomiques NIST ne donne aucune précision sur leurs  $\log gf$ . Les erreurs dues aux valeurs de  $gf$  peuvent causer un déplacement en bloc des abondances par rapport à la valeur solaire, mais les dispersions de  $[\text{Sr}/\text{H}]$  en fonction de  $T_{\text{eff}}$  ou  $v_e \sin i$  ne seront pas affectées. Dans l'amas des Pléiades, les étoiles F présentent de faibles dispersions en  $[\text{Sr}/\text{H}]$  autour de la valeur moyenne ( $0.07 \pm 0.13 \text{ dex}$ ). L'abondance du strontium dans les étoiles A est considérablement dispersée autour de la valeur moyenne ( $\sigma_{\text{A}}/\sigma_{\text{F}} \sim 17$ ). Cet élément est parmi ceux qui connaissent les plus grandes variations d'abondance d'une étoile A à l'autre. L'écart maximal entre les abondances de Sr est en effet de 1.42 dex. Ce comportement se retrouve dans l'amas de Coma Berenices, où la moyenne déduite à partir de 6 étoiles F est de  $0.15 \pm 0.08 \text{ dex}$ . La figure 6.14 montre bien la dispersion de l'abondance du strontium en fonction de la température effective. Les étoiles Am sont, en grande partie, surabondantes en Sr tandis que les étoiles A normales se répartissent de part et d'autre de la droite solaire ( $[\text{Sr}/\text{H}] = 0$ ). La figure 6.21 montre que pour  $v_e \sin i > 100 \text{ km/s}$ , l'abondance du strontium chute rapidement d'une valeur comprise entre 0.5 et 1.0 dex. Ce comportement n'est pas repéré dans le cas des autres éléments. On ne peut donc pas confirmer la présence d'une anti-corrélation entre  $[\text{Sr}/\text{H}]$  et  $v_e \sin i$  à grande vitesse comme celle trouvée par Varenne & Monier (1999) pour plusieurs éléments (Na, Mg, Si, Ca, Fe, Ni et Ba) dans l'amas des Hyades. Une des explications de ce phénomène pourrait être la mauvaise localisation du continuum lors de la normalisation des spectres observés. En effet, à grande vitesse de rotation, la sélection des fenêtres de continuum (dans le cas des deux raies utilisées dans cette étude) est très délicate. Une sous-estimation de l'emplacement (ou de l'intensité) du continuum induit une largeur équivalente plus petite dans la raie du spectre normalisé, et cela entraîne une sous-abondance (par rapport à la valeur "exacte") de l'élément considéré. Ce comportement de l'abondance du strontium a déjà été détecté par Erspamer & North (2003) en utilisant une seule raie à  $\lambda 4215.519 \text{ \AA}$ .

Dans la figure 6.39, on trouve une corrélation entre l'abondance du strontium et celle du fer dans les étoiles A. En effet, dans l'amas des Pléiades, le coefficient de corrélation R est de 0.85, et il est de 0.90 dans celui de Coma Berenices. En traçant le rapport  $[\text{Sr}/\text{Fe}]$  en fonction de  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , on trouve aussi une corrélation mais beaucoup plus dispersée (graphes du bas de la figure 6.39). L'intérêt de ces figures est de montrer que l'abondance du strontium varie plus rapidement que celle du fer et que le rapport  $[\text{Sr}/\text{Fe}]$  n'est pas constant, mais dépend surtout de l'abondance du fer. Lemke (1990) avait déterminé l'abondance du strontium dans 16 étoiles A normales. Ses résultats montrent que l'abondance de cet élément varie d'une étoile à l'autre avec un écart maximal de 1.75 dex (*i.e* un facteur de  $\sim 50$ ). De même, ces résultats montrent qu'une corrélation existe entre le strontium et le fer comme celle qui a été trouvée dans le présent travail.

Peu d'études concernant les calculs hors-ETL ont été effectuées pour l'abondance du strontium dans les étoiles A. Lemke (1990) avait suggéré que des effets hors-ETL peuvent



**FIG. 6.39:** Identique à la figure 6.24 pour le strontium.

jouer un rôle important sur la formation des raies de cet élément à cause de la similarité de ses propriétés atomiques avec le baryum<sup>45</sup>. Des corrections hors-ETL du SrII ont été calculées pour des étoiles F et A en utilisant un modèle d'atome de Sr développé par Belyakova & Mashonkina (1997) et Belyakova et al. (1999). Ces corrections n'excèdent pas 0.10 dex, valeurs inférieures aux barres d'erreur associées à l'abondance du strontium dans les étoiles que nous considérons.

<sup>45</sup>Sr et Ba appartiennent au même groupe (groupe II des métaux alcalino-terreux) dans le tableau périodique des éléments.

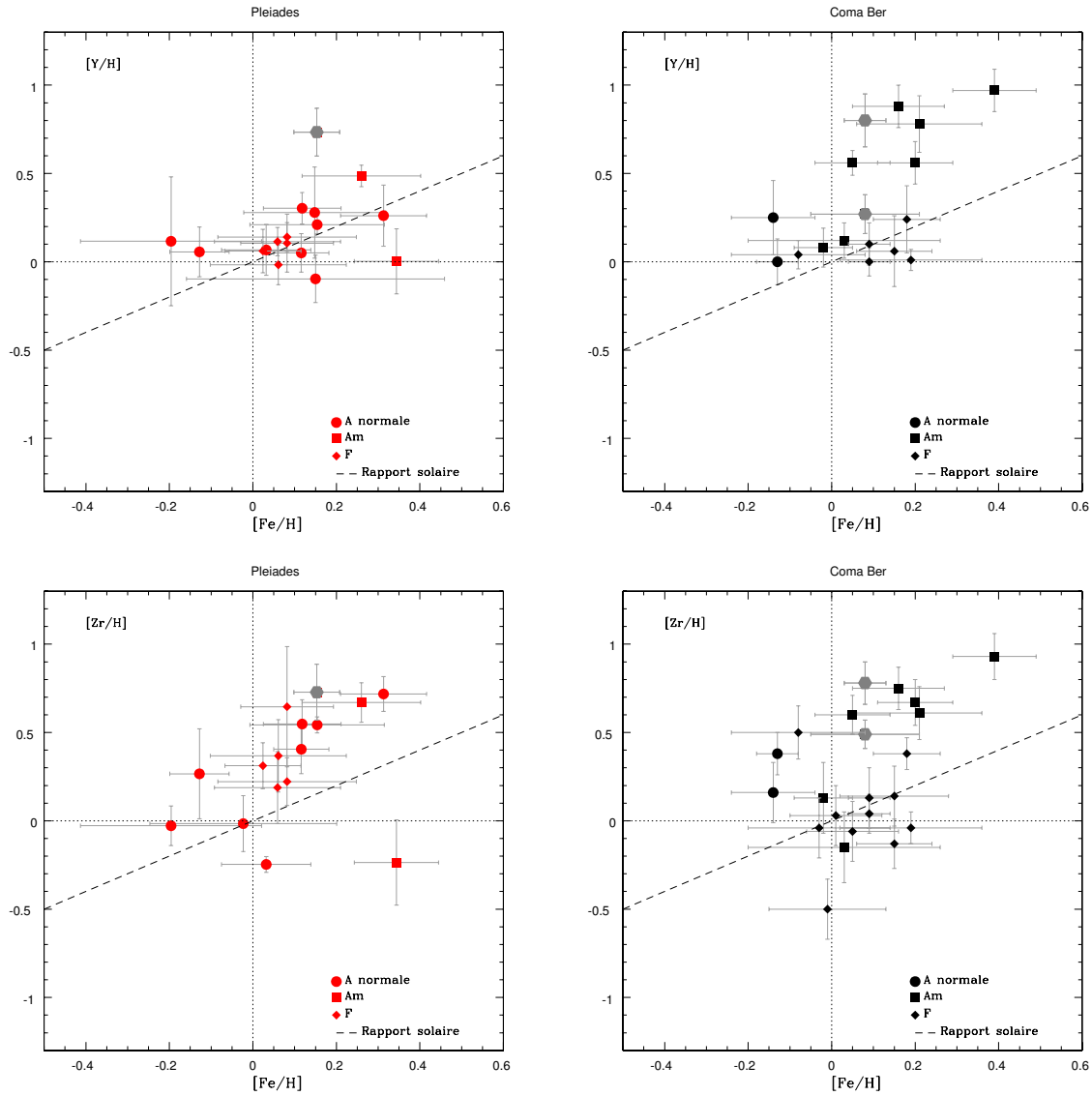
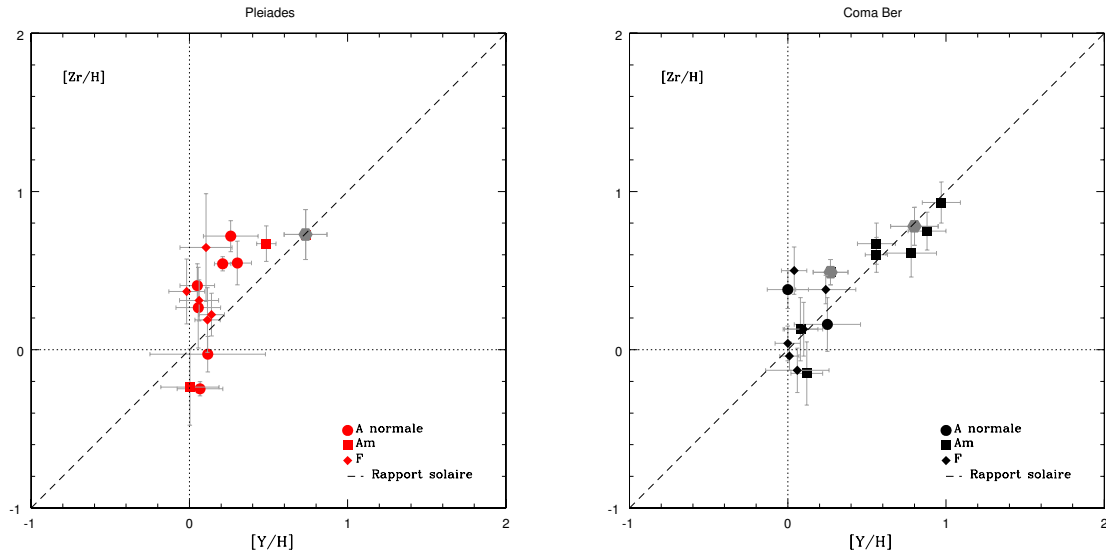


FIG. 6.40: Identique à la figure 6.27 pour l'yttrium (haut) et pour le zirconium (bas).

## 6.6.2 L'yttrium et le zirconium

L'yttrium et le zirconium ont tous deux un comportement similaire dans les étoiles analysées. 5 raies de l'yttrium une fois ionisé (YII) et 5 raies du zirconium une fois ionisé (ZrII) ont été synthétisées. La qualité des forces d'oscillateurs de ces raies est inconnue. Par conséquent j'ai affecté une précision de 50% (E) aux valeurs des  $gf$  de ces éléments. Dans les Pléiades, la moyenne de l'abondance de l'yttrium dans les étoiles F est de  $0.08 \pm 0.06$  dex. Les étoiles A présentent des variations en  $[Y/H]$  supérieures aux barres d'erreur ( $\sim 0.15-0.20$  dex). L'abondance moyenne du zirconium dans les étoiles F de cet amas est de  $0.35 \pm 0.16$  dex. Il existe de larges écarts dans les valeurs de  $[Zr/H]$  d'une étoile A à l'autre (écart maximal de 1.08 dex). On peut conclure qu'il existe, dans les étoiles A de l'amas des Pléiades, de grandes variations d'abondance en Y et Zr. De même, dans l'amas



**FIG. 6.41:** Abondance du zirconium en fonction de celle de l'yttrium pour les étoiles A (normales et CP) et F membres de l'amas des Pléiades (à gauche) et de Coma Berenices (à droite).

de Coma Berenices, on trouve des moyennes d'abondances déduites à partir des étoiles F de  $0.07 \pm 0.08$  dex pour l'yttrium et  $0.04 \pm 0.24$  dex pour le zirconium. Dans cet amas, ces deux éléments sont surabondants dans la plupart des étoiles A (normales et CP). Les dispersions des abondances dans les étoiles A sont aussi évidentes que celles trouvées dans l'amas des Pléiades. Les figures 6.15 et 6.22 montrent bien les dispersions en  $[Y/H]$  et  $[Zr/H]$  dans les étoiles A. De plus, elles ne révèlent aucune corrélation entre  $[X/H]$  et  $T_{\text{eff}}$  ni entre  $[X/H]$  et  $v_e \sin i$ .

La figure 6.40 montre les abondances de l'yttrium et du zirconium en fonction de celle du fer. Y et Zr se comportent de la même manière face au fer, et de faibles corrélations sont détectées dans les étoiles A des deux amas. Dans la figure 6.41, j'ai tracé l'abondance du zirconium en fonction de celle de l'yttrium. Une corrélation apparaît clairement entre ces deux éléments. Le coefficient de corrélation R est de 0.75 pour les étoiles A de l'amas des Pléiades et 0.86 pour celles de l'amas de Coma Berenices. Le rapport  $[Zr/Y]$  est proche du rapport solaire dans les deux cas. Ce résultat s'ajoute à celui de Hill & Landstreet (1993) obtenu à partir de l'analyse de 6 étoiles A normales. Ils ont trouvé de grandes variations en  $[Y/H]$  et  $[Zr/H]$  d'une étoile à l'autre. Leurs abondances de zirconium sont fortement corrélées à celles de l'yttrium avec un rapport  $[Zr/Y]$  solaire.

### 6.6.3 Le baryum

J'ai synthétisé 5 raies de qualité B pour le baryum ionisé une fois (BaII). Cet élément est surabondant dans la plupart des étoiles A normales, Am et F. La moyenne  $[Ba/H]$  déduite à partir des étoiles F est de  $0.76 \pm 0.06$  dex dans l'amas des Pléiades et de  $0.58 \pm 0.17$  dex dans celui de Coma Berenices. Dans les deux amas, les étoiles A présentent

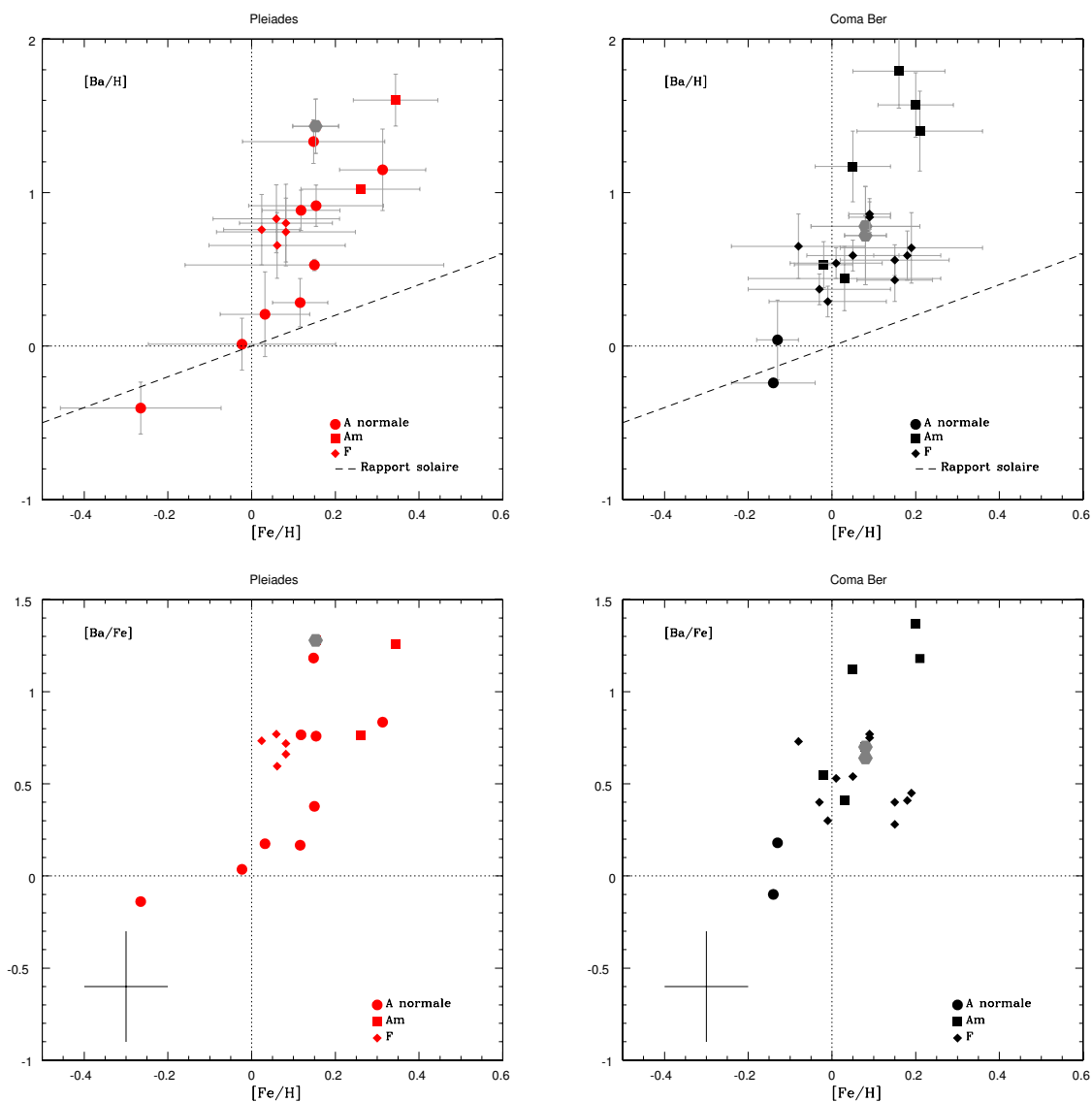
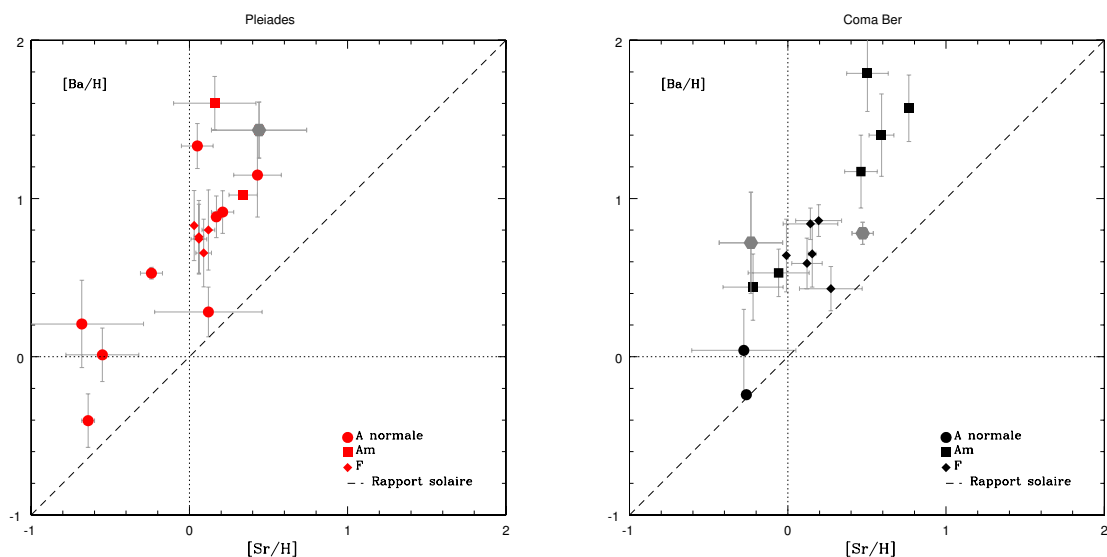


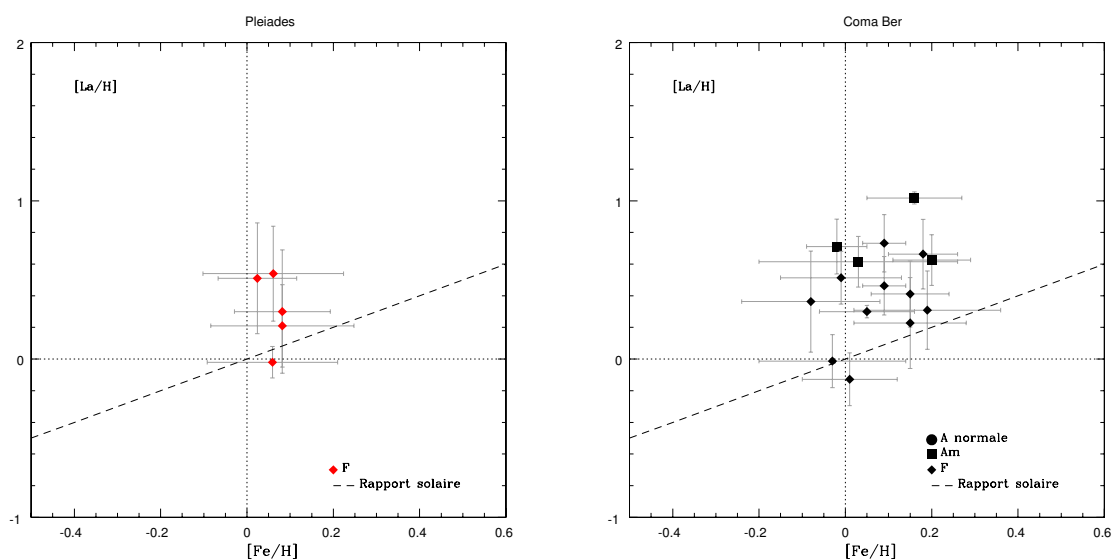
FIG. 6.42: Identique à la figure 6.24 pour le baryum.

des dispersions autour de la valeur moyenne nettement plus importantes que les étoiles F ( $\sigma_A/\sigma_F > 4$ , figure 6.15). Les écarts maximaux entre les différentes abondances du baryum sont supérieurs à 2 dex. Il est alors clair qu'il existe de larges variations en  $[Ba/H]$  d'une étoile A à l'autre. Dans les figures 6.15 et 6.22, on ne trouve aucune relation entre  $[Ba/H]$  et les paramètres fondamentaux  $T_{\text{eff}}$  et  $v_e \sin i$ .

La figure 6.42 représente l'abondance du baryum en fonction de celle du fer. Pour les étoiles A membres des deux amas on constate une corrélation entre ces éléments. Le coefficient de corrélation  $R$  est de 0.89 dans les Pléiades et  $R=0.94$  dans Coma Berenices. De même, la figure 6.42 (partie du bas) montre le rapport  $[Ba/Fe]$  en fonction de  $[Fe/H]$ . Comme pour le strontium, on remarque que l'abondance du baryum varie plus rapidement que celle du fer avec une corrélation entre  $[Ba/Fe]$  et  $[Fe/H]$ . La figure 6.43 représente



**FIG. 6.43:** Abondance du baryum en fonction de celle du strontium pour les étoiles A (normales et CP) et F membres de l'amas des Pléiades (à gauche) et de Coma Berenices (à droite).



**FIG. 6.44:** Identique à la figure 6.27 pour le lanthane.

l'abondance du baryum en fonction de celle du strontium. On trouve une corrélation entre  $[Ba/H]$  et  $[Sr/H]$  avec  $R=0.80$  pour les étoiles A des Pléiades et  $R=0.87$  pour celles de Coma Berenices.

Hill & Landstreet (1993) ont déterminé, à l'ETL, l'abondance du baryum dans 6 étoiles A normales. Les variations maximales de  $[Ba/H]$  atteignent 2.0 dex. Comme le montre leur figure 4.c, le baryum est parfaitement corrélé avec le fer ( $R=0.95$ ). Hill (1995) a poursuivi son analyse sur un échantillon de 15 étoiles A (14 A normales et une Am). La



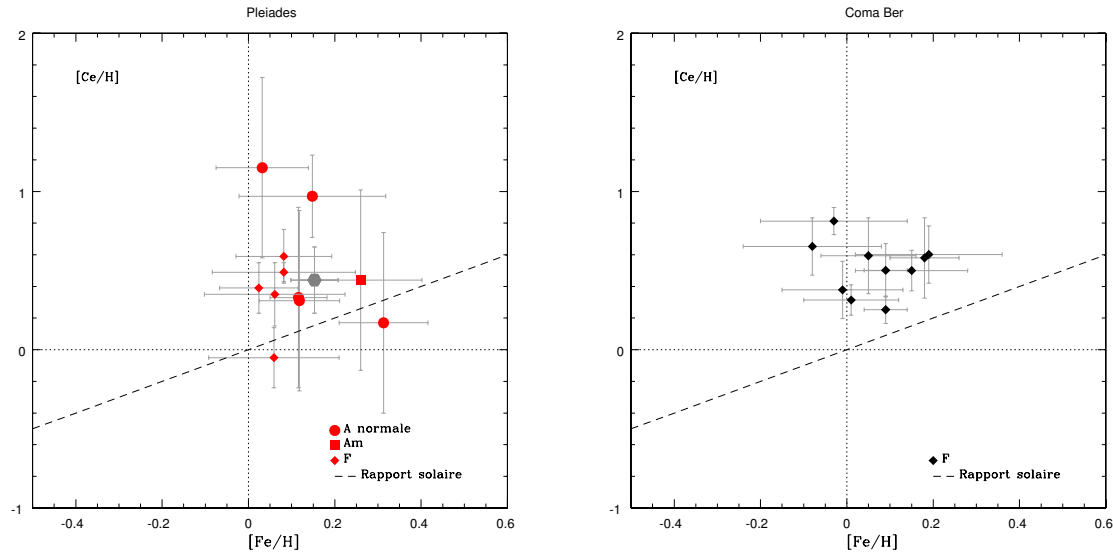


FIG. 6.45: Identique à la figure 6.27 pour le cérium.

conclusion est la même :  $[Ba/H]$  est corrélé avec  $[Fe/H]$  avec un rapport  $[Ba/Fe]$  largement supérieur au rapport solaire. Gigas (1988) est parmi les premiers à s'être intéressé aux calculs hors-ETL de l'abondance du baryum dans les étoiles A. Son étude sur Véga, basée sur 2 raies de résonance à  $\lambda 4554.03 \text{ \AA}$  et  $\lambda 4934.09 \text{ \AA}$  (raies utilisées dans le présent travail), montre que la correction  $\Delta \log \epsilon$  peut atteindre 0.30 dex pour une étoile A0 ( $T_{\text{eff}}=9500 \text{ K}$  et  $\log g=3.90 \text{ dex}$ ). Lemke (1990) a déterminé l'abondance du baryum (à l'ETL et hors-ETL) pour 16 étoiles A normales en utilisant les mêmes raies de résonance que Gigas (1988). La correction  $\Delta \log \epsilon$  est corrélée avec l'abondance du baryum. Pour les faibles valeurs de  $[Ba/H]$ , la correction atteint 0.30 dex et diminue (elle devient parfois négative) pour les abondances élevées. La figure 1.d de Lemke (1990) montre les abondances hors-ETL du baryum en fonction de celles du fer. On retrouve la corrélation entre ces deux éléments avec un rapport  $[Ba/Fe]$  largement supérieur au rapport solaire.

Il est impossible de prédire les corrections  $\Delta \log \epsilon$  qu'il faut appliquer aux 5 raies de BaII dans chacune des étoiles A des Pléiades et de Coma Berenices. Cependant, les écarts à l'ETL sont sûrement l'une des causes des larges surabondances de Ba. Il faut noter que l'inclusion de la structure hyperfine dans le calcul des abondances peut, dans le cas des raies intenses du baryum, diminuer l'abondance de l'ordre de 0.10 dex (Lemke 1990).

#### 6.6.4 Le lanthane, le cérium, le néodyme et l'euporium

Dans les spectres des étoiles F, les raies de LaII, CeII, NdII et EuII sont faibles et souvent mélangées à des raies d'autres éléments. Par contre, les abondances de ces 4 éléments n'ont été déterminées que dans quelques étoiles A. J'ai utilisé dans les calculs de spectres synthétiques 15 raies de lanthane, 7 de cérium, 4 de néodyme et 4 d'euporium. Aucune précision concernant les forces d'oscillateurs n'est disponible. Une incertitude de 50% (E)

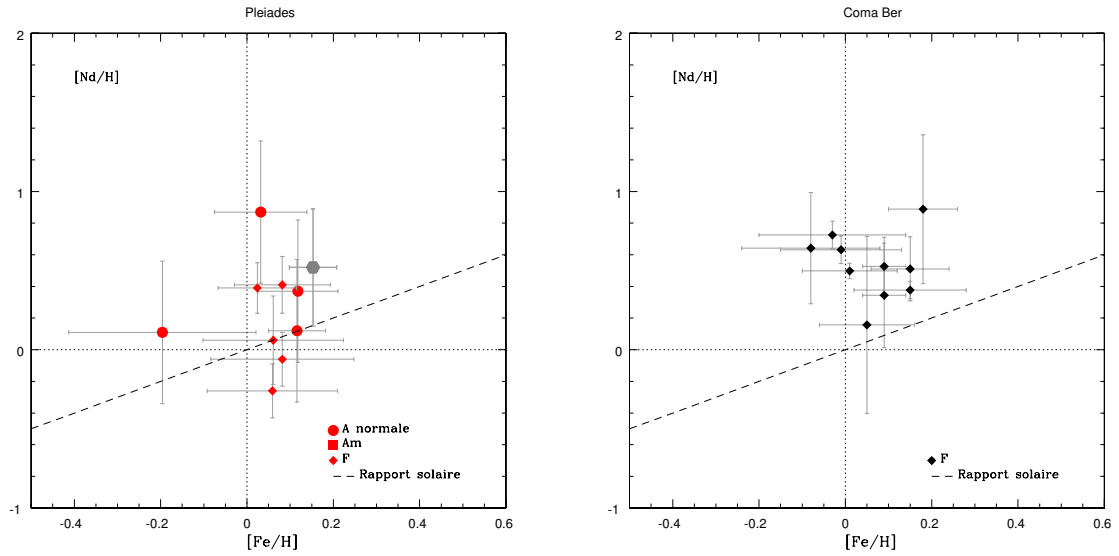


FIG. 6.46: Identique à la figure 6.27 pour le néodyme.

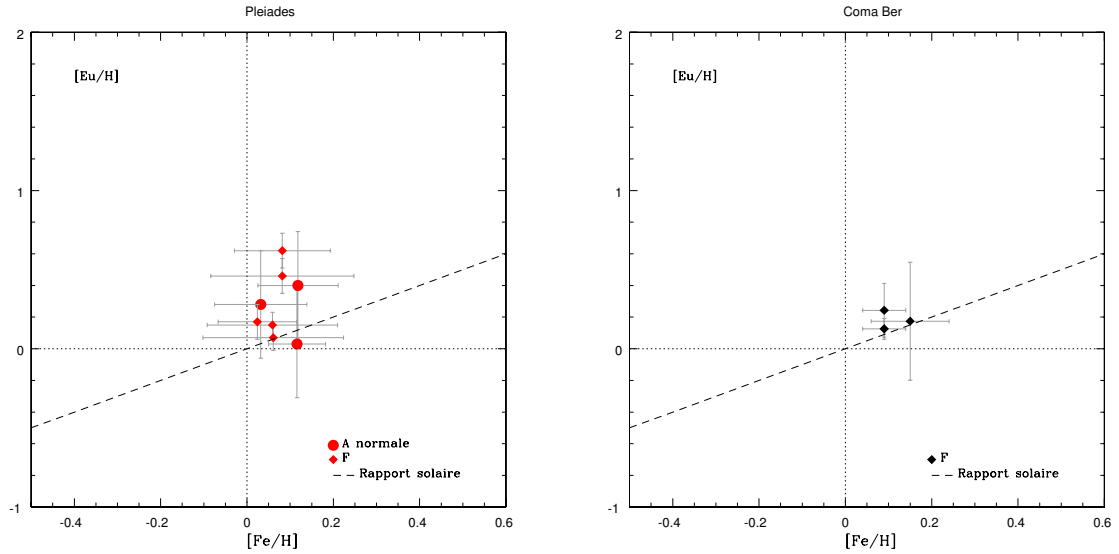


FIG. 6.47: Identique à la figure 6.27 pour l'euporium.

a été appliquée aux raies de ces 4 éléments. Les figures 6.16 et 6.23 représentent les abondances de La, Ce, Nd et Eu en fonction de  $T_{\text{eff}}$  et  $v_e \sin i$ . Dans l'amas des Pléiades, le lanthane n'a été détecté que dans les étoiles F avec une moyenne de  $\langle [\text{La}/\text{H}] \rangle = 0.31 \pm 0.21$  dex. L'abondance du cérium est déterminée dans 7 étoiles A et 5 étoiles F. L'euporium est détecté dans 3 étoiles A normales et dans les étoiles F. Les valeurs moyennes des abondances de Ce, Nd et Eu calculées à partir des étoiles F sont de  $0.36 \pm 0.22$  dex,  $0.11 \pm 0.26$  dex et  $0.29 \pm 0.21$  dex respectivement.

Dans l'amas de Coma Berenices, le lanthane est le seul élément détecté dans les étoiles

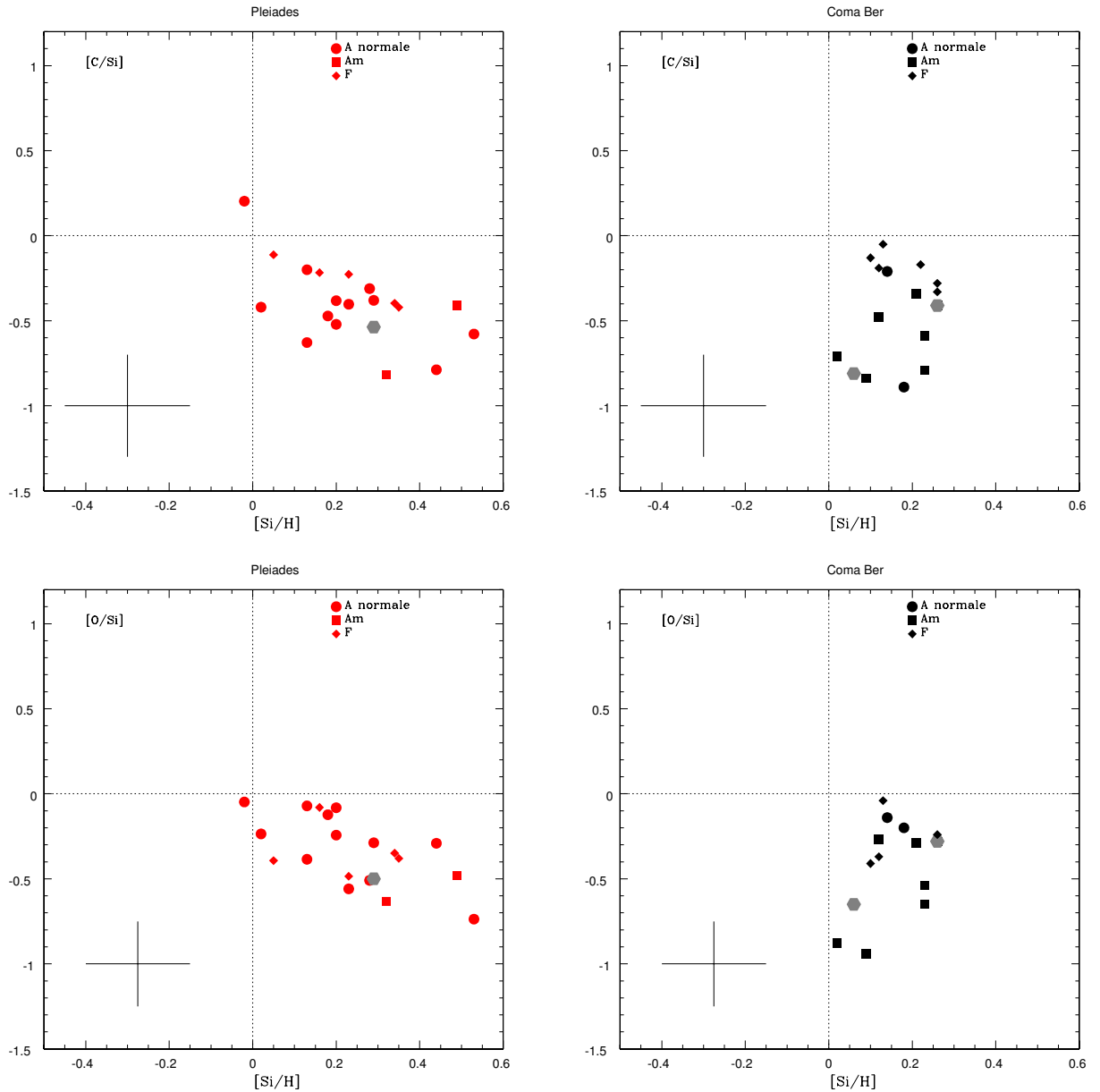
A. Quatre étoiles Am possèdent de larges surabondances en La ( $0.62 \text{ dex} < [\text{La}/\text{H}] < 1.02 \text{ dex}$ ). La moyenne de  $[\text{La}/\text{H}]$  déterminée à partir des 11 étoiles F de Coma Berenices est de  $0.35 \pm 0.25 \text{ dex}$ . Les abondances de Ce et Nd sont déterminées dans 10 étoiles F avec des moyennes de  $\langle [\text{Ce}/\text{H}] \rangle = 0.52 \pm 0.16 \text{ dex}$  et  $\langle [\text{Nd}/\text{H}] \rangle = 0.53 \pm 0.20 \text{ dex}$ . L'abondance de l'euporium n'est déterminée que dans 3 étoiles F avec une moyenne de  $0.18 \pm 0.05 \text{ dex}$ . Les figures 6.44 à 6.47 représentent les abondances  $[\text{X}/\text{H}]$  en fonction de celles du fer pour La, Ce, Nd et Eu. Aucune corrélation n'est détectable. On peut juste conclure de ces figures que dans la plupart des étoiles A et F, le rapport  $[\text{X}/\text{Fe}]$  est supérieur au rapport solaire.

On remarque que les barres d'erreur associées aux abondances de ces éléments sont grandes ( $\sigma > 0.20 \text{ dex}$ ). Le mélange des raies peut provoquer une augmentation des incertitudes. En effet, la plupart des raies de ces 4 éléments sont faibles et mélangées à d'autres raies, qui parfois, possèdent des paramètres atomiques incertains. Ainsi, l'accumulation de ces incertitudes s'ajoute à celles de la raie principale. Ces abondances ne sont donc qu'indicatives et ne présentent en aucun cas des résultats fiables.

## 6.7 Carbone-silicium : séparation gaz-poussière

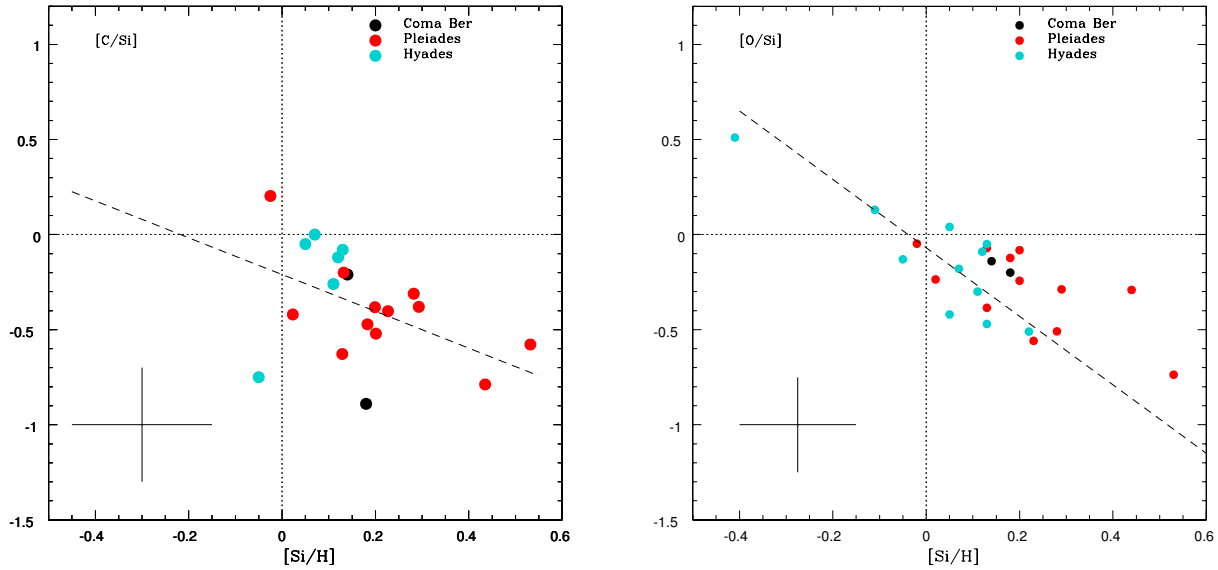
Holweger (1992) a proposé un scénario de séparation gaz-poussière (qui est en compétition avec la diffusion microscopique) afin d'expliquer les sous-abondances en carbone et oxygène dans les étoiles A. Le carbone, ayant une basse température de condensation ( $T_c \sim 80 \text{ K}$ ), peut rester dans la phase gazeuse quand le silicium est, lui, collé aux grains en phase solide. La variation du rapport gaz-poussière durant la formation de l'étoile ou dans une période d'accrétion plus récente, peut entraîner une modification du rapport du carbone au silicium. Ce phénomène peut être marqué pour les éléments légers C, N et O avec des éléments réfractaires comme le silicium et le fer. Ainsi, Holweger (1992) a trouvé une anti-corrélation entre  $[\text{C}/\text{Si}]$  et  $[\text{Si}/\text{H}]$  pour un échantillon de 17 étoiles A normales et une Am (*Sirius*). De même, Hill & Landstreet (1993) ont trouvé une anti-corrélation entre  $[\text{C}/\text{Si}]$  et  $[\text{Si}/\text{H}]$  pour 6 étoiles A normales. Ce phénomène a déjà été détecté pour le carbone et l'oxygène dans les  $\lambda$  Bootis, où une enveloppe circumstellaire de poussière entoure l'étoile (Paunzen et al. 1999; Solano et al. 2001).

La figure 6.48 représente les rapports  $[\text{C}/\text{Si}]$  (haut) et  $[\text{O}/\text{Si}]$  (bas) en fonction de l'abondance du silicium pour les étoiles A normales, Am et F membres des Pléiades et de Coma Berenices. Les anti-corrélations apparaissent nettement dans le cas de l'amas des Pléiades, où le nombre d'étoiles A normales est élevé. Dans l'amas de Coma Berenices, 3 étoiles A normales sont analysées dans notre travail, il est donc difficile d'en conclure qu'il existe des relations entre les abondances. La figure 6.49 montre le rapport  $[\text{C}/\text{Si}]$  (graphe de gauche) et  $[\text{O}/\text{Si}]$  (graphe de droite) pour les étoiles A normales des Pléiades (rouge), Coma Berenices (noir) et Hyades (bleu). Les abondances du carbone et du silicium de l'amas des Hyades sont celles de Varenne & Monier (1999). Ces auteurs ont déterminé les abondances de 11 éléments chimiques dans les étoiles A et F des Hyades en utilisant



**FIG. 6.48:** Haut :  $[C/Si]$  en fonction de  $[Si/H]$  pour les étoiles A (normales et CP) et F membres de l'amas des Pléiades (à gauche) et de Coma Berenices (à droite). Bas :  $[O/Si]$  en fonction de  $[Si/H]$  pour les étoiles A et F membres de l'amas des Pléiades (à gauche) et de Coma Berenices (à droite).

exactement la même technique que nous avons appliquée. La température effective et la gravité de surface sont déterminées à partir de la photométrie Strömgen. Les modèles d'atmosphère sont calculés à partir d'ATLAS9 et le programme de Takeda (1995) a été utilisé pour le calcul des spectres synthétiques. Ainsi, il est cohérent de comparer les résultats des Pléiades et de Coma Berenices à ceux des Hyades. En incluant cet amas, on retrouve une meilleure anti-corrélation entre  $[C/Si]$  et  $[Si/H]$  ( $R=-0.48$ ) et entre  $[O/Si]$  et



**FIG. 6.49:** Rapport  $[C/Si]$  en fonction de  $[Si/H]$  pour les étoiles A "normales" de Coma, des Pléiades et des Hyades (symboles bleus) (à gauche). Le graphe de droite correspond aux mêmes étoiles mais pour le rapport  $[O/Si]$ . Les abondances des étoiles des Hyades sont celles de Varenne & Monier (1999).

$[Si/H]$  ( $R=-0.86$ ).

Ce phénomène, qui apparemment ne concerne que les étoiles A normales, apparaît dans les étoiles où la diffusion microscopique est effacée. D'un autre côté, il est difficile de prédire simultanément le comportement des éléments légers si l'on considère la théorie de la diffusion et la séparation gaz-poussière. En effet, on remarque qu'en incluant les étoiles Am, les anti-corrélations entre  $[X/Si]$  et  $[Si/H]$  disparaissent pour C et O. Charbonneau (1991) a combiné l'hypothèse de l'accrétion avec celle de la diffusion microscopique pour des étoiles de type  $\lambda$  Bootis. Dans son étude, le seul paramètre libre est le taux d'accrétion. Ses calculs montrent qu'avec un taux d'accrétion de  $10^{-13} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ , on peut reproduire plusieurs anomalies observées dans ces étoiles. Le problème qui se pose au niveau de la modélisation du phénomène d'accrétion est l'identification de la matière accrétée et le taux d'accrétion choisi. Ainsi, il est facile de reproduire les observations en jouant sur le taux d'accrétion de chaque élément chimique. Ceci met bien en évidence la complexité de ce scénario. Les anti-corrélations montrent que d'autres processus de transport jouent un rôle dans les atmosphères de ces étoiles.

## 6.8 Conclusion sur les étoiles A et F des Pléiades

Pour les étoiles A,  $[C/Fe]$  et  $[O/Fe]$  sont anti-corrélés avec l'abondance du fer.  $[Si/H]$ ,  $[Ti/H]$  et  $[Cr/H]$  sont corrélés avec  $[Fe/H]$  avec des rapports  $[X/Fe]$ , pour ces 3 éléments,

proches des rapports solaires. Dans cet amas, l'anti-corrélation entre  $[X/Si]$  et  $[Si/H]$  pour C et O dans les étoiles A normales est nettement plus prononcée que dans l'amas de Coma Berenices. Concernant les éléments lourds, l'abondance du zirconium est corrélée avec celle de l'yttrium et l'abondance du baryum avec celle du strontium. La majorité des abondances des éléments lourds est corrélée avec celles du fer. Dans un graphe représentant les abondances  $[X/H]$  en fonction de  $T_{\text{eff}}$ , les étoiles A sont largement plus dispersées autour de la moyenne que les étoiles F, notamment pour C, Sc, Ti, Cr, Fe, Sr, Y, Zr et Ba (tableau 6.7 et figures 6.10 à 6.23). Aucune corrélation n'a été trouvée entre les abondances et les paramètres fondamentaux  $T_{\text{eff}}$  et  $v_e \sin i$ . Les sous-abondances en Sr détectées pour les étoiles dont  $v_e \sin i > 100 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$  sont probablement dues à une mauvaise normalisation des spectres observés.

La figure 6.8c montre que les abondances des éléments chimiques dans les 5 étoiles F sont peu dispersées autour de la valeur moyenne de  $[X/H]$  (tableau 6.7). Les valeurs moyennes trouvées sont légèrement surabondantes (la moyenne de l'abondance du fer est à  $\langle [Fe/H] \rangle = 0.06 \pm 0.02 \text{ dex}$ ), à l'exception de celles de Mg, V et Ba qui sont largement surabondantes.

Les 2 étoiles de l'amas des Pléiades HD22615 (dont l'appartenance à l'amas est incertaine) et HD23325 possèdent des schémas d'abondances typiques des étoiles Am<sup>46</sup> (figure 6.8b). HD23631, considérée comme étoile A normale, est sous-abondante en Ca et Sc (-0.19 dex et -0.92 dex respectivement) et surabondante en éléments du pic du fer et en éléments lourds. De plus, sa vitesse de rotation équatoriale est faible (7.5 km/s). On en conclut par conséquent que cette étoile est une Am. Dans les figures 6.10 à 6.47, HD23631 est représentée en tant qu'une étoile Am. Les abondances déterminées dans l'étoiles HD23387 sont en majorité sous-solaires. Mais cette étoile appartient à un système binaire et le spectre observé pourrait être affecté par le compagnon. Les abondances que j'ai déterminées sont donc à prendre avec précaution .

## 6.9 Conclusion sur les étoiles A et F de Coma Berenices

Il y a une grande ressemblance entre le comportement des éléments chimiques dans l'amas des Pléiades et celui que l'on observe dans Coma Berenices. Les abondances  $[X/H]$  des étoiles A sont amplement plus dispersées que celles des étoiles F, et ceci est en particulier vrai pour C, Na, Si, Sc, Ti, Ni, Sr, Y et Ba (tableau 6.7). Les figures 6.10 à 6.23 montrent bien ce comportement de dispersion. De même, aucune corrélation n'a été trouvée entre  $[X/H]$  et  $T_{\text{eff}}$  ni entre  $[X/H]$  et  $v_e \sin i$ . Les valeurs de  $[C/Fe]$  et  $[O/Fe]$  sont corrélées avec  $[Fe/H]$  pour les étoiles A. Le titane et le nickel sont corrélés avec le fer, les rapports  $[Ti/Fe]$  et  $[Ni/Fe]$  étant presque solaires. Les anti-corrélations de  $[C/Si]$  et  $[O/Si]$  avec  $[Si/H]$  ne sont pas vérifiées dans l'amas de Coma Berenices à cause du faible nombre d'étoiles A normales étudié. Concernant les éléments lourds, j'ai trouvé le même comportement que celui de l'amas des Pléiades. Pour les étoiles A, on retrouve les corrélations entre  $[Zr/H]$  et  $[Y/H]$  et entre  $[Ba/H]$  et  $[Sr/H]$ . Les abondances des éléments lourds

<sup>46</sup>Sous-abondances en Ca et/ou Sc et surabondance en éléments du pic du fer et éléments lourds.

Pléiades		Coma Berenices	
(anti-) corrélation	remarques	(anti-) corrélation	remarques
[C/Fe]-[Fe/H] (anti)	R=-0.54	[C/Fe]-[Fe/H](anti)	R=-0.80
[O/Fe]-[Fe/H] (anti)	R=-0.82	[O/Fe]-[Fe/H](anti)	R=-0.85
[Si/H]-[Fe/H]	[Si/Fe]~[Si/Fe] <sub>⊙</sub>	[Si/H]-[Fe/H]	[Si/Fe]~[Si/Fe] <sub>⊙</sub>
[Ti/H]-[Fe/H]	[Ti/Fe]~[Ti/Fe] <sub>⊙</sub>	[Ti/H]-[Fe/H]	[Ti/Fe]~[Ti/Fe] <sub>⊙</sub>
[Cr/H]-[Fe/H]	[Cr/Fe]~[Cr/Fe] <sub>⊙</sub>	[Cr/H]-[Fe/H]	[Cr/Fe]~[Cr/Fe] <sub>⊙</sub>
[Sr/H]-[Fe/H]	R=0.85	[Sr/H]-[Fe/H]	R=0.90
[Y/H]-[Fe/H]	[Y/Fe]≫[Y/Fe] <sub>⊙</sub>	[Y/H]-[Fe/H]	[Y/Fe]≫[Y/Fe] <sub>⊙</sub>
[Zr/H]-[Fe/H]	[Zr/Fe]≫[Zr/Fe] <sub>⊙</sub>	[Zr/H]-[Fe/H]	[Zr/Fe]≫[Zr/Fe] <sub>⊙</sub>
[Ba/H]-[Fe/H]	[Ba/Fe]≫[Ba/Fe] <sub>⊙</sub>	[Ba/H]-[Fe/H]	[Ba/Fe]≫[Ba/Fe] <sub>⊙</sub>
[Zr/H]-[Y/H]	[Zr/Y]~[Zr/Y] <sub>⊙</sub>	[Zr/H]-[Y/H]	[Zr/Y]~[Zr/Y] <sub>⊙</sub>
[Ba/H]-[Sr/H]	[Ba/Sr]>[Ba/Sr] <sub>⊙</sub>	[Ba/H]-[Sr/H]	[Ba/Sr]>[Ba/Sr] <sub>⊙</sub>
		[Ni/H]-[Fe/H]	[Ni/Fe]~[Ni/Fe] <sub>⊙</sub>

**TAB. 6.8:** Corrélations entre les différents éléments dans les étoiles A membres des deux amas des Pléiades et de Coma Berenices.

sont aussi corrélées avec celle du fer. Toutes les étoiles A sont déficitaires en C et O. Les étoiles Am sont en partie déficitaires en Ca et/ou Sc mais majoritairement surabondantes en éléments du pic du fer et en éléments lourds. Le tableau 6.7 montre que les abondances des étoiles F sont peu dispersées autour des valeurs moyennes. Les abondances des éléments chimiques dans les 11 étoiles F se répartissent de part et d'autre de la valeur solaire ( $[X/H]=0$ ) (figure 6.9c) à l'exception de Mg, Si, V et Ba qui sont surabondants. La valeur moyenne de l'abondance du fer déterminée à partir des étoiles F est  $\langle [Fe/H] \rangle = 0.07 \pm 0.09$  dex.

Les 2 étoiles A normales, HD107966 et HD108382, ont un schéma d'abondances identique (figure 6.9a). HD107655, dont l'appartenance à l'amas est incertaine, possède un schéma d'abondances d'une étoile A normale mais assez différent de celui des 2 autres étoiles. Huit étoiles Am ont été analysées. Le caractère Am n'a pas pu être vérifié pour HD107513, HD107276, HD109307 et HD106999 (figure 6.9b). L'appartenance de cette dernière à l'amas est douteuse.

Comme je l'ai déjà dit au début de ce chapitre, ces résultats s'ajoutent aux précédentes études de la composition chimiques des étoiles A du champ et membres d'amas ouverts ou d'associations. Les corrélations et anti-corrélations entre plusieurs éléments et le fer ressemblent à celles déjà trouvées par plusieurs auteurs : Hill & Landstreet (1993) pour le Mg, Si, Ti, Cr, Mn, Ni et Ba ; Lemke (1989) pour le Ti et Lemke (1990) pour le Si et Sr. Les dispersions élevées des abondances des éléments chimiques dans les étoiles A par rapport aux étoiles F ont déjà été remarquées par Holweger et al. (1986b) (étoiles du champ), Lemke (1989) (étoiles du champ), Lemke (1990) (étoiles du champ), Hill & Landstreet (1993) (étoiles du champ), Hill (1995) (étoiles du champ), Savanov (1996) (Coma Berenices), Rentsch-Holm (1997) (étoiles du champ), Varenne & Monier (1999) (Hyades), Monier & Richard (2004) (Coma Berenices) et Monier (2005) (Ursa Major).

Une récapitulation des relations entre les différents éléments se trouvent dans le tableau 6.8.

# Chapitre 7

## Confrontation entre observations et modèles évolutifs

### Sommaire

---

7.1	Intérêt de la comparaison entre les prédictions des modèles et les observations des étoiles d'amas ouverts . . . .	183
7.2	Comparaison avec les modèles de Turcotte et al. (1998) et de Richer et al. (2000) . . . . .	186
7.3	Comparaison avec de nouveaux modèles . . . . .	188
7.4	Sources des désaccords . . . . .	191

---

### 7.1 Intérêt de la comparaison entre les prédictions des modèles et les observations des étoiles d'amas ouverts

Une manière de contraindre la physique introduite dans les modèles théoriques, est de comparer les abondances de surface calculées à celles que l'on observe. La méthode consiste à ajuster les abondances théoriques aux observations en jouant sur différents paramètres. Le but est de valider ces modèles par l'étude d'étoiles d'amas d'âges différents (idéalement de même métallicité initiale) en suivant l'évolution de la composition chimique de l'étoile en question de 100 millions d'années (âge des Pléiades) à 450 millions d'années (âge de Coma Berenices). Il est alors nécessaire de trouver des étoiles dans les deux amas qui possèdent les mêmes paramètres fondamentaux ( $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$  et  $v_e \sin i$ ). Etant donné que la métallicité de l'amas des Pléiades est de -0.03 dex et celle de l'amas de Coma Berenices de -0.05 dex, plusieurs modèles ont été calculés pour des étoiles membres des deux amas (le choix de ces étoiles sera expliqué dans la section 7.3) en considérant une seule métallicité initiale fixe.

Dans la section 2.9, nous avons vu que deux principaux modèles auto-consistants ont été élaborés pour expliquer les anomalies d'abondances dans les étoiles AmFm : les mo-



dèles classiques de Watson (1971) et les modèles de Richer et al. (2000). Il faut rappeler que ces modèles sont calculés en incluant forces radiatives, opacités et diffusion pour tous les éléments chimiques déterminés à partir des tables d'opacités OPAL (Iglesias & Rogers 1996). Ces opacités et accélérations radiatives sont recalculées à chaque pas de temps afin d'inclure les effets des variations des abondances dues à la diffusion et à l'évolution nucléaire. Ce code calcule la composition chimique exacte dans chaque couche pour 28 espèces atomique. Nous allons à présent décrire brièvement les différences entre les "anciens" et les "nouveaux" modèles.

Dans le premier modèle (Watson 1971), la séparation se fait près de la surface de l'étoile, au-dessous de la zone convective d'hydrogène (HI). Par contre, les anomalies prédites sont parfois quelques ordres de grandeur au-delà de celles observées. Ceci implique qu'il existe au moins un processus hydrodynamique qui modère les effets de la diffusion atomique. Parmi ces processus figurent la circulation méridienne (Charbonneau & Michaud 1991; Zahn 2005), la turbulence (Vauclair et al. 1978a; Richer et al. 2000) et la perte de masse (Michaud et al. 1983; Michaud & Charland 1986; Schramm et al. 1990; Alecian 1996; LeBlanc & Alecian 2007).

Dans le deuxième modèle, Richer et al. (2000) ont proposé un scénario qui diffère du modèle classique : la séparation se fait plus profondément dans l'étoile, au-dessous de la zone convective du fer. En effet, dans les modèles purement diffusifs, les variations d'abondance dans l'enveloppe conduisent à la formation d'une zone convective de fer en dessous de celle de HeII, à une température de 200 000 K. De même, l'interaction entre les vitesses de diffusion de plusieurs espèces entraîne l'accumulation des éléments lourds autour du cœur convectif, causant ainsi une zone semi-convective (Richard et al. 2001). Les anomalies prédites par ces modèles sont largement plus élevées que celles observées. Richer et al. (2000) ont alors introduit de la turbulence pour réduire ces anomalies. L'origine de ce phénomène de turbulence reste toutefois inconnu. Schatzman (1969) avait proposé deux processus physiques de diffusion turbulente : perte de moment angulaire pendant l'évolution de l'étoile sur la SP et la circulation méridienne.

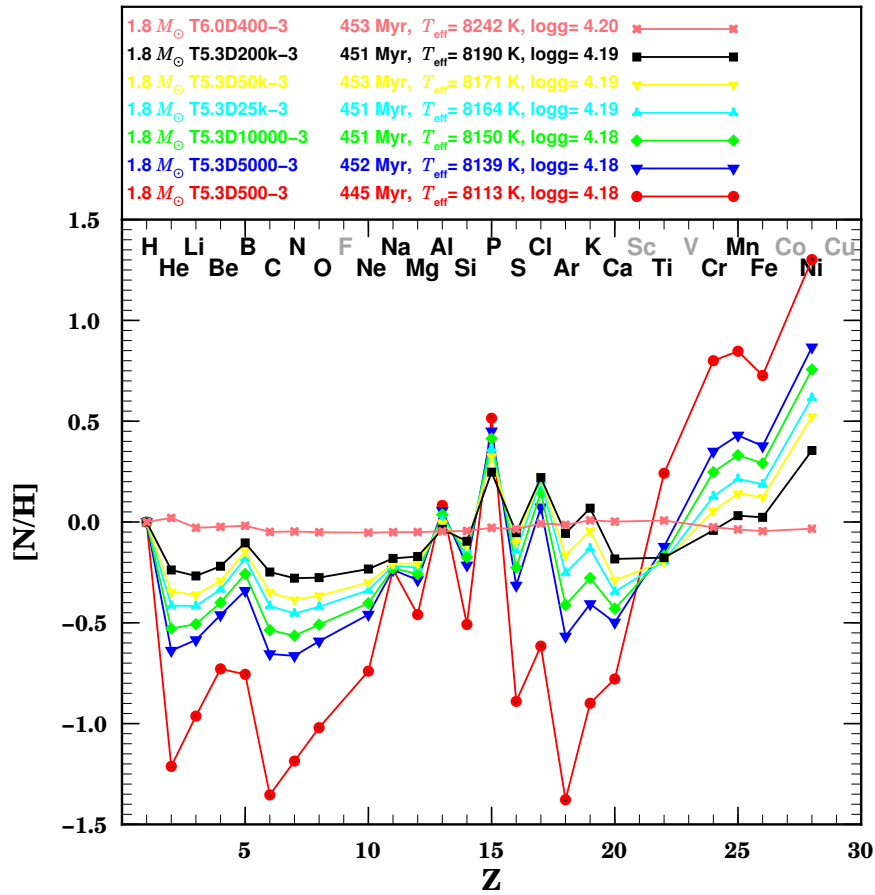
Dans la section 7.3, les nouveaux modèles calculés sont ceux de Richard et al. (2001). Ces modèles sont basés sur ceux de Richer et al. (2000), avec quelques corrections au niveau numérique pour obtenir une meilleure convergence dans les calculs. Le terme diffusif est ajouté à la vitesse de diffusion et a pour effet de réduire le gradient d'abondance. Pour une masse, un âge (donc  $T_{\text{eff}}$  et  $\log g$ ) et une métallicité initiale donnés, la nomenclature des modèles est la suivante :

$$TlD\omega - n$$

et le coefficient de diffusion turbulent est donné par la formule suivante :

$$D_{\text{T}} = \omega D(\text{He}) \left( \frac{\rho_0}{\rho} \right)^n \quad (7.1)$$

Dans la nomenclature  $TlD\omega - n$ ,  $l$  est le logarithme de la température dans la couche où le coefficient de turbulence  $D_{\text{T}}$  est égal à  $\omega$  fois le coefficient de diffusion de l'hélium



**FIG. 7.1:** Abondances de surfaces à 450 millions d'années calculées à partir d'un modèle à  $1.8 M_{\odot}$  et pour plusieurs coefficients de turbulence. La courbe T6.0D400-3 représente le modèle où le mélange a lieu plus en profondeur (modèles calculés par Olivier Richard).

$D(\text{He})$  dans cette couche et dépend de  $\rho^{-n}$ . Dans l'équation 7.1,  $\rho$  est la densité dans la couche considérée et  $\rho_0$  la densité dans la couche où  $\log T = l$ .

Ces modèles montrent que les anomalies d'abondances dépendent de la métallicité initiale incluse dans le code et de la profondeur de la zone mélangée par la turbulence. La figure 7.1 montre les abondances de surface calculées à partir de plusieurs modèles d'une étoile de masse  $1.8 M_{\odot}$  âgée de 450 millions d'années. Seul le coefficient de turbulence  $D_T$  change dans les 6 modèles commençant par "T5.3". Cette figure montre bien l'effet du mélange turbulent sur les anomalies d'abondances. En effet, plus le coefficient de turbulence est grand, plus les anomalies diminuent. Pour le modèle D500-3, le plus diffusif de cet exemple, les sous-abondances en carbone peuvent atteindre -1.3 dex. De même, la profondeur de la zone mélangée influe sur l'efficacité de la diffusion microscopique qui est à l'origine des anomalies d'abondances : plus le mélange turbulent est profond (par exemple à  $\log T=6.0$ ), moins les anomalies d'abondances sont marquées. Ceci se voit bien sur la courbe T6.0D400-3 où on utilise un faible coefficient de turbulence mais on mélange plus profondément, à  $\log T=6.0$ .

## 7.2 Comparaison avec les modèles de Turcotte et al. (1998) et de Richer et al. (2000)

Le calcul des modèles théoriques doit être fait pour une étoile donnée avec des paramètres fixés. Ainsi, comparer les résultats obtenus dans notre travail aux prédictions de travaux précédents revient à vérifier si les tendances générales sont les mêmes dans les modèles et dans les observations et si d'autres processus que la diffusion atomique se manifestent dans les atmosphères des étoiles.

### Etoiles F

Pour les étoiles F analysées dans cette thèse, les abondances de surfaces sont comparées aux prédictions des modèles de Turcotte et al. (1998a) (modèles de Montréal). Ces modèles sont calculés pour des étoiles de masse 1.1-1.5  $M_{\odot}$ , du stade pré-séquence principale jusqu'à épuisement de l'hydrogène central, en incluant les forces radiatives, les opacités et la diffusion pour 28 éléments chimiques, et en recalculant les opacités et les accélérations radiatives à chaque pas de temps tout au long de l'évolution de l'étoile. Ces modèles montrent que pour les étoiles plus massives que 1.3  $M_{\odot}$ , la diffusion atomique a un effet important sur les opacités. Dans ces étoiles, l'abondance du fer et d'autres éléments du pic du fer varie sensiblement en fonction du temps. Par rapport aux anciens modèles où seule la diffusion de l'hélium était prise en compte, l'accumulation du fer en dessous de la zone convective H-He augmente l'opacité à la base de cette zone et provoque une hausse de la température locale.

Pour les étoiles F des Pléiades plus chaudes que 6500 K, à  $\log(\text{âge})=8$ , les modèles prédisent des sous-abondances de surfaces en éléments légers (C, N et O). Ces comportements du carbone et de l'oxygène sont observés dans l'analyse des 5 étoiles F. Les sous-abondances prédites en Mg, Si et Ca ne sont pas confirmées dans notre analyse. Pour Cr, Fe et Ni, les faibles surabondances déterminées sont aussi reproduites par les modèles.

Concernant les étoiles F de Coma Berenices ( $\log(\text{âge})=8.65$ ), les sous-abondances en C et O prédites pour  $T_{\text{eff}} > 6500$  K ne sont pas observées dans l'échantillon de 11 étoiles. Les abondances déterminées sont plutôt solaire ( $\langle [C/H] \rangle = -0.01 \pm 0.06$  dex et  $\langle [O/H] \rangle = -0.11 \pm 0.18$  dex). Par contre les abondances solaires du sodium, prédites par ces modèles, pour les étoiles dont la température effective est comprise entre 5950 K et 6700 K, correspondent aux valeurs des observations. Pour les étoiles F de masses  $\sim 1.4 M_{\odot}$ , les sous-abondances en Mg et Si ne sont pas observées dans mon échantillon. D'un autre côté, les sous-abondances en calcium prédites à l'âge de Coma Berenices sont détectées dans 2 étoiles F5 (HD106103 et HD106691). Enfin, les fortes surabondances en Fe et Ni prédites par ces modèles, ne sont pas observées dans les étoiles F qui possèdent plutôt des abondances solaires.

Les modèles calculés pour les étoiles F ne sont donc pas en bon accord avec les observations. D'autres études portant sur d'autres amas et groupes cinématiques (Hyades,

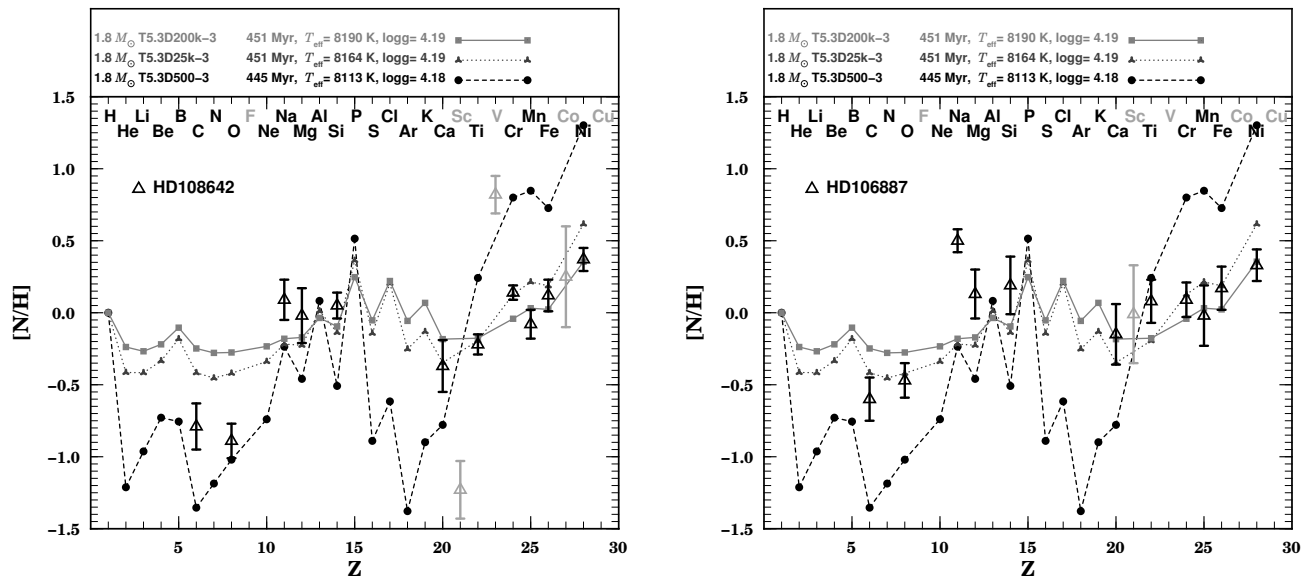
Ursa Major) montrent que d'autres processus hydrodynamiques sont probablement présents dans les atmosphères de ces étoiles et ont pour rôle de diminuer les effets de la diffusion microscopique puisque les sous- et surabondances prédites par les modèles (pour  $M > 1.3 M_{\odot}$ ) ne sont pas vérifiées par les observations (Garcia Lopez et al. 1993; Thorburn et al. 1993; Takeda et al. 1998; Varenne & Monier 1999). La nature de ces mécanismes (mélanges et/ou pertes de masse) reste à définir. Turcotte et al. (1998a) avait mentionné la possibilité d'introduire dans leurs modèles, à travers des paramètres libres, les effets des processus de mélange.

## Etoiles A

Les seuls modèles publiés pour les étoiles A (de masse comprise entre 1.45 et 3.0  $M_{\odot}$ ) sont ceux de Richer et al. (2000). Ces modèles, analogues à ceux de Turcotte et al. (1998a) pour les étoiles F, incluent en plus les effets d'un transport turbulent par l'ajout d'un terme de diffusion turbulente à l'expression de la vitesse de diffusion des éléments (section 7.1). Les calculs ont été faits avec différents coefficients de turbulence et ont été confrontés aux abondances de 6 étoiles Am. Les observations utilisées dans l'étude de Richer et al. (2000) sont celles de Burkhart & Coupry (1989, 1991, 1998); Lemke (1989, 1990); Hill & Landstreet (1993); Hill (1995); Hui-Bon-Hoa et al. (1997); Takeda & Sadakane (1997); Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998); Varenne & Monier (1999). L'étoile qui a le plus grand nombre d'abondances déterminées à partir des observations est *Sirius* : 16 éléments sont disponibles pour la comparaison avec les modèles. L'accord est bien établi pour la plupart des éléments, mais les grandes barres d'erreurs des observations rendent difficile la distinction entre les meilleurs modèles.

Pour l'amas des Pléiades, un faible nombre d'étoiles Am a été observé (2 Am et HD23631 qui en est probablement une également). La comparaison est faite entre les abondances déduites dans le présent travail et celles prédites par les modèles à 100 millions d'années et pour des masses de 2.0, 2.5 et 3.0  $M_{\odot}$  et avec différents coefficients turbulents (figures 10 et 11 de Richer et al. 2000). Ces abondances sont calculées par rapport à l'abondance initiale de l'amas ( $\log[X_{surface}(t)/X_{surface}(t=0)]$ ). Les sous-abondances en C, O et Ca observées sont bien reproduites par les modèles, ainsi que les surabondances en Cr, Mn, Fe et Ni (Gebran et al. 2008). Na et Mg sont surabondantes dans les 3 étoiles Am, contrairement aux prédictions des modèles. La figure 23 de Richer et al. (2000) représente des modèles à différentes masses et différents coefficients de turbulence pour l'étoile HD23631 qui, selon mon étude, est probablement une Am. Les abondances déduites dans mon analyse s'ajustent bien à la courbe à 2.2  $M_{\odot}$  et  $T_{\text{eff}}=9575$  K (la température déduite par la photométrie étant de 9613 K).

Les abondances des étoiles A de Coma Berenices sont comparées aux mêmes modèles de Richer et al. (2000) à 450 millions d'années. Les sous-abondances en C, O et Ca sont reproduites par les modèles, ainsi que les surabondances en Ti, Cr, Mn, Fe et Ni. Le sodium et le magnésium restent toujours surabondants contrairement aux prédictions des modèles. La corrélation entre Cr et Fe (voir section 6.5.3) est prédite par les modèles à



**FIG. 7.2:** Abondances de surface à 450 millions d’années calculées pour l’étoile A2m HD108642 (gauche) et A4m HD106887 (droite). Les symboles triangulaires représentent les observations affectées de leurs erreurs respectives et ceux qui sont en gris correspondent aux éléments qui ne sont pas introduits dans le calcul des modèles évolutifs (Gebran et al. 2008).

différents âges (Gebran et al. 2008).

### 7.3 Comparaison avec de nouveaux modèles

Basés sur ceux de Richard et al. (2001), de nouveaux modèles ont été calculés pour plusieurs étoiles des Pléiades et de Coma Berenices (Gebran & Monier 2008; Gebran et al. 2008). Etant donné qu’une grande partie des étoiles A de l’amas de Coma Berenices possède une faible vitesse de rotation équatoriale, contrairement au cas des étoiles A des Pléiades, j’ai décidé de modéliser en premier lieu une étoile Am de Coma Berenices. Le choix de HD106842 est basé sur la valeur de  $v_e \sin i$  de cette étoile qui est de 9.2 km/s. En effet, en modélisant une étoile à faible vitesse de rotation projetée, on peut supposer que les effets dus aux mélanges (par exemple la circulation méridienne) sont réduits par rapport à la diffusion microscopique. Il faut noter qu’une faible vitesse de rotation ne signifie pas un faible coefficient de turbulence, l’origine physique de ce dernier étant toujours inconnue.

La partie gauche de la figure 7.2 représente les abondances de surface à l’âge de l’amas de Coma Berenices ( $450 \cdot 10^6$  ans) d’une étoile de  $1.8 M_\odot$ . La seule différence entre les 3 modèles est la valeur du coefficient de turbulence. Selon ce coefficient, l’étoile évoluera différemment et, une fois âgée de 450 millions d’années, elle aura différentes températures effectives et gravités de surface. Il faut noter qu’aucun modèle n’est capable de reproduire le schéma d’abondances observé dans les étoiles A. Les abondances des éléments légers s’ajustent mieux aux modèles les plus diffusifs tandis que les éléments du pic du fer sont

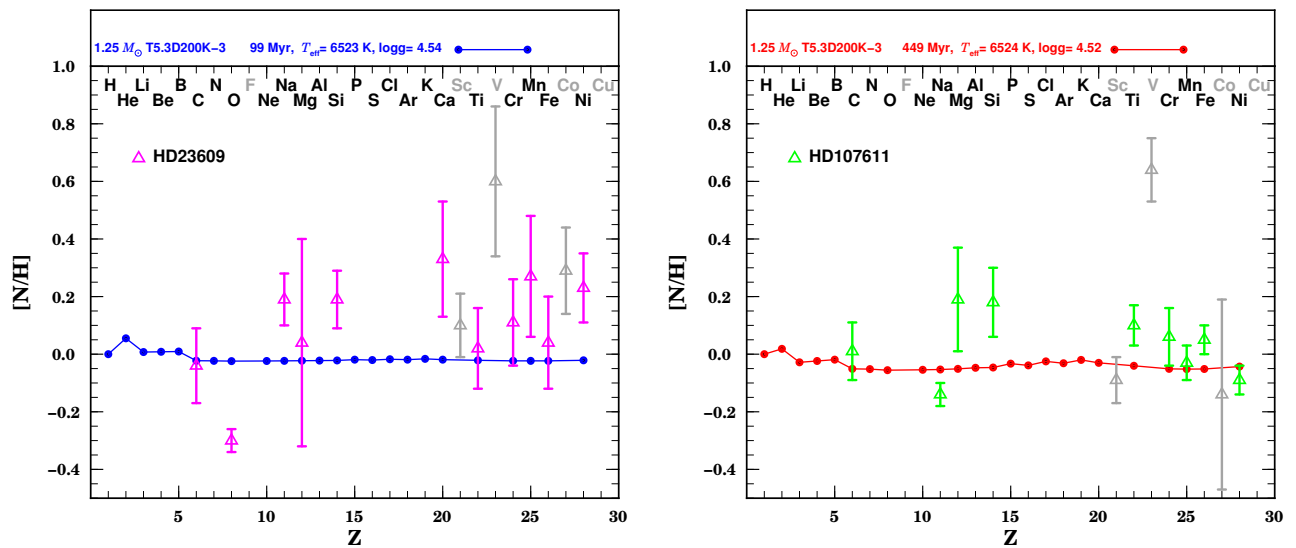
mieux reproduits par les modèles turbulents. Il a fallu choisir le modèle qui reproduit au mieux le plus grand nombre d'éléments chimiques. Après avoir effectué plusieurs tests, le modèle qui est le plus en accord avec les observations est celui dont le coefficient de turbulence est égal à  $200 \cdot 10^3$  fois le coefficient de diffusion de l'hélium à  $\log T=5.3$  dex. La température prédite par le modèle T5.3D200k-3 à l'âge de Coma est de 8190 K. Cette valeur est dans la limite des barres d'erreur des 8079 K déterminés par photométrie. L'accord est bon également pour la gravité de surface. Ces modèles sont aussi comparés aux abondances de l'étoile HD106887 (partie de droite de la figure 7.2) qui possède une  $T_{\text{eff}}$  de 8291 K et un  $\log g$  de 4.20 dex. Ces modèles sont calculés avec une métallicité initiale de -0.05 dex. On constate un bon accord entre les abondances de surface prédites par les modèles et celles déterminées à partir des observations pour Ca, Ti, Cr, Mn, Fe et Ni. C, O, Na, Mg et Si présentent des écarts aux valeurs prédites. Nous avons vu dans la section 6.4.4 que l'abondance déterminée à partir de la raie de MgII à  $\lambda 4481 \text{ \AA}$  aboutissait à des valeurs supérieures à celles des autres raies du magnésium (effet hors-ETL). Ainsi, en supprimant cette raie on a tendance à diminuer l'abondance moyenne de  $[\text{Mg}/\text{H}]$  de  $\sim 0.2$  dex, ce qui serait en bon accord avec le modèle T5.3D200k-3. De la même manière, l'abondance du sodium est surestimée dans ces étoiles (section 6.4.3) mais il est impossible de prévoir si les abondances corrigées vont s'ajuster au modèle ou pas.

Le modèle T5.3D200k-3 est probablement celui qui ajuste le mieux les abondances observées. Il faut noter que ces modèles sont sensibles à la métallicité initiale et à la profondeur mélangée par la turbulence. Ce test nous a motivé à refaire des calculs pour des étoiles des Pléiades évoluant jusqu'à atteindre l'âge de Coma Berenices. Le choix des étoiles n'est pas immédiat. Il faut en effet trouver les étoiles membres des deux amas qui correspondent aux critères suivants :

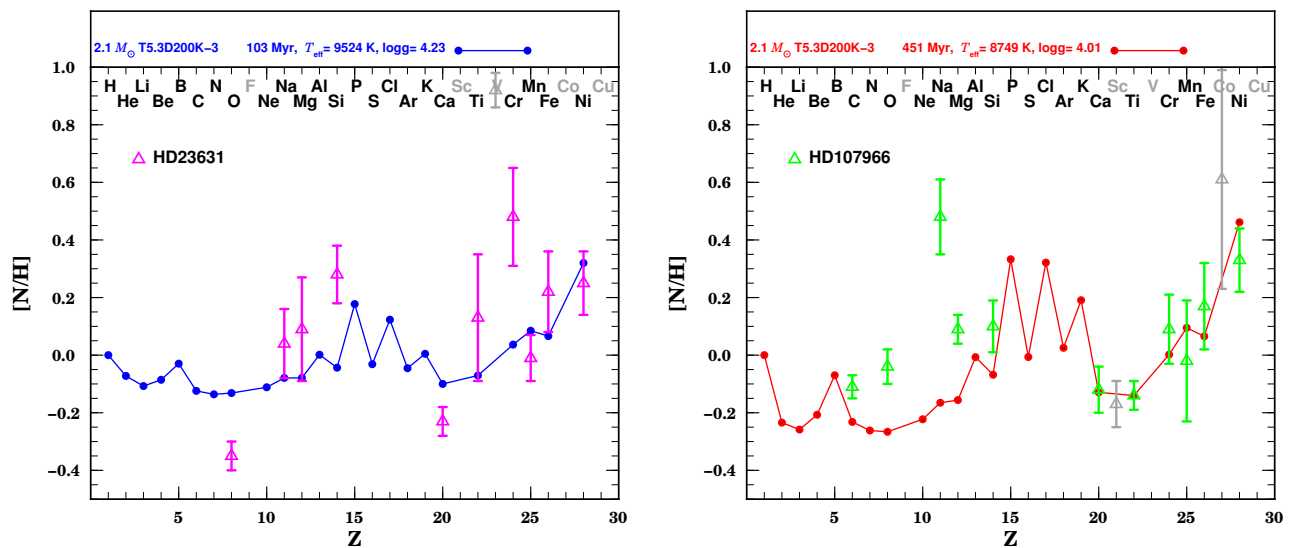
- 1- En se basant sur le modèle T5.3D200k-3, une étoile des Pléiades (à 100 millions d'années) doit correspondre à une étoile de Coma Berenices qui possède la température et la gravité prédites par le modèle à 450 millions d'années.
- 2- Les étoiles doivent posséder une faible vitesse de rotation afin de minimiser les effets de mélange qui ne sont pas pris en compte dans les modèles.
- 3- Les abondances de chaque élément déduites dans ces étoiles doivent être déterminées avec certitude et en incluant le plus grand nombre de raies possible.

En prenant en compte le critère numéro 1, une étoile de l'amas de Coma Berenices ne correspondait à aucune température possible à 100 millions d'années (l'âge des Pléiades). En effet, cette étoile A0V, HD107655, qui possède une température effective de 9675 K, ne peut pas avoir un âge de 450 millions d'années. Les étoiles les plus chaudes de Coma Berenices ont déjà quitté la Séquence Principale, donc aucune étoile A ne peut atteindre une température supérieure à 8900 K à l'âge de Coma avec les modèles D200k-3. Rappelons que HD107655 est l'une des étoiles dont l'appartenance à l'amas de Coma Berenices est incertaine.

Les étoiles qui satisfont le plus à ces 3 critères sont HD23609 (F8IV,  $T_{\text{eff}}=6492$  K,  $v_e \sin i=9.8$  km/s) de l'amas des Pléiades qui "évolue" vers HD107611 (F6V,  $T_{\text{eff}}=6491$  K,  $v_e \sin i=22$  km/s) dans Coma Berenices. La deuxième étoile est HD23631 (A2V,  $T_{\text{eff}}=9613$



**FIG. 7.3:** Abondances de surfaces à 100 millions d'années calculées pour l'étoile F8 HD23609 (gauche) et à 450 millions d'années pour l'étoile F6 HD107611 (droite). Les symboles triangulaires représentent les observations.



**FIG. 7.4:** Abondances de surface à 100 millions d'années calculées pour l'étoile A2V HD23631 (gauche) et à 450 millions d'années pour l'étoile A3V HD107966 (droite). Les symboles triangulaires représentent les observations.

K,  $v_e \sin i=7.5$  km/s) membre de l'amas des Pléiades, qui "évolue" pour devenir HD107966 (A3V,  $T_{\text{eff}}=8541$  K,  $v_e \sin i=51$  km/s) dans l'amas de Coma Berenices.

La métallicité de l'amas des Pléiades est  $-0.03$  dex<sup>47</sup> et celle de l'amas de Coma Berenices  $-0.05$  dex<sup>48</sup>. Ces valeurs n'étant pas trop différentes, on peut considérer que ces deux amas

<sup>47</sup>Boesgaard & Friel (1990).

<sup>48</sup>Friel & Boesgaard (1992).

ont presque la même métallicité initiale. En effet, les modèles évolutifs calculés avec  $-0.03$  dex ou  $-0.05$  dex de métallicité initiale pour les deux amas donnent les mêmes résultats. La figure 7.3 représente la comparaison entre les abondances déterminées pour HD23609 et celles prédites par le modèle T5.3D200K-3 pour une masse de  $1.25 M_{\odot}$ . Cette masse correspond à une température de 6523 K à  $10^8$  ans. A  $450 \cdot 10^6$  ans, la température effective n'a presque pas changé (l'étoile correspondante est HD107611). On remarque que la diffusion ne joue pas un rôle important pour cette masse (et pour les paramètres choisis pour ce modèle), et que les abondances prédites sont similaires aux abondances initiales de l'amas. Les abondances de C, Mg, Ti, Cr et Fe sont bien reproduites dans le cas de HD23609, les abondances des autres éléments étant peu dispersées autour de la courbe calculée. L'oxygène est fortement sous-abondant dans cette étoile. Dans le cas de HD107611, on a un bon accord entre les observations et la théorie pour le carbone et les éléments du pic du fer et pour le nickel. Les abondances du magnésium et du silicium sont largement au-dessus de la courbe calculée.

L'accord est mieux établi dans le cas des étoiles A. Des calculs pour des masses de  $2.1 M_{\odot}$  ont été effectués à 100 et 450 millions d'années. Ces calculs représentent les abondances de surface prédites pour les étoiles HD23631 et HD107966 (figure 7.4). La plupart des éléments du pic du fer ainsi que le nickel s'ajustent bien aux courbes calculées, notamment pour HD107966. Toutefois les abondances des éléments légers représentent des disparités avec les modèles. Sodium, magnésium et silicium sont toujours surabondants. En éliminant la raie du magnésium à  $\lambda 4481 \text{ \AA}$ , qui est toujours surestimée à cause des écarts à l'ETL (Przybilla et al. 2001a), l'abondance du magnésium diminue de  $\sim 0.20$  dex dans les deux cas et ses valeurs s'ajustent mieux aux deux courbes. Pour le sodium et le silicium, il est impossible de prédire si ces désaccords sont dus à des écarts à l'ETL ou à une insuffisance des données atomiques et/ou modèles. Plusieurs modèles (avec différents coefficients de turbulence) ont été calculés pour des étoiles A de différentes masses, et un désaccord existe toujours entre les abondances de C et O déterminées et celles calculées. Ces derniers éléments n'étant ajustables qu'aux modèles avec faible coefficient de diffusion turbulente (*ie.* modèles diffusifs).

## 7.4 Sources des désaccords

Si la diffusion radiative était le seul processus qui se manifeste dans la zone radiative de l'étoile, nous devrions nous attendre à une même composition chimique (de surface) pour deux étoiles de température effective et gravité de surface identiques. En effet, l'équation 2.6 montre que dans deux étoiles de même température effective, gravité et âge (ce qui est le cas des étoiles d'amas), les vitesses de diffusion microscopique associée à chaque élément doivent être identiques.

Les hétérogénéités trouvées entre les abondances d'un même élément dans des étoiles ayant des paramètres fondamentaux similaires et les différences entre les anomalies prédites et observées peuvent être expliquées par la présence d'autres processus hydrodynamiques qui modèrent les effets de la diffusion atomique. Parmi eux figurent la circulation méridienne (Charbonneau & Michaud 1991; Zahn 2005), la turbulence (Vauclair et al. 1978a)



et la perte de masse (Michaud et al. 1983; Michaud & Charland 1986; Schramm et al. 1990; Alecian 1996; LeBlanc & Alecian 2007). En effet, dans l'article de Zahn (2005), on retrouve un résumé de tous les mécanismes pouvant mélanger la zone radiative et qui sont dus à la rotation (circulation méridienne, rotation différentielle, ondes de gravité, ...). Ces processus vont donc s'opposer à la diffusion microscopique et ainsi réduire les anomalies observées dans les étoiles A.

Concernant la perte de masse, Michaud et al. (1983) ont étudié la diffusion de l'hélium en présence de la circulation méridienne ainsi qu'en présence de la perte de masse. Dans leurs calculs, la perte de masse introduite est homogène et négligeable devant la masse totale de l'étoile; elle n'a donc aucun effet sur la structure de l'étoile. En ce qui concerne l'hélium, une perte de masse de  $10^{-13} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$  ne fait pas disparaître la zone convective HeII et ne fera donc pas apparaître le phénomène Am. En absence de la perte de masse, les calculs prédisent de grandes surabondances pour les éléments tel que Mn, Sr, Ba, Eu et Hg (de l'ordre d'un facteur  $10^3$  à  $10^4$ ). L'ajout de la perte de masse fait disparaître ces larges surabondances<sup>49</sup>. La perte de masse n'a pas un effet important sur la sous-abondance du calcium. Afin de réduire les larges sous-abondances en Ca, l'ajout de la turbulence dans les calculs est nécessaire (Vauclair et al. 1978a).

Michaud & Charland (1986) ont analysé les effets de la séparation microscopique en présence de la perte de masse (taux compris entre  $10^{-15} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$  et  $10^{-12} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$ ) dans le but d'expliquer les sous-abondances des éléments lourds dans les  $\lambda$  Bootis. Afin de reproduire les observations des  $\lambda$  Bootis, une perte de masse de  $10^{-13} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$  est nécessaire. D'un autre côté, une perte de masse de l'ordre de  $10^{-15} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$  est suffisante pour reproduire les observations des étoiles Am-Fm. Les larges taux de perte de masse dans les étoiles  $\lambda$  Bootis sont probablement dus aux larges vitesses de rotation équatoriale de ces étoiles ( $\langle v_e \sin i \rangle \sim 130$  km/s). Turbulence et circulation méridienne ne sont pas traitées dans le cadre de ce calcul. Leur inclusion pourrait changer les résultats (pour plus de détails voir Charbonneau 1993).

Alecian (1996) a analysé le comportement du calcium dans les étoiles Am-Fm en considérant la diffusion dépendante du temps en présence de la perte de masse. Ces modèles sont basés sur ceux de Watson (1971) (séparation en dessous de la zone convective de l'hydrogène). Il a montré que si les étoiles A et F membres d'amas ouverts jeunes sont surabondantes en calcium, ceci implique que ces dernières possèdent un taux de perte de masse de l'ordre de  $10^{-14} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$ . Ceci est vrai pour des valeurs spécifiques de l'épaisseur de la zone mélangée (en dessous de la zone convective de l'hydrogène). Il faut noter que la perte de masse (selon le taux de perte) a comme effet de réduire les anomalies d'abondances (Michaud & Charland 1986).

Récemment, LeBlanc & Alecian (2007) ont montré que dans le cas des modèles où la séparation se fait en dessous de la zone convective du fer, le mélange devrait se faire plus profondément que ce que les études précédentes avaient suggéré. En effet, en se basant sur de nouvelles valeurs d'accélération radiatives pour le scandium, le mélange doit se faire à partir d'une couche où  $\log T=5.7$  (à la place de  $\log T=5.3$ ) afin de reproduire si-

---

<sup>49</sup>Une perte de masse de l'ordre de  $10^{-15} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$  réduit les surabondances à un facteur inférieur à 80.

multanément les sous-abondances en Ca et Sc (aucune perte de masse n'a été introduite dans ce calcul). Dans le cas du modèle où la séparation se produit en dessous de la zone convective de l'hydrogène, l'abondance de surface en Ca et Sc dépend du taux de perte de masse et de la longueur de mélange (de la convection).

D'un autre côté, les différences entre les observations et les modèles peuvent apparaître à cause des insuffisances des techniques de déterminations des abondances. En effet, on a vu dans la section 5.8 que plusieurs sources d'incertitudes peuvent affecter considérablement les abondances déduites ( $T_{eff}$ ,  $\log g$ ,  $\xi_t$ ,  $v_e \sin i$  et  $\log gf$ ). Ces 5 sources interviennent dans le résultat final par le calcul des barres d'erreur. A ces sources il faut ajouter les effets hors-ETL et les champs de vitesses qui ne sont pas prises en compte dans les calculs des profils de raies et qui, selon les paramètres de la transitions considérée et de l'étoile, peuvent changer la valeur de l'abondance de l'élément.

Dans la partie II du chapitre 6, on a vu que les corrections dues aux effets hors-ETL dépendent de la température, gravité et métallicité de l'étoile ainsi que de la transition de l'élément considéré. Une question qui peut se poser est "est-ce que les dispersions entre les abondances d'un même élément d'une étoile à l'autre vont subsister si un calcul propre hors-ETL est effectué?" Il est impossible de répondre à cette question sans avoir fait des calculs exacts d'abondance hors-ETL. En effet, les abondances exposées dans cette thèse sont déterminées à partir d'une moyenne de plusieurs raies, dont chacune réagit différemment aux effets hors-ETL. Il y a des raies plus ou moins sensibles à ces effets. La grande majorité des raies étudiées sont faibles et les niveaux d'excitation considérés sont les plus dominants. Un exemple est le FeII pour lequel on peut supposer que les effets hors-ETL ne vont pas affecter les dispersions en [Fe/H] d'une étoile à l'autre (Rentzsch-Holm 1996). De même si on considère le carbone neutre, les corrections qualitatives effectuées dans la section 6.4 et basées sur le travail de Rentzsch-Holm (1996) montrent que l'anti-corrélation entre [C/Fe] et [Fe/H] n'est pas affectée. Ainsi, la dispersion remarquée entre [C/H] et  $T_{eff}$  ne sera pas gravement affectée par ces corrections, de même pour les autres éléments tel que O, Na, Mg, Si, . . . Ces exemples qualitatifs montrent que les variations d'abondances d'étoile à étoile existent réellement au sein du même amas. Afin de vérifier les dispersions en présence des effets hors-ETL, il est souhaitable de déterminer l'abondance d'un élément en se basant sur une seule raie ayant les paramètres atomiques les plus précis et en effectuant le calcul en hors-ETL pour toutes les étoiles de notre échantillon.

Un phénomène qui n'est pas pris en considération dans l'étude ci présente, est la granulation (champs de vitesse dans les atmosphères des étoiles A). Les atmosphères des étoiles A de température effective comprises entre 7500 K et 8000 K sont généralement considérées en équilibre radiatif. Landstreet (1998) a montré que dans les étoiles A de température effective  $\sim 8000$  K, les raies fortes possèdent un profil assymétrique avec des bissecteurs<sup>50</sup> décalés vers la partie bleu de la raie. Ce genre d'assymétrie détectée dans les observations à haute résolution d'étoile A à faible  $v_e \sin i$  est la signature d'une variation

---

<sup>50</sup>Le bissecteur d'une raie est construit en reliant les points milieux du segment joignant horizontalement deux cotés de la raie.

de la brillance de la surface due aux flux de gaz montant et descendant. Les bissecteurs de la forme d'un "C" inversé, observés dans les profils des raies fortes des étoiles A, sont dus à des structures convectives accompagnées d'un flux rapide sortant et d'un flux lent entrant. Une synthèse spectrale à l'ETL avec une vitesse de microturbulence indépendante de la profondeur optique ne peut pas reproduire les profils de raies asymétriques observés dans les spectres des étoiles A à faible rotation.

En utilisant des modèles 1-D d'étoiles A, de grandes vitesses de microturbulence ( $4\text{-}5 \text{ km.s}^{-1}$ ) sont nécessaires pour reproduire les profils des raies fortes. De même, dans les étoiles Ap (magnétiques), des vitesses de macroturbulences supérieures à  $10 \text{ km.s}^{-1}$  sont utilisées pour ajuster les largeurs des raies des terres-rares formées dans les couches externes de l'atmosphère (Kochukhov & Ryabchikova 2001). Kochukhov et al. (2007) ont effectué des simulations numériques 3-D (avec des opacités non-grises) des zones convectives des étoiles A avec le code CO<sup>5</sup>BOLD (Freytag et al. 2002). Leur synthèse spectrale reproduit bien les raies faibles observées dans l'étoile Am HR 4750 sans l'introduction d'un paramètre d'élargissement arbitraire. D'autre part, des efforts sont encore nécessaires afin de mieux reproduire les ailes élargies et l'asymétrie décalée vers le bleu des raies fortes.

Cela étant dit, il est peu probable que ce genre d'asymétrie affecte les résultats obtenus dans cette thèse puisque la majorité (plus que 90 %) des étoiles A étudiées possèdent des vitesses de rotation supérieures à  $10 \text{ km.s}^{-1}$  et que les raies sélectionnées dans la synthèse spectrale sont en grande partie des raies faibles.

# Conclusion

La première partie de cette thèse a été consacrée aux observations et à la réduction des données. J'ai observé une grande partie des étoiles A et F de Coma Berenices et un peu plus de la moitié des étoiles A de l'amas des Pléiades. Les étoiles F des Pléiades possèdent de faibles magnitudes et seules 5 de ces étoiles ont été observées avec le spectrographe SOPHIE. Les observations ont été menées avec les trois spectrographes AURELIE, ELODIE et SOPHIE, ce qui implique trois techniques différentes de réduction des spectres. Les étoiles étudiées possèdent des vitesses de rotation allant de  $7.5 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$  à  $200 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ . A partir de la photométrie Strömgren, j'ai déterminé la température effective et la gravité de surface de 27 étoiles A et de 16 étoiles F. Ensuite, la technique des spectres synthétiques, basée sur des modèles d'atmosphères d'**ATLAS9-12**, a été adoptée afin de déterminer les abondances de C, O, Na, Mg, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Sr, Y, Zr, Ba, La, Ce, Nd et Eu.

Pour les 5 étoiles F des Pléiades, j'ai obtenu une abondance moyenne en fer de  $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle = 0.06 \pm 0.02$  dex. Notons que Boesgaard & Friel (1990) avaient trouvé une métallicité de  $-0.034 \pm 0.024$  dex. Les abondances des éléments chimiques dans ces étoiles F sont proches de la valeur solaire et peu dispersées autour de celle-ci, les éléments Mg, V et Ba faisant exception, puisqu'ils sont surabondants.

Concernant les étoiles A de l'amas des Pléiades, j'ai établi qu'une étoile classée normale, HD23631, pourrait en fait être une Am. En effet, outre le fait que HD23631 est un rotateur très lent ( $v_e \sin i = 7.5 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ ), cette étoile possède en plus des sous-abondances en Ca et Sc et des surabondances en éléments du pic du fer et en éléments lourds. En tenant compte de cette dernière étoile, le nombre d'étoiles Am s'élève à 3 dans cet amas. Sur un graphe représentant  $[\text{X}/\text{H}]$  en fonction de la température effective, les étoiles A présentent de grandes dispersions autour de leurs valeurs moyennes, notamment pour C, Sc, Ti, Cr, Fe, Sr, Y, Zr et Ba. Pour tous les éléments chimiques, aucune corrélation n'est détectée entre  $[\text{X}/\text{H}]$  et  $T_{\text{eff}}$  ni entre  $[\text{X}/\text{H}]$  et  $v_e \sin i$ . Les valeurs de  $[\text{C}/\text{Fe}]$  et de  $[\text{O}/\text{Fe}]$  sont anti-corrélées avec l'abondance du fer.  $[\text{Si}/\text{H}]$ ,  $[\text{Ti}/\text{H}]$  et  $[\text{Cr}/\text{H}]$  sont corrélés avec  $[\text{Fe}/\text{H}]$  avec des rapports  $[\text{X}/\text{Fe}]$  très proches des rapports solaires. J'ai également montré que Sr, Y, Zr et Ba sont corrélés avec Fe et que le rapport  $[\text{Ba}/\text{Fe}]$  est largement supérieur au rapport solaire. Y est corrélé avec Zr avec un rapport  $[\text{Y}/\text{Zr}]$  presque solaire. De même, on peut observer une corrélation entre Ba et Sr.

Onze étoiles F membres de l'amas de Coma Berenices ont été analysées dans cette thèse. Ainsi que je l'ai établi pour les étoiles F des Pléiades, les abondances sont peu dis-

persées autour des valeurs solaires, à l'exception de Mg, Si, V et Ba. La valeur moyenne du fer trouvée vaut  $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle=0.07\pm 0.09$  dex. Cette valeur est faiblement supérieure à celle déjà déterminée par Friel & Boesgaard (1992) qui est  $-0.05\pm 0.03$  dex.

Le caractère Am n'a été confirmé que pour 5 étoiles A seulement. Les deux étoiles A normales HD107966 et HD108382 possèdent le même schéma d'abondances. Pour la plupart des éléments, les abondances  $[\text{X}/\text{H}]$  dans ces étoiles A sont bien plus dispersées que celles déterminées dans les étoiles F. De même,  $[\text{C}/\text{Fe}]$  et  $[\text{O}/\text{Fe}]$  sont anti-corrélés avec  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . Le titane, le nickel et les éléments lourds (Sr, Y, Zr et Ba) sont corrélés avec l'abondance du fer avec  $[\text{Ti}/\text{Fe}]\sim[\text{Ti}/\text{Fe}]_{\odot}$  et  $[\text{Ni}/\text{Fe}]\sim[\text{Ni}/\text{Fe}]_{\odot}$ . On retrouve aussi les corrélations entre  $[\text{Zr}/\text{H}]$  et  $[\text{Y}/\text{H}]$  ( $[\text{Zr}/\text{Y}]\sim[\text{Zr}/\text{Y}]_{\odot}$ ) et entre  $[\text{Ba}/\text{H}]$  et  $[\text{Sr}/\text{H}]$ .

Dans les étoiles A normales des Pléiades, une anti-corrélation existe entre  $[\text{C}/\text{Si}]$  et  $[\text{Si}/\text{H}]$ , de même qu'entre  $[\text{O}/\text{Si}]$  et  $[\text{Si}/\text{H}]$ . En ajoutant les 2 étoiles A normales de Coma Berenices (HD107966 et HD108382), cette corrélation est mieux établie. Ce résultat est interprété dans le contexte de la séparation gaz-poussière (Holweger 1992) et ne se manifeste que dans les étoiles A normales dans lesquelles la diffusion microscopique est compensée par les mélanges à grande échelle.

Dans la deuxième partie de ce travail, j'ai comparé les abondances de surface des étoiles A et F aux prédictions des modèles évolutifs déjà publiés (Turcotte et al. 1998a; Richer et al. 2000). Les sous-abondances en éléments légers (C et O), prédites à l'âge des Pléiades et de Coma Berenices pour les étoiles F dont les températures effectives sont supérieures à 6500 K, sont observées dans une partie de notre échantillon. De même, une partie des abondances de surface de Mg, Si et Ca déterminées dans le présent travail correspond aux abondances solaires prédites par les modèles. Pour les étoiles F plus massives que  $1.4 M_{\odot}$ , les sous-abondances prédites en Mg et Si à l'âge de Coma Berenices ne sont pas observées. Pour Cr, Fe et Ni, les faibles surabondances prédites à l'âge des Pléiades sont observées dans les 5 étoiles F, tandis qu'à 450 millions d'années, les fortes surabondances en ces éléments ne sont pas du tout observées.

Pour les étoiles A, les modèles de Richer et al. (2000) prédisent des sous-abondances en C, O et Ca et des surabondances en Cr, Mn, Fe et Ni, tant qu'à 100 qu'à 450 millions d'années. Ceci est observé dans le cas de nos étoiles. Par contre Na et Mg sont toujours surabondants, contrairement aux prédictions des modèles.

En dernier lieu, des modèles théoriques ont été calculés pour deux étoiles<sup>51</sup> de Coma Berenices. Le modèle qui reproduit au mieux les observations est le modèle T5.3D200k-3. Il est ensuite utilisé afin de suivre l'évolution de la composition chimique de 2 étoiles F et A de l'âge des Pléiades (100 Myr) évoluant pour devenir 2 étoiles F et A de l'âge de Coma Berenices (450 Myr). Dans le cas de l'étoile F des Pléiades, HD23609, les abondances des éléments C, Mg, Ti, Cr et Fe sont bien reproduites par le modèle tandis que les abondances des autres éléments sont dispersées autour de la valeur calculée. Pour l'étoile F de Coma Berenices, HD107611, un bon accord existe entre la théorie et les observations pour le carbone et les éléments du pic du fer. Les abondances de Mg et Si sont cependant

---

<sup>51</sup>Un rotateur lent HD18642 et un rotateur rapide HD106887.

inférieures aux prédictions du modèle<sup>52</sup>.

Les étoiles A des Pléiades et de Coma Berenices, HD23631 et HD107966 respectivement, sont comparées aux modèles de masses  $2.1 M_{\odot}$ . Ca, Ti, Cr, Mn, Fe et Ni sont bien reproduits par le modèle, notamment pour HD107966. Des disparités existent par contre pour C, O, Na et Mg.

En résumé, aucun modèle actuel n'est capable de reproduire les observations. Ces disparités entre les abondances d'un même élément dans des étoiles de température et gravité (et âge) identiques, ainsi que les comparaisons entre les observations et les modèles publiés et/ou calculés spécifiquement pour des étoiles de notre échantillon, montrent qu'il existe toujours des lacunes dans la théorie. Apparemment, chaque étoile possède sa propre physique. D'autres processus peuvent se manifester dans les intérieurs de ces étoiles en compensant les effets de la diffusion microscopique. Parmi ces processus figurent la circulation méridienne (Charbonneau & Michaud 1991; Zahn 2005) et la perte de masse (Michaud et al. 1983; Michaud & Charland 1986; Schramm et al. 1990; Alecian 1996; LeBlanc & Alecian 2007).

D'un autre côté, un grand effort doit être réalisé du côté observationnel. Le choix des raies atomiques, les incertitudes sur les paramètres atmosphériques et les hypothèses simplificatrices concernant la méthode d'analyse des données (ETL, Plan Parallèle, Equilibre Hydrostatique, ...) font en sorte que les incertitudes liées aux abondances déduites ne permettent pas la différenciation entre les modèles théoriques pouvant reproduire au mieux les observations. Ces incertitudes augmentent aussi avec la vitesse de rotation de l'étoile.

Comme il a déjà été dit dans les chapitres précédents, le nombre d'étoiles Am dans l'amas des Pléiades est largement inférieur à celui de l'amas de Coma Berenices. Plusieurs questions se posent : est-ce qu'à l'âge des Pléiades (relativement jeune), les anomalies d'abondances n'ont pas eu le temps de se développer ? Est-ce que les étoiles A normales des Pléiades deviendront des étoiles Am à l'âge de Coma Berenices ? Est-ce que les processus de mélange sont moins efficaces à 450 millions d'années ? Est-ce que le ralentissement de la rotation de l'étoile est à l'origine du phénomène Am ou est-ce le contraire ?... Afin de répondre à toutes ces questions, il faut analyser (en appliquant la même technique de détermination d'abondances) encore plus d'étoiles appartenant à des amas d'âges différents et de "même" métallicité initiale afin de suivre l'évolution de la composition chimique avec l'âge et contraindre les prédictions des modèles théoriques. L'étape qui doit suivre ce travail de thèse serait de continuer à observer les étoiles A des Pléiades afin d'avoir une vision globale de la composition chimique (et des anomalies d'abondances) des étoiles A dans cet amas. L'amas des Pléiades est parmi les meilleurs candidats pour contraindre la théorie proposée par Alecian (1996) qui montre qu'une étoile A/F peut passer par une phase (sur la SP) où le calcium est surabondant en surface ( $\sim 10^7$  ans), suivie d'une phase de sous-abondance de calcium en surface, ce qui provoque l'apparition du phénomène Am. Ces calculs ont été faits pour des valeurs spécifiques de l'épaisseur de la zone de mélange en dessous de la zone convective superficielle et pour différents taux de perte de masse. Afin de vérifier si les abondances atypiques, notamment les larges surabondances en élé-

---

<sup>52</sup>Ces disparités sont probablement dues à des effets hors-ETL (voir la partie II du chapitre 6).

ments lourds et en V, trouvées dans les étoiles des deux amas, sont la conséquence de la diffusion microscopique, des observations d'étoiles G membres des Pléiades et de Coma Berenices sont nécessaires. En effet, si on trouve que ces éléments sont aussi surabondants dans les étoiles G, étoiles dans lesquelles les processus de diffusion sont effacés, on peut ainsi ajouter une hypothèse initiale aux modèles évolutifs en fixant ces surabondances en tant qu'abondances initiales de l'amas (du nuage géniteur). Ces éléments lourds ne sont pas encore traités dans le cadre des modèles de Montréal à cause d'un manque dans les données atomiques ( $g_{rad}$ ). Un effort de ce côté est encore nécessaire.

De même, de nouvelles observations d'étoiles d'âges différents sont nécessaires dans le but de contraindre les paramètres physiques inclus dans les modèles (perte de masse par exemple). Il faut privilégier les étoiles d'amas aux étoiles de champ à cause des larges incertitudes affectant l'âge de ces dernières. Il est souhaitable d'observer les étoiles dans différents domaines de longueur d'onde, notamment dans l'ultraviolet, où des indices sur la stratification dans l'atmosphère peuvent être détectés (Kochukhov et al. 2006). D'autre part, dans l'UV, on a accès à des raies de plusieurs éléments chimiques pour lesquels on ne dispose pas ou peu de raies dans le visible (NI, AlI, PI, SI, CuII, ...).

D'un autre côté, un calcul de profils de raies s'appuyant sur des modèles hydrodynamiques 3-D comme ceux de Kochukhov et al. (2007) peut nous renseigner sur la convection dans les atmosphères des étoiles A et ainsi mieux reproduire les profils de raies qui sont impossibles à ajuster à partir des modèles 1-D. Les effets hors-ETL doivent également être pris en compte dans le calcul en considérant individuellement la transition considérée, la température effective, la gravité superficielle et la métallicité de l'étoile (Gigas 1988; Hubeny & Lanz 1992b; Rentzsch-Holm 1996, 1997; Belyakova et al. 1999; Przybilla et al. 2000, 2001a,b; ...).

En dehors de l'étude de la composition chimique des étoiles A et F des deux amas analysés dans cette thèse, il existe d'autres moyens de "sonder" les intérieurs des étoiles A dans le but de contraindre les modèles évolutifs incluant les processus de transport. La mission spatiale COROT<sup>53</sup> lancée le 27 décembre 2006 est l'une de ces opportunités. COROT est consacré à la photométrie stellaire, un des objectifs de cette mission étant la détection d'oscillations dans des étoiles réparties sur le diagramme HR. La sismologie permet de sonder les intérieurs des étoiles, de fournir des mesures de la rotation interne des étoiles, et de mesurer précisément la taille de la zone convective externe et la structure des couches extérieures. En résumé, COROT va fournir un grand nombre d'observables sur un nombre raisonnable d'étoiles, permettant de tester la modélisation de l'évolution stellaire, et donnant ainsi accès à des mesures contraignant directement les processus hydrodynamiques les plus importants dans les intérieurs stellaires : la convection et plus généralement l'ensemble des processus de mélange, la rotation et le transport de moment angulaire, la taille de la zone d'ionisation de l'hélium, et l'efficacité des processus de diffusion microscopique.

Les abondances et les pulsations dans les étoiles A (CP) et B sont largement affectées par le phénomène de la diffusion. Quelques étoiles A (dont des Ap et des Am) et B sont incluses dans la liste des cibles de COROT (ex. HD171586 Ap; HD181555 A5, $\delta$  Scuti;

---

<sup>53</sup><http://smc.cnes.fr/COROT/Fr/>

HD50844 A2, $\delta$  Scuti; HD180642 B1.5III, $\beta$  Cep, ...). Ces observations vont nous fournir des indications concernant les paramètres fondamentaux de ces étoiles et ainsi donner plus de précisions sur les modèles théoriques calculés dans le but de contraindre la physique des intérieurs de ces étoiles.

La mission GAIA<sup>54</sup> dont le lancement est prévu en décembre 2011 aura comme objectif de cartographier le ciel en traçant une carte 3-D de la Galaxie. C'est une mission astrométrique mais aussi photométrique et spectrométrique. GAIA fournira la position, la distance et l'éclat de plus d'un milliard d'étoiles, et la vitesse radiale pour quelques centaines de millions d'étoiles. La bande spectrale du spectromètre RVS à bord de GAIA est comprise entre 847-874 nm (dans le proche infrarouge) avec une résolution de 11500. Dans cet intervalle se trouve des raies du calcium ionisé. Etant donné que la résolution de l'instrument est faible, l'intérêt de la technique présentée dans mon travail pour les données GAIA est secondaire. D'un autre côté, tous les domaines de masses et de compositions chimiques et tous les stades d'évolution stellaire seront couverts par les observations de GAIA pour des objets localisés dans le disque (dans des amas ouverts aussi), le halo et le bulbe galactique. On pourra donc faire une étude statistique concernant les étoiles A et F dans toute la Galaxie. Par ailleurs, grâce aux observations GAIA et à l'acquisition au sol de spectres à haute résolution, les tracés d'isochrones au moyen de modèles théoriques calculés pour la composition chimique observée permettent d'obtenir une meilleure précision sur les âges des étoiles et donc une comparaison plus fiable entre les modèles évolutifs et les observations (surtout des étoiles Am).

Les étoiles chimiquement particulières sont des excellents laboratoires pour tester les processus de transport tel que la diffusion, la convection et la turbulence dans les atmosphères. La présence de ces mécanismes, dans les étoiles de la Galaxie et dans d'autres systèmes stellaires, contribue à une meilleure compréhension de l'évolution stellaire dans des conditions locales différentes (par exemple la métallicité, l'âge et le champ magnétique). Il serait intéressant d'analyser les étoiles CP dans les nuages de Magellan. Ces nuages, distants de  $\sim 50$  kpc du soleil, sont constitués de milieux de faibles métallicités ( $[Fe/H] < -1$  dex). L'étude des étoiles CP dans cette galaxie peut nous renseigner sur la validité de la physique introduite dans les modèles évolutifs. Des études concernant la détection d'étoiles CP (magnétiques) dans le grand nuage de Magellan ont été faites par Paunzen et al. (2006a) en se basant sur le système photométrique  $\Delta a$  (Paunzen et al. 2006b). Ces études montrent que la probabilité des étoiles CP est estimée à 2.2%. Dans le cas de la Voie Lactée, cette probabilité est comprise entre 5 et 10% (North 1993). Etant donné les faibles magnitudes des étoiles B à F dans les nuages de Magellan, la détermination des abondances dans ces étoiles ne peut se faire qu'à partir d'observations avec de grands télescopes (les 8 mètres du VLT par exemple) avec des spectrographes à haute résolution (UVES par exemple).

---

<sup>54</sup><http://gaia.esa.int/>





# Bibliographie

- Abt, H. A. 1961, *ApJS*, 6, 37
- Abt, H. A. 1965, *ApJS*, 11, 429
- Abt, H. A. 2000, *ApJ*, 544, 933
- Abt, H. A. & Bidelman, W. P. 1969, *ApJ*, 158, 1091
- Abt, H. A., Chaffee, F. H., & Suffolk, G. 1972, *ApJ*, 175, 779
- Abt, H. A. & Levato, H. 1978, *PASP*, 90, 201
- Abt, H. A. & Levy, S. G. 1975, *BAAS*, 7, 268
- Abt, H. A. & Moyd, K. I. 1973, *ApJ*, 182, 809
- Adelman, S. J. 1973, *ApJ*, 183, 95
- Alecian, G. 1996, *A&A*, 310, 872
- Aller, L. H. & Chapman, S. 1960, *ApJ*, 132, 461
- Anderson, C. M., Stoeckly, R., & Kraft, R. P. 1966, *ApJ*, 143, 299
- Andersson, H. & Edvardsson, B. 1994, *A&A*, 290, 590
- Babcock, H. W. 1947, *PASP*, 59, 112
- Babcock, H. W. 1949, *The Observatory*, 69, 191
- Babcock, H. W. 1958, *ApJ*, 128, 228
- Balona, L. A. 1984, *MNRAS*, 211, 973
- Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., et al. 1996, *A&AS*, 119, 373
- Belyakova, E. V. & Mashonkina, L. I. 1997, *Astronomy Reports*, 41, 530
- Belyakova, E. V., Mashonkina, L. I., & Sakhbullin, N. A. 1999, *Astronomy Reports*, 43, 819
- Biemont, E., Grevesse, N., Hannaford, P., & Lowe, R. M. 1981, *ApJ*, 248, 867

- Biemont, E., Hibbert, A., Godefroid, M., Vaeck, N., & Fawcett, B. C. 1991, *ApJ*, 375, 818
- Biémont, E., Palmeri, P., & Quinet, P. 1999, *Ap&SS*, 269, 635
- Biermann, L. & Lübeck, K. 1948, *Zeitschrift fur Astrophysik*, 25, 325
- Bikmaev, I. F., Ryabchikova, T. A., Bruntt, H., et al. 2002, *A&A*, 389, 537
- Boehm-Vitense, E. 1981, *ARA&A*, 19, 295
- Boesgaard, A. M. 1987, *ApJ*, 321, 967
- Boesgaard, A. M. 1989, *ApJ*, 336, 798
- Boesgaard, A. M., Armengaud, E., & King, J. R. 2003a, *ApJ*, 583, 955
- Boesgaard, A. M., Armengaud, E., & King, J. R. 2003b, *ApJ*, 582, 410
- Boesgaard, A. M. & Friel, E. D. 1990, *ApJ*, 351, 467
- Bonsack, W. K. 1981, in *Liege International Astrophysical Colloquia*, 345
- Borra, E. F. & Landstreet, J. D. 1978, *ApJ*, 222, 226
- Borra, E. F. & Landstreet, J. D. 1980, *ApJS*, 42, 421
- Bounatiro, L. 1993, *A&AS*, 100, 531
- Bounatiro, L. & Arimoto, N. 1993, *A&A*, 268, 829
- Breger, M. 1972, *ApJ*, 176, 367
- Breger, M. 1984, *A&AS*, 57, 217
- Budaj, J. 1996, *A&A*, 313, 523
- Burkhart, C. & Coupry, M. F. 1989, *A&A*, 220, 197
- Burkhart, C. & Coupry, M. F. 1991, *A&A*, 249, 205
- Burkhart, C. & Coupry, M. F. 1997, *A&A*, 318, 870
- Burkhart, C. & Coupry, M. F. 1998, *A&A*, 338, 1073
- Burkhart, C. & Coupry, M. F. 2000, *A&A*, 354, 216
- Bychkov, V. D., Bychkova, L. V., & Madej, J. 2003, *A&A*, 407, 631
- Canuto, V. M. & Mazzitelli, I. 1991, *ApJ*, 370, 295
- Canuto, V. M. & Mazzitelli, I. 1992, *ApJ*, 389, 724
- Castelli, F., Gratton, R. G., & Kurucz, R. L. 1997, *A&A*, 318, 841

*Bibliographie*

- Castelli, F. & Hubrig, S. 2004, *A&A*, 425, 263
- Castelli, F. & Kurucz, R. L. 2003, in IAU Symposium, ed. N. Piskunov, W. W. Weiss, & D. F. Gray, 20P
- Cayrel, R., Cayrel de Strobel, G., & Campbell, B. 1988, in IAU Symposium, Vol. 132, The Impact of Very High S/N Spectroscopy on Stellar Physics, ed. G. Cayrel de Strobel & M. Spite, 449
- Cayrel de Strobel, G., Soubiran, C., Friel, E. D., Ralite, N., & Francois, P. 1997, *A&AS*, 124, 299
- Chaboyer, B., Fenton, W. H., Nelan, J. E., Patnaude, D. J., & Simon, F. E. 2001, *ApJ*, 562, 521
- Charbonneau, P. 1991, *ApJ*, 372, L33
- Charbonneau, P. 1993, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 44, IAU Colloq. 138 : Peculiar versus Normal Phenomena in A-type and Related Stars, ed. M. M. Dworetzky, F. Castelli, & R. Faraggiana, 474
- Charbonneau, P. & Michaud, G. 1988, *ApJ*, 327, 809
- Charbonneau, P. & Michaud, G. 1991, *ApJ*, 370, 693
- Conti, P. S. 1970, *PASP*, 82, 781
- Conti, P. S. & Barker, D. K. 1973, *ApJ*, 186, 185
- Conti, P. S. & Strom, S. E. 1968, *ApJ*, 152, 483
- Coupry, M. F. & Burkhart, C. 1992, *A&AS*, 95, 41
- Couteau, P. & Gili, R. 1994, *A&AS*, 106, 377
- Cowley, A., Cowley, C., Jaschek, M., & Jaschek, C. 1969, *AJ*, 74, 375
- Crawford, D. L. 1975, *AJ*, 80, 955
- Crawford, D. L. 1978, *AJ*, 83, 48
- Crawford, D. L. 1979, *AJ*, 84, 1858
- Crawford, D. L. & Barnes, J. V. 1969, *AJ*, 74, 407
- Davis, R. J. 1977, *ApJ*, 213, 105
- Deutsch, A. J. 1947, *ApJ*, 105, 283
- Dommanget, J. & Nys, O. 1995, Bulletin d'Information du Centre de Donnees Stellaires, 46, 3

- Dotter, A. & Chaboyer, B. 2003, *ApJ*, 596, L101
- Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., et al. 1993, *A&A*, 275, 101
- Erspamer, D. & North, P. 2002, *A&A*, 383, 227
- Erspamer, D. & North, P. 2003, *A&A*, 398, 1121
- Ford, A., Jeffries, R. D., & Smalley, B. 2002, *A&A*, 391, 253
- Freytag, B., Steffen, M., & Dorch, B. 2002, *Astronomische Nachrichten*, 323, 213
- Friel, E. D. & Boesgaard, A. M. 1990, *ApJ*, 351, 480
- Friel, E. D. & Boesgaard, A. M. 1992, *ApJ*, 387, 170
- Fuhr, J. R., Martin, G. A., & Wiese, W. L. 1988, Atomic transition probabilities. Iron through Nickel (New York : American Institute of Physics (AIP) and American Chemical Society, 1988)
- Garcia Lopez, R. J., Rebolo, R., Herrero, A., & Beckman, J. E. 1993, *ApJ*, 412, 173
- Gardiner, R. B., Kupka, F., & Smalley, B. 1999, *A&A*, 347, 876
- Gebran, M. & Monier, R. 2008, ArXiv e-prints, 802
- Gebran, M., Monier, R., & Richard, O. 2008, *A&A*, 479, 189
- Giddings, J. R. 1981, PhD thesis, , University of London, (1981)
- Gigas, D. 1988, *A&A*, 192, 264
- Gillet, D., Burnage, R., Kohler, D., et al. 1994, *A&AS*, 108, 181
- Gray, D. F. 2005, The Observation and Analysis of Stellar Photospheres (The Observation and Analysis of Stellar Photospheres, 3rd Edition, by D.F. Gray. ISBN 0521851866. <http://www.cambridge.org/us/catalogue/catalogue.asp?isbn=0521851866>. Cambridge, UK : Cambridge University Press, 2005.)
- Gray, R. O. & Garrison, R. F. 1989, *ApJS*, 70, 623
- Gray, R. O., Napier, M. G., & Winkler, L. I. 2001, *AJ*, 121, 2148
- Greenstein, J. L. 1948, *ApJ*, 107, 151
- Greenstein, J. L. 1949, *ApJ*, 109, 121
- Grevesse, N. & Sauval, A. J. 1998, *Space Science Reviews*, 85, 161
- Grosbol, P. J. 1978, *A&AS*, 32, 409
- Hauck, B. & Mermilliod, M. 1980, *A&AS*, 40, 1

- Hauck, B. & Mermilliod, M. 1998, *A&AS*, 129, 431
- Heacox, W. D. 1979, *ApJS*, 41, 675
- Hibbert, A., Biemont, E., Godefroid, M., & Vaeck, N. 1993, *A&AS*, 99, 179
- Hill, G. M. 1995, *A&A*, 294, 536
- Hill, G. M. & Landstreet, J. D. 1993, *A&A*, 276, 142
- Holweger, H. 1992, in *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag, Vol. 401, *The Atmospheres of Early-Type Stars*, ed. U. Heber & C. S. Jeffery, 48
- Holweger, H., Gigas, D., & Steffen, M. 1986a, *A&A*, 155, 58
- Holweger, H., Steffen, M., & Gigas, D. 1986b, *A&A*, 163, 333
- Horne, K. 1986, *PASP*, 98, 609
- Hubeny, I. & Lanz, T. 1992a, *A&A*, 262, 501
- Hubeny, I. & Lanz, T. 1992b, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, 1152
- Hui-Bon-Hoa, A. 1999, *A&A*, 343, 261
- Hui-Bon-Hoa, A. & Alecian, G. 1998, *A&A*, 332, 224
- Hui-Bon-Hoa, A., Burkhardt, C., & Alecian, G. 1997, *A&A*, 323, 901
- Iglesias, C. A. & Rogers, F. J. 1996, *ApJ*, 464, 943
- Jeffries, R. D. 1999, *MNRAS*, 304, 821
- Johnson, H. L. & Knuckles, C. F. 1955, *ApJ*, 122, 209
- Kähler, H. 1999, *A&A*, 346, 67
- Khan, S. A. & Shulyak, D. V. 2007, *A&A*, 469, 1083
- Kochukhov, O., Freytag, B., Piskunov, N., & Steffen, M. 2007, in *IAU Symposium*, Vol. 239, *IAU Symposium*, ed. F. Kupka, I. Roxburgh, & K. Chan, 68–70
- Kochukhov, O. & Ryabchikova, T. 2001, *A&A*, 374, 615
- Kochukhov, O., Tsymbal, V., Ryabchikova, T., Makaganyk, V., & Bagnulo, S. 2006, *A&A*, 460, 831
- Kostyk, R. I. & Orlova, T. V. 1983, *Astrometriia i Astrofizika*, 49, 39
- Kupka, F. 1996, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 108, *M.A.S.S., Model Atmospheres and Spectrum Synthesis*, ed. S. J. Adelman, F. Kupka, & W. W. Weiss, 73

## *Bibliographie*

- Kurtz, D. W. 1978, *ApJ*, 221, 869
- Kurtz, D. W. 1982, *MNRAS*, 200, 807
- Kurucz, R. L. 1992a, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, vol. 23, 23, 45
- Kurucz, R. L. 1992b, in *IAU Symposium, Vol. 149, The Stellar Populations of Galaxies*, ed. B. Barbuy & A. Renzini, 225
- Kurucz, R. L. 1993, *VizieR Online Data Catalog*, 6039, 0
- Kurucz, R. L. 2005, *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplement*, 8, 14
- Kurucz, R. L. & Avrett, E. H. 1981, *Solar Spectrum Synthesis - Part One - a Sample Atlas from 224-NM to 300-NM*, Tech. rep.
- Landstreet, J. D. 1998, *A&A*, 338, 1041
- Landstreet, J. D., Barker, P. K., Bohlender, D. A., & Jewison, M. S. 1989, *ApJ*, 344, 876
- Latour, J., Toomre, J., & Zahn, J.-P. 1981, *ApJ*, 248, 1081
- LeBlanc, F. & Alecian, G. 2007, *ArXiv e-prints*, 711
- Lemke, M. 1989, *A&A*, 225, 125
- Lemke, M. 1990, *A&A*, 240, 331
- Lester, J. B., Gray, R. O., & Kurucz, R. L. 1986, *ApJS*, 61, 509
- Lester, J. B., Lane, M. C., & Kurucz, R. L. 1982, *ApJ*, 260, 272
- Liu, Y.-Y., Michel, E., Hernandez, M. M., et al. 1999, *Acta Astrophysica Sinica*, 19, 201
- Magazzu, A. & Cowley, C. R. 1986, *ApJ*, 308, 254
- Maury, A. C. & Pickering, E. C. 1897, *Annals of Harvard College Observatory*, 28, 1
- Mendoza V., E. E. 1956, *ApJ*, 123, 54
- Mermilliod, J.-C., Rosvick, J. M., Duquennoy, A., & Mayor, M. 1992, *A&A*, 265, 513
- Meynet, G., Mermilliod, J.-C., & Maeder, A. 1993, *A&AS*, 98, 477
- Michaud, G. 1970, *ApJ*, 160, 641
- Michaud, G. 2004, in *IAU Symposium, Vol. 224, The A-Star Puzzle*, ed. J. Zverko, J. Ziznovsky, S. J. Adelman, & W. W. Weiss, 173–183
- Michaud, G. & Charland, Y. 1986, *ApJ*, 311, 326
- Michaud, G., Charland, Y., Vauclair, S., & Vauclair, G. 1976, *ApJ*, 210, 447

*Bibliographie*

- Michaud, G., Tarasick, D., Charland, Y., & Pelletier, C. 1983, *ApJ*, 269, 239
- Miles, B. M. & Wiese, W. L. 1969, *Atomic Data*, Vol. 1, p.1, 1, 1
- Monier, R. 2005, *A&A*, 442, 563
- Monier, R. & Richard, O. 2004, in *IAU Symposium*, ed. J. Zverko, J. Ziznovsky, S. J. Adelman, & W. W. Weiss, 209–214
- Montmerle, T. & Michaud, G. 1976, *ApJS*, 31, 489
- Moon, T. T. & Dworetsky, M. M. 1985, *MNRAS*, 217, 305
- Murphy, R. E. 1969, *AJ*, 74, 1082
- Napiwotzki, R., Schoenberner, D., & Wenske, V. 1993, *A&A*, 268, 653
- Nicolet, B. 1981, *A&A*, 104, 185
- Nissen, P. E. 1981, *A&A*, 97, 145
- Nissen, P. E. & Edvardsson, B. 1992, *A&A*, 261, 255
- North, P. 1993, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 44, IAU Colloq. 138 : Peculiar versus Normal Phenomena in A-type and Related Stars, ed. M. M. Dworetsky, F. Castelli, & R. Faraggiana, 577
- Olsen, E. H. 1984, *A&AS*, 57, 443
- Paunzen, E., Kamp, I., Iliev, I. K., et al. 1999, *A&A*, 345, 597
- Paunzen, E., Maitzen, H. M., Pintado, O. I., et al. 2006a, *A&A*, 459, 871
- Paunzen, E., Schnell, A., & Maitzen, H. M. 2006b, *A&A*, 458, 293
- Percival, S. M., Salaris, M., & Groenewegen, M. A. T. 2005, *A&A*, 429, 887
- Perryman, M. A. C. 1997, in *ESA Special Publication*, Vol. 402, *Hipparcos - Venice '97*, 1–4
- Pickering, J. C., Thorne, A. P., & Perez, R. 2002, *ApJS*, 138, 247
- Pilachowski, C. A., Booth, J., & Hobbs, L. M. 1987, *PASP*, 99, 1288
- Piskunov, N. E., Kupka, F., Ryabchikova, T. A., Weiss, W. W., & Jeffery, C. S. 1995, *A&AS*, 112, 525
- Preston, G. W. 1974, *ARA&A*, 12, 257
- Przybilla, N., Butler, K., Becker, S. R., & Kudritzki, R. P. 2001a, *A&A*, 369, 1009



- Przybilla, N., Butler, K., Becker, S. R., Kudritzki, R. P., & Venn, K. A. 2000, *A&A*, 359, 1085
- Przybilla, N., Butler, K., & Kudritzki, R. P. 2001b, *A&A*, 379, 936
- Queloz, D., Allain, S., Mermilliod, J.-C., Bouvier, J., & Mayor, M. 1998, *A&A*, 335, 183
- Raboud, D. & Mermilliod, J.-C. 1998, *A&A*, 329, 101
- Relyea, L. J. & Kurucz, R. L. 1978, *ApJS*, 37, 45
- Renson, P. 1990, Bulletin d'Information du Centre de Donnees Stellaires, 38, 151
- Rentsch-Holm, I. 1996, *A&A*, 312, 966
- Rentsch-Holm, I. 1997, *A&A*, 317, 178
- Richard, O., Michaud, G., & Richer, J. 2001, *ApJ*, 558, 377
- Richer, J., Michaud, G., Rogers, F., et al. 1998, *ApJ*, 492, 833
- Richer, J., Michaud, G., & Turcotte, S. 2000, *ApJ*, 529, 338
- Rodriguez, E., Lopez de Coca, P., Rolland, A., Garrido, R., & Costa, V. 1994, *A&AS*, 106, 21
- Royer, F., Grenier, S., Baylac, M.-O., Gómez, A. E., & Zorec, J. 2002, *A&A*, 393, 897
- Ryabchikova, T. A. 1991, in IAU Symp. 145 : Evolution of Stars : the Photospheric Abundance Connection, ed. G. Michaud & A. V. Tutukov, 149
- Savanov, I. S. 1996, Astronomy Reports, 40, 196
- Saxner, M. & Hammarback, G. 1985, *A&A*, 151, 372
- Schatzman, E. 1969, *A&A*, 3, 331
- Schmidt, E. G. 1979, *AJ*, 84, 1739
- Schramm, D. N., Steigman, G., & Dearborn, D. S. P. 1990, *ApJ*, 359, L55
- Schweitzer, A. 1999, PhD thesis, PhD Thesis, Landessternwarte Heidelberg/Königstuhl (1999).
- Searle, L. & Sargent, W. L. W. 1967, in Magnetic and Related Stars, ed. R. C. Cameron, 219
- Shulyak, D., Tsymbal, V., Ryabchikova, T., Stütz, C., & Weiss, W. W. 2004, *A&A*, 428, 993
- Sigut, T. A. A. & Landstreet, J. D. 1990, *MNRAS*, 247, 611

- Smalley, B. 2004, in IAU Symposium, ed. J. Zverko, J. Ziznovsky, S. J. Adelman, & W. W. Weiss, 131–138
- Smalley, B. & Dworetzky, M. M. 1993, *A&A*, 271, 515
- Soderblom, D. R., Oey, M. S., Johnson, D. R. H., & Stone, R. P. S. 1990, *AJ*, 99, 595
- Solano, E., Paunzen, E., Pintado, O. I., Córdoba, & Varela, J. 2001, *A&A*, 374, 957
- Stauffer, J. R. 1984, *ApJ*, 280, 189
- Stibbs, D. W. N. 1950, *MNRAS*, 110, 395
- Strömgren, B. 1966, in IAU Symposium, Vol. 24, Spectral Classification and Multicolour Photometry, ed. K. Loden, L. O. Loden, & U. Sinnerstad, 129
- Takeda, Y. 1995, *PASJ*, 47, 287
- Takeda, Y., Kawanomoto, S., Takada-Hidai, M., & Sadakane, K. 1998, *PASJ*, 50, 509
- Takeda, Y. & Sadakane, K. 1997, *PASJ*, 49, 367
- Talon, S., Richard, O., & Michaud, G. 2006, *ApJ*, 645, 634
- Thorburn, J. A., Hobbs, L. M., Deliyannis, C. P., & Pinsonneault, M. H. 1993, *ApJ*, 415, 150
- Tody, D. 1993, in ASP Conf. Ser. 52 : Astronomical Data Analysis Software and Systems II, ed. R. J. Hanisch, R. J. V. Brissenden, & J. Barnes, 173
- Trumpler, R. J. 1937, Leaflet of the Astronomical Society of the Pacific, 3, 31
- Turcotte, S., Richer, J., & Michaud, G. 1998a, *ApJ*, 504, 559
- Turcotte, S., Richer, J., Michaud, G., Iglesias, C. A., & Rogers, F. J. 1998b, *ApJ*, 504, 539
- van den Heuvel, E. P. J. 1967, *Bull. Astron. Inst. Netherlands*, 19, 11
- van Leeuwen, F. 1999, *A&A*, 341, L71
- Varenne, O. & Monier, R. 1999, *A&A*, 351, 247
- Vauclair, G., Vauclair, S., & Michaud, G. 1978a, *ApJ*, 223, 920
- Vauclair, G., Vauclair, S., & Pamjatnikh, A. 1974, *A&A*, 31, 63
- Vauclair, S. & Vauclair, G. 1982, *ARA&A*, 20, 37
- Vauclair, S., Vauclair, G., Schatzman, E., & Michaud, G. 1978b, *ApJ*, 223, 567
- Ward, L. 1985, *MNRAS*, 213, 71

*Bibliographie*

Watson, W. D. 1971, *A&A*, 13, 263

Weaver, H. F. 1952, *ApJ*, 116, 612

Wedemeyer, S. 2001, *A&A*, 373, 998

Wiese, W. L., Fuhr, J. R., & Deters, T. M. 1996, Atomic transition probabilities of carbon, nitrogen, and oxygen : a critical data compilation (Atomic transition probabilities of carbon, nitrogen, and oxygen : a critical data compilation. Edited by W.L. Wiese, J.R. Fuhr, and T.M. Deters. Washington, DC : American Chemical Society ... for the National Institute of Standards and Technology (NIST) c1996. QC 453 .W53 1996.)

Wolff, S. C. & Preston, G. W. 1978, *ApJS*, 37, 371

Zahn, J.-P. 2005, in EAS Publications Series, Vol. 17, EAS Publications Series, ed. G. Alecian, O. Richard, & S. Vauclair, 157–166

Zhang, E.-H. 1983, *AJ*, 88, 825

# Annexe A

## Caractéristiques observationnelles

Plusieurs missions d'observations ont été nécessaires pour d'obtenir les spectres de 41 étoiles A et F membres des amas des Pléiades et de Coma Berenices. Concernant l'amas des Pléiades, 11 étoiles A/Am ont été observées en janvier 2004 avec le spectrographe ELODIE et 12 étoiles A/F (7 A/Am et 5 F) en Décembre 2006 avec le spectrographe SOPHIE.

Cinq des étoiles F membres de l'amas de Coma Berenices ont été observées avec le spectrographe mono-ordre AURELIE en mars 2004. Dix-sept étoiles A/F (11 A/Am et 6 F) membres de l'amas de Coma Ber ont été observées avec le spectrographe ELODIE en avril 2004. Il faut noter que dans les tableaux A.1 et A.2, je me suis limité aux étoiles analysées pendant la thèse. Plusieurs autres étoiles ont été observées mais pas analysées pour des raisons expliquées dans le chapitre 3.

Dans les tableaux A.1 et A.2, la première colonne représente la date de l'observation. Le numéro HD de l'étoile, le type spectral et la magnitude visuelle sont rassemblés dans les colonnes 2, 3 et 4 respectivement. L'ascension droite et la déclinaison des étoiles sont collectées dans les colonnes 5 et 6 respectivement. La colonne 7 représente le temps d'exposition de la pose d'observation. Enfin, le signal sur bruit (S/N) dans le cas d'ELODIE et SOPHIE, ou bien le nombre adu (analog-to-digital unit) sont présentés dans la dernière colonne.

Date	HD	Type spectral	$M_V$ mag	$\alpha$	$\delta$	temps d'expo. (s)	S/N
ELODIE							
05/01/04	23631	A2V	7.30	03 47 24.42	+23 54 52.90	3600	126
05/01/04	22615	Am	6.50	03 39 00.06	+20 54 56.75	3600	202
06/01/04	23325	Am	8.57	03 45 06.54	+24 15 48.67	3600	103
06/01/04	23607	A7V	8.26	03 47 19.36	+24 08 20.63	4500	129
06/01/04	23763	A1V	6.96	03 48 30.09	+24 20 43.89	3600	294
06/01/04	23948	A0	7.54	03 49 56.59	+24 20 56.39	3600	117
06/01/04	23948	A0	7.54	03 49 56.59	+24 20 56.39	3600	160
07/01/04	23157	A5V	7.95	03 43 41.53	+23 38 56.94	3600	105
07/01/04	23156	A7V	8.22	03 43 43.25	+24 22 28.49	4500	116
07/01/04	23924	A7V	8.13	03 49 40.92	+23 20 29.67	4500	137
10/01/04	23375	A9V	8.58	03 45 34.45	+24 27 48.30	4230	84
11/01/04	23375	A9V	8.58	03 45 34.45	+24 27 48.30	6000	81
SOPHIE							
30/11/06	23375	A9V	8.58	03 45 34.45	+24 27 48.30	4500	93
30/11/06	23629	A0V	6.28	03 47 21.04	+24 06 58.58	900	157
30/11/06	23351	F3V	9.03	03 45 20.86	+24 55 19.46	6300	207
01/12/06	23632	A1V	7.02	03 47 20.97	+23 48 12.05	2400	322
01/12/06	23609	F8IV	6.99	03 47 17.14	+23 43 36.30	2400	343
01/12/06	23247	F3V	9.06	03 44 23.54	+24 07 57.59	4500	201
01/12/06	23732	F4V	9.21	03 48 16.87	+25 12 54.44	5000	198
01/12/06	23863	A7V	8.15	03 49 12.18	+23 53 12.46	4500	275
01/12/06	23511	F4V	9.28	03 46 39.33	+24 06 11.71	3600	101
01/12/06	23511	F4V	9.28	03 46 39.33	+24 06 11.71	3600	131
04/12/06	23489	A2V	7.38	03 46 27.28	+24 15 18.02	3600	305
04/12/06	23791	A8V	8.38	03 48 43.90	+23 15 35.36	5400	222
04/12/06	23387	A1V	7.19	03 45 37.79	+24 20 08.23	3600	304

TAB. A.1: Caractéristiques des étoiles des Pléiades observées avec ELODIE et SOPHIE.

Date	HD	Type spectral	$M_V$ mag	$\alpha$	$\delta$	temps d'expo. (s)	S/N
ELODIE							
07/04/04	106887	A4m	5.71	12 17 30.57	+28 56 13.88	3600	283
07/04/04	107168	A8m	6.24	12 19 19.19	+23 02 04.82	4500	215
07/04/04	107655	A0V	6.18	12 22 10.82	+24 46 25.91	4500	254
07/04/04	107966	A3V	5.18	12 24 18.52	+26 05 54.98	3600	336
07/04/04	108382	A4V	4.96	12 26 59.29	+26 49 32.51	3600	337
08/04/04	109307	A4Vm	6.26	12 33 34.21	+24 16 58.74	3600	114
09/04/04	107276	Am	6.63	12 19 50.62	+28 27 51.66	4500	152
09/04/04	108486	Am	6.67	12 27 38.36	+25 54 43.58	4500	121
09/04/04	108642	A2m	6.54	12 28 38.15	+26 13 37.05	4500	170
10/04/04	106103	F5V	8.09	12 12 24.89	+27 22 48.32	4500	144
10/04/04	106293	F5V	8.09	12 13 43.89	+22 53 16.75	4500	132
10/04/04	106691	F5IV	8.08	12 16 08.37	+25 45 37.35	4500	147
10/04/04	106999	Am	7.46	12 18 11.20	+27 18 02.10	4500	177
10/04/04	107513	Am	7.38	12 21 26.74	+24 59 49.30	4500	184
11/04/04	106946	F2V	7.87	12 17 50.90	+25 34 16.83	4500	180
11/04/04	107611	F6V	8.50	12 21 56.16	+27 18 34.23	4500	129
12/04/04	109530	F2V	7.30	12 35 10.94	+36 25 31.37	4500	185
AURELIE							
Date	HD	Type spectral	$M_V$ mag	$\alpha$	$\delta$	temps d'expo. (s)	adu
16/03/04	107877	F6	8.35	12 23 41.00	+26 58 47.76	4500	$2.0 \times 10^4$ adu
16/03/04	109069	F0V	7.55	12 31 50.55	+29 18 50.91	3000	$1.8 \times 10^3$ adu
17/03/04	108154	F5	8.56	12 25 22.49	+23 13 44.72	4500	$2.0 \times 10^4$ adu
17/03/04	108226	F5	8.34	12 25 51.95	+26 46 36.00	4500	$2.7 \times 10^3$ adu
17/03/04	108976	F6V	8.54	12 31 03.09	+27 43 49.22	4500	$1.8 \times 10^3$ adu

TAB. A.2: Caractéristiques des étoiles de Coma Berenices observées avec ELODIE et AURELIE.



# Annexe B

## Indices photométriques des étoiles A et F appartenant aux 2 amas

### B.1 Origine des données

Les indices photométriques Strömgen  $uvby\beta$  des étoiles étudiées ont été obtenus en grande partie à partir du catalogue de Hauck & Mermillod (1998), ou bien en consultant les bases de données WEBDA et SIMBAD. Le tableau B.1 représente les indices adoptés pour les étoiles membres de l'amas des Pléiades et le tableau B.2 pour celles de Coma Berenices. Les parallaxes sont celles d'Hipparcos (Perryman 1997) et sont en milliarcseconde.



Etoile	TS	V	$B - V$	$b - y$	m1	c1	$\beta$	$\pi$ (mas)	$v_r$ (km/s)	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$
HD23157	A5V	7.95	0.34	0.22	0.17	0.74	2.78	9.48	30.90	7514	4.265
HD23156	A7V	8.23	0.25	0.15	0.21	0.82	2.82	-	28.03	7940	4.235
HD23325	Am	8.57	0.33	0.22	0.18	0.78	2.79	-	33.06	7638	4.235
HD23375	A9V	8.58	0.35	0.23	0.17	0.72	2.76	-	26.58	7395	4.220
HD23607	A7V	0.26	0.10	0.15	0.19	0.82	2.84	-	26.95	8055	4.320
HD23631	A2V	7.30	-	0.05	0.16	0.94	2.89	8.35	32.09	9613	4.340
HD23763	A1V	6.96	-	0.07	0.17	0.95	2.87	6.90	36.60	8999	4.190
HD23924	A7V	8.10	0.22	0.12	0.22	0.85	2.85	-	28.03	8144	4.290
HD23948	A0	7.54	-	0.03	0.19	0.98	2.91	8.02	25.10	9083	4.355
HD22615	Am	6.50	0.15	0.08	0.20	1.10	2.88	6.60	7.52	8407	3.835
HD23629	A0V	6.29	0.02	0.00	0.16	0.99	2.89	8.87		9940	4.22
HD23632	A1V	6.98	0.03	0.01	0.16	1.01	2.89	8.35		9616	4.22
HD23863	A7V	8.11	0.22	0.13	0.20	0.86	2.83	13.44		7911	4.10
HD23489	A2V	7.34	0.06	0.06	0.17	1.02	2.91	-		9078	4.25
HD23791	A8V	8.36	0.28	0.18	0.20	0.76	2.81	-	26.60	7796	4.32
HD23387	A1V	7.16	0.16	0.11	0.14	0.94	2.87	9.06		9581	4.22
HD23351	F3V	8.98	0.44	0.29	0.16	0.52	2.69	8.87		6863	4.38
HD23609	F8IV	7.00	0.50	0.34	0.17	0.47	2.65	8.35		6492	4.28
HD23247	F3V	9.06	0.46	0.31	0.15	0.54	2.70	8.80	34.86	6948	4.47
HD23732	F4V	9.12	0.47	0.32	0.15	0.47	2.69	-		6837	4.54
HD23511	F4V	9.28	0.46	0.31	0.16	0.42	2.67			6730	4.63

**TAB. B.1:** Indices photométriques, la parallaxe en milliarcseconde, la vitesse radiale en km/s, les températures effectives et gravités de surface adoptées pour les étoiles des pléiades.

Etoile	TS	V	$B - V$	$b - y$	m1	c1	$\beta$	$\pi$ (mas)	$v_r$ (km/s)	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$
HD107966	A3V	5.18	0.08	0.04	0.18	1.11	2.88	11.47	10.04	8541	3.82
HD108382	A4V	4.96	0.08	0.05	0.18	1.14	2.87	11.56	11.48	8317	3.92
HD106887	A4m	5.71	0.16	0.09	0.22	0.92	2.87	18.74	7.88	8291	4.2
HD107655	A0V	6.18	0.00	-0.01	0.17	1.04	2.90	9.97	5.01	9675	4.10
HD107168	A8m	6.24	0.17	0.08	0.25	0.93	2.87	11.43	11.81	8283	4.2
HD109307	A4Vm	6.27	0.11	0.06	0.21	1.00	2.88	9.41	10.39	8396	4.1
HD108642	A2m	6.54	0.18	0.10	0.22	0.91	2.85	9.76	38.19	8079	4.06
HD107276	Am	6.63	0.18	0.11	0.19	0.91	2.84	11.01	22.26	8000	4.00
HD108486	Am	6.67	0.17	0.09	0.22	0.91	2.85	10.90	11.47	8148	4.11
HD106999	Am	7.46	0.19	0.09	0.21	0.92	2.85	6.12	5.36	8148	4.09
HD107513	Am	7.38	0.28	0.17	0.17	0.74	2.75	11.20	15.07	7279	4.02
HD106103	F5V	8.09	0.40	0.27	0.15	0.45	2.68	10.88	12.96	6707	4.45
HD106293	F5V	8.09	-	0.28	0.15	0.45	2.66	-	13.63	6545	4.34
HD106691	F5IV	8.08	0.40	0.28	0.15	0.46	2.68	11.43	13.63	6713	4.43
HD106946	F2V	7.87	0.36	0.24	0.16	0.54	2.70	11.47	10.03	6892	4.3
HD107611	F6V	8.50	0.46	0.31	0.16	0.39	2.65	10.76	12.55	6491	4.57
HD109530	F2V	7.30	0.50	0.30	0.17	0.55	2.66	8.24	-8.67	6497	3.85
HD107877	F6	8.35	0.45	0.30	0.15	0.41	2.66	12.54	24.33	6598	4.54
HD108154	F5	8.56	0.45	0.31	0.15	0.39	2.65	9.51	23.33	6497	4.54
HD108226	F5	8.34	0.44	0.30	0.16	0.42	2.66	11.39	34.19	6530	4.45
HD108976	F6 V	8.54	0.48	0.31	0.16	0.38	2.64	12.68	30.33	6413	4.49
HD109069	F0 V	7.55	0.33	0.23	0.16	0.60	2.70	11.77	7.03	6864	4.06

**TAB. B.2:** Indices photométriques, la parallaxe en milliarcseconde, la vitesse radiale en km/s, les températures effectives et gravités de surface adoptées pour les étoiles de Coma Berenices.



# Annexe C

## Liste de raies

Comme déjà expliqué dans la section 5.4.2, la liste de raies est basée sur le fichier `gfall.dat` puis modifiée à partir des données atomiques les plus récentes de VALD, NIST et DREAM. Trois-cents transitions entre 3800 et 6800 Å ont été retenues pour 22 éléments chimiques. Ces éléments ainsi que leurs niveaux d'ionisations sont représentés dans la première colonne. Les valeurs des longueurs d'onde adoptées, les  $\log gf$  et les précisions des forces d'oscillateurs sont rassemblées dans les colonnes 2, 3 et 4 respectivement. La dernière colonne représente la référence adoptée pour le  $gf$  de la transition considérée.

**TAB. C.1:** Liste de raies utilisée pour la détermination des abondances. La lettre "A" est utilisée pour une précision inférieure à 3% sur  $gf$ , "B" pour une précision inférieure à 10%, "C+" inférieure à 18%, "C" inférieure à 25%, "D+" inférieure à 40 %, "D" inférieure à 50 % et "E" supérieure à 50 %. Dans le cas où aucune précision n'est signalée, la lettre "E" (*i.e.* 50%) est adoptée dans le calcul des incertitudes. La références FMW renvoie à Fuhr et al. (1988), PTP à Pickering et al. (2002), NBS à Miles & Wiese (1969), KO83 à Kostyk & Orlova (1983), SL90 à Sigut & Landstreet (1990), BL48 à Biermann & Lübeck (1948), Bal81 à Biemont et al. (1981), MC86 à Magazzu & Cowley (1986), W85 à Ward (1985) et Kurucz à la liste de raies gfall.dat.

Elément (+ionis)	$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$	Précision	Références
CI	4371,3670	-1,962	B	NIST
CI	4932,0490	-1,658	B	NIST
CI	5052,1670	-1,303	B	NIST
CI	5380,3370	-1,616	B	NIST
CI	5793,1200	-2,063	B	NIST
CI	5800,6020	-2,337	B	NIST
CI	6587,6100	-1,003	B	NIST
OI	3947,2950	-2,095	B	NIST
OI	3947,4810	-2,244	B	NIST
OI	3947,5860	-2,467	B	NIST
OI	3947,9530	-1,761	B	FMW
OI	4368,1930	-2,665	B	NIST
OI	4368,2420	-1,964	B	NIST
OI	4368,2580	-2,818	B	NIST
OI	5329,6730	-2,063	C+	NIST
OI	5329,6810	-1,473	C+	NIST
OI	5329,6900	-1,268	C+	NIST
OI	5330,7260	-2,416	C+	NIST
OI	5330,7350	-1,570	C+	NIST
OI	5330,7410	-0,983	C+	NIST
OI	6155,9610	-1,363	B	NIST
OI	6155,9710	-1,011	B	NIST
OI	6155,9890	-1,120	B	NIST
OI	6156,7370	-1,487	B	NIST
OI	6156,7550	-0,898	B	NIST
OI	6156,7780	-0,694	B	NIST
OI	6158,1490	-1,841	B	NIST
OI	6158,1720	-0,995	B	NIST
OI	6158,1870	-0,409	B	NIST
NaI	4494.1800	-1.840	C	NIST
NaI	4497.6570	-1.574	B	NIST
NaI	4668.5590	-1.310	C	NIST

TAB. C.1: suite ...

Elément (+ionis)	$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$	Précision	Références
NaI	4978,5410	-1,210	C	NIST
NaI	4982,8130	-0,961	C	NIST
NaI	5889,9500	0,112	A	NIST
NaI	5895,9240	-0,191	A	NIST
NaI	6154,2260	-1,547	A	NIST
NaI	6160,7470	-1,230	C	NIST
MgII	4384,6370	-0,792	D	NIST
MgII	4390,5140	-1,706	D	NIST
MgII	4390,5720	-0,530	D	NIST
MgII	4427,9940	-1,201	C+	NIST
MgII	4481,1260	0,730	B	BL48
MgII	4481,1500	-0,570	B	BL48
MgII	4481,3250	0,575	B	BL48
MgI	4702,9910	-0,374	C	NIST
MgI	5167,3213	-0,856	B	NIST
MgI	5172,6844	-0,380	B	NIST
MgI	5183,6034	-0,158	B	NIST
MgI	5528,4050	-0,498	B+	NIST
SiII	4072,7090	-2,367		SL90
SiII	4075,4520	-1,403		SL90
SiII	4128,0540	0,306	C	NIST
SiII	4130,8940	0,464	C	NIST
SiII	4190,7240	-0,351		NIST
SiII	4198,1330	-0,611		NIST
SiII	4621,4180	-0,540	D	Kurucz
SiII	4621,6960	-1,675	D	Kurucz
SiII	4621,7220	-0,387	D	Kurucz
SiII	5041,0240	0,174	D+	NIST
SiII	5055,9840	0,441	D+	NIST
SiII	5056,3170	-0,535	E	NIST
SiII	5466,4320	-0,190	D	Kurucz
SiII	5669,5630	0,266		NIST
SiII	5688,8170	0,106		NIST
SiII	5957,5590	-0,349	D	NIST
SiII	5978,9300	-0,061	D	NIST
SiII	6347,1100	0,230	C	NIST
SiII	6371,3710	-0,080	C	NIST
CaII	3933,6630	-0,135	C	NIST
CaII	3968,4690	-0,180	C	NIST

TAB. C.1: suite ...

Elément (+ionis)	$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$	Précision	Références
CaII	4472,0500	-2,694		Kurucz
CaII	4479,4330	-2,994		Kurucz
CaII	4489,1790	-0,726		Kurucz
CaII	4489,1790	-2,157		Kurucz
CaII	4489,1790	-0,613		Kurucz
CaII	5001,4790	-0,517	D	NIST
CaII	5019,9710	-0,257	D	NIST
CaII	5021,1380	-1,217	D	NIST
CaII	5285,2660	-1,153	D	NIST
CaII	5307,2240	-0,853	D	NIST
ScII	4246,8220	0,242	D	NIST
ScII	4314,0830	-0,100	D	NIST
ScII	4320,7320	-0,250	D	NIST
ScII	4324,9960	-0,440	D	NIST
ScII	4374,4570	-0,418	D	NIST
ScII	4670,4070	-0,576	D	NIST
ScII	5031,0210	-0,400	D	NIST
ScII	5239,8130	-0,765	D	NIST
ScII	5526,7900	0,020	D	NIST
ScII	5657,8960	-0,603	D	NIST
ScII	6604,6010	-1,310	D	NIST
TiII	4163,6440	-0,130	D	PTP
TiII	4287,8730	-1,790		PTP
TiII	4290,2190	-0,850		PTP
TiII	4294,0990	-0,930		PTP
TiII	4300,0420	-0,440	D	PTP
TiII	4316,7940	-1,420	D	KO83
TiII	4386,8440	-0,960		PTP
TiII	4394,0590	-1,780		PTP
TiII	4395,0310	-0,540	A	PTP
TiII	4399,7720	-1,190		PTP
TiII	4411,0720	-0,670	D	PTP
TiII	4417,7140	-1,190		PTP
TiII	4443,8010	-0,720	D	PTP
TiII	4468,4920	-0,600	D	FMW
TiII	4488,3250	-0,510	D	PTP
TiII	4501,2700	-0,770	D	PTP
TiII	4549,6210	-0,470	D	PTP
TiII	4571,9710	-0,320	D	PTP
TiII	4589,9580	-1,780	D	PTP

TAB. C.1: suite ...

Elément (+ionis)	$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$	Précision	Références
TiII	4629,2740	-2,240		Kurucz
TiII	4657,2000	-2,240		Kurucz
TiII	4805,0850	-1,100	D	PTP
TiII	5129,1560	-1,400	D	KO83
TiII	5188,6870	-1,050	D	PTP
TiII	5336,7860	-1,590	A	PTP
VII	4475.6700	-1.440		Kurucz
VII	4528.5000	-0.960		Kurucz
VII	4532.1700	-0.760		Kurucz
VII	4538.6200	-1.800		Kurucz
VII	4558.4500	-0.930		Kurucz
VII	4564.5900	-1.450		Kurucz
VII	4577.1300	-2.140		Kurucz
VII	4590.5000	-0.780		Kurucz
VII	4600.1800	-1.360		Kurucz
CrII	4558,6500	-0,660	D	Kurucz
CrII	4588,1990	-0,643		Kurucz
CrII	4592,0490	-1,217	D	FMW
CrII	4616,6290	-1,291		SL90
CrII	4618,8030	-1,110	D	Kurucz
CrII	4634,0700	-0,990		Kurucz
CrII	4812,3370	-1,995	D	Kurucz
CrII	5237,3290	-1,160	D	FMW
CrII	5308,4400	-1,810	D	FMW
CrII	5313,5900	-1,650	D	FMW
CrII	5502,0670	-1,990	D	FMW
MnI	4451,5860	0,278	B	FMW
MnI	4453,0120	-0,490	C+	FMW
MnI	4457,0440	-0,555	C+	FMW
MnI	4458,2540	0,042	C+	FMW
MnI	4461,0790	-0,380	C+	FMW
MnI	4462,0310	0,320	C+	FMW
MnI	4464,6820	-0,104	B	FMW
MnI	4470,1440	-0,444	B	FMW
MnI	4472,8060	-0,583	B	FMW
MnI	4490,0900	-0,521	B	FMW
MnI	4498,9020	-0,343	B	FMW
MnI	4502,2130	-0,344	B	FMW
MnI	4709,7120	-0,339	B	FMW



TAB. C.1: suite ...

Elément (+ionis)	$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$	Précision	Références
MnI	4739,0870	-0,490	B	FMW
MnI	4754,0420	-0,085	B	FMW
MnI	4761,5120	-0,138	B	FMW
MnI	4762,3670	0,426	B	FMW
MnI	4783,4270	0,042	B	FMW
MnI	4823,5240	0,144	B	FMW
MnI	5255,3260	-0,763	B	FMW
FeII	4233,1720	-2,000	C	FMW
FeII	4258,1540	-3,400	D	FMW
FeII	4273,3260	-3,258	D	FMW
FeII	4296,5720	-3,010	D	FMW
FeII	4385,3870	-2,570	D	FMW
FeII	4416,8300	-2,600	D	FMW
FeII	4472,0900	-1,791		Kurucz
FeII	4472,6200	-2,340		Kurucz
FeII	4472,9290	-3,430		Kurucz
FeII	4491,4050	-2,690	C	FMW
FeII	4508,2880	-2,210	C	FMW
FeII	4515,3390	-2,490	C	FMW
FeII	4520,2240	-2,600	C	FMW
FeII	4522,6340	-2,030	C	FMW
FeII	4541,5240	-3,050	C	FMW
FeII	4555,8900	-2,290		FMW
FeII	4576,3400	-3,040		FMW
FeII	4582,8350	-3,100	C	FMW
FeII	4620,5210	-3,280	D	FMW
FeII	4635,3160	-1,650	D	FMW
FeII	4656,9810	-3,630	E	FMW
FeII	4666,7580	-3,330	D	FMW
FeII	4923,9270	-1,320	C	FMW
FeII	5197,5770	-2,100	C	FMW
FeII	5276,0020	-1,940	C	FMW
FeII	5316,6150	-1,850	C	FMW
FeII	5506,1950	0,950	D	FMW
CoI	4466.8800	-0.540		Kurucz
CoI	4469.5400	-0.330		Kurucz
CoI	4471.5400	-0.770		Kurucz
CoI	4530.9500	0.150		Kurucz
CoI	4533.9800	-0.500		Kurucz
CoI	4549.6500	-0.330		Kurucz

TAB. C.1: suite ...

Elément (+ionis)	$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$	Précision	Références
CoI	4565.5800	-0.220		Kurucz
CoI	4581.5900	-0.150		Kurucz
CoI	4594.6300	-0.080		Kurucz
CoI	4596.8900	-0.010		Kurucz
CoI	4625.7600	-0.370		Kurucz
CoI	4629.3600	-0.190		Kurucz
NiI	4468.4340	-1.642		Kurucz
NiI	4470.4720	-0.310	D	Kurucz
NiI	4480.5610	-1.491		Kurucz
NiI	4490.0490	-2.108		Kurucz
NiI	4490.5250	-2.324		Kurucz
NiI	4512.9860	-1.470	D	Kurucz
NiI	4519.9790	-2.880	D+	FMW
NiI	4521.3220	-0.949		Kurucz
NiI	4523.6940	-1.305		Kurucz
NiI	4528.5260	-1.127		Kurucz
NiI	4542.2370	-1.308		Kurucz
NiI	4546.9200	-0.271		Kurucz
NiI	4551.2170	-0.880	D	FMW
NiI	4559.9210	-1.737		Kurucz
NiI	4572.0410	-0.536		Kurucz
NiI	4588.4110	-0.745		Kurucz
NiI	4592.5220	-0.370		Kurucz
NiI	4596.3830	-0.704		Kurucz
NiI	4600.3550	-0.610		FMW
NiI	4604.9820	-0.250	D	Kurucz
NiI	4606.2190	-1.000	D	FMW
NiI	4609.9050	-0.580		Kurucz
NiI	4617.8620	-0.525		Kurucz
NiI	4631.0170	-0.957		Kurucz
NiI	4648.6460	-0.100	D	Kurucz
NiI	4886.7050	-1.780		Kurucz
NiI	4886.9760	-1.120		Kurucz
NiI	4900.9670	-1.670	E	FMW
NiI	4904.4070	-0.170	D	FMW
NiI	4912.0200	-0.800	D	FMW
NiI	4913.9680	-0.630	D	FMW
NiI	4918.3620	-0.240	D	FMW
NiI	4918.7060	-0.780		Kurucz
NiI	4925.5590	-0.770	D	Kurucz
NiI	4935.8310	-0.350	D	FMW

TAB. C.1: suite ...

Elément (+ionis)	$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$	Précision	Références
NiI	4937.3410	-0.390	D	FMW
NiI	4976.3260	-3.100	C+	NIST
NiI	5003.7410	-2.800	C+	NIST
NiI	5080.5280	0.330		kurucz
NiI	5081.1070	0.300		kurucz
NiI	5084.0890	0.090		kurucz
NiI	5096.8540	-0.900		kurucz
NiI	5099.9270	-0.100		kurucz
NiI	5102.9660	-2.620	C+	NIST
NiI	5137.0740	-1.990	C+	NIST
NiI	5476.9040	-0.890	C+	NIST
NiI	5553.6900	-3.240	C+	NIST
NiI	5587.8580	-2.140	C+	NIST
NiI	5592.2620	-2.590	C+	NIST
NiI	5711.8880	-2.260	C+	NIST
NiI	5754.6560	-2.340	C+	NIST
NiI	5892.8720	-2.340	C+	NIST
NiI	6163.4180	-0.682		kurucz
NiI	6170.5670	-1.808		kurucz
NiI	6175.3600	-0.530		kurucz
NiI	6176.8070	-0.260		kurucz
SrII	4077.7090	0.151		NIST
SrII	4215.5200	-0.169		NIST
YII	4883.6840	0.070		kurucz
YII	4900.1200	-0.09		kurucz
YII	4982.1290	-1.290		kurucz
YII	5087.4160	-0.170		kurucz
YII	5200.4060	-0.570		kurucz
ZrII	4149.2170	-0.030		kurucz
ZrII	4156.2400	-0.776		kurucz
ZrII	4161.2100	-0.720		kurucz
ZrII	4208.9800	-0.460		kurucz
ZrII	4496.9600	-0.810		Bal81
BaII	4554,0290	0,163	B	Kurucz
BaII	4934,0760	-0,156	B	NBS
BaII	5853,6680	-1,510	B	NIST
BaII	6141,7130	-0,810	B	NIST

TAB. C.1: suite ...

Elément (+ionis)	$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$	Précision	Références
BaII	6496,8970	-1,010	B	NIST
LaII	4522.3700	0.090		MC86
LaII	4525.3100	-0.150		MC86
LaII	4526.1200	-0.540		MC86
LaII	4558.4600	-0.860		MC86
LaII	4559.2900	-1.130		MC86
LaII	4574.8800	-0.960		MC86
LaII	4580.0600	-0.910		MC86
LaII	4613.3900	-0.600		MC86
LaII	4619.8800	0.100		MC86
LaII	4645.2800	-1.560		MC86
LaII	4655.5000	0.340		MC86
LaII	4899.9200	-0.780		MC86
LaII	4920.9800	-0.630		MC86
LaII	4921.7900	-0.550		MC86
LaII	4934.8300	-0.730		MC86
CeII	4040.7600	0.230		Kurucz
CeII	4133.8000	0.722		Kurucz
CeII	4186.5940	0.813		Kurucz
CeII	4460.2070	0.171		Kurucz
CeII	4471.2400	-0.060		MC86
CeII	4562.3600	-0.040		MC86
CeII	4628.1600	-0.110		MC86
NdII	4061.0900	0.550		NIST
NdII	4303.5800	0.140		NIST
NdII	4501.8200	-0.760		W85
NdII	4542.6100	-0.410		W85
EuII	4129.7020	0.220		Kurucz
EuII	4205.0500	0.210		Kurucz
EuII	4435.5760	-0.092		Kurucz
EuII	4522.5700	-0.680		Kurucz



# Annexe D

## Corrélations entre les éléments

Dans cet annexe, je présente quelques corrélations intéressantes entre les abondances de plusieurs éléments chimiques. Ces corrélations sont identifiées dans les figures de la partie II du chapitre 6 où j'ai analysé chaque élément séparément.

Il faut noter que dans le groupe d'étoiles, je n'ai pas inclus celles dont les appartenances aux amas sont incertaines. Ainsi, dans l'amas des Pléiades, le groupe A est équivalent à A normales et Am sans HD22615. Dans l'amas de Coma Berenices, le groupe Am exclut seulement HD106999, le groupe A normales exclut HD107655 et le groupe A exclut HD107655 et HD106999.

**TAB. D.1:** Corrélations entre différents éléments chimiques dans les étoiles membres de l'amas des Pléiades. La deuxième colonne représente le groupe d'étoiles utilisé dans le calcul de la corrélation. La troisième colonne représente l'équation de la droite. Dans la quatrième et cinquième colonne on retrouve l'erreur sur la pente de la droite et l'erreur sur la constante à l'origine. Le coefficient de régression est noté dans la dernière colonne.

Elements	Groupe d'étoiles	Equation	$\Delta a$	$\Delta b$	R
[C/Fe]-[Fe/H]	A	[C/Fe]=-0.70[Fe/H]-0.21	0.30	0.05	-0.54
[C/Fe]-[Fe/H]	A (Hors-ETL)	[C/Fe]=-0.68[Fe/H]-0.37	0.20	0.04	-0.68
[C/H]-[Fe/H]	A	[C/H]=0.30[Fe/H]-0.21	0.30	0.05	0.26
[O/Fe]-[Fe/H]	A	[O/Fe]=-1.26[Fe/H]-0.06	0.25	0.05	-0.82
[O/H]-[Fe/H]	A	[O/H]=-0.27[Fe/H]-0.05	0.24	0.04	-0.30
[C/H]-[O/H]	A	[C/H]=-0.13[O/H]-0.20	0.33	0.06	-0.10
[Mg/H]-[Fe/H]	A	[Mg/H]=0.53[Fe/H]+0.14	0.20	0.03	0.63
[Si/H]-[Fe/H]	A	[Si/H]=0.69[Fe/H]+0.20	0.16	0.03	0.78
[Si/Fe]-[Fe/H]	A	[Si/Fe]=-0.31[Fe/H]+0.19	0.15	0.03	-0.50
[Sc/Fe]-[Fe/H]	F	[Sc/Fe]=2.63[Fe/H]-0.14	1.3	0.08	0.76
[Ti/H]-[Fe/H]	F	[Ti/H]=0.79[Fe/H]+0.04	0.81	0.05	0.50
[Ti/H]-[Fe/H]	A	[Ti/H]=1.02[Fe/H]-0.01	0.18	0.03	0.84
[Cr/H]-[Fe/H]	A	[Cr/H]=0.92[Fe/H]-0.01	0.29	0.05	0.65
[Mn/H]-[Fe/H]	A	[Mn/H]=0.87[Fe/H]-0.05	0.55	0.10	0.51
[Ni/H]-[Fe/H]	A	[Ni/H]=0.56[Fe/H]-0.01	0.37	0.07	0.43
[Sr/H]-[Fe/H]	A	[Sr/H]=2.38[Fe/H]-0.43	0.40	0.07	0.85
[Y/H]-[Fe/H]	A	[Y/H]=0.27[Fe/H]+0.13	0.32	0.06	0.27
[Zr/H]-[Y/H]	A	[Zr/H]=1.80[Y/H]-0.02	0.60	0.13	0.75
[Ba/H]-[Fe/H]	A	[Ba/H]=3.22[Fe/H]+0.29	0.54	0.11	0.89
[Ba/H]-[Sr/H]	A	[Ba/H]=1.21[Sr/H]+0.75	0.30	0.12	0.80

TAB. D.2: Idem que le tableau D.1 mais pour l'amas de Coma Berenices.

Elements	Groupe d'étoiles	Equation	$\Delta a$	$\Delta b$	R
[C/Fe]-[Fe/H]	Am	[C/Fe]=-2.15[Fe/H]-0.33	0.50	0.10	-0.89
[C/Fe]-[Fe/H]	A	[C/Fe]=-1.75[Fe/H]-0.41	0.48	0.09	-0.80
[C/Fe]-[Fe/H]	A (Hors-ETL)	[C/Fe]=-1.55[Fe/H]-0.50	0.42	0.08	-0.81
[C/H]-[Fe/H]	Am	[C/H]=-1.27[Fe/H]-0.28	0.54	0.10	-0.69
[C/H]-[Fe/H]	A	[C/H]=-0.74[Fe/H]-0.41	0.51	0.09	-0.43
[O/Fe]-[Fe/H]	A+F	[O/Fe]=-1.93[Fe/H]-0.19	0.54	0.09	-0.74
[O/Fe]-[Fe/H]	A	[O/Fe]=-2.30[Fe/H]-0.23	0.53	0.10	-0.85
[O/H]-[Fe/H]	A	[O/H]=-1.28[Fe/H]-0.23	0.54	0.09	-0.62
[C/H]-[O/H]	Am	[C/H]=0.60[O/H]-0.27	0.13	0.06	0.91
[C/H]-[O/H]	A	[C/H]=0.68[O/H]-0.19	0.19	0.09	0.73
[Mg/H]-[Fe/H]	F	[Mg/H]=0.74[Fe/H]+0.26	0.35	0.04	0.60
[Si/Fe]-[Fe/H]	A+F	[Si/Fe]=-0.95[Fe/H]+0.16	0.18	0.02	-0.81
[Si/Fe]-[Fe/H]	A+F- HD107168	[Si/Fe]=-0.95[Fe/H]+0.16	0.17	0.02	-0.85
[Sc/Fe]-[Fe/H]	F	[Sc/Fe]=-1.10[Fe/H]	0.11	0.01	-0.95
[Ti/H]-[Fe/H]	F	[Ti/H]=0.45[Fe/H]+0.08	0.35	0.04	0.40
[Cr/H]-[Fe/H]	Am	[Cr/H]=1.06[Fe/H]-0.02	0.29	0.06	0.85
[Mn/H]-[Fe/H]	A	[Mn/H]=1.23[Fe/H]-0.24	0.22	0.05	0.94
[Ni/H]-[Fe/H]	A+F	[Ni/H]=1.24[Fe/H]+0.01	0.25	0.04	0.75
[Ni/H]-[Fe/H]	A normales +F	[Ni/H]=0.68[Fe/H]+0.03	0.31	0.04	0.55
[Ni/H]-[Fe/H]	A	[Ni/H]=1.60[Fe/H]-0.02	0.26	0.05	0.92
[Y/H]-[Fe/H]	Am	[Y/H]=2.21[Fe/H]+0.22	0.56	0.10	0.85
[Y/H]-[Fe/H]	A	[Y/H]=2.13[Fe/H]+0.25	0.60	0.11	0.85
[Sr/H]-[Fe/H]	A	[Sr/H]=2.36[Fe/H]+0.06	0.43	0.08	0.90
[Zr/H]-[Y/H]	Am	[Zr/H]=1.00[Y/H]-0.06	0.17	0.11	0.93
[Zr/H]-[Y/H]	A	[Zr/H]=0.82[Y/H]+0.07	0.18	0.11	0.86
[Ba/H]-[Fe/H]	A	[Ba/H]=5.10[Fe/H]+0.61	0.74	0.10	0.94
[Ba/H]-[Sr/H]	A+F	[Ba/H]=1.34[Sr/H]+0.54	0.23	0.08	0.84
[Ba/H]-[Sr/H]	A	[Ba/H]=1.40[Sr/H]+0.58	0.27	0.12	0.87





# Annexe E

## liste des Publications

- 1- Chemical composition of A and F dwarf members of the Coma Berenices open cluster (accepté dans A&A)
- 2- Chemical composition of A and F dwarf members of the Pleiades open cluster (soumis à A&A)
- 3- The effect of rotation on the abundances of the chemical elements of the A types stars in the Praesepe cluster (soumis à A&A)

## Chemical composition of A and F dwarf members of the Coma Berenices open cluster<sup>★</sup>

M. Gebran<sup>1</sup>, R. Monier<sup>1\*\*</sup> and O. Richard<sup>1</sup>

<sup>1</sup> Groupe de Recherche en Astronomie et Astrophysique du Languedoc, UMR 5024, Université Montpellier II, Place Eugène Bataillon, 34095 Montpellier, France.

e-mail: gebran@graa1.univ-montp2.fr  
e-mail: Richard.Monier@unice.fr  
e-mail: richard@graa1.univ-montp2.fr

Received ; accepted

### ABSTRACT

**Aims.** Abundances of 18 chemical elements have been derived for 11 A (normal and Am) and 11 F dwarfs members of the Coma Berenices open cluster in order to set constraints on evolutionary models including transport processes (radiative and turbulent diffusion) calculated with the Montréal code.

**Methods.** A spectral synthesis iterative procedure has been applied to derive the abundances from selected high quality lines in high resolution high signal-to-noise échelle spectra obtained with ELODIE at the Observatoire de Haute Provence.

**Results.** The chemical pattern found for the A and F dwarfs in Coma Berenices is reminiscent of that found in the Hyades and the UMa moving group. In graphs representing the abundances  $[X/H]$  versus the effective temperature, the A stars often display abundances much more scattered around their mean values than the F stars do. Large star-to-star variations are detected for A stars in their abundances of C, O, Na, Sc, Ti, Mn, Fe, Ni, Sr, Y, Zr and Ba which we interpret as evidence of transport processes competing with radiative diffusion.

The abundances of Mn, Ni, Sr and Ba are strongly correlated with that of iron for A and Am stars. In contrast the ratios  $[C/Fe]$  and  $[O/Fe]$  appear to be anticorrelated with  $[Fe/H]$  as found earlier for field A dwarfs. All Am stars in Coma Berenices are deficient in C and O and overabundant in elements heavier than Fe but not all are deficient in calcium and/or scandium. The F stars have solar abundances for almost all elements except for Mg, Si, V and Ba.

The derived abundances patterns,  $[X/H]$  versus atomic number, for the slow rotator HD108642 (A2m) and the moderately fast rotator HD106887 (A4m) were compared to the predictions of self consistent evolutionary model codes including radiative and different amounts of turbulent diffusion. None of the models reproduces entirely the overall shape of the abundance pattern.

**Conclusions.** While part of the discrepancies between derived and predicted abundances may be accounted for by non-LTE effects, the inclusion of competing processes such as rotational mixing in the radiative zones of these stars seems necessary to improve the agreement between observed and predicted abundance patterns.

**Key words.** stars: abundances - stars: main sequence - stars: rotation - Diffusion - Galaxy: open clusters and associations: individual: Coma Berenices

### 1. Introduction

Abundance determinations of A and F dwarfs in open clusters and moving groups of known properties aim at elucidating the mechanisms of mixing at play in the interiors of these main-sequence stars. In two previous papers, abundance determinations were presented for 11 chemical elements in the Hyades (age about 787 Myrs, Varenne & Monier 1999) and in the Ursa Major moving group (age about 500 Myr, Monier 2005). Specifically, 19 A and 29 F dwarfs members of the Hyades and 12 A and 10 F dwarf bona-fide and probable members of the Ursa Major moving group were analysed. The motivation of this study is to report on new abundance

determinations of 18 chemical elements in 11 A and 11 F dwarfs in the Coma Berenices open cluster (age about 447 Myrs). The spectroscopy presented here is part of an ongoing observational program of A and F dwarfs in galactic open clusters of various ages whose aims are twofold. First, we wish to improve our knowledge of the chemical composition of A dwarfs (normal A stars and Am stars) which is still poor in particular for normal A stars. Second, we intend to use the derived abundances to set constraints on self-consistent evolutionary models of these objects including various particle transport processes. Indeed stars in open clusters originate from the same interstellar material (*ie* they have the same age and the same *initial* chemical composition) and as such are very useful to test the predictions of evolutionary models.

Few studies have addressed the chemical composition of the A and F dwarfs in the Coma Berenices open cluster. High quality high resolution spectroscopy is feasible for the brightest members because of the proximity ( $d \approx 80-90$ pc) of the cluster. Abundance analyses of the Coma Berenices dwarfs have mostly

Send offprint requests to: M. Gebran

\* Based on observations at the Observatoire de Haute-Provence (France).

\*\* Present affiliation: Laboratoire Universitaire d'Astrophysique de Nice, UMR 6525, Université de Nice - Sophia Antipolis, Parc Valrose, 06108 Nice Cedex 2, France

velocities facilitate the abundance determination. For concision, we have collected previous abundance determinations of the A, F and G dwarfs in Coma Berenices in Table 1 where the bibliographical references, the number of stars analysed, their spectral types and the investigated chemical elements are collected. Lithium abundances have been determined for several F (and G) dwarfs in Coma Berenices by Boesgaard (1987), Jeffries (1999) and Soderblom et al. (1990). Carbon and iron abundances were derived for 14 F dwarfs by Friel & Boesgaard (1992). Carbon, oxygen, silicon, calcium, iron, barium, magnesium, scandium, chromium, nickel, lithium, aluminium, sulfur and europium abundances have been determined for only a few normal A and Am stars (fewer than 7 stars) by Savanov (1996), Hui-Bon-Hoa et al. (1997), Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) and Burkhart & Coupry (2000). The abundance determinations for A stars focus mainly on the chemically peculiar Am stars. Savanov (1996) found significant star-to-star differences in abundances among the Am stars of Coma Ber for a given chemical element. In contrast, little attention has been paid to the "normal" A stars of the cluster. The chemical composition of normal A dwarfs (field and cluster stars) remains generally poorly known as too few objects have been analysed so far, mainly because of their high rotational velocities. Significant abundance differences have been found among the few field "normal" A stars analysed so far (Holweger et al. 1986; Lambert et al. 1986; Lemke 1998, 1990; Hill & Landstreet 1993; Hill 1995; Rentzsch-Holm 1997; Varenne 1999). Varenne & Monier (1999) also found significant star-to-star variations of the abundances of O, Na, Ni, Y and Ba for the normal A and the Am stars in the Hyades whereas the F dwarfs display much less scatter. Similarly, Monier (2005) found star-to-star variations in [Fe/H], [Ni/H] and [Si/H] much larger for the A dwarfs than for the F dwarfs in the Ursa Major group.

The main thrust of this paper is to report on the abundances of 18 chemical elements (C, O, Na, Mg, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Sr, Y, Zr and Ba) for F and A dwarfs in Coma Berenices. These abundances have been compared to published predictions of recent self-consistent models including transport processes at ages close to that of Coma Berenices (Turcotte et al. 1998, Richer et al. 2000, Richard et al. 2002) or to new models calculated with the Montréal code (Richard et al. 2002). The abundances were derived by synthesizing carefully selected lines in high quality high resolution spectra of 11 A and Am stars and 11 F stars of the cluster. The selection of the sample of stars observed, the observations and the data reduction are described in Section 2. The determination of the fundamental parameters, the construction of the linelist and the spectrum synthesis are discussed in Section 3. The behaviour of the abundances of individual chemical elements in the A and F dwarfs of Coma Berenices versus effective temperature and the abundance of iron are described in Section 4. The astrophysical implications of our findings and the detailed comparison of the found abundance patterns for 2 Am stars with recent self-consistent evolutionary models including transport processes are presented in Section 5. Conclusions are given in Section 6.

## 2. Program stars, observations and data reduction

Our observing sample consists of all A and F stars members of the Coma Berenices cluster brighter than  $V = 8.6$  mag retrieved from Trumpler's (1938) list. This magnitude corresponds to the latest F dwarfs (F8V) which required the longest achievable ex-

posure times (about 1 hour 15 minutes). Eleven A ("normal" and Am stars) stars and 11 F stars members of the Coma Berenices cluster were observed using two spectrographs at Observatoire de Haute Provence (OHP): the ELODIE échelle spectrograph and the monoorder AURELIE spectrograph. AURELIE is a monoorder spectrograph (Gillet et al. 1994) placed at the coudé focus of the 152 cm telescope. AURELIE is free of scattered light and has been used to calibrate putative effects of scattered light on the line profiles in the blue region obtained with ELODIE. ELODIE is a fiber-fed cross-dispersed échelle spectrograph attached to 193 cm at OHP (Baranne et al. 1996). It records in a single exposure a spectrum extending from 3850 Å to 6811 Å at a resolving power of about 42000 on a relatively small CCD (1024X1024). The observing dates, exposure times and Signal to Noise ratios achieved for each star are collected in Table 3, the first part being dedicated to ELODIE spectra while the second describes the AURELIE spectra obtained in three 70 Å wide regions centered around 4505 Å, 5080 Å, 5530 Å and 6160 Å.

The fundamental data of these stars are collected in Table 2. The Trumpler and Henry Draper identifications appear in columns 1 and 2, the spectral types retrieved from SIMBAD in column 3, the apparent magnitudes in column 4. Columns 5 to 8 display the effective temperatures and surface gravities adopted for the analysis and the rotational velocities and microturbulent velocities derived in our analysis (see section 3.2.1). Comments about binarity and pulsation appear in the last column. Note that 2 stars, HD 107655 and HD 106999, may not be members of the cluster (Bounatiro 1993). Although we derived abundances for these stars too, their data do not appear in the figures. There are no very rapid rotators in this cluster, the apparent rotational velocities range from  $9 \text{ km s}^{-1}$  to  $102 \text{ km s}^{-1}$ .

Inspection of the Catalogue of Double and Multiple stars (CCDM, Dommange & Nys 1995) reveals that only one star is a binary system. HD 106887 is the primary star in a double system and has a much fainter companion ( $V = 9.8$ ) located nearby at about 8.6 arcsec, whose spectral type is unknown. It is unlikely that the light of the companion may have contributed significantly to the observed spectra of HD 106887.

With AURELIE, four spectral regions centered on  $\lambda 4505 \text{ \AA}$  (region 1),  $\lambda 6160 \text{ \AA}$  (region 2),  $\lambda 5080 \text{ \AA}$  (region 3) and  $\lambda 5530 \text{ \AA}$  (region 4) have been observed as they include several lines having accurate oscillator strengths for the chemical elements we study. Region 1 contains the Mg 2 triplet at  $\lambda 4481 \text{ \AA}$  and several clean unblended and well separated Fe 2 lines. Regions 2 to 4 are those observed by Edvardsson et al. (1993) in their spectroscopic survey of F dwarfs in the galactic disk. For the brightest stars ( $V \leq 6$ ), grating 5 working at its second order (for region 1) and grating 1 (for region 2) yielded resolving powers equal to 60000 and 65000 respectively. For the fainter stars ( $V > 6$ ), grating 7 was used, resulting in resolving powers of 36000 and 28000 (for regions 1 and 2 respectively). In region 3, all stars have been observed with grating 7 ( $R = 31000$ ) except for Procyon. According to the V magnitude of the stars and weather conditions, exposure times between 1h30 and 3 hours were necessary to secure signal to noise ratios around 200. The IRAF software was used to reduce all spectra following the standard procedure (mean offset removal, division by the mean flat field, wavelength calibration and continuum normalization).

At the end of an observing night, the ELODIE spectra are provided to the observer fully reduced by the INTER-TACOS (INTERpreter for the Treatment, the Analysis and the Correlation of Spectra) pipeline developed by D. Queloz and L.

**Table 1.** Previous abundance determinations for the Coma Ber A, F and G dwarfs.

Reference	Stars studied	Chemical Elements
Savanov (1996)	13 A-Am and F-Fm	C,O,Si,Ca,Fe,Ba
Hui-Bon-Hoa et al. (1997)	2 A-Am	Mg,Ca,Sc,Cr,Fe,Ni
Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998)	4 A-Am	Mg,Ca,Sc,Cr,Fe,Ni
Burkhart & Coupry (2000)	7 A-Am	Li,Al,Si,S,Fe,Ni,Eu
Boesgaard (1987)	22 A and F	Li
Friel & Boesgaard (1992)	14 F	Fe,C
Jeffries (1999)	15 F,G,K	Li
Cayrel et al. (1988)	4 G	Fe
Soderblom et al. (1990)	28 G	Li

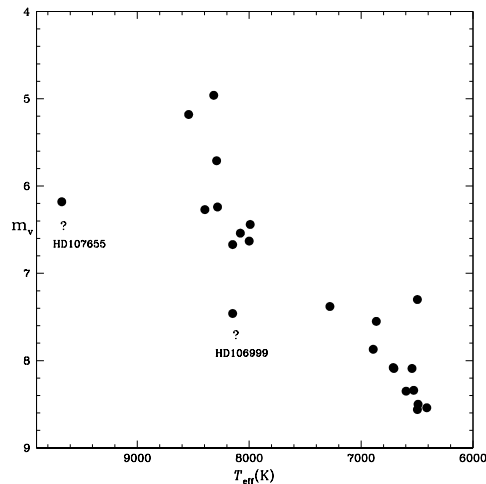
**Table 2.** Data on the programme stars. Spectral type are taken from SIMBAD and WEBDA online database.  $T_{\text{eff}}$  and  $\log g$  are those determined by UVBYBETA code.  $v_e \sin i$  and  $\xi_r$  are determined as explained in sect. 3.2.1. References (a) and (b) are Bounatiro (1993) and Rodriguez et al. (1994) respectively.

TR	HD	Type	$m_v$	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	$v_e \sin i$ km·s <sup>-1</sup>	$\xi_r$ km·s <sup>-1</sup>	Remarques
19	HD106103	F5V	8.09	6707	4.45	19.7	1.4	
	HD106293	F5V	8.09	6545	4.34	47	1.4	
36	HD106691	F5IV	8.08	6713	4.43	37	1.6	
49	HD106946	F2V	7.87	6892	4.30	62	1.9	
86	HD107611	F6V	8.50	6491	4.57	22	1.4	
	HD109530	F2V	7.30	6497	3.85	67	2.1	
101	HD107877	F6	8.35	6598	4.54	29.5	1.25	
114	HD108154	F5	8.56	6497	4.54	19	1.15	
118	HD108226	F5	8.34	6530	4.45	19	1.05	
162	HD108976	F6 V	8.54	6413	4.49	20	1.1	
	HD109069	F0 V	7.55	6864	4.06	89	2.2	
107	HD107966	A3V/A3IV	5.18	8541	3.82	51	2.9	
130	HD108382	A4V/A3IV	4.96	8317	3.92	75.5	3.2	
47	HD106887	A4m	5.71	8291	4.20	82	3.8	
86	HD107655	A0V	6.18	9675	4.10	45	2.0	∉ Coma (a)
62	HD107168	A8m/kA5hA5mF0	6.24	8283	4.20	14.3	4.0	
183	HD109307	A4Vm/A3IV-V	6.26	8396	4.10	14.5	3.3	
144	HD108642	A2m/kA2hA7mA7	6.54	8079	4.06	9.2	3.7	
68	HD107276	Am/Ka5mA7	6.63	8000	4.00	102	2.8	
139	HD108486	AmkA3hA5mA7	6.67	8148	4.11	37	3.0	
52	HD106999	Am	7.46	8148	4.09	44	3.0	∉ Coma (a)
82	HD107513	Am/kA7hF0mF0	7.38	7279	4.02	62	3.0	δ Scuti (b)

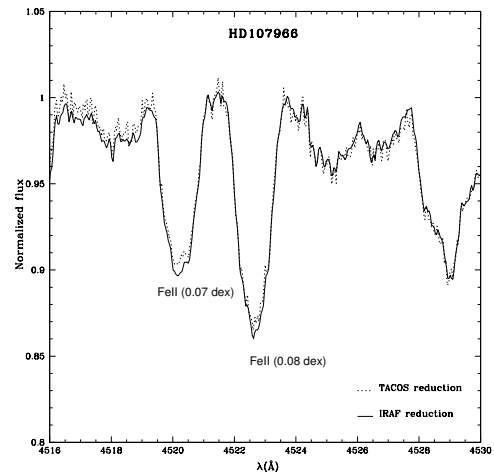
Weber (Baranne et al. 1996). The reduction is actually included in the spectrograph data flow and provides fully flat-fielded and wavelength calibrated spectra directly at the end of each exposure. However, we have chosen to perform our own reduction of the ELODIE spectra. Indeed, ELODIE was primarily designed to provide accurate radial velocity measurements. One source of concern when deriving abundances is to properly correct the spectrum for scattered light, especially in the blue region. The background in a stellar ELODIE exposure can be estimated by measuring the flux in the inter-orders. In INTER-TACOS, this background is removed using a two dimensional polynomial fit with a typical 5 % error which peaks in the middle of the orders (see fig. 11 in Baranne et al. 1996). Erspamer & North (2002) have devised a reduction procedure using a set of IRAF functions which they apply to the raw image in order to provide an improved correction for scattered light compared to INTER-TACOS. We have also chosen to perform our own reduction of the ELODIE spectra using IRAF (Image Reduction and Analysis Facility, Tody 1993) routines. Although it follows Erspamer &

North's (2002) procedure, our reduction slightly differs from their method. The steps are as follows:

- 1- Averaging the several offsets and flat-fields taken throughout the night, using **zerocombine** and **flatcombine**.
- 2- Removal of the mean offset from all images and bad pixels correction using **ccdproc**.
- 3- Finding and centering the orders using the flat-field image using **apfind** and **apcenter**.
- 4- Removal of the scattered light (**apscatter**). Scattered light fills in the line profiles, making the lines shallower and thus leading to underabundances if not taken into account. The scattered light is estimated (as explained in sect 3.2 of Erspamer & North 2002) and subtracted from the original image. An example of the effect of this improved removal of the scattered light is shown in Figure 2, where the corrected profiles of the FeII lines at 4520.224 Å and 4522.634 Å are compared to the INTER-TACOS profiles. In this case, ignoring the scattered light would lead to underestimation of the iron abundance deduced from these 2 lines by 0.07 and 0.08



**Fig. 1.** Hertzsprung-Russell diagram of the observed stars in Coma Berenices (visual magnitude versus  $T_{\text{eff}}$ ). The two stars flagged with question marks are probably not members of the cluster.



**Fig. 2.** Effect of a proper removal of scattered light. The corrected profiles (IRAF reduction, thick lines) are deeper than the INTER-TACOS ones (dashed lines). The abundances deduced from the corrected profiles are about 0.08 dex larger.

dex respectively. The effect is more pronounced, about 0.14 dex, for the MgII triplet at 4481 Å.

- 5- Extraction of the images using **apsum**. The averaged flat-field is used to determine the shape of the orders which is used later as a reference for the extraction of the images. The extraction method uses Horne's (1986) algorithm.
- 6- Calibration of the thorium image using **apsum**, **ecidentify** and **ecreidentify**.
- 7- Division by the extracted flat-field using **sarith**.
- 8- Wavelength calibration of the spectra using the thorium spectra using **dispcor**.
- 9- Normalization to the continuum using **continuum**. To ensure we correctly located regions free of lines (when available) in each order, we have computed synthetic spectra using the code SYNSPEC48 (Hubeny & Lanz 1992) assuming a solar metallicity for the various temperatures and surface gravities of our stars. The spectrum was then rectified to this local continuum.
- 10- Merging the 67 normalized orders using **scombine**. The last three orders do not overlap and thus could not be merged. For the abundance analysis, we have discarded lines located in the overlapping region of two successive orders.
- 11- Radial velocity determination using **fxcor**: the final merged spectrum is cross-correlated with different masks of spectral types A0V, A5V, A9V and F5V to derive the radial velocity. The merged spectrum is then corrected for the radial velocity found.

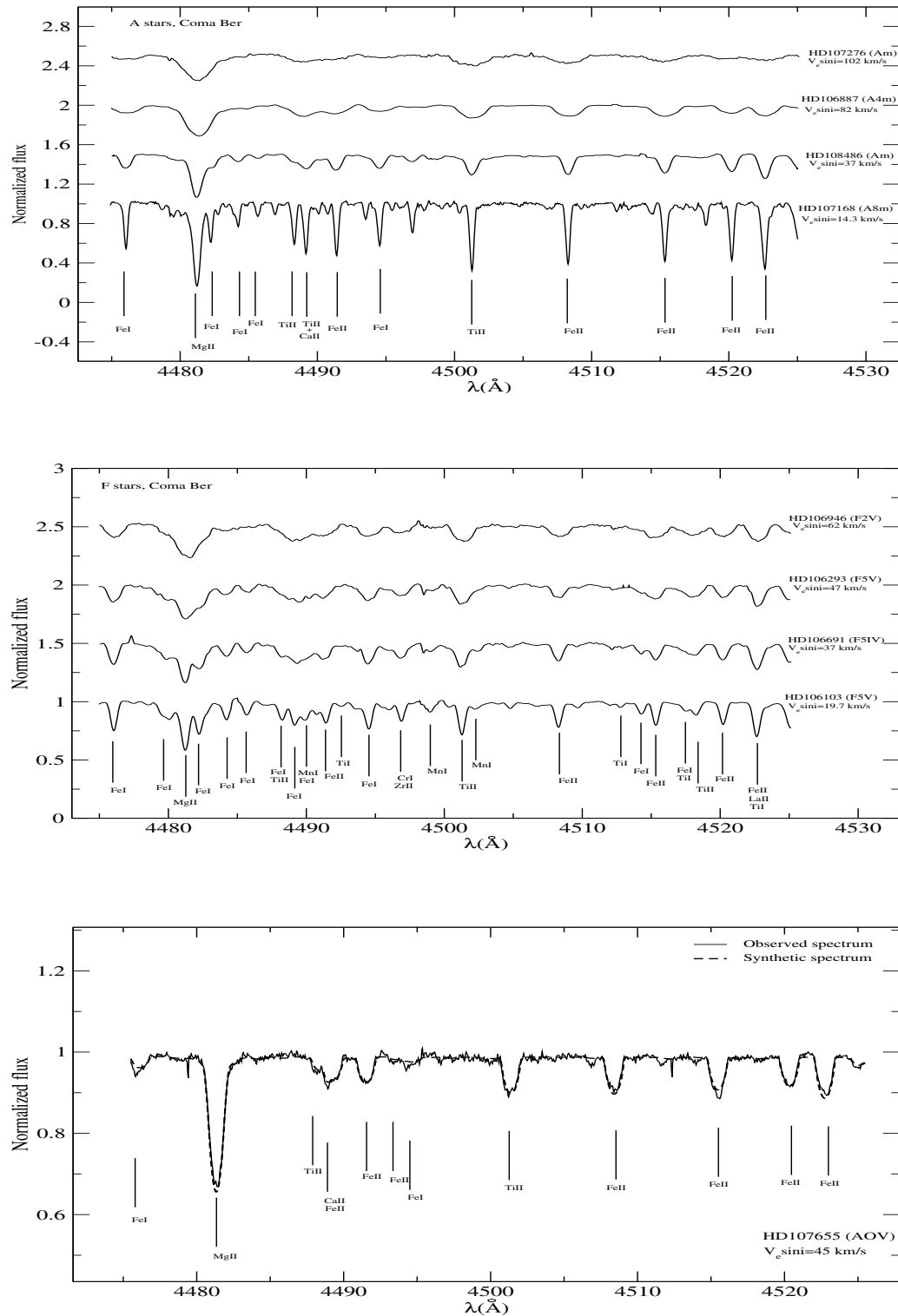
Figure 3 compares the spectral order 21, centered around 44500 Å, for 4 A and 4 F stars reduced in this manner. The effect of increasing stellar rotation on line profiles is conspicuous. The last plot of Figure 3 displays a typical agreement between the observed spectrum of HD 107655 (A0V) and the synthetic spectrum (computed as explained in sect. 3) that provides the best fit.

### 3. Abundance analysis

The abundances of 18 chemical elements have been derived by iteratively adjusting synthetic spectra to the observed normalized spectra and minimizing the chisquare of the models to the observations. Spectrum synthesis is the most appropriate method as our stars have apparent rotational velocities ranging from a 9 to 102 km·s<sup>-1</sup>. Specifically, synthetic spectra were computed assuming LTE using Takeda's (1995) iterative procedure and double-checked using Hubeny & Lanz's (1992) SYNSPEC48 code. This version of SYNSPEC calculates lines for elements heavier than Zn up to Z=99.

#### 3.1. Atmospheric parameters and model atmospheres

The effective temperatures ( $T_{\text{eff}}$ ) and surface gravities ( $\log g$ ) of the stars have been determined using the Napiwotzki et al. (1993) UVBYBETA calibration of the Strömgren photometry indices  $uvby$  in terms of  $T_{\text{eff}}$  and  $\log g$ . The found effective temperatures and surface gravities are collected in Table 2. The errors on  $T_{\text{eff}}$  and  $\log g$  are estimated to be  $\pm 125$  K and  $\pm 0.2$  dex respectively. Model atmospheres were then calculated using Kurucz's ATLAS9 code (Kurucz, 1979), assuming a plane parallel geometry, a gas in hydrostatic and radiative equilibrium and LTE. The ATLAS9 model atmospheres contain 64 layers with a regular increase in  $\log \tau_{\text{Ross}} = 0.125$  and they have been calculated assuming Grevesse & Sauval (1998) solar chemical composition. This ATLAS9 version uses the new opacity distribution function (ODFs) (Castelli & Kurucz 2003) calculated for this solar chemical composition. The line opacity calculation uses the 58 million linelist compiled by Kurucz (Kurucz 1992a, 1992b). Convection in ATLAS9 relies on the mixing length theory (MLT). Specifically, we have adopted Smalley's prescriptions (Smalley 2004) for the values of the ratio of the mixing length to the pressure scale height ( $\alpha = \frac{l}{H_p}$ ) and also for the microturbulent velocity (constant with depth).



**Fig. 3.** Selected observed spectra of A (top) and F (middle) dwarf stars members of Coma Berenices open cluster. Spectra are arbitrarily shifted vertically by 0.5, 1 and 1.5 unit of normalized flux. The smearing out of the spectra by rotation is noticeable. The bottom figure displays the final synthetic spectrum (dashed thick line) superimposed on the observed one (thin line) for the star HD107655 (A0V). Identifications for the most intense lines in each region are provided.

**Table 3.** Observing log of the programme stars of Coma Berenices. The first table describes the ELODIE observations and the second one the AURELIE observations

HD	spectral type	$M_V$ mag	exposure time (s)	S/N	Date
106103	F5V	8.09	4500	144	04/10/04
106293	F5V	8.09	4500	132	04/10/04
106691	F5IV	8.08	4500	147	04/10/04
106946	F2V	7.87	4500	180	04/11/04
107611	F6V	8.50	4500	129	04/11/04
109530	F2V	7.30	4500	185	04/12/04
106887	A4m	5.71	3600	283	04/07/04
106999	Am	7.46	4500	177	04/10/04
107131	A6IV-V	6.44	4500	213	04/09/04
107168	A8m	6.24	4500	215	04/07/04
107276	Am	6.63	4500	152	04/09/04
107513	Am	7.38	4500	184	04/10/04
107655	A0V	6.18	4500	254	04/07/04
107966	A3V	5.18	3600	336	04/07/04
108382	A4V	4.96	3600	337	04/07/04
108486	Am	6.67	4500	121	04/09/04
108642	A2m	6.54	4500	170	04/09/04
108651	A0p	6.65	4500	450	04/11/04
109307	A4Vm	6.26	3600	114	04/08/04

HD	spectral type	$M_V$ mag	grating 5: $\lambda_c=4505$ Å exp.time(s)	Date	grating 7: $\lambda_c=6160$ Å exp.time(mn)	$\lambda_c=5080$ Å exp.time(mn)	$\lambda_c=5530$ Å exp.time(mn)
107168	A8m	6.24	800	03/14/04	75	104	120 (grating 1)
107513	Am	7.38	2000	03/15/04	120	120	120
106103	F5V	8.09	4500	03/15/04	60		
107655	A0V	6.18	800	03/15/04	135	85	90
106887	A4m	5.71	600	03/15/04			60
107131	A6IV-V	6.44	800	03/15/04	110		
107276	Am	6.63	1000	03/15/04	90	120	75
107966	A3V	5.18	500	03/15/04	45	105	40
108382	A4V	4.96	500	03/15/04	60	74	
108486	Am	6.67	1000	03/15/04		180	90
108642	A2m	6.54	1000	03/15/04	90	120	
108651	A0p	6.65	1000	03/15/04	105	150	
109307	A4Vm	6.26	800	03/15/04	120	120 (grating 1)	80
106293	F5V	8.09	4500	03/16/04	130		
106691	F5IV	8.08	4500	03/16/04	120	150	120
109069	F0V	7.55	3000	03/16/04	100	150	110
107877	F6	8.35	4500	03/16/04	180	165	
107611	F6V	8.50	4500	03/16/04	90		
108154	F5	8.56	4500	03/17/04	180		165
108226	F5	8.34	4500	03/17/04	90	180	
108976	F6V	8.54	4500	03/17/04	150		140
109530	F2V	7.30	3000	03/17/04	100	120	110

### 3.1.1. The linelist

The linelist was constructed from Kurucz's gfall.dat<sup>1</sup> list, from which we selected lines between 3000 and 7000 Å. However the data in this list have been modified and complemented in different manners. For the lines which we expected to contribute significantly to the absorption, we have carefully checked the wavelengths, lower excitation potential, oscillator strength and damping constants (radiative, Stark and Van der Waals) in gfall.dat against more accurate and/or more recent critically evaluated laboratory determinations when available. Specifically, two atomic databases were searched for improved values of these parameters and their uncertainties: the VALD<sup>2</sup> database and the NIST<sup>3</sup> database. We then modified their values in the original

linelist accordingly. Damping constants not available in linelists are calculated in SYNSPEC48 using approximations. We have also excluded lines in the overlapping regions of two successive orders, as we felt that the observed line profiles may not be reliable there. The final linelist contains 270 transitions for 18 elements which we believe are reliable enough to derive the abundances. Most of the lines studied here are weak lines which are formed deep in the atmosphere where LTE should prevail. They are well suited for abundance determinations. The final linelist appears in Table 8 where, for each element, the wavelength, adopted oscillator strength, its accuracy (when available) and original bibliographical reference are given. We have also included data for hyperfine splitting for the selected transitions when relevant, in particular for Mn II (these were retrieved from the linelist ghyperall.dat<sup>4</sup>). However the moderate spectral resolution of the spectra and smearing out of spectra by stellar ro-

<sup>1</sup> <http://kurucz.harvard.edu/LINELISTS/GFALL/>

<sup>2</sup> <http://ams.astro.univie.ac.at/vald/>, Kupka et al. 1999

<sup>3</sup> <http://physics.nist.gov/cgi-bin/AtData/lines-form>

<sup>4</sup> <http://kurucz.harvard.edu/LINELISTS/GFHYPERALL/>



tation clearly prevent us from detecting signatures of hyperfine splitting and isotopic shifts in our spectra.

### 3.2. Synthetic spectra

Two codes have been used to derive abundances: Takeda's code (Takeda 1995) and SYNSPEC (Hubeny & Lanz 1992) to check the abundances produced by Takeda's iterative procedure. We briefly review the assumptions of these codes in section 3.2.1 and section 3.2.2.

#### 3.2.1. Takeda's procedure

Takeda's procedure iteratively minimizes the dispersion  $\sigma$  between the normalized synthetic spectrum and the observed one defined as:

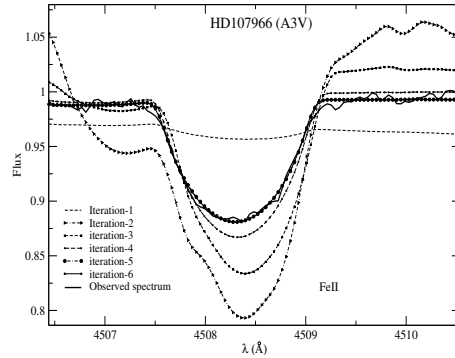
$$\sigma^2 = \sum_{i=1}^N \frac{(y_i - \eta_i - C)^2}{N}$$

where  $N$  is the number of wavelength points,  $y_i$  the logarithmic of the observed spectra ( $f_{\lambda_i}$ ) and  $\eta_i$  the logarithmic of the synthetic spectra ( $F_{\lambda_i}$ ).  $C$  is an offset constant reflecting a possible difference of units between  $F_{\lambda}$  and  $f_{\lambda}$  (it should be very close to zero when working with normalized fluxes). The synthetic flux  $\eta_i$  in a line is a priori a function of several physical variables ( $x_1, \dots, x_K$ ) which represent the unknowns one might be looking for: abundances of individual elements, projected rotational velocity and microturbulent velocity, oscillator strengths, damping constants. The dispersion  $\sigma^2$  is thus a function of  $K+1$  variables (including  $C$ ). Minimizing  $\sigma^2$  thus requires that its partial derivatives with respect to these  $K+1$  variables be zero, which leads to a set of  $K+1$  non-linear equations with  $K+1$  unknowns. Takeda (1995) solves this problem numerically using a Newton-Raphson iterative technique (linearization method). Iterations are repeated until convergence i.e. when variations in the  $x_k$ s become sufficiently small, typically less than  $10^{-3}$ .

Takeda's code consists of two routines: the first is a modified version of Kurucz's Width9 code (Kurucz 1992a) for computing the opacity data which needs a Kurucz's model atmosphere as input. Once the opacities are computed, the second routine computes the emergent flux and minimizes the dispersion between the synthetic and the observed spectra.

In this study, we kept the number of free variables at 3. At each iteration, the code outputs 3 parameters: the abundance(s) of the studied element(s) ( $\log \epsilon$ ), the microturbulent velocity ( $\xi_t$ ) constant with depth and the projected rotational velocity ( $v_e \sin i$ ), the oscillator strengths and damping constants being kept fixed. We usually synthesized unblended lines of one chemical element only, although the procedure allows us to simultaneously synthesize lines of different elements.

Before tackling the abundance of each individual chemical element, we derived the rotational and microturbulent velocities for each star as follows. Allowing small variations around solar abundances of Mg and Fe, we iteratively fitted the unblended line profile of the MgII triplet at 4480 Å and a set of neighboring unblended weak and moderately strong FeII lines such as 4491.405 Å and 4508.288 Å leaving  $\xi_t$  and  $v_e \sin i$  as free parameters. Even in the fastest rotators, the continuum is well seen in this spectral region where there are only a few regularly spaced lines. The weakest FeII lines are sensitive to rotational velocity and not to microturbulent velocity, the moderately strong FeII lines respond to microturbulent velocity changes. The MgII triplet, commonly used to derive stellar rotational velocities, appears to be sensitive to both  $\xi_t$  and  $v_e \sin i$ . Each line of Fe and



**Fig. 4.** Iterative adjustment of synthetic profiles of the FeII line at 4508.288 Å for the A3V star HD107966 with Takeda's program. Convergence was achieved properly at the fifth iteration.

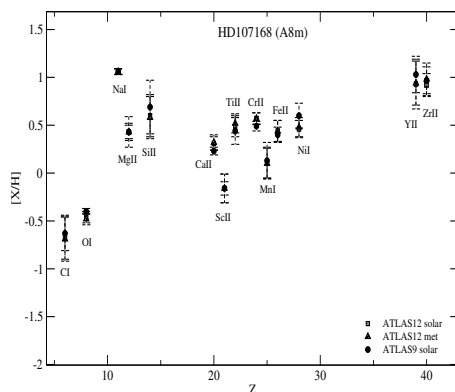
Mg yielded a set of values for  $\log \epsilon$ ,  $\xi_t$  and  $v_e \sin i$ , which were in good agreement. For the F stars, the found  $\xi_t$  were checked against Nissen's (1981) prediction which invoked a polynomial fit for  $\xi_t$  as a function of  $T_{\text{eff}}$  and  $\log g$  for the F stars. The agreement is generally good, the maximum difference we found being  $\Delta \xi_t = 0.32 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ . Moreover, the derived  $v_e \sin i$  in this analysis correlate well with those derived from AURELIE spectra of the region around 4500 Å published in Monier & Richard (2004). For the slowest rotating Am stars, curves of growths of the Fe II lines were also performed. They led to values of  $\xi_t$ , consistent with those derived from the fit of the Mg II triplet and Fe II lines around 4500 Å. Once  $\xi_t$  and  $v_e \sin i$  were fixed, we then proceeded to determine the abundance for each selected unblended line of each chemical element. In practice, complete convergence was reached for each star after up to 10 iterations (five in the most favorable cases).

A final test on Procyon was also performed, assuming a solar composition (Steffen 1985). The iterative fitting of the Mg II and Fe II lines around 4500 Å yielded an apparent rotational velocity of  $6 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$  and a microturbulent velocity of  $2.2 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$  in good agreement with Steffen's (Steffen 1985) values ( $v_e \sin i = 4.5 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$  and  $\xi_t = 2.1 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$  respectively).

Figure 4 shows an example of the iterative fitting of the FeII line at 4508.288 Å for the A3V star HD 107966 (6 iterations). For this star, the convergence was already achieved at the fifth iteration.

#### 3.2.2. Validation of the abundances by SYNSPEC

We have also used Version 48 of SYNSPEC (Hubeny & Lanz 1992) to check the abundances produced by Takeda's iterative procedure. SYNSPEC48 allows us to calculate line profiles of elements up to  $Z=99$ . In its LTE mode, SYNSPEC needs a model atmosphere and a linelist plus an auxiliary file containing non standard flags. For a given star, the same ATLAS9 models, the same linelist and the  $v_e \sin i$  and  $\xi_t$  derived using Takeda's (1995) procedure were used to calculate synthetic spectra. Only the abundance of the studied unblended line were left as free parameters. The derived abundances with SYNSPEC were found to always agree with those derived from Takeda's procedure within the error bars. The abundances listed in Tables 4 and 5 are those derived from Takeda's procedure.



**Fig. 5.** Influence of the underlying model atmosphere on the derived abundances for HD107168 (A8m): black dots are abundances derived using a solar ATLAS9 model, hatched black squares using a solar ATLAS12 model and black triangles are abundances derived with an ATLAS12 model computed for the specific chemical composition of this star.

We also checked the influence of the underlying atmospheric structure on the derived abundances using ATLAS12 (Kurucz 2005). Abundances can be adjusted individually in ATLAS12 which employs the Opacity Sampling technique for line opacity. The effect should be noticeable for the Am stars whose abundances depart most from the solar values. For Am stars we found that the inclusion of an ATLAS12 model calculated for the specific chemical composition found with ATLAS9 and Takeda's procedure yields to new mean abundances which differ by up to 0.08 dex from those derived with ATLAS9. This is less than the error bar on mean abundances. Figure 5 compares the abundances of several elements for the A8m star HD107168 derived using ATLAS9 and ATLAS12 model atmospheres. For the other stars, whose chemical compositions depart less from solar, the effect will be even smaller. Since we intend to model all stars in a uniform manner and because of the much higher computing time needed to run an ATLAS12 model atmosphere, we decided to use only ATLAS9 model atmospheres.

#### 4. Results and uncertainties

Abundances for the 22 stars are collected in table 4 for A stars and in table 5 for F stars. These abundances are relative to the sun ( $[X/H] = \log(\frac{X}{H})_* - \log(\frac{X}{H})_\odot$ )<sup>5</sup>. They are weighted means of the abundances derived from each transition. The calculation of their uncertainties and the weighted mean abundances is explained in the Appendix A.

##### 4.1. The general abundance pattern of A, Am and F stars in Coma Ber

Graphs where abundances are displayed against atomic number (abundance pattern plots) are particularly appropriate to compare the behaviour of the A, Am and F stars for different chemical elements. The abundance patterns for the A stars, Am stars

and F stars are displayed respectively in figures 6a, 6b and 6c.

The seven Am stars of the clusters display a characteristic jigsaw pattern with much larger excursions from the solar compositions than the normal A stars do. This trend had already been found by Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) who derived the abundances of Mg, Ca, Sc, Cr, Fe and Ni in four Am stars of our sample (HD107168, HD107966, HD108486 and HD109307). Our abundances for these elements agree well with theirs for HD 107168, for which all fundamental parameters are similar in both studies. However, slight to moderately large differences occur for HD108486, HD109307 and HD107966, for which we adopted larger microturbulent velocities (in particular for HD107966), all other parameters being consistent in both studies. The 2 normal A stars of our sample, HD107966 and HD108382, have very similar abundances, nearly solar, in almost all elements and thus exhibit almost the same abundance pattern (figure 6a). Inspection of figure 6b reveals that generally, for almost all chemical elements, Am stars display star-to-star variations that can be larger than the typical uncertainty. All Am stars are deficient in C and O, but not all are deficient in Ca and/or Sc and most have pronounced overabundances of iron-peak and heavy elements. The two normal A stars have almost solar abundances in most elements. The F stars exhibit definitely less scatter than the Am stars. They tend to be mildly overabundant, in particular in Mg, Si, V and Ba. They have nearly solar abundances for C, O, Na, Ti, Fe, Ni, Sr and Y.

##### 4.2. Behaviour of individual elements

In this section, we use the found abundances for each element to address two issues. First, do the abundances depend on stellar parameters such as the effective temperature and  $v_e \sin i$ ? Any such correlation could be very valuable to theorists investigating the various hydrodynamical mechanisms affecting photospheric abundances. Second, how do the abundances of each element vary with respect to each other? Given that iron is astrophysically one of the most important elements (since it provides a rough estimate of the "metallicity") and given that the abundances derived for this element are probably the most reliable, we have examined whether the abundances of individual elements correlate with those of iron. Hill (1995) and Lemke (1989, 1990) also looked for similar correlations and we will refer to their findings hereafter.

We can roughly separate the elements we studied into two groups. For most elements (Fe II, Ti II, OI, Cr II, Mg II, Mn I, C I, Si II, Ca II and Ni I), we synthesized several lines of quality A to D and we can be confident in the abundances we derived, in particular for iron, titanium and chromium. For elements with many lines, errors in individual oscillator strengths should tend to cancel out. For other elements, we have very few lines (Sr II), so that errors on oscillator strengths may induce scatter in the abundances. For V II, Co I, Y II and Zr II, several lines are available but their accuracy is not necessarily well known. The abundances of these later elements should be viewed with more caution. However, our main goal here is to investigate how the abundances of individual elements vary with that of iron and also to study star-to-star variations with fundamental parameters. This can be established independently of errors in the absolute values of the oscillator strengths, since all stars will be affected in the same manner.

<sup>5</sup> Solar abundances are those from Grevesse & Sauval (1998).

**Table 4.** Abundances relative to hydrogen and to the solar value,  $[\frac{X}{H}] = \log(\frac{X}{H})_* - \log(\frac{X}{H})_\odot$  for the A stars. The solar values are those of Grevesse & Sauval (1998). The HD numbers in italics are those for which the uncertainties have been calculated as explained in Appendix A. For the others, the quantities labeled as  $\sigma$  are standard deviations.

HD	SpT	Cl	$\sigma_C$	OI	$\sigma_O$	NaI	$\sigma_{Na}$	MgII	$\sigma_{Mg}$	SiII	$\sigma_{Si}$
<i>HD107966</i>	A3V/A3IV	-0.07	0.04	0.00	0.05	0.52	0.13	0.13	0.09	0.14	0.09
HD108382	A4V/A3IV	-0.71	0.15	-0.02	0.06	0.24	0.18	0.13	0.12	0.18	0.19
HD106887	A4m	-0.56	0.15	-0.43	0.06	0.54	0.08	0.17	0.13	0.23	0.20
<i>HD107655</i>	A0V	-0.75	0.19	-0.58	0.06	0.55	0.21	-0.12	0.18	0.06	0.07
<i>HD107168</i>	A8m/kA5hA5mF0	-0.65	0.08	-0.40	0.04	1.06	0.03	0.49	0.18	0.77	0.12
HD109307	A4Vm/A3IV-V	-0.36	0.01	-0.31	0.12	0.65	0.45	-0.07	0.29	0.23	0.18
HD108642	A2m/kA2hA7mA7	-0.75	0.16	-0.85	0.12	0.13	0.14	0.25	0.19	0.09	0.09
HD107276	Am/Ka5mA7	-0.13	0.27	-0.08	0.04	0.51	0.08	0.25	0.18	0.21	0.18
HD108486	AmkA3hA5mA7	-0.69	0.20	-0.86	0.04	0.60	0.34	-0.02	0.18	0.02	0.21
HD106999	Am	-0.15	0.10	-0.02	0.04	1.04	0.11	0.40	0.18	0.26	0.09
<i>HD107513</i>	Am/kA7hF0mF0	-0.36	0.10	-0.15	0.12	0.10	0.10	0.22	0.16	0.12	0.12
HD	SpT	CaII	$\sigma_{Ca}$	ScII	$\sigma_{Sc}$	TiII	$\sigma_{Ti}$	VII	$\sigma_V$	CrII	$\sigma_{Cr}$
<i>HD107966</i>	A3V/A3IV	-0.08	0.08	-0.13	0.08	-0.10	0.05	-	-	0.08	0.09
HD108382	A4V/A3IV	-0.19	0.04	0.12	0.26	-0.09	0.17	-	-	0.24	0.25
HD106887	A4m	-0.11	0.21	0.03	0.34	0.12	0.15	-	-	0.13	0.12
<i>HD107655</i>	A0V	-	-	-0.20	0.11	0.02	0.08	-	-	0.56	0.09
<i>HD107168</i>	A8m/kA5hA5mF0	0.23	0.16	-0.18	0.10	0.48	0.08	-	-	0.48	0.20
HD109307	A4Vm/A3IV-V	0.14	0.06	0.10	0.11	-0.07	0.10	-	-	0.03	0.05
HD108642	A2m/kA2hA7mA7	-0.33	0.18	-1.17	0.20	-0.18	0.07	0.86	0.13	0.18	0.05
HD107276	Am/Ka5mA7	-0.24	0.16	-0.06	0.23	0.04	0.22	0.90	0.10	-0.08	0.11
HD108486	AmkA3hA5mA7	-0.22	0.15	-0.50	0.31	-0.20	0.13	0.70	0.29	0.08	0.15
HD106999	Am	0.10	0.16	0.41	0.27	0.14	0.21	0.69	0.29	0.03	0.20
<i>HD107513</i>	Am/kA7hF0mF0	-	-	-0.25	0.10	0.01	0.07	0.65	0.32	0.09	0.09
HD	SpT	MnI	$\sigma_{Mn}$	FeII	$\sigma_{Fe}$	Co	$\sigma_{Co}$	NiI	$\sigma_{Ni}$	SrII	$\sigma_{Sr}$
<i>HD107966</i>	A3V/A3IV	-0.35	0.18	-0.13	0.05	0.65	0.38	-0.18	0.07	-0.28	0.33
HD108382	A4V/A3IV	-0.55	0.12	-0.14	0.10	-	-	-0.14	0.16	-0.26	0.02
HD106887	A4m	0.02	0.21	0.21	0.15	-	-	0.37	0.11	0.59	0.08
<i>HD107655</i>	A0V	-	-	0.08	0.05	-	-	0.77	0.23	-0.23	0.20
<i>HD107168</i>	A8m/kA5hA5mF0	0.19	0.12	0.39	0.10	-	-	0.60	0.10	0.79	0.31
HD109307	A4Vm/A3IV-V	-0.04	0.17	0.05	0.09	-0.06	0.35	0.12	0.08	0.46	0.10
HD108642	A2m/kA2hA7mA7	-0.04	0.10	0.16	0.11	0.29	0.35	0.41	0.08	0.50	0.13
HD107276	Am/Ka5mA7	-	-	0.03	0.23	-	-	-0.14	0.10	-0.22	0.19
HD108486	AmkA3hA5mA7	-	-	0.20	0.09	-	-	0.21	0.21	0.76	0.02
HD106999	Am	-	-	0.08	0.13	-	-	0.23	0.20	0.47	0.07
<i>HD107513</i>	Am/kA7hF0mF0	-	-	-0.02	0.07	-	-	-0.23	0.10	-0.06	0.19
HD	SpT	YII	$\sigma_Y$	ZrII	$\sigma_{Zr}$	Ball	$\sigma_{Ba}$				
<i>HD107966</i>	A3V/A3IV	0.00	0.13	0.38	0.12	0.04	0.26				
HD108382	A4V/A3IV	0.25	0.21	0.16	0.17	-0.24	0.03				
HD106887	A4m	0.78	0.16	0.61	0.15	1.40	0.26				
<i>HD107655</i>	A0V	0.80	0.15	0.78	0.12	0.72	0.32				
<i>HD107168</i>	A8m/kA5hA5mF0	0.97	0.12	0.93	0.13						
HD109307	A4Vm/A3IV-V	0.56	0.07	0.60	0.11	1.17	0.23				
HD108642	A2m/kA2hA7mA7	0.88	0.12	0.75	0.12	1.79	0.24				
HD107276	Am/Ka5mA7	0.12	0.10	-0.15	0.20	0.44	0.21				
HD108486	AmkA3hA5mA7	0.56	0.12	0.67	0.13	1.57	0.21				
HD106999	Am	0.27	0.11	0.49	0.08	0.78	0.07				
<i>HD107513</i>	Am/kA7hF0mF0	0.08	0.11	0.13	0.20	0.53	0.15				

#### 4.2.1. The light elements

##### Behaviour of carbon:

Seven lines of quality B of C I have been synthesized. In a graph of  $[\frac{C}{Fe}]$  versus  $T_{\text{eff}}$ , this element displays a different behaviour in F stars and A stars. The F stars show very little scatter around their mean iron abundance (about -0.01 dex) whereas the A and Am stars exhibit a pronounced spread in abundances of about 0.75 dex which is much larger than the estimated typical uncer-

tainty of about 0.15 dex on  $[\frac{C}{H}]$ . Also all A stars display deficiencies in carbon. There seems thus to be real star-to-star variation in  $[\frac{C}{Fe}]$ . Another way to quantify the relative dispersion of A and Am stars with respect to the F stars is to compute the mean abundance for carbon and the associated dispersion for each group of stars,  $\sigma_A$  and  $\sigma_F$ . For A and F stars, these mean abundances and dispersions for carbon and all other chemical elements are collected in Table 6. For carbon, the dispersion  $\sigma_A$  for the A stars is about 4 times higher than for F stars.

10 M. Gebran, R. Monier and O. Richard: Chemical composition of A and F dwarf members of the Coma Berenices open cluster

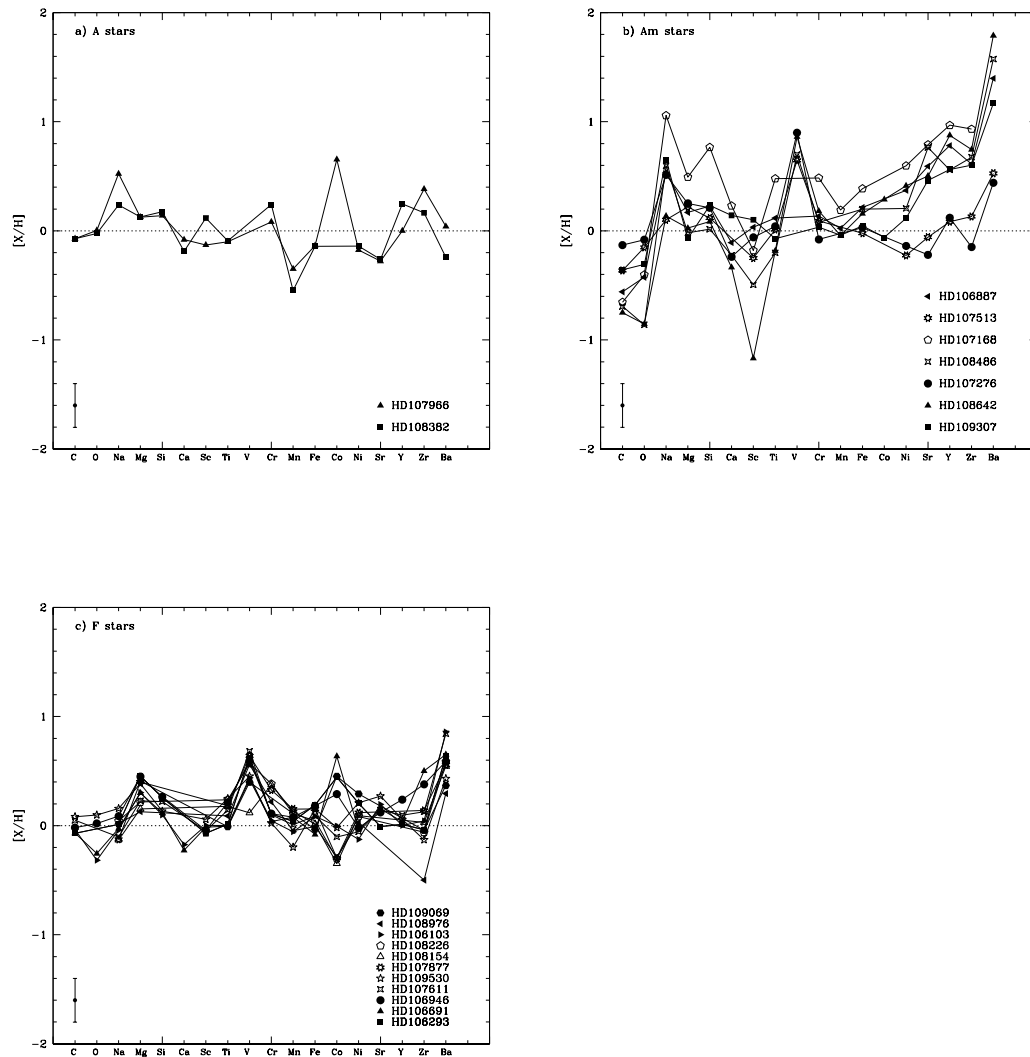
**Table 5.** Abundances relative to hydrogen and to the solar value,  $[\frac{X}{H}] = \log(\frac{X}{H})_{\star} - \log(\frac{X}{H})_{\odot}$  for the F stars. The HD numbers in italics are those for which the uncertainties have been calculated as explained in Appendix A. For the others, the quantities labeled as  $\sigma$  are standard deviations.

HD	SpT	Cl	$\sigma_C$	OI	$\sigma_O$	NaI	$\sigma_{Na}$	MgII(MgI)	$\sigma_{Mg}$	SiII	$\sigma_{Si}$
<i>HD106103</i>	F5V	-0.04	0.08	-0.32	0.15	-0.04	0.04	0.30(0.02)	0.21(0.09)	0.10	0.10
HD106293	F5V	-0.07	0.27	-	-	0.01	0.18	0.45(0.10)	0.18(0.06)	0.26	0.11
HD106691	F5IV	-0.07	0.16	-0.26	0.15	-0.06	0.20	0.30(0.10)	0.18(0.07)	0.12	0.08
HD106946	F2V	-0.02	0.20	0.02	0.15	0.09	0.14	0.45(0.13)	0.18(0.04)	0.26	0.07
<i>HD107611</i>	F6V	0.05	0.10	-	-	-0.10	0.04	0.23(0.10)	0.18(0.15)	0.22	0.12
<i>HD109530</i>	F2V	0.08	0.09	0.10	0.14	0.16	0.12	0.39(-0.01)	0.11(0.13)	0.13	0.28
HD107877	F6	-	-	-	-	-0.13	0.03	0.40	0.18	-	-
HD108154	F5	-	-	-	-	-0.13	0.21	0.15	0.18	-	-
HD108226	F5	-	-	-	-	0.04	0.23	0.22	0.18	-	-
HD108976	F6 V	-	-	-	-	0.02	0.20	0.13	0.18	-	-
HD109069	F0 V	-	-	-	-	-	-	0.41	0.18	-	-
HD	SpT	CaII	$\sigma_{Ca}$	ScII	$\sigma_{Sc}$	TiII	$\sigma_{Ti}$	VII	$\sigma_V$	CrII	$\sigma_{Cr}$
<i>HD106103</i>	F5V	-0.17	0.21	0.00	0.08	0.00	0.10	0.44	0.15	0.05	0.10
HD106293	F5V	-	-	-0.07	0.15	0.01	0.16	0.62	0.19	0.11	0.09
HD106691	F5IV	-0.23	0.19	-0.01	0.16	0.00	0.15	0.42	0.33	0.04	0.12
HD106946	F2V	-	-	-0.04	0.17	0.21	0.17	0.60	0.44	0.11	0.18
<i>HD107611</i>	F6V	-	-	-0.05	0.08	0.14	0.06	0.68	0.10	0.10	0.08
<i>HD109530</i>	F2V	-	-	0.06	0.14	0.25	0.10	0.45	0.33	0.02	0.08
HD107877	F6	-	-	-	-	0.18	0.23	0.64	0.26	0.33	0.08
HD108154	F5	-	-	-	-	0.18	0.13	0.12	0.36	0.38	0.08
HD108226	F5	-	-	-	-	0.24	0.14	0.57	0.25	0.38	0.08
HD108976	F6 V	-	-	-	-	0.09	0.15	0.56	0.12	0.22	0.08
HD109069	F0 V	-	-	-	-	-0.01	0.21	0.40	0.02	-	-
HD	SpT	MnI	$\sigma_{Mn}$	FeII	$\sigma_{Fe}$	Co	$\sigma_{Co}$	NiI	$\sigma_{Ni}$	SrII	$\sigma_{Sr}$
<i>HD106103</i>	F5V	-0.06	0.07	0.09	0.05	-0.01	0.26	0.13	0.07	0.20	0.15
HD106293	F5V	0.04	0.09	0.19	0.17	0.44	0.26	0.21	0.22	-0.01	0.00
HD106691	F5IV	0.08	0.10	-0.08	0.16	0.64	0.14	-0.04	0.08	0.15	0.02
HD106946	F2V	0.08	0.07	0.18	0.08	0.29	0.25	-0.02	0.18	0.12	0.10
<i>HD107611</i>	F6V	0.01	0.06	0.09	0.05	-0.10	0.33	-0.06	0.05	0.14	0.17
<i>HD109530</i>	F2V	-0.20	0.31	0.15	0.09	-0.02	0.24	0.21	0.11	0.27	0.20
HD107877	F6	0.15	0.12	0.15	0.13	-0.30	0.28	0.12	0.08	-	-
HD108154	F5	0.13	0.13	0.01	0.11	-0.35	0.30	0.09	0.08	-	-
HD108226	F5	0.11	0.07	0.05	0.11	-0.30	0.34	0.08	0.08	-	-
HD108976	F6 V	-0.46	0.12	-0.01	0.14	-0.29	0.16	0.03	0.13	-	-
HD109069	F0 V	-	-	-0.03	0.17	0.45	0.37	0.29	0.14	-	-
HD	SpT	YII	$\sigma_Y$	ZrII	$\sigma_{ZrII}$	BaII	$\sigma_{Ba}$				
<i>HD106103</i>	F5V	0.00	0.08	0.04	0.11	0.86	0.10				
HD106293	F5V	0.01	0.06	-0.04	0.09	0.64	0.23				
HD106691	F5IV	0.04	0.08	0.50	0.15	0.65	0.21				
HD106946	F2V	0.24	0.19	0.38	0.09	0.59	0.16				
<i>HD107611</i>	F6V	0.10	0.12	0.13	0.17	0.84	0.10				
<i>HD109530</i>	F2V	0.06	0.20	-0.13	0.14	0.43	0.14				
HD107877	F6	-	-	0.14	0.17	0.56	0.10				
HD108154	F5	-	-	0.03	0.17	0.54	0.10				
HD108226	F5	-	-	-0.06	0.17	0.59	0.10				
HD108976	F6 V	-	-	-0.50	0.17	0.29	0.10				
HD109069	F0 V	-	-	-0.04	0.17	0.37	0.10				

The behaviour of carbon with respect to iron is not clear when  $[\frac{C}{H}]$  is displayed versus  $[\frac{Fe}{H}]$ . As previously found by Hill (1995), an anticorrelation appears more clearly when  $[\frac{C}{Fe}]$  is displayed against  $[\frac{Fe}{H}]$  for Am and normal A stars (Figure 7). We find a slope of  $-1.74 \pm 0.48$ , not very different from the value obtained by Hill (1995) ( $-1.24 \pm 0.31$  for 15 A stars).

We have checked whether the C lines studied here might be affected by non-LTE effects especially for A stars. Non-LTE abundance corrections of carbon have been calculated by Rentzsch-Holm (1996) for a set of main sequence stars rang-

ing in effective temperatures from 7000 K to 12000 K, surface gravities from  $\log g = 3.5$  to 4.5 dex and metallicities from  $[\frac{M}{H}] = -0.5$  to 1 dex. For effective temperatures below 10000 K, the non-LTE abundance corrections were found to be always negative. Only three lines of our list were studied by Rentzsch-Holm (1996):  $\lambda 5052.17$ ,  $\lambda 5380.34$  and  $\lambda 6587.61$  Å. According to her Figures 7 and 8, the corrections for these lines, whose equivalent width are always less than 100 mÅ, should be in the range -0.10 to -0.25 dex for the temperatures and metallicities of the stars in our sample, making these stars even more



**Fig. 6.** Abundance patterns for the "normal" A (a), Am (b) and F stars of Coma Berenices cluster. A maximum  $\pm 0.30$  dex error bar is displayed. The horizontal dashed line represent the solar composition.

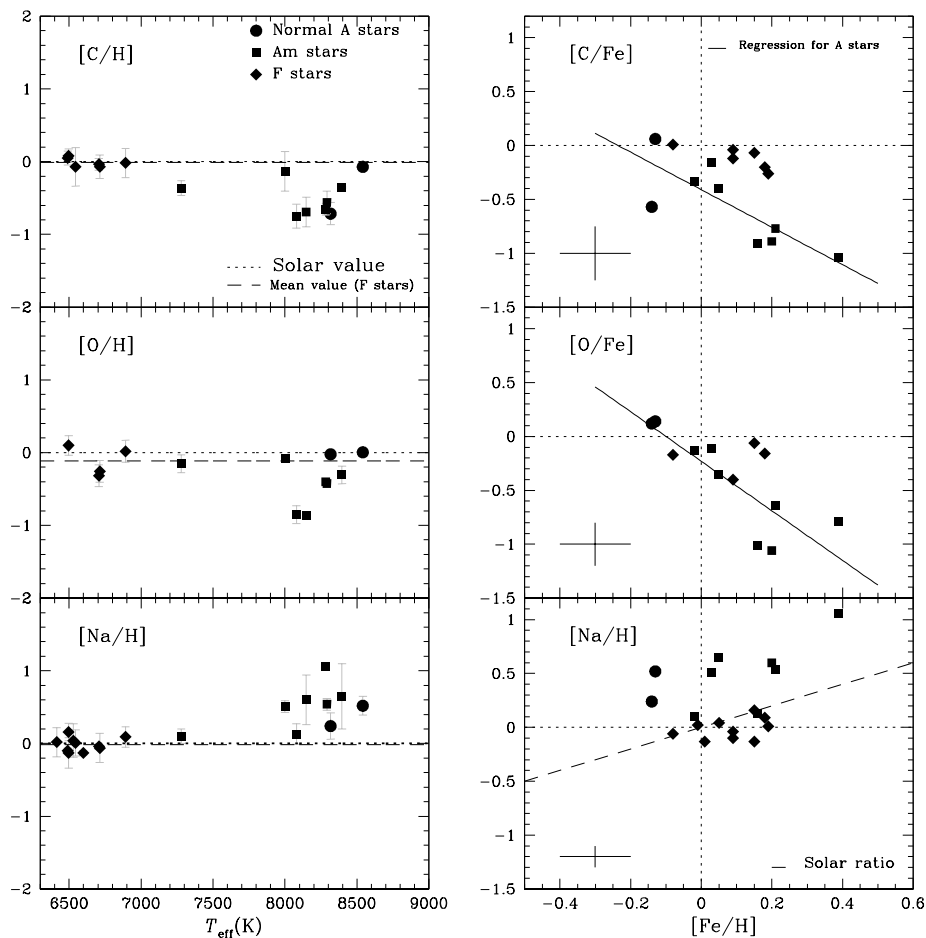
deficient in carbon. These corrections do not appear to diminish the star-to-star scatter in  $[C/H]$ .

### Oxygen

The derived oxygen abundances are the weighted means of 16 quality B and 6 quality C+ lines. In a graph of  $[\frac{O}{H}]$  versus  $T_{\text{eff}}$  (Figure 7), the F stars abundances are slightly scattered around their mean value. All A and Am stars exhibit underabundances of oxygen and their scatter is again larger than that of the F stars. The total spread in oxygen abundance for the A and Am stars is about 0.8 dex, significantly larger than the maximum uncertainty

of 0.12 dex for A stars. This again suggests real star-to-star variations in  $[O/H]$ .

In a graph of  $[\frac{O}{H}]$  versus  $[\frac{Fe}{H}]$ , oxygen seems to be only very loosely anticorrelated with iron. The anticorrelation appears more clearly in  $[\frac{O}{Fe}]$  versus  $[\frac{Fe}{H}]$  with a slope of  $-2.30 \pm 0.53$ . Przybilla et al. (2000) calculated the line formation of most of the O I lines analysed here in A star atmospheres using the codes DETAIL and SURFACE (Giddings 1981). For stars with effective temperatures less than 10000 K and  $\log g$  around 4.0, these corrections always remain less than -0.03 dex, well below the estimated uncertainty. The observed anticorrelation of  $[O/Fe]$  versus  $[Fe/H]$  should therefore remain after non-LTE corrections



**Fig. 7.** Left panel: Abundance of carbon, oxygen and sodium versus effective temperature. The dotted line corresponds to the solar value and the dashed one to the mean value determined for the F stars of the cluster. Right panel: [C/Fe], [O/Fe] and [Na/H] versus [Fe/H]. The filled dots correspond to normal A stars, the filled squares correspond to Am stars and the filled diamonds correspond to F stars. In the plot representing [Na/H] versus [Fe/H], the dashed line corresponds to the solar [Na/Fe] ratio. The error bars in the right panel represent the mean uncertainties for the displayed abundances.

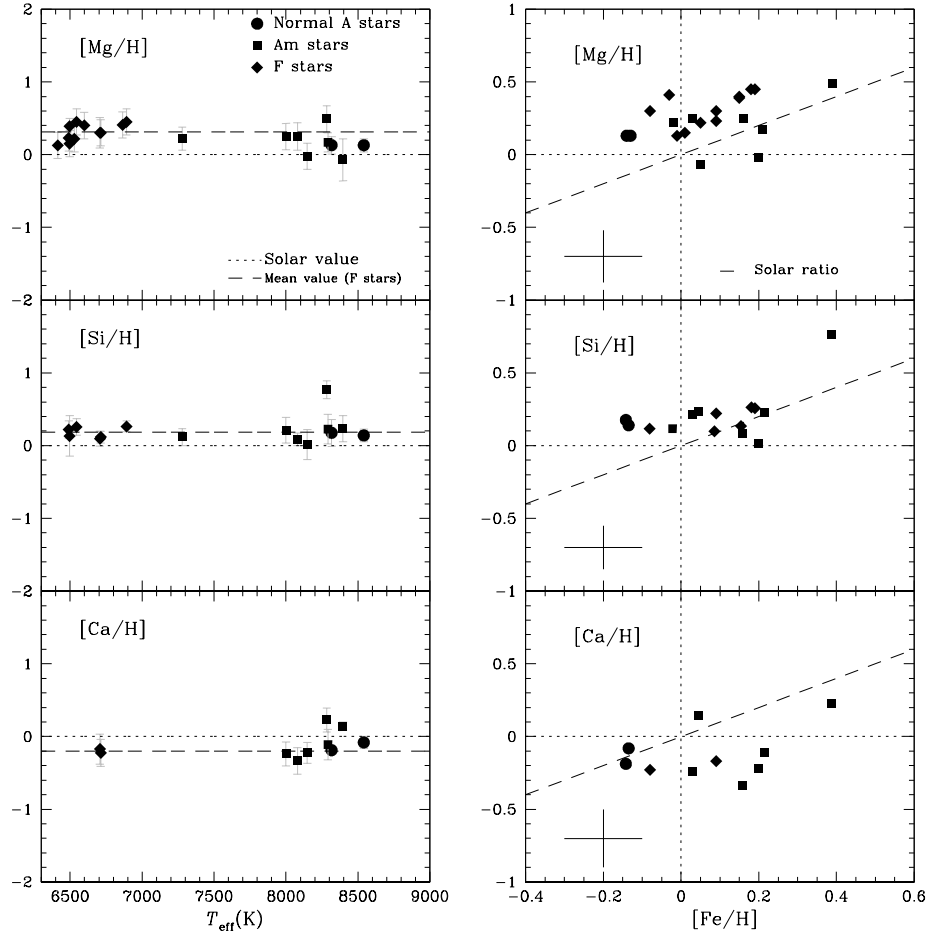
have been made. The large star-to-star variations in [O/H] would not be affected by these corrections either.

#### Sodium

Sodium abundances were derived from 9 lines of quality A to C. The sodium abundances for the F stars display very little scatter around their mean value (-0.01 dex), very close to solar. All A and Am stars display overabundances of Na. For these stars, the spread in  $[\frac{\text{Na}}{\text{H}}]$  is about 0.9 dex, much larger than the typical uncertainty (0.10 dex). This suggests there are real star-to-star variations in  $[\frac{\text{Na}}{\text{H}}]$ . The sodium abundance does not appear to be correlated to the iron abundance: in Figure 7, about half of the data lie above the line of solar ratio while the other half are scat-

tered around it.

Quantitative information on non-LTE corrections for Na abundances in A stars is scarce. Non-LTE corrections have been calculated by Bikmaev et al. (2002) for two cool A8IV-V stars whose fundamental parameters are close to the coolest A star of our sample. The largest corrections amount to -0.35 dex and occur for the two lines  $\lambda 5889.95 \text{ \AA}$  and  $5895.92 \text{ \AA}$ . In the absence of calculations for hotter stars with various  $[\frac{\text{Fe}}{\text{H}}]$ , it is difficult to predict what the non-LTE corrections would be for the A and Am stars studied here. Provided the corrections would be small for F stars, lowering the A and Am star abundances by about 0.35 dex would certainly improve the correlation of  $[\frac{\text{Na}}{\text{H}}]$  with  $[\frac{\text{Fe}}{\text{H}}]$ .

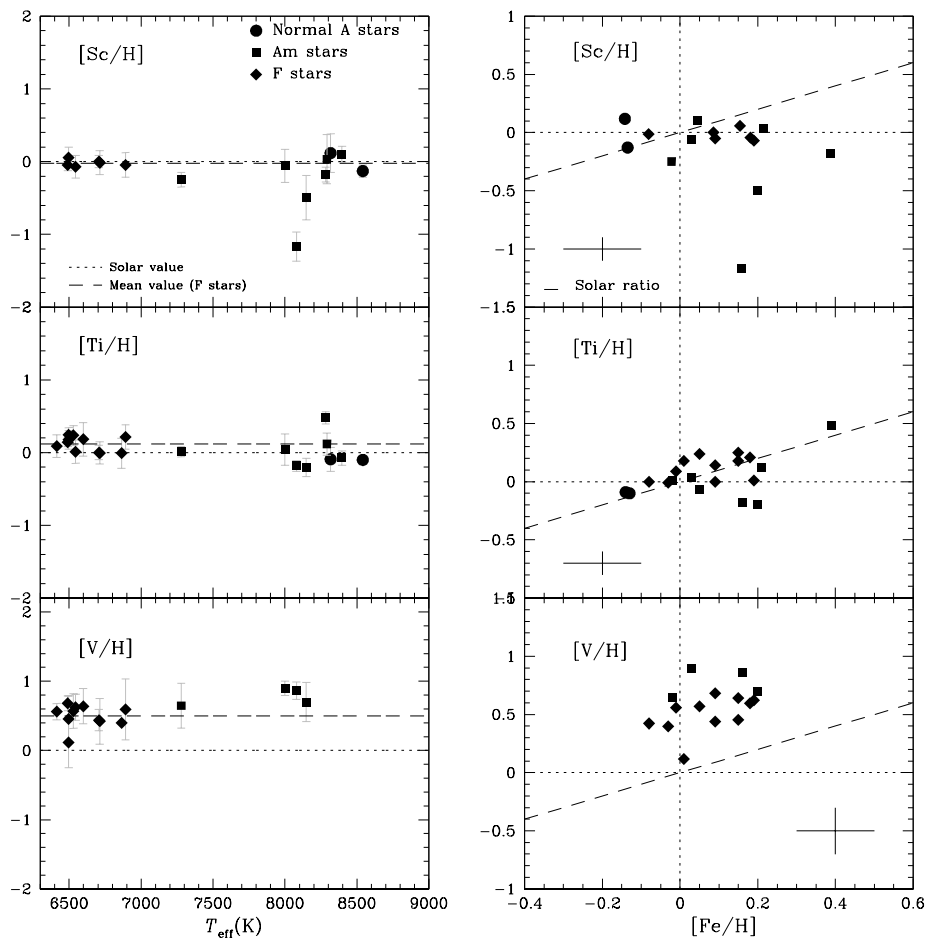


**Fig. 8.** Left panel: Abundance of magnesium, silicon and calcium versus effective temperature. The dotted line represents the solar value and the dashed one represents the mean abundance of F stars. Right panel:  $[\text{Mg}/\text{H}]$ ,  $[\text{Si}/\text{Fe}]$  and  $[\text{Ca}/\text{H}]$  versus  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . The symbols are the same as in Figure 7. The dashed lines represent the solar ratios.

### Magnesium

Seven lines of Mg II of quality B to D were used for the A stars and 5 lines of Mg I of qualities B to C for the F stars. In graphs of  $[\frac{Mg}{H}]$  versus  $T_{\text{eff}}$  (Figure 8), the F stars and the A and Am stars display fairly large and comparable scatter. The maximum spread in  $[\frac{Mg}{H}]$  is about 0.30 dex and 0.55 dex for the F and the A and Am stars respectively. The maximum uncertainty in  $[\frac{Mg}{H}]$  being about 0.18 dex, there does not appear to be significant star-to-star variations. Almost all stars exhibit LTE overabundances. We noticed that the Mg II  $\lambda$  4481 Å triplet systematically yields higher abundances than other Mg II lines. Excluding this triplet reduces the abundances by about -0.30 dex for the A and F stars. The  $[\frac{Mg}{H}]$  abundances (derived from all lines excluding the Mg II triplet) do not appear to be correlated to  $[\frac{Fe}{H}]$ . Most data lie

above the line of the solar ratio  $[\frac{Mg}{Fe}]$ . In their analysis, Hill & Landstreet (1993) found that the ratio  $[\frac{Mg}{Fe}]$  runs parallel to and above the line of solar  $[\frac{Mg}{Fe}]$ . They attribute this to the use of the very strong Mg II  $\lambda$  4481 Å triplet (the only line they analysed). Przybilla et al. (2001) computed a model atom for non-LTE line formation for neutral and singly-ionized magnesium to evaluate non-LTE corrections. These corrections turn out to be small for MgII except for the features at  $\lambda\lambda$  4481 and 7877-96 Å. For Vega (AOV), they found a correction of -0.21 dex for the 4481 Å triplet which confirms our finding that this line systematically yields higher abundances.



**Fig. 9.** Left panel: Abundance of scandium, titanium and vanadium versus effective temperature. The dotted line represents the solar value and the dashed one represents the mean abundance of F stars. Right panel: [Sc/H], [Ti/Fe] and [V/H] versus [Fe/H]. The symbols are the same as in Figure 7. The dashed lines represent the solar ratios.

#### Silicon

Nineteen lines of Si II of quality C to E have been synthesized. For the F stars, the silicon abundances hardly show any scatter around their mean value, +0.18 dex, slightly above solar. Almost all A stars are also overabundant in silicon and deviate very little from this mean value except for the Am star HD 107168 (Figure 8). Thus there does not seem to be significant star-to-star variation in  $[\frac{\text{Si}}{\text{H}}]$ .

The silicon abundance does not show any convincing correlation with the iron abundance. Most of our data fall slightly above the line representing a solar silicon to iron ratio. Note that Hill & Landstreet (1993) did find a tight correlation between  $[\frac{\text{Si}}{\text{H}}]$  and  $[\frac{\text{Fe}}{\text{H}}]$ . All their data fall close to the line representing a solar silicon to iron ratio. The lines we analysed differ from theirs and

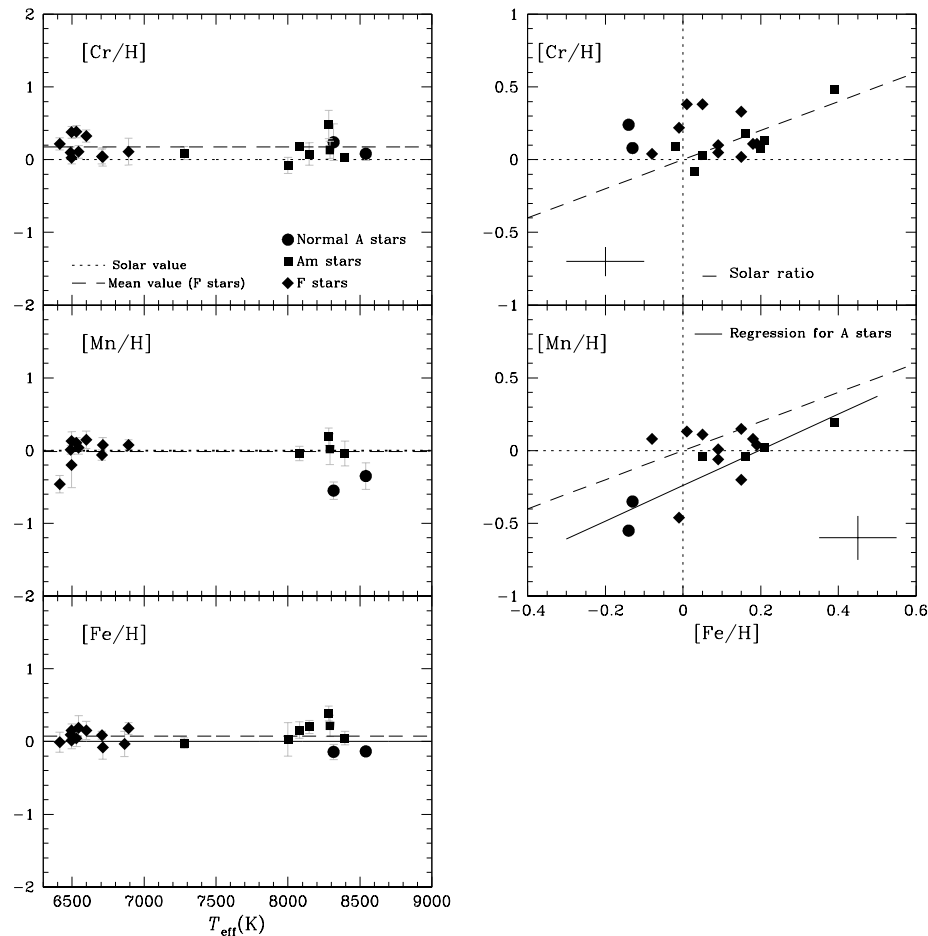
lead to overabundances possibly because of incorrect oscillator strengths or non-LTE effects.

#### Calcium

Twelve lines of Ca II of quality C and D were used to derive the calcium abundance for all A and Am stars and for only two F stars. The abundance of the F stars is subsolar ( $< [\frac{\text{Ca}}{\text{H}}] > \sim -0.2$  dex). The two normal A stars are slightly deficient in calcium and the Am stars show modest deviations (both over and underabundances) around the solar abundance. Their maximum spread in [Ca/H] is 0.50 dex which is only marginally significant compared to the maximum estimated uncertainty (about 0.20 dex).

In a graph displaying the calcium abundance versus that of iron





**Fig. 10.** Left panel: Abundance of chromium, manganese and iron versus effective temperature. The dotted line represents the solar value and the dashed one represents the mean abundance of F stars. Right panel: [Cr/H] and [Mn/H] versus [Fe/H]. The symbols are the same as in Figure 7. The dashed lines represent the solar ratios.

(Figure 8), the Am stars, as expected, can easily be discriminated from the normal A and F stars. They all fall to the right in a region characterized by overabundances of iron and they are either Ca-deficient or Ca-rich. For the normal A and F stars,  $[\frac{Ca}{H}]$  has a fairly uniform value (-0.20) dex and does not appear to vary with  $[\frac{Fe}{H}]$ .

#### Scandium

Eleven lines of quality D of Sc II were used to derive the scandium abundance. The scandium abundances of F stars are scattered very little around the solar value. About half of the A and Am stars are deficient in scandium (3 Am stars are close to solar while 4 exhibit deficiencies ranging from -0.2 dex to -1.2 dex). The total spread in  $[\frac{Sc}{H}]$  for these stars is about 1.20 dex, signifi-

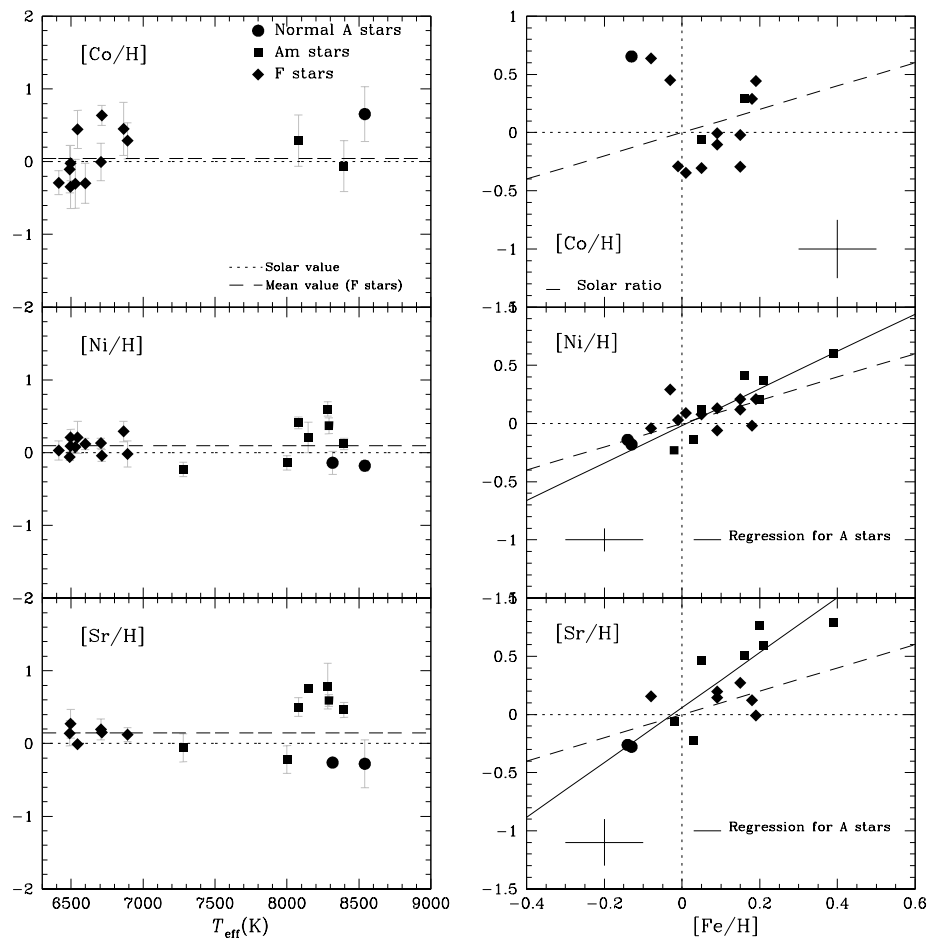
cantly larger than the typical uncertainty of 0.10 dex. There thus seems to be real star-to-star variation in  $[\frac{Sc}{H}]$ .

As for calcium, scandium does not exhibit any clear correlation or anticorrelation with respect to iron in the diagram of  $[\frac{Sc}{H}]$  versus  $[\frac{Fe}{H}]$  (Figure 9). The scandium abundances of the F and normal A stars, which are all very close to solar, do not depend on  $[\frac{Fe}{H}]$ . Most Am stars lie in the lower right part of the diagram: they are all iron-rich and 4 out of 7 are deficient in scandium.

#### 4.2.2. The iron peak elements

Titanium, vanadium, chromium and manganese

Twenty six lines of Ti II, most of them of quality D, have been synthesized. The oscillator strengths for this element are not as secure as for iron and chromium. One should not expect these



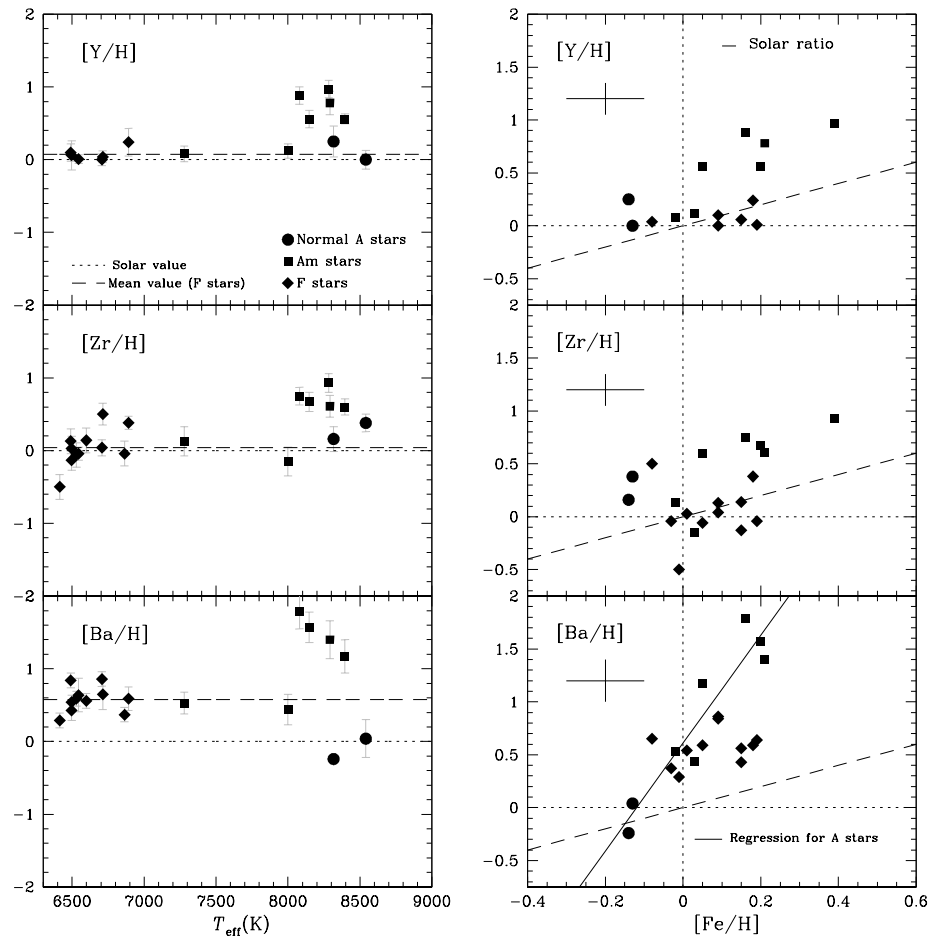
**Fig. 11.** Left panel: Abundance of cobalt, nickel and strontium versus effective temperature. The dotted line represents the solar value and the dashed one represents the mean abundance of F stars. Right panel: [Co/H], [Ni/Fe] and [Sr/H] versus [Fe/H]. The symbols are the same as in Figure 7. The dashed lines represent the solar ratios.

abundances to be too reliable on an absolute scale. The F stars show little scatter around their mean  $[\frac{\text{Ti}}{\text{H}}]$  value, about +0.12 dex, slightly above solar. The A and Am stars are more scattered around this mean value. The spread in  $[\frac{\text{Ti}}{\text{H}}]$  is about 0.68 dex which is larger than the typical uncertainty of about 0.08 dex. There seems to be real star-to-star variation for this element (Figure 9). The titanium abundance appears to be loosely correlated to that of iron (correlation coefficient 0.66) for normal F and A stars. The  $[\frac{\text{Ti}}{\text{Fe}}]$  ratios of these normal stars appear to be close to or slightly higher than solar as found by Lemke (1989) for a sample of 16 normal A stars. Hill & Landstreet (1993) found a strong correlation of [Ti/H] with [Fe/H] (correlation coefficient 0.95), their  $[\frac{\text{Ti}}{\text{Fe}}]$  ratios being slightly above the solar value.

Nine lines of V II were synthesized whose uncertainties are not

specified. These lines are intrinsically weak in all spectra. The abundances derived for this element must be taken with caution. The vanadium abundances for the F stars are fairly scattered around their mean value, +0.50 dex. Vanadium was not detected in the two normal A stars and is found to have large overabundances for 4 Am stars. There is no convincing correlation between  $[\frac{\text{V}}{\text{H}}]$  and  $[\frac{\text{Fe}}{\text{H}}]$  (Figure 9). Most of the data for the normal A stars and the F stars fall above the line representing the solar  $[\frac{\text{V}}{\text{Fe}}]$  ratio which may be due to poorly determined oscillator strengths. Hill & Landstreet (1993) found a correlation of  $[\frac{\text{V}}{\text{H}}]$  with  $[\frac{\text{Fe}}{\text{H}}]$  using lines other than ours; their ratios  $[\frac{\text{V}}{\text{Fe}}]$  are also significantly above solar.

Eleven lines of Cr II of quality D have been synthesized. As for titanium, the A stars are only a little more scattered than the F stars. The total spread in  $[\frac{\text{Cr}}{\text{H}}]$  for the A and Am stars is about



**Fig. 12.** Left panel: Abundance of yttrium, zirconium and barium versus effective temperature. The dotted line represents the solar value and the dashed one represents the mean abundance of F stars. Right panel: [Y/H], [Zr/Fe] and [Ba/H] versus [Fe/H]. The symbols are the same as in Figure 7. The dashed lines represent the solar ratios.

0.56 dex (0.36 dex for the F stars) while the maximum uncertainty on  $[\frac{Cr}{H}]$  is about 0.20. Should the data for HD107168 be removed, the spread in  $[\frac{Cr}{H}]$  drops to 0.30 dex and is not significant. The evidence for star-to-star variations in  $[\frac{Cr}{H}]$  is therefore rather weak. The chromium abundance appears to be loosely correlated with that of iron (correlation factor = 0.85). Most of the data for the normal A stars and the F stars fall above the line representing the solar  $[\frac{Cr}{Fe}]$  ratio (Figure 10). Hill & Landstreet (1993) also found a correlation of  $[\frac{Cr}{H}]$  with  $[\frac{Fe}{H}]$ , their ratios  $[\frac{Cr}{Fe}]$  being only marginally above solar.

Twenty lines of Mn I of quality B to C+ were synthesized. The F stars show little scatter around the solar value. The total spread for the A and Am stars is about 0.6 dex which is larger than the maximum uncertainty of 0.2 dex, suggesting real star-to-star variation. The two normal A stars are deficient in manganese.

The manganese abundance appears to be well correlated with that of iron (correlation factor = 0.94). Most of the ratios  $[\frac{Mn}{Fe}]$  run parallel to and below the line representing the solar ratio (Figure 10). Hill & Landstreet (1993) found a correlation of  $[\frac{Mn}{H}]$  with  $[\frac{Fe}{H}]$  using lines other than ours; their ratios  $[\frac{Mn}{Fe}]$  are only marginally above solar.

#### Iron, cobalt and nickel:

Twenty seven lines of Fe II of quality C to E were synthesized. In a graph  $[\frac{Fe}{H}]$  versus  $T_{\text{eff}}$  (Figure 10), the F stars are only slightly scattered around their mean value, +0.07 dex, which is slightly higher than Friel & Boesgaard (1992). These authors found  $\langle [\frac{Fe}{H}] \rangle = -0.05 \pm 0.03$  dex, based on the analysis of the equivalent widths of a few Fe I lines for 14 F stars of the

cluster. Our usage of different techniques (model atmospheres and line synthesis) and different lines (Fe II) probably accounts for the difference in iron abundance. The total spread in  $[\frac{Fe}{H}]$  for the A and Am stars is about 0.53 dex which is larger than the maximum estimated uncertainty (0.10 dex). There are thus real star-to-star variations in  $[\frac{Fe}{H}]$ . For cobalt, our analysis is based on 12 lines of Co I, whose errors in the oscillator strengths are unknown. Most of these lines are weak and often are blended with lines whose atomic parameters are not necessarily accurately known. We therefore do not expect these abundances to be reliable. In a graph of  $[\frac{Co}{H}]$  versus  $T_{\text{eff}}$  (Figure 11), the cobalt abundances are much more scattered for the F stars than for any other chemical element; this scatter is probably largely due to blending species. There is only one data point for the normal A stars. We feel that the abundances are not reliable enough to claim to find real star-to-star variations in  $[\frac{Co}{H}]$  and not to find a correlation with  $[\frac{Fe}{H}]$ . Fifty six lines of Ni I of quality C+ to D have been synthesized. In the graph  $[\frac{Ni}{H}]$  versus  $T_{\text{eff}}$ , nickel behaves in a similar manner as iron (Figure 11). The F stars are fairly well grouped around their mean abundance (+ 0.09 dex), their maximum spread being 0.25 dex. The A and Am stars scatter over 0.83 dex whereas their maximum uncertainty is about 0.20 dex. There seems to be real star-to-star variations for  $[\frac{Ni}{H}]$ . The nickel abundance is tightly correlated with that of iron (correlation coefficient 0.92). Most of the ratios  $[\frac{Ni}{Fe}]$  are close to solar.

#### 4.2.3. The heavy elements

Strontium, yttrium, zirconium and barium:

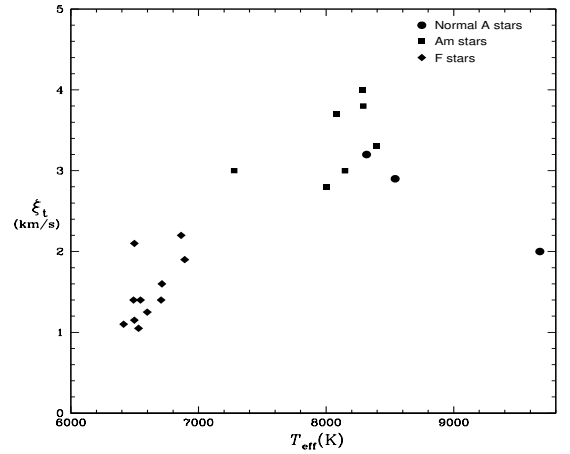
Our study of strontium is based on only two lines at 4077.71 Å and 4215.52 Å whose accuracies are not specified in NIST. Errors in gf values may result in a considerable zero point shift with respect to the Sun. We therefore do not attach too much significance to apparently large absolute over-or underabundances. The F star strontium abundances show little scatter around their mean value, + 0.15 dex. The A and Am stars display a much larger spread in abundances, about 1.07 dex, significantly larger than the maximum uncertainty (0.30 dex) (Figure 11). The strontium abundance is correlated quite closely to the iron abundance (correlation coefficient 0.90). Strontium abundances vary more rapidly than those of iron as found by Lemke (1990).

Five lines of yttrium whose accuracies are unknown were synthesized. The same holds for zirconium. Yttrium and zirconium are found to be nearly solar in F stars (Figure 12). These elements are overabundant by about 0.50 dex for 6 of the Am stars and by about 0.40 dex in the normal A stars. The A and Am stars display fairly large spreads in abundances of Y and Zr, about 1.0 dex, much larger than the associated uncertainties, indicating real star-to-star variations in  $[\frac{Y}{H}]$  and  $[\frac{Zr}{H}]$ .

Five lines of quality B of barium have been synthesized. This element is found to be overabundant in all A, Am and F stars by large amounts (up to 1.10 dex). The spread for  $[\frac{Ba}{H}]$  is about 1.8 dex, much larger than the typical uncertainties, indicating real star-to-star variations in  $[\frac{Ba}{H}]$  (Figure 12). However, these overabundances may reflect a non-LTE effect, namely an overionization of barium in A stars. In Vega, the non-LTE Ba II abundances are lower than the LTE abundances by about 0.30 dex as demonstrated by Gigas (1988) and Lemke (1990) using the KIEL code. Non-LTE corrections for Ba should be sensitive to  $[\text{Fe}/\text{H}]$  which can differ much from star to star. Detailed calculations for the respective fundamental parameters

**Table 6.** Mean abundances and their respective dispersion for Fe, C, O, Ni, Sc, Si, Ba, Y, Zr and Sr for the F, normal A and Am stars.

Elements	F stars	$\sigma_F$	A stars	$\sigma_A$
$[\frac{C}{H}]$	-0.01	0.06	-0.48	0.24
$[\frac{O}{H}]$	-0.11	0.18	-0.34	0.31
$[\frac{Si}{H}]$	0.18	0.07	0.22	0.20
$[\frac{Sc}{H}]$	-0.02	0.04	-0.23	0.38
$[\frac{Fe}{H}]$	0.07	0.09	-0.14	0.16
$[\frac{Ni}{H}]$	0.09	0.11	0.11	0.28
$[\frac{Sr}{H}]$	0.15	0.08	0.25	0.43
$[\frac{Y}{H}]$	0.07	0.08	0.47	0.34
$[\frac{Zr}{H}]$	0.04	0.34	0.46	0.33
$[\frac{Ba}{H}]$	0.58	0.17	0.84	0.70



**Fig. 13.** Variation of the derived microturbulence velocities with effective temperature.

and iron abundances of each star should therefore be performed.

#### 4.3. Microturbulent velocities

A byproduct of this analysis has been to determine microturbulent velocities for each star. Figure 13 displays the derived  $\xi_t$  versus effective temperature. The overall variation agrees well with that found by Coupry & Burkhart (1992) who found that  $\xi_t$  varies from 0 km-s<sup>-1</sup> for late B-type stars, up to about 3 km-s<sup>-1</sup> for mid-A type stars down to around 2 km-s<sup>-1</sup> for early F-type stars. Gray (2001) also found that  $\xi_t$  varies diminishes 3 km-s<sup>-1</sup> for mid-A type stars to about 1 km-s<sup>-1</sup> for solar-type stars.

#### 4.4. Rotational velocities

The inferred rotational velocities  $v_e \sin i$  are lower than 102 km-s<sup>-1</sup>. None of the found abundances appears to depend on  $v_e \sin i$ . The profiles of  $[\text{X}/\text{H}]$  versus  $v_e \sin i$  are flat as shown for instance for iron in Figure 14. This result is not surprising. Detailed calculations of diffusion in the presence of meridional circulation carried out by Charbonneau & Michaud (1991) re-

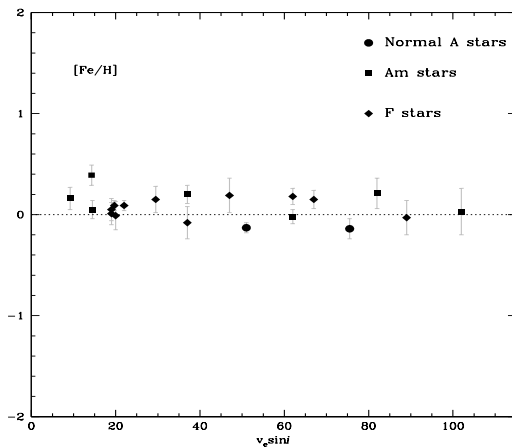


Fig. 14. Abundance of iron versus  $v_e \sin i$  for A, Am and F stars.

vealed that, in stars rotating at less than  $v_e \sin i = 100 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ , meridional circulation has little influence on chemical separation once the helium superficial convective zone has disappeared. Accordingly, the abundances should not present any positive nor negative trend (slope) with  $v_e \sin i$  in this velocity regime. The absence of fast rotators in Coma Berenices (ie.  $v_e \sin i > 100 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ ) prevents us from investigating the behaviour of the various abundances with rotational velocity above that velocity.

## 5. Astrophysical implications

The most important result of this study is the evidence of large star-to-star abundance variations for A stars in Coma Berenices. These stars appear to display much larger star-to-star variations in their abundances than the F stars do for the following chemical elements: C, O, Na, Sc, Ti, Mn, Fe, Ni, Sr, Y, Zr and Ba. In contrast, the abundances of Mg, Si, Ca and Cr do not show significant star-to-star variations. For the Hyades, Varenne & Monier (1999) found a similar behaviour for the abundances of C, O, Na, Sc, Fe and Ni. Monier (2005) also found large star-to-star variations in  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ,  $[\text{Ni}/\text{H}]$  and  $[\text{Si}/\text{H}]$  for several A stars of the Uma group.

We theorize that this peculiar behaviour is a signature of the occurrence of transport processes competing with radiative diffusion (eg. rotational mixing in radiative zone, Zahn 2005). Indeed, if radiative diffusion was the only process at work, the microscopic diffusion velocity of a given chemical element should be the same in stars of similar effective temperatures and surface gravities. We would therefore expect similar surface compositions for stars of similar fundamental parameters.

### 5.1. Self consistent modelling

We have compared the derived abundances to the predictions of recent evolutionary models, calculated with the Montréal code using slightly different assumptions and physics. This code treats radiative diffusion in detail and allows the inclusion of turbulent diffusion. Schatzman (1969) proposed two possible physical origins of turbulent diffusion: loss of angular momentum while the star descends towards the Main Sequence or meridional circulation.

### 5.1.1. The F-type stars

For the F stars, the found abundances have been compared to the predictions of Turcotte et al's (1998) evolutionary models at the age of Coma Berenices. Their models predict the evolution of the abundances for an F star of a given mass consistently with the internal structure. They include the effects of gravitational sedimentation and of radiative diffusion for 28 chemical elements ( $Z \leq 28$ ) but no macroscopic mixing (wind, accretion, meridional circulation, turbulence). These models are relevant for F stars with masses in the range  $1.1M_{\odot}$  to  $1.5M_{\odot}$  from the pre-main sequence state up to hydrogen core exhaustion. The impact of the abundance variations with time on the structure of the star is taken into account. Monochromatic OPAL opacities for each element are used to recalculate the opacity corresponding to the abundances and local conditions during the evolution. Atomic diffusion has an important effect on the opacities for stars more massive than  $1.3M_{\odot}$ . In these objects, the abundances of Fe and other iron-peak elements were found to substantially vary with time.

For the light elements C and O, the predicted large underabundances by Turcotte et al. (1998) for stars with  $T_{\text{eff}} > 6500 \text{ K}$  are not observed in our data. For these elements we find that the observed abundances in F stars are rather constant with a solar value for C ( $< [\frac{\text{C}}{\text{H}}] > = -0.01 \pm 0.06 \text{ dex}$ ) and marginally underabundant for O ( $< [\frac{\text{O}}{\text{H}}] > = -0.11 \pm 0.18 \text{ dex}$ ). In contrast, the predicted solar Na abundances for stars with  $5950 \leq T_{\text{eff}} \leq 6700 \text{ K}$  match well the observed solar abundances of F stars. For the F stars of  $1.4M_{\odot}$ , the predicted Mg and Si underabundances are not seen either in our data. For the iron peak elements Fe and Ni, the predicted overabundances due to microscopic diffusion are not observed either.

### 5.1.2. The A stars

For A stars, we have compared the found abundances with the predictions of the recent models of Richer et al. (2000). In these new models, the effect of atomic and turbulent diffusion were calculated for stars of  $1.45\text{-}3 M_{\odot}$ . They showed that the superficial abundances of the 28 species calculated in their models depend, in a star of a given mass, on essentially the initial metallicity and the depth of the zone mixed by turbulence. Figures 10 and 11 from Richer et al. (2000) represent the variations of surface abundances with time of the 28 elements for stars of  $2\text{-}2.5\text{-}3 M_{\odot}$ . For the  $2 M_{\odot}$  model, Richer et al. (2000) found that the ratio of the abundances of carbon and oxygen at 450 Myr to their initial values decrease with time. We observed the same trend for C and O in Am stars using the mean abundances of C and O in the F stars as initial abundances of these elements in the cluster.

In addition, we have specifically computed a series of models for two Am stars of similar effective temperatures but different rotational velocities: HD108642, a slow rotator ( $v_e \sin i = 9 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ ) and HD106887, a faster rotator ( $v_e \sin i = 82 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ ). Masses for these two stars should be in the range  $1.8$  to  $2.0 M_{\odot}$ . Seven models for a  $1.8 M_{\odot}$  mass star having different turbulent coefficients,  $D_T$  (equation 1 in Richer et al. 2000) at the age of the Coma were computed. The adopted initial and homogeneous abundances for these models are collected in Table 7. The models use an Eggleton-Faulkner-Flannery equation of state (Eggleton et al. 1973) including Coulomb correction on the pressure (labeled as CEFF models) (see also Christensen-Dalsgaard & Daeppen 1992).

The nuclear energy generation follows the prescriptions of Bahcall & Pinsonneault (1992). These models take into account gravitational settling, thermal diffusion and radiative accelerations. The detailed treatment of atomic diffusion is described in Turcotte et al. (1998) and the radiative accelerations are from Turcotte et al. (1998) with correction for redistribution from Gonzalez et al. (1995) and LeBlanc et al. (2000). These models are self consistent as the Rosseland opacity and radiative accelerations are recomputed at each time step in each layer for the exact local chemical composition using OPAL monochromatic opacities for 24 elements. Convection and semi-convection are modeled as diffusion processes as described in Richer et al. (2000) and Richard et al. (2001). The initial metallicity is taken from Friel & Boesgaard (1992).

The models are compared to the abundance patterns of HD108642 in Figure 15 and for HD106887 in Figure 16. None of the models reproduces entirely the characteristic abundance pattern, ie. marked underabundances of light elements and overabundances of iron-peak elements. They basically differ by the amount of turbulent diffusion included. The model that best approaches the abundance patterns for elements with  $Z > 20$  for these two stars is the model labeled as 1.8T5.3D200K-3 following the syntax of Table 1 of Richer et al. (2000). In this model, the turbulent diffusion coefficient  $D_T$  varies with density as:

$$D_T = \omega D(\text{He})_0 \left( \frac{\rho_0}{\rho} \right)^n$$

where  $n=3$ ,  $D(\text{He})_0$  is the atomic diffusion coefficient of He at the density  $\rho_0 = \rho(T_0)$  in the iron convection zone (see equation 1 of Richer et al. 2000, here  $\omega = 200 \cdot 10^3$  and  $\log T_0 = 5.3$ ). However this model predicts abundances that are almost 0.8 dex too large for C and O but it comes close to the abundances of Na, Mg and Si and follows the overabundances of iron-peak and heavier elements. Conversely, models with less turbulent diffusion 1.8T5.3D25K-3 and 1.8T5.3D500-3 roughly account for the abundances of elements with  $Z < 15$  but predict too large overabundances of iron-peak elements.

Part of the discrepancy between observed and theoretical abundance patterns could be due to non-LTE effects. Correcting the magnesium abundance for the magnesium triplet at  $\lambda 4481 \text{ \AA}$  reduces it by  $\sim 0.2$  dex and provides a better agreement with the T5.3D200K-3 model for this element. Lowering the sodium abundances, which are likely to be affected by non-LTE effects, will also improve the agreement with this model. However, the inclusion of competing processes in the models such as rotational mixing in the radiative zone for A stars, internal waves for F stars could also help improve the agreement.

## 6. Conclusion

High and medium resolution spectra of 11 A and 11 F star members of the Coma Berenices open cluster have been synthesized in order to determine the abundances of C, O, Na, Mg, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Sr, Y, Zr and Ba. In graphs representing the abundance  $[X/H]$  versus effective temperature, the A stars display abundances that are more scattered around the mean value than the F stars. Large star to star variations are detected for A stars for C, O, Na, Sc, Ti, Mn, Fe, Ni, Sr, Y, Zr and Ba which we interpret as evidence of transport processes competing with radiative diffusion.

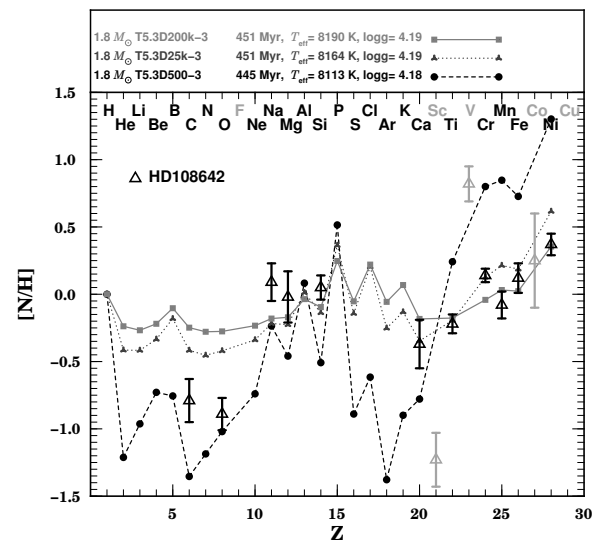
The chemical pattern found for the A and F dwarfs of Coma resembles that found for the Hyades (Varenne & Monier 1999) and the UMa group (Monier 2005). The mean iron abundance derived for the F stars is found to be

**Table 7.** Initial chemical composition

Element	Mass fraction
H	$7.03 \times 10^{-1}$
$^4\text{He}^{(a)}$	$2.7995 \times 10^{-1}$
$^{12}\text{C}^{(b)}$	$2.935 \times 10^{-3}$
N	$9.000 \times 10^{-4}$
O	$8.189 \times 10^{-3}$
Ne	$1.675 \times 10^{-3}$
Na	$3.396 \times 10^{-5}$
Mg	$6.377 \times 10^{-4}$
Al	$5.519 \times 10^{-5}$
Si	$6.878 \times 10^{-4}$
P	$5.944 \times 10^{-6}$
S	$3.592 \times 10^{-4}$
Cl	$7.642 \times 10^{-6}$
Ar	$9.170 \times 10^{-5}$
K	$3.396 \times 10^{-6}$
Ca	$6.368 \times 10^{-5}$
Ti	$3.396 \times 10^{-6}$
Cr	$1.698 \times 10^{-5}$
Mn	$9.340 \times 10^{-6}$
Fe	$1.219 \times 10^{-3}$
Ni	$7.557 \times 10^{-5}$

(a)  $^3\text{He} = 5.000 \times 10^{-5}$

(b)  $^{13}\text{C}$  is 1% of  $^{12}\text{C}$



**Fig. 15.** Comparison of the observed abundance pattern of HD108642 (A2m) with the predictions of three models calculated for a mass of  $1.8 M_{\odot}$  and different amounts of turbulent diffusion. Observed abundances are represented as triangles with error bars. Note that the models do not predict the surface abundances of Sc, V and Co.

$\langle [Fe/H] \rangle = 0.07 \pm 0.09$  dex, slightly higher than the metallicity derived by Friel & Boesgaard (1992). The abundances of manganese, nickel, strontium and barium are strongly correlated with the iron abundance for A and Am stars. The ratios  $[C/Fe]$  and  $[O/Fe]$  appear to be anticorrelated with  $[Fe/H]$ . The ratio  $[Ti/Fe]$  is solar as found by Lemke (1989).

The Am stars in Coma Berenices are found to be deficient in light elements (C and O), they are not all deficient in calcium and scandium but are all overabundant in metallic and heavy

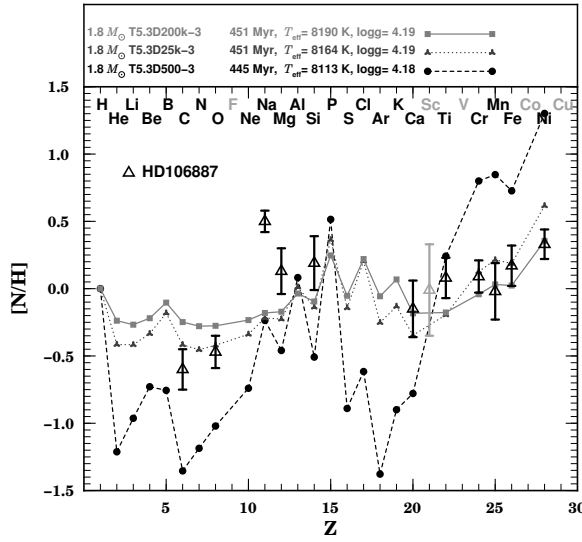


Fig. 16. Comparison of the observed abundance pattern of HD106887 (A4m) with the same models.

elements (Fe, Co, Ni, Sr, Y, Zr and Ba). The two normal A stars have almost solar abundances. The F stars have solar abundances for almost all the elements except for Mg, Si, V and Ba.

The abundance patterns predicted by current state of the art evolutionary models following the prescriptions of Richer et al. (2000) have been compared to the observed abundance patterns of two Am stars of the cluster, one a slow rotator (HD108642) and one a moderately fast rotator (HD106887). These models were calculated with different strengths of the turbulent diffusion coefficient. None of the models reproduces entirely the characteristic abundance pattern, i.e. marked underabundances of light elements and overabundances of iron-peak and heavier elements. Part of the discrepancy may arise from non-LTE effects. In this respect, non-LTE abundance determinations for many of the elements analysed here (when feasible, i.e. when atomic data and model atoms are available) are highly desirable. However it is likely that the inclusion of competing processes such as rotational mixing in the radiative zones (which will vary from star to star) should also help reproduce the observed abundance patterns and the large scatter of abundances of several elements in A stars.

### Appendix A: Determination of uncertainties

Six major sources are included in the uncertainty determinations: uncertainty on the effective temperature ( $\sigma_{T_{\text{eff}}}$ ), on the surface gravity ( $\sigma_{\log g}$ ), on the microturbulent velocity ( $\sigma_{\xi_t}$ ), on the apparent rotational velocity ( $\sigma_{v_e \sin i}$ ), the oscillator strength ( $\sigma_{\log gf}$ ) and the continuum placement ( $\sigma_{\text{cont}}$ ). These uncertainties are supposed to be independent, so that the total uncertainty  $\sigma_{\text{tot}_i}$  for a given transition (i) is:

$$\sigma_{\text{tot}_i}^2 = \sigma_{T_{\text{eff}}}^2 + \sigma_{\log g}^2 + \sigma_{\xi_t}^2 + \sigma_{v_e \sin i}^2 + \sigma_{\log gf}^2 + \sigma_{\text{cont}}^2. \quad (\text{A.1})$$

The mean abundance  $\langle [\frac{X}{H}] \rangle$  is then computed as a weighted mean of the individual abundances  $[X/H]_i$  derived for each

transition (i):

$$\langle [\frac{X}{H}] \rangle = \frac{\sum_i ([\frac{X}{H}]_i / \sigma_{\text{tot}_i}^2)}{\sum_i (1 / \sigma_{\text{tot}_i}^2)} \quad (\text{A.2})$$

and the standard deviation,  $\sigma_{sd}$  is given by:

$$\frac{1}{\sigma_{sd}^2} = \sum_{i=1}^N (1 / \sigma_{\text{tot}_i}^2) \quad (\text{A.3})$$

where N is the number of lines per element. This procedure has been applied to 4 A stars (HD107966, HD107655, HD107168 and HD107513) and 3 F stars (HD106103, HD107611 and HD109530). In the fastest rotators, the pseudo-continuum,  $f_{\text{pseudo}}^\lambda$ , we see that regions free of lines in the observed spectra are actually affected by the rotational broadening of neighbouring lines. The level of the actual continuum,  $f_{\text{cont}}^\lambda$ , can be recovered by carefully synthesizing the pseudo-continuum windows, yielding the theoretical flux,  $F_{\text{pseudo}}^\lambda$ , and the actual corresponding continuum flux,  $F_{\text{cont}}^\lambda$ , at the appropriate velocity  $v_e \sin i \pm \Delta(v_e \sin i)$ . The observed intensity level in these pseudo-continuum windows was then multiplied by  $(F_{\text{cont}}^\lambda / F_{\text{pseudo}}^\lambda)$  to recover the observed continuum level:

$$f_{\text{cont}}^\lambda = \frac{F_{\text{cont}}^\lambda}{F_{\text{pseudo}}^\lambda} f_{\text{pseudo}}^\lambda. \quad (\text{A.4})$$

The maximum and minimum allowed rotational velocity  $v_e \sin i \pm \Delta(v_e \sin i)$  yields 2 ratios  $\frac{F_{\text{cont}}^\lambda}{F_{\text{pseudo}}^\lambda}(v_e \sin i_{\text{max}})$  and  $\frac{F_{\text{cont}}^\lambda}{F_{\text{pseudo}}^\lambda}(v_e \sin i_{\text{min}})$ . The corresponding observed normalized line profiles were then used to derive the corresponding changes in abundances due to the different locations of the continuum. This test was performed in several spectral regions (excluding overlapping regions of 2 orders) and yields a maximum uncertainty of about 0.07 dex on the abundances.

For the other stars, the final abundances are averages. The errors on the elemental abundances are standard deviation assuming a Gaussian distribution of the abundances derived from each line

$$\bar{x} = \frac{\sum_i x_i}{N} \quad (\text{A.5})$$

$$\sigma^2 = \frac{\sum_i (x_i - \bar{x})^2}{N} \quad (\text{A.6})$$

where  $\bar{x}$  is the mean value of the abundance, N the number of lines of the element and  $\sigma$  the standard deviation.

*Acknowledgements.* We warmly thank the OHP night staff for the support during the observing runs. This research has used the SIMBAD, WEBDA, VALD, NIST and Kurucz databases.

### References

- Bahcall, J. N., & Pinsonneault, M. H. 1992, Reviews of Modern Physics, 64, 885
- Baranne, A., et al. 1996, A&AS, 119, 373
- Biermann, L., Lübeck, K. 1948, Zeitschrift für Astrophysik, 25, 325
- Biemont, E., Grevesse, N., Hannaford, P., & Lowe, R. M. 1981, ApJ, 248, 867
- Bikmaev, I. F., et al. 2002, A&A, 389, 537
- Burkhardt, C., & Coupry, M. F. 2000, A&A, 354, 216
- Boesgaard, A. M. 1987, ApJ, 321, 967

- Bounatiro, L. 1993, *A&AS*, 100, 531
- Castelli, F., & Kurucz, R. L. 2003, *IAU Symposium*, 210, 20P
- Cayrel, R., Cayrel de Strobel, G., & Campbell, B. 1988, *The Impact of Very High S/N Spectroscopy on Stellar Physics*, 132, 449
- Charbonneau, P., & Michaud, G. 1991, *ApJ*, 370, 693
- Coupry, M. F., & Burkhart, C. 1992, *A&AS*, 95, 41
- Christensen-Dalsgaard, J., & Daepfen, W. 1992, *A&A Rev.*, 4, 267
- Dommanget, J., & Nys, O. 1995, *Bulletin d'Information du Centre de Donnees Stellaires*, 46, 3
- Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., Lambert, D. L., Nissen, P. E., & Tomkin, J. 1993, *A&A*, 275, 101
- Eggleton, P. P., Faulkner, J., & Flannery, B. P. 1973, *A&A*, 23, 325
- Erspamer, D., & North, P. 2002, *A&A*, 383, 227
- Friel, E. D., & Boesgaard, A. M. 1992, *ApJ*, 387, 170
- Fuhr, J. R., Martin, G. A., & Wiese, W. L. 1988, *New York: American Institute of Physics (AIP) and American Chemical Society*, 1988,
- Giddings, J. R. 1981, Ph.D. Thesis,
- Gigas, D. 1988, *A&A*, 192, 264
- Gillet, D., et al. 1994, *A&AS*, 108, 181
- Gonzalez, J.-F., LeBlanc, F., Artru, M.-C., & Michaud, G. 1995, *A&A*, 297, 223
- Grevesse, N., & Sauval, A. J. 1998, *Space Science Reviews*, 85, 161
- Hill, G. M. 1995, *A&A*, 294, 536
- Hill, G. M., & Landstreet, J. D. 1993, *A&A*, 276, 142
- Holweger, H., Steffen, M., & Gigas, D. 1986, *A&A*, 163, 333
- Horne, K. 1986, *PASP*, 98, 609
- Hubeny, I., & Lanz, T. 1992, *A&A*, 262, 501
- Hui-Bon-Hoa, A., & Alecian, G. 1998, *A&A*, 332, 224
- Hui-Bon-Hoa, A., Burkhart, C., & Alecian, G. 1997, *A&A*, 323, 901
- Jeffries, R. D. 1999, *MNRAS*, 304, 821
- Kostyk, R. I., & Orlova, T. V. 1983, *Astrometriia i Astrofizika*, 49, 39
- Kupka, F., Piskunov, N., Ryabchikova, T. A., Stempels, H. C., & Weiss, W. W. 1999, *A&AS*, 138, 119
- Kurucz, R. L. 1979, *ApJS*, 40, 1
- Kurucz, R. L. 1992, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, vol. 23, 23, 45
- Kurucz, R. L. 1992, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, vol. 23, 23, 181
- Kurucz, R. L. 2005, *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplement*, 8, 14
- Lambert, D. L., McKinley, L. K., & Roby, S. W. 1986, *PASP*, 98, 927
- LeBlanc, F., Michaud, G., & Richer, J. 2000, *ApJ*, 538, 876
- Lemke, M. 1989, *A&A*, 225, 125
- Lemke, M. 1990, *A&A*, 240, 331
- Magazzu, A., & Cowley, C. R. 1986, *ApJ*, 308, 254
- Miles, B. M., & Wiese, W. L. 1969, *Atomic Data*, Vol. 1, p.1, 1, 1
- Monier, R. 2005, *A&A*, 442, 563
- Monier, R., & Richard, O. 2004, *IAU Symposium*, 224, 209
- Napiwotzki, R., Schoenberner, D., & Wenske, V. 1993, *A&A*, 268, 653
- Nissen, P. E. 1981, *A&A*, 97, 145
- Pickering, J. C., Thorne, A. P., & Perez, R. 2002, *ApJS*, 138, 247
- Przybilla, N., Butler, K., Becker, S. R., Kudritzki, R. P., & Venn, K. A. 2000, *A&A*, 359, 1085
- Przybilla, N., Butler, K., Becker, S. R., & Kudritzki, R. P. 2001, *A&A*, 369, 1009
- Rentzsch-Holm, I. 1996, *A&A*, 312, 966
- Rentzsch-Holm, I. 1997, *A&A*, 317, 178
- Richard, O., Michaud, G., & Richer, J. 2001, *ApJ*, 558, 377
- Richard, O., Michaud, G., & Richer, J. 2002, *IAU Colloq. 185: Radial and Nonradial Pulsations as Probes of Stellar Physics*, 259, 270
- Richer, J., Michaud, G., & Turcotte, S. 2000, *ApJ*, 529, 338
- Savanov, I. S. 1996, *Astronomy Reports*, 40, 196
- Rodriguez, E., Lopez de Coca, P., Rolland, A., Garrido, R., & Costa, V. 1994, *A&AS*, 106, 21
- Schatzman, E. 1969, *A&A*, 3, 331
- Sigut, T. A. A., & Landstreet, J. D. 1990, *MNRAS*, 247, 611
- Smalley, B. 2004, *IAU Symposium*, 224, 131
- Soderblom, D. R., Oey, M. S., Johnson, D. R. H., & Stone, R. P. S. 1990, *AJ*, 99, 595
- Steffen, M. 1985, *A&AS*, 59, 403
- Takeda, Y. 1995, *PASJ*, 47, 287
- Tody, D. 1993, *ASP Conf. Ser. 52: Astronomical Data Analysis Software and Systems II*, 52, 173
- Trumpler, R. J. 1938, *Lick Observatory Bulletin*, 18, 167
- Turcotte, S., Richer, J., & Michaud, G. 1998, *ApJ*, 504, 559
- Turcotte, S., Richer, J., Michaud, G., Iglesias, C. A., & Rogers, F. J. 1998, *ApJ*, 504, 539
- Varenne, O. 1999, *A&A*, 341, 233
- Varenne, O., & Monier, R. 1999, *A&A*, 351, 247
- Ward, L. 1985, *MNRAS*, 213, 71
- Zahn, J.-P. 2005, *EAS Publications Series*, 17, 157



**Table 8.** Linelist used for abundance determination. The "A" term is used for a *gf* accuracy lower than 3%, "B" lower than 10%, "C+" lower than 18%, "C" lower than 25%, "D+" lower than 40 %, "D" lower than 50 % and "E" higher than 50 %. If no accuracy is available, we used the E (*i.e.* 50%) value in the uncertainties calculations. References are FMW for Fuhr et al. (1988), PTP for Pickering et al. (2002), NBS for Miles & Wiese (1969), KO83 for Kostyk & Orlova(1983), SL90 for Sigut & Landstreet (1990), BL48 for Biermann & Lübeck(1948), Bal81 for Biemont et al.(1981), MC86 for Magazzu & Cowley (1986), W85 for Ward (1985) and Kurucz (<http://kurucz.harvard.edu/LINELISTS/GFALL/>) for the gfall.dat linelist.

Element (Ionization)	$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$	Accuracy	references	Element (Ionization)	$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$	Accuracy	references
CI	4371,3670	-1,962	B	NIST	SiII	4072,7090	-2,367		SL90
CI	4932,0490	-1,658	B	NIST	SiII	4075,4520	-1,403		SL90
CI	5052,1670	-1,303	B	NIST	SiII	4128,0540	0,306	C	NIST
CI	5380,3370	-1,616	B	NIST	SiII	4130,8940	0,464	C	NIST
CI	5793,1200	-2,063	B	NIST	SiII	4190,7240	-0,351		NIST
CI	5800,6020	-2,337	B	NIST	SiII	4198,1330	-0,611		NIST
CI	6587,6100	-1,003	B	NIST	SiII	4621,4180	-0,540	D	Kurucz
					SiII	4621,6960	-1,675	D	Kurucz
OI	3947,2950	-2,095	B	NIST	SiII	4621,7220	-0,387	D	Kurucz
OI	3947,4810	-2,244	B	NIST	SiII	5041,0240	0,174	D+	NIST
OI	3947,5860	-2,467	B	NIST	SiII	5055,9840	0,441	D+	NIST
OI	3947,9530	-1,761	B	FMW	SiII	5056,3170	-0,535	E	NIST
OI	4368,1930	-2,665	B	NIST	SiII	5466,4320	-0,190	D	Kurucz
OI	4368,2420	-1,964	B	NIST	SiII	5669,5630	0,266		NIST
OI	4368,2580	-2,818	B	NIST	SiII	5688,8170	0,106		NIST
OI	5329,6730	-2,063	C+	NIST	SiII	5957,5590	-0,349	D	NIST
OI	5329,6810	-1,473	C+	NIST	SiII	5978,9300	-0,061	D	NIST
OI	5329,6900	-1,268	C+	NIST	SiII	6347,1100	0,230	C	NIST
OI	5330,7260	-2,416	C+	NIST	SiII	6371,3710	-0,080	C	NIST
OI	5330,7350	-1,570	C+	NIST					
OI	5330,7410	-0,983	C+	NIST	CaII	3933,6630	-0,135	C	NIST
OI	6155,9610	-1,363	B	NIST	CaII	3968,4690	-0,180	C	NIST
OI	6155,9710	-1,011	B	NIST	CaII	4472,0500	-2,694		Kurucz
OI	6155,9890	-1,120	B	NIST	CaII	4479,4330	-2,994		Kurucz
OI	6156,7370	-1,487	B	NIST	CaII	4489,1790	-0,726		Kurucz
OI	6156,7550	-0,898	B	NIST	CaII	4489,1790	-2,157		Kurucz
OI	6156,7780	-0,694	B	NIST	CaII	4489,1790	-0,613		Kurucz
OI	6158,1490	-1,841	B	NIST	CaII	5001,4790	-0,517	D	NIST
OI	6158,1720	-0,995	B	NIST	CaII	5019,9710	-0,257	D	NIST
OI	6158,1870	-0,409	B	NIST	CaII	5021,1380	-1,217	D	NIST
					CaII	5285,2660	-1,153	D	NIST
NaI	4494,1800	-1,840	C	NIST	CaII	5307,2240	-0,853	D	NIST
NaI	4497,6570	-1,574	B	NIST					
NaI	4668,5590	-1,310	C	NIST	ScII	4246,8220	0,242	D	NIST
NaI	4978,5410	-1,210	C	NIST	ScII	4314,0830	-0,100	D	NIST
NaI	4982,8130	-0,961	C	NIST	ScII	4320,7320	-0,250	D	NIST
NaI	5889,9500	0,112	A	NIST	ScII	4324,9960	-0,440	D	NIST
NaI	5895,9240	-0,191	A	NIST	ScII	4374,4570	-0,418	D	NIST
NaI	6154,2260	-1,547	A	NIST	ScII	4670,4070	-0,576	D	NIST
NaI	6160,7470	-1,230	C	NIST	ScII	5031,0210	-0,400	D	NIST
					ScII	5239,8130	-0,765	D	NIST
MgII	4384,6370	-0,792	D	NIST	ScII	5526,7900	0,020	D	NIST
MgII	4390,5140	-1,706	D	NIST	ScII	5657,8960	-0,603	D	NIST
MgII	4390,5720	-0,530	D	NIST	ScII	6604,6010	-1,310	D	NIST
MgII	4427,9940	-1,201	C+	NIST					
MgII	4481,1260	0,730	B	BL48	TiII	4163,6440	-0,130	D	PTP
MgII	4481,1500	-0,570	B	BL48	TiII	4287,8730	-1,790		PTP
MgII	4481,3250	0,575	B	BL48	TiII	4290,2190	-0,850		PTP
MgI	4702,9910	-0,374	C	NIST	TiII	4294,0990	-0,930		PTP
MgI	5167,3213	-0,856	B	NIST	TiII	4300,0420	-0,440	D	PTP
MgI	5172,6844	-0,380	B	NIST	TiII	4316,7940	-1,420	D	KO83
MgI	5183,6034	-0,158	B	NIST	TiII	4386,8440	-0,960		PTP
MgI	5528,4050	-0,498	B+		TiII	4394,0590	-1,780		PTP
					TiII	4395,0310	-0,540	A	PTP
					TiII	4399,7720	-1,190		PTP

Table 8. continued.

Element (Ionization)	$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$	Accuracy	references	Element (Ionization)	$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$	Accuracy	references
TiII	4411,0720	-0,670	D	PTP	FeII	4233,1720	-2,000	C	FMW
TiII	4417,7140	-1,190		PTP	FeII	4258,1540	-3,400	D	FMW
TiII	4443,8010	-0,720	D	PTP	FeII	4273,3260	-3,258	D	FMW
TiII	4468,4920	-0,600	D	FMW	FeII	4296,5720	-3,010	D	FMW
TiII	4488,3250	-0,510	D	PTP	FeII	4385,3870	-2,570	D	FMW
TiII	4501,2700	-0,770	D	PTP	FeII	4416,8300	-2,600	D	FMW
TiII	4549,6210	-0,470	D	PTP	FeII	4472,0900	-1,791		Kurucz
TiII	4571,9710	-0,320	D	PTP	FeII	4472,6200	-2,340		Kurucz
TiII	4589,9580	-1,780	D	PTP	FeII	4472,9290	-3,430		Kurucz
TiII	4629,2740	-2,240		Kurucz	FeII	4491,4050	-2,690	C	FMW
TiII	4657,2000	-2,240		Kurucz	FeII	4508,2880	-2,210	C	FMW
TiII	4805,0850	-1,100	D	PTP	FeII	4515,3390	-2,490	C	FMW
TiII	5129,1560	-1,400	D	KO83	FeII	4520,2240	-2,600	C	FMW
TiII	5188,6870	-1,050	D	PTP	FeII	4522,6340	-2,030	C	FMW
TiII	5336,7860	-1,590	A	PTP	FeII	4541,5240	-3,050	C	FMW
					FeII	4555,8900	-2,290		FMW
VII	4475,6700	-1,440		Kurucz	FeII	4576,3400	-3,040		FMW
VII	4528,5000	-0,960		Kurucz	FeII	4582,8350	-3,100	C	FMW
VII	4532,1700	-0,760		Kurucz	FeII	4620,5210	-3,280	D	FMW
VII	4538,6200	-1,800		Kurucz	FeII	4635,3160	-1,650	D	FMW
VII	4558,4500	-0,930		Kurucz	FeII	4656,9810	-3,630	E	FMW
VII	4564,5900	-1,450		Kurucz	FeII	4666,7580	-3,330	D	FMW
VII	4577,1300	-2,140		Kurucz	FeII	4923,9270	-1,320	C	FMW
VII	4590,5000	-0,780		Kurucz	FeII	5197,5770	-2,100	C	FMW
VII	4600,1800	-1,360		Kurucz	FeII	5276,0020	-1,940	C	FMW
					FeII	5316,6150	-1,850	C	FMW
CrII	4558,6500	-0,660	D	Kurucz	FeII	5506,1950	0,950	D	FMW
CrII	4588,1990	-0,643		Kurucz					
CrII	4592,0490	-1,217	D	FMW	CoI	4466,8800	-0,540		Kurucz
CrII	4616,6290	-1,291		SL90	CoI	4469,5400	-0,330		Kurucz
CrII	4618,8030	-1,110	D	Kurucz	CoI	4471,5400	-0,770		Kurucz
CrII	4634,0700	-0,990		Kurucz	CoI	4530,9500	0,150		Kurucz
CrII	4812,3370	-1,995	D	Kurucz	CoI	4533,9800	-0,500		Kurucz
CrII	5237,3290	-1,160	D	FMW	CoI	4549,6500	-0,330		Kurucz
CrII	5308,4400	-1,810	D	FMW	CoI	4565,5800	-0,220		Kurucz
CrII	5313,5900	-1,650	D	FMW	CoI	4581,5900	-0,150		Kurucz
CrII	5502,0670	-1,990	D	FMW	CoI	4594,6300	-0,080		Kurucz
					CoI	4596,8900	-0,010		Kurucz
MnI	4451,5860	0,278	B	FMW	CoI	4625,7600	-0,370		Kurucz
MnI	4453,0120	-0,490	C+	FMW	CoI	4629,3600	-0,190		Kurucz
MnI	4457,0440	-0,555	C+	FMW					
MnI	4458,2540	0,042	C+	FMW	NiI	4468,4340	-1,642		Kurucz
MnI	4461,0790	-0,380	C+	FMW	NiI	4470,4720	-0,310	D	Kurucz
MnI	4462,0310	0,320	C+	FMW	NiI	4480,5610	-1,491		Kurucz
MnI	4464,6820	-0,104	B	FMW	NiI	4490,0490	-2,108		Kurucz
MnI	4470,1440	-0,444	B	FMW	NiI	4490,5250	-2,324		Kurucz
MnI	4472,8060	-0,583	B	FMW	NiI	4512,9860	-1,470	D	Kurucz
MnI	4490,0900	-0,521	B	FMW	NiI	4519,9790	-2,880	D+	FMW
MnI	4498,9020	-0,343	B	FMW	NiI	4521,3220	-0,949		Kurucz
MnI	4502,2130	-0,344	B	FMW	NiI	4523,6940	-1,305		Kurucz
MnI	4709,7120	-0,339	B	FMW	NiI	4528,5260	-1,127		Kurucz
MnI	4739,0870	-0,490	B	FMW	NiI	4542,2370	-1,308		Kurucz
MnI	4754,0420	-0,085	B	FMW	NiI	4546,9200	-0,271		Kurucz
MnI	4761,5120	-0,138	B	FMW	NiI	4551,2170	-0,880	D	FMW
MnI	4762,3670	0,426	B	FMW	NiI	4559,9210	-1,737		Kurucz
MnI	4783,4270	0,042	B	FMW	NiI	4572,0410	-0,536		Kurucz
MnI	4823,5240	0,144	B	FMW	NiI	4588,4110	-0,745		Kurucz
MnI	5255,3260	-0,763	B	FMW	NiI	4592,5220	-0,370		Kurucz
					NiI	4596,3830	-0,704		Kurucz
					NiI	4600,3550	-0,610		FMW

Table 8. continued.

Element (Ionization)	$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$	Accuracy	references	Element (Ionization)	$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$	Accuracy	references
NiI	4604.9820	-0.250	D	Kurucz	SrII	4077.7090	0.151		NIST
NiI	4606.2190	-1.000	D	FMW	SrII	4215.5200	-0.169		NIST
NiI	4609.9050	-0.580		Kurucz					
NiI	4617.8620	-0.525		Kurucz	YII	4883.6840	0.070		kurucz
NiI	4631.0170	-0.957		Kurucz	YII	4900.1200	-0.09		kurucz
NiI	4648.6460	-0.100	D	Kurucz	YII	4982.1290	-1.290		kurucz
NiI	4886.7050	-1.780		Kurucz	YII	5087.4160	-0.170		kurucz
NiI	4886.9760	-1.120		Kurucz	YII	5200.4060	-0.570		kurucz
NiI	4900.9670	-1.670	E	FMW					
NiI	4904.4070	-0.170	D	FMW	ZrII	4149.2170	-0.030		kurucz
NiI	4912.0200	-0.800	D	FMW	ZrII	4156.2400	-0.776		kurucz
NiI	4913.9680	-0.630	D	FMW	ZrII	4161.2100	-0.720		kurucz
NiI	4918.3620	-0.240	D	FMW	ZrII	4208.9800	-0.460		kurucz
NiI	4918.7060	-0.780		Kurucz	ZrII	4496.9600	-0.810		Bal81
NiI	4925.5590	-0.770	D	Kurucz					
NiI	4935.8310	-0.350	D	FMW	BaII	4554,0290	0,163	B	Kurucz
NiI	4937.3410	-0.390	D	FMW	BaII	4934,0760	-0,156	B	NBS
NiI	4976.3260	-3.100	C+	NIST	BaII	5853,6680	-1,510	B	NIST
NiI	5003.7410	-2.800	C+	NIST	BaII	6141,7130	-0,810	B	NIST
NiI	5080.5280	0.330		kurucz	BaII	6496,8970	-1,010	B	NIST
NiI	5081.1070	0.300		kurucz					
NiI	5084.0890	0.090		kurucz					
NiI	5096.8540	-0.900		kurucz					
NiI	5099.9270	-0.100		kurucz					
NiI	5102.9660	-2.620	C+	NIST					
NiI	5137.0740	-1.990	C+	NIST					
NiI	5476.9040	-0.890	C+	NIST					
NiI	5553.6900	-3.240	C+	NIST					
NiI	5587.8580	-2.140	C+	NIST					
NiI	5592.2620	-2.590	C+	NIST					
NiI	5711.8880	-2.260	C+	NIST					
NiI	5754.6560	-2.340	C+	NIST					
NiI	5892.8720	-2.340	C+	NIST					
NiI	6163.4180	-0.682		kurucz					
NiI	6170.5670	-1.808		kurucz					
NiI	6175.3600	-0.530		kurucz					
NiI	6176.8070	-0.260		kurucz					

# Chemical composition of A and F dwarfs members of the Pleiades open cluster<sup>★</sup> (Research Note)

M. Gebran<sup>1</sup> and R. Monier<sup>2</sup>

<sup>1</sup>Groupe de Recherche en Astronomie et Astrophysique du Languedoc, UMR 5024, Université Montpellier II, Place Eugène Bataillon, 34095 Montpellier, France. e-mail: gebran@graa1.univ-montp2.fr

<sup>2</sup>Laboratoire Universitaire d'Astrophysique de Nice, UMR 6525, Université de Nice - Sophia Antipolis, Parc Valrose, 06108 Nice Cedex 2, France. e-mail: Richard.Monier@unice.fr

Received; accepted

## ABSTRACT

**Aims.** We derive the abundances of 18 chemical elements for 16 A-dwarf, both normal and chemically-peculiar, and 5 F-dwarf members of the Pleiades open cluster to place constraints on evolutionary models.

**Methods.** Abundances and rotational and microturbulent velocities were derived by fitting synthetic spectra to high-resolution (R~42000 and R~75000) observations of high signal-to-noise ratio (S/N).

**Results.** The abundances exhibit correlation with neither the effective temperature nor the projected rotational velocity. Interestingly, A stars exhibit larger star-to-star variations in C, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Sr, Y, Zr and Ba, than F stars. F stars have solar abundances of almost all elements. In A stars, the abundances of Si, Ti and Cr are correlated with that of Fe, and the [X/Fe] ratios are solar for these three elements.

The derived abundances are compared with the predictions of evolutionary models for the age of Pleiades (100 Myr). For F stars, small predicted underabundances of light elements and overabundances of Cr, Fe and Ni are confirmed by our findings. For A stars, the predicted overabundances in iron-peak elements are confirmed for a few stars only.

**Conclusions.** The large scatter in the abundances of A stars, discovered previously in the Hyades, Coma Berenices, UMa group, and in field stars, appears to be a characteristic property of dwarf A stars. Hydrodynamical processes competing with radiative diffusion in the radiative zone of A dwarfs, could account for the scatter in abundances that we determine.

**Key words.** stars: abundances - stars: main sequence - stars: rotation - Diffusion - Galaxy: open clusters and associations: individual: Pleiades

## 1. Introduction

This paper is the second in a series about the abundances of 18 chemical elements in A and F dwarfs in open clusters of different ages. In a previous study, the abundances of similar elements were derived for 11 A and 11 F dwarfs members of the Coma Berenices open cluster by Gebran et al. (2008) (hereafter referred to as Paper I). The aims of this project are twofold: to improve our knowledge of the chemical composition of A dwarfs (normal and CP stars), and to set constraints on self-consistent evolutionary models that include hydrodynamical and particle transport processes. At the age of Coma Berenices (about 450 Myr, Bounatiro & Arimoto 1993), A stars have spent more time on the Main Sequence than at the age of the Pleiades (around 100 Myr, Meynet et al. 1993). Comparison of the abundances derived for A and F stars in these 2 clusters should help address the expected evolution of abundances with time predicted in the frame of the diffusion theory (Richer et al. 2000).

High-resolution spectroscopy of A and F stars in the Pleiades is possible using 2-m class telescopes down to magnitude V=9, which corresponds to the earliest F stars. The distance to the Pleiades is about 134±3 pc (Percival et al. 2005). In Table 1,

we show previous abundance determinations of A, F and G dwarfs in the Pleiades. Lithium abundances were first derived by Pilachowski et al. (1987) for A, F and G dwarfs, and then by Ford et al. (2002) for G and K stars. Carbon and iron abundances were determined in 12 F dwarfs, by Friel & Boesgaard (1990) and Boesgaard & Friel (1990), respectively. They derived a mean iron abundance of  $\langle [Fe/H] \rangle = -0.034 \pm 0.024$  dex. Beryllium abundances were derived by Boesgaard et al. (2003) for 14 F and G dwarfs. Burkhart & Coupry (1997) determined the abundances of Li, Al, Si, S, Fe, Ni and Eu for 5 normal A and 3 Am stars. Quite unexpectedly, they derived a similar iron abundance for A and Am stars, which is about twice the value determined for F stars. Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998) determined the abundances of Mg, Ca, Sc, Cr, Fe and Ni for 9 A-Am stars in the Pleiades.

We derive the abundances of 18 chemical elements (C, O, Na, Mg, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Sr, Y, Zr and Ba.) for 16 A and 5 F dwarfs in the Pleiades open cluster. As in Paper I, we search for correlations of the individual abundances with effective temperature ( $T_{\text{eff}}$ ), projected rotational velocity ( $v_e \sin i$ ) and iron abundance. Any correlation would be valuable to theoretical studies of photospheric abundances. The derived abundances are compared with the predictions of self-consistent evolutionary models.

Send offprint requests to: M. Gebran

<sup>★</sup> Based on observations performed at the Observatoire de Haute-Provence (France).

**Table 1.** Previous abundance determinations for the Pleiades A, F and G dwarfs.

Reference	Stars studied	Chemical Elements
Pilachowski et al. (1987)	18 A,F,G	Li
Burkhart & Coupry (1997)	8 A-Am	Li,Al,Si,S,Fe,Ni,Eu
Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998)	9 A-Am	Mg,Ca,Sc,Cr,Fe,Ni
Boesgaard & Friel (1990)	12 F	Fe
Friel & Boesgaard (1990)	12 F	C
Boesgaard et al. (2003)	14 F and G	Be
Ford et al. (2002)	11 G and K	Li

**Table 2.** Data on the programme stars. Spectral type are taken from thr SIMBAD and WEBDA online database.  $T_{\text{eff}}$  and  $\log g$  are those determined by UVBYBETA code.  $v_e \sin i$  and  $\xi_t$ , are determined as explained in sect.3. References (a), (b), (c) and (d) are Couteau & Gili (1994), Breger (1972), Abt & Levato (1978) and Renson (1990).

III	HD	Type	$m_v$	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	$v_e \sin i$ km s <sup>-1</sup>	$\xi_t$ km s <sup>-1</sup>	Remarks
157	23157	A5V	7.95	7514	4.26	56	2.60	SB (a)
158	23156	A7V	8.23	7940	4.23	32.5	2.70	$\delta$ Scuti (b)
697	23375	A9V	8.58	7395	4.22	88	2.30	
1362	23607	A7V	8.25	8055	4.32	18.9	3.10	$\delta$ Scuti (b), Am (d)
1397	23631	A2V	7.30	9613	4.34	7.5	2.10	SB, Am (c)
1876	23763	A1V	6.96	8999	4.19	100	2.00	
2415	23924	A7V	8.10	8144	4.29	33.5	2.70	
2488	23948	A0	7.54	9083	4.35	118	2.30	
5006	22615	Am	6.50	8407	3.83	29.5	4.00	$\notin$ Pleiades (d)
531	23325	Am	8.57	7638	4.23	80	2.50	
1375	23629	A0V	6.28	9940	4.32	162	1.55	SB
1380	23632	A1V	7.02	9616	4.22	200	1.50	
2195	23863	A7V	8.15	7911	4.10	157	2.50	
1028	23489	A2V	7.38	9078	4.25	120	1.90	
1993	23791	A8V	8.38	7796	4.32	75	3.20	
717	23387	A1V	7.19	9581	4.22	21	0.50	SB
605	23351	F3V	9.03	6863	4.38	14.8	1.45	
1357	23609	F8IV	6.99	6492	4.28	9.8	1.75	
338	23247	F3V	9.06	6948	4.47	43.5	2.00	
1766	23732	F4V	9.21	6837	4.54	25	1.70	
1122	23511	F4V	9.28	6730	4.63	30.5	1.60	

## 2. Program stars, observations and data reduction

Twenty-one stellar members of the Pleiades cluster were observed from the 5<sup>th</sup> to the 11<sup>th</sup> of January 2004 and from the 30<sup>th</sup> of November to the 4<sup>th</sup> of December 2006. We selected stars that were evenly distributed in terms of mass in the Main Sequence. The selected 15 A stars amount to about half the total number of A dwarfs in the Pleiades. These stars were observed using ELODIE and SOPHIE, which are two échelle spectrographs at the Observatoire de Haute-Provence (OHP). ELODIE is a fiber-fed cross-dispersed echelle spectrograph mounted on the 1.93-m telescope at OHP (Baranne et al. 1996). An ELODIE spectrum extends from 3850 to 6811 Å at a resolving power of about 42000. ELODIE was replaced by SOPHIE in September 2006. SOPHIE spectra cover the wavelength interval from 3820 to 6930 Å in 39 orders with two different spectral resolutions: the high resolution mode HR (R=75000) and the high efficiency mode HE (R=39000). SOPHIE is about 2 magnitudes more sensitive in the V band than ELODIE. Using SOPHIE, we were therefore able to acquire spectra in HR-mode that had a signal-to-noise ratio of between 100 and 300, with an exposure time of lower than 75 minutes. The five early F stars, which are all

fainter than V=9 mag, were observed using SOPHIE. The basic data of these stars are collected in Table 2. The Hertzsprung and Henry Draper identifications appear in columns 1 and 2. In column 3, we present the spectral type, and in column 4, the apparent visual magnitude. Effective temperatures ( $T_{\text{eff}}$ ) and surface gravities ( $\log g$ ), which are derived using *uvby $\beta$*  photometry, are provided in columns 5 and 6. The projected rotational velocities and microturbulence velocities are shown in columns 7 and 8. Comments about the membership, binarity and pulsation appear in the last column. The rotational velocities of these stars were derived to range between 7.5 km s<sup>-1</sup> and 200 km s<sup>-1</sup>, and six A stars were found to rotate with a  $v_e \sin i$  larger than 100 km s<sup>-1</sup>. According to the CCDM catalogue (Dommanget & Nys 1995), HD23387 is the primary in a spectroscopic binary. Its companion, located at 0.3 arcsec, has a visual magnitude V=9, and should be responsible for about 20% of the light in the spectrum. The spectral type of this companion is unknown. Careful inspection of the spectrum of HD23387 does not reveal lines that could be attributed to a companion of a later spectral type in contrast to that of the primary. The abundances derived for HD23387 should be interpreted with caution.

The reduction of ELODIE's spectra was explained fully in Paper

I, and follows the method of Erspamer & North (2002). A similar reduction procedure was applied to SOPHIE spectra. The correction for scattered light was found to be about 1% in the blue part of the spectrum and less elsewhere.

### 3. Abundance analysis

#### 3.1. Method and input data

The most appropriate method to derive abundances is spectrum synthesis because several of the investigated stars are fast rotators. The iterative method of Takeda (1995) was used to derive the abundances of 18 chemical elements. The method fits in an iterative way synthetic spectra to the observed normalized spectra, and minimizes the chi-square statistic between models and observations (see Gebran et al. 2008 for a detailed discussion).

The effective temperatures and surface gravities were determined using the UVBYBETA code developed by Napiwotzki et al. (1993). This code is based on the Moon & Dworetzky (1985) grid, which calibrates the *uvby $\beta$*  photometry in terms of  $T_{\text{eff}}$  and  $\log g$ . The photometric data were taken from Hauck & Mermilliod (1998). The estimated errors on  $T_{\text{eff}}$  and  $\log g$ , are  $\pm 125$  K and  $\pm 0.20$  dex, respectively. The derived effective temperatures and surface gravities are shown in columns 5 and 6 of Table 2.

LTE model atmospheres were calculated using Kurucz's ATLAS9 code (Kurucz 1992). The solar abundances used in ATLAS9 and in the synthetic spectra computation were taken from Grevesse & Sauval (1998). This version of ATLAS9 uses the new opacity distribution function (ODF) (Castelli & Kurucz 2003). The microturbulent velocity is constant with depth and was adopted as prescribed by Smalley (2004). For stars with  $T_{\text{eff}} \leq 8500$  K, convection was taken into account in the model computations using a mixing-length ratio equal to 1.25.

We used the same linelist as in Paper I (270 transitions for 18 elements). The LTE assumption is justified for most lines studied because the lines are weak and form deep inside the atmospheres in which the conditions of LTE should hold. A few lines of *CaI*, *MgII* and *BaII*, which we analyse here, are affected by non-LTE effects (Gebran et al. 2008). The derived abundances for these elements appear in brackets in the online tables 3 and 4.

#### 3.2. Results

Projected rotational velocities, microturbulent velocities and abundances of 18 chemical elements were determined following a similar procedure to that used in Paper I (section 3.2). The rotational and microturbulent velocities were derived using a set of weak and strong unblended lines of iron and the *MgII* triplet at 14481 Å (section 3.2.1 of Paper I). For seven stars in common between both studies, our derived rotational velocities are in good agreement with the results of Hui-Bon-Hoa & Alecian (1998). The microturbulent velocities were found to comply with the prescription of Smalley (2004). To provide an independent assessment of our results, we derive the abundances in addition using the code SYNSPEC48 (Hubeny & Lanz 1992). The abundances derived using Takeda's procedure were found to agree within their uncertainties with those derived using SYNSPEC48. The abundances presented in the online tables (3 and 4) are those derived using Takeda's iterative procedure. The measurement of

the errors in the abundances, is described in the Appendix of Paper I.

## 4. Discussion and conclusion

### 4.1. Search for correlations with stellar parameters

The behaviour of the abundances in relation to stellar parameters (effective temperature, apparent rotational velocity and also iron abundance) was investigated. No strong correlation was found between any derived abundance and either  $T_{\text{eff}}$  or  $v_e \sin i$ . However, we found large star-to-star variations for several abundances determined for the A stars, in particular for C, Sc, Ti, Cr, Fe, Sr, Y, Zr and Ba. This behaviour is evident in Fig. 1 where abundances of chemical elements are displayed for all A stars. It can also be readily observed in graphs where  $[X/H]$  is presented with effective temperature: in these graphs, A stars show abundances that are more scattered about the mean value than for F stars. We present our result for iron in Fig. 2. Similar star-to-star variations in the abundances of several chemical elements have been found in A stars in other clusters or moving groups: in the Hyades (Varenne & Monier 1999), in the UMa group (Monier 2005), and in the Coma cluster (Gebran et al. 2008).

The two Am stars (HD23325 and HD22615) analysed in this study are both underabundant in scandium. Calcium is underabundant in HD23325 but overabundant in HD22615 by about  $\sim 0.37$  dex. Cr, Fe, Ni, Sr and Ba are enhanced in both of these Am stars. We confirm that HD23631 (A2V) should be classified as an Am star as already suggested by Conti (1968), Gray & Garrison (1987), and Renson (1990): for this star, we derived an apparent rotational velocity of  $7.5 \text{ km s}^{-1}$ , deficiencies in both calcium and scandium (0.19 dex and 0.92 dex respectively), and enrichments in both iron-peak and heavy elements. HD23631 was found to be a short-period ( $P=7.34$  days) binary, Am star by Conti (1968). Gray & Garrison (1987) classified HD23631 as an A0mA1Va, using intermediate-resolution spectra.

In normal A stars, the ratios  $[C/Fe]$  and  $[O/Fe]$  are found to be anticorrelated with  $[Fe/H]$ , which is also the case in Coma Berenices. The abundances of Mg, Si, Ti and Cr are found to be correlated with that of Fe, with correlation coefficients of 0.63, 0.78, 0.84 and 0.65 respectively. The ratios  $[X/Fe]$  for these elements are close to solar as already found for field A stars for Si and Ti (Lemke 1989, Hill and Landstreet 1993).

Concerning F stars, we found a mean iron abundance of  $\langle [Fe/H] \rangle = 0.06 \pm 0.02$  dex, using *FeII* lines, which is based on the 5 stars observed. This value is slightly larger than that derived by Boesgaard & Friel (1990) in their analysis of 12 F stars:  $-0.034$  dex based on their analysis of 15 *Fe I* lines. This difference could occur because different lines and/or effective temperatures and surface gravities, were used.

### 4.2. Evolutionary models

The derived abundances can be compared with the predictions of evolutionary models. These abundances provide constrain on the physics included in the code. For F stars, the models calculated by Turcotte et al. (1998) include radiative diffusion and gravitational settling for 28 chemical elements ( $Z \leq 28$ ). At the age of the Pleiades cluster (100 Myr), these models predict slight underabundances of carbon and oxygen for stars with  $T_{\text{eff}} > 6500$  K, which are confirmed in our data. However, the predicted underabundances of Mg, Si and Ca are not found in our analysis. The predicted slight overabundances for Cr, Fe and Ni are ob-

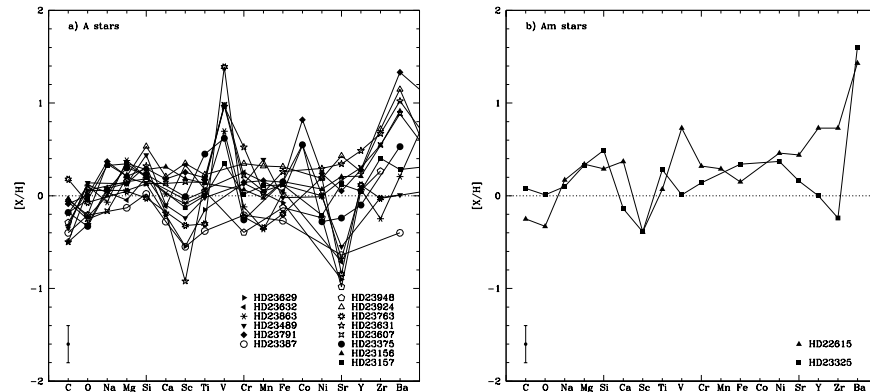


Fig. 1. Abundance patterns of normal A (a) and Am (b) stars members of Pleiades Cluster. The horizontal dotted line represents the solar value.

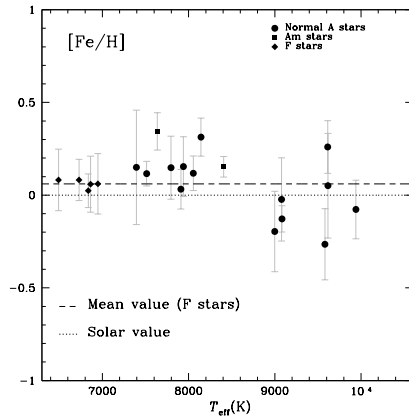


Fig. 2.  $[\text{Fe}/\text{H}]$  versus  $T_{\text{eff}}$  for the 21 stars. The dotted line represents the solar value and the dashed line represents the mean abundance of iron for the F dwarfs. F stars are depicted as diamonds, Am stars as squares and normal A stars as circles.

served for the five F stars analysed. The overall trends for F stars, which are slight underabundances of light elements and overabundances of iron-peak elements, agree well with the model predictions (except for a few elements) suggesting that the appropriate astrophysical prescriptions for F stars, are being included in the code.

For A stars, we compare our results with the predictions of the Richer et al. (2000) models, which include turbulent diffusion in addition to radiative diffusion. Inspection of their figures 10 and 11 reveals that at the age of the Pleiades, C and O should be slightly underabundant by about  $-0.1$  dex, and the iron-peak elements be slightly overabundant at a level between 0.1 and 0.4 dex. The derived abundances for C, O and iron-peak elements in our analysis, agree well with these levels of deficiency and enrichment.

The star-to-star scatter of abundances for the 16 A stars analysed here, has been detected previously in other open clusters and for a few field A stars. It appears to be a characteristic property of dwarf A and F stars and strongly suggests that hydrodynamical

processes, competing with radiative and turbulent diffusion, must be at work in the radiative zones of these stars (for a review, see Zahn 2005). To measure this scatter, spectroscopic data for the remaining A and F stars in the Pleiades, will be required. Non-LTE analysis should in addition be performed to yield more accurate abundances for C, Mg and Ba because many lines that we analyse here corresponding to these elements, are affected by non-LTE effects.

## References

- Abt, H. A., & Levato, H. 1978, *PASP*, 90, 201  
 Baranne, A., et al. 1996, *A&AS*, 119, 373  
 Boesgaard, A. M., & Friel, E. D. 1990, *ApJ*, 351, 467  
 Boesgaard, A. M., Armengaud, E., & King, J. R. 2003, *ApJ*, 582, 410  
 Bounatiro, L., & Arimoto, N. 1993, *A&A*, 268, 829  
 Breger, M. 1972, *ApJ*, 176, 367  
 Burkhart, C., & Coupry, M. F. 1997, *A&A*, 318, 870  
 Castelli, F., & Kurucz, R. L. 2003, *IAU Symposium*, 210, 20P  
 Conti, P. S. 1968, *AJ*, 73, 348  
 Couteau, P., & Gili, R. 1994, *A&AS*, 106, 377  
 Dommangeat, J., & Nys, O. 1995, *Bulletin d'Information du Centre de Données Stellaires*, 46, 3  
 Erspamer, D., & North, P. 2002, *A&A*, 383, 227  
 Ford, A., Jeffries, R. D., & Smalley, B. 2002, *A&A*, 391, 253  
 Friel, E. D., & Boesgaard, A. M. 1990, *ApJ*, 351, 480  
 Gebran, M., Monier, R., & Richard, O. 2008, *A&A*, 479, 189  
 Gray, R. O., & Garrison, R. F. 1987, *ApJS*, 65, 581  
 Grevesse, N., & Sauval, A. J. 1998, *Space Science Reviews*, 85, 161  
 Hauck, B., & Mermilliod, M. 1998, *A&AS*, 129, 431  
 Hill, G. M., & Landstreet, J. D. 1993, *A&A*, 276, 142  
 Hubeny, I., & Lanz, T. 1992, *A&A*, 262, 501  
 Hui-Bon-Hoa, A., & Alecian, G. 1998, *A&A*, 332, 224  
 Kurucz, R. L. 1992, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, vol. 23, 23, 181  
 Lemke, M. 1989, *A&A*, 225, 125  
 Meynet, G., Mermilliod, J.-C., & Maeder, A. 1993, *A&AS*, 98, 477  
 Monier, R. 2005, *A&A*, 442, 563  
 Moon, T. T., & Dworetzky, M. M. 1985, *MNRAS*, 217, 305  
 Napiwotzki, R., Schoenberner, D., & Wenske, V. 1993, *A&A*, 268, 653  
 Percival, S. M., Salaris, M., & Groenewegen, M. A. T. 2005, *A&A*, 429, 887  
 Pilachowski, C. A., Booth, J., & Hobbs, L. M. 1987, *PASP*, 99, 1288  
 Renson, P. 1990, *Bulletin d'Information du Centre de Données Stellaires*, 38, 151  
 Richer, J., Michaud, G., & Turcotte, S. 2000, *ApJ*, 529, 338  
 Smalley, B. 2004, *IAU Symposium*, 224, 131  
 Takeda, Y. 1995, *PASJ*, 47, 287  
 Turcotte, S., Richer, J., & Michaud, G. 1998, *ApJ*, 504, 559  
 Varenne, O., & Monier, R. 1999, *A&A*, 351, 247  
 Zahn, J.-P. 2005, *EAS Publications Series*, 17, 157

M. Gebran and R. Monier: Chemical composition of A and F dwarfs members of the Pleiades open cluster (*RN*), *Online Material p 1*

## **Online Material**



M. Gebran and R. Monier: Chemical composition of A and F dwarfs members of the Pleiades open cluster (RN), *Online Material p 2*

**Table 3.** Abundances relative to hydrogen and to the solar value,  $[\frac{X}{H}] = \log(\frac{X}{H})_* - \log(\frac{X}{H})_\odot$  for the A stars. The solar values are those of Grevesse & Sauval (1998). The HD numbers in italics are those for which the uncertainties were calculated, as described in Appendix A of Paper I. For the others, the quantities labeled as  $\sigma$  are standard deviations. The lines of the elements in brackets should be considered to be affected by non-LTE.

HD	SpT	<Cl>	$\sigma_C$	OI	$\sigma_O$	NaI	$\sigma_{Na}$	<MgII>	$\sigma_{Mg}$	SiII	$\sigma_{Si}$
<i>HD23157</i>	A5V	-0.18	0.05	-0.04	0.14	0.33	0.06	0.34	0.32	0.20	0.09
HD23156	A7V	-0.03	0.07	-0.23	0.20	0.00	0.11	0.35	0.32	0.28	0.19
<i>HD23325</i>	Am	0.08	0.04	0.01	0.09	0.10	0.16	0.33	0.16	0.49	0.11
HD23375	A9V	-0.18	0.40	-0.33	0.14	0.06	0.27	0.30	0.32	0.23	0.33
HD23607	A7V	-0.07	0.10	-0.25	0.01	-0.17	0.21	0.20	0.32	0.13	0.07
HD23631	A2V	-0.50	0.04	-0.31	0.05	0.08	0.12	0.13	0.18	0.32	0.10
HD23763	A1V	0.18	0.31	-0.07	0.06	-	-	0.05	0.21	-0.02	0.16
HD23924	A7V	-0.05	0.11	-0.21	0.23	0.34	0.21	0.21	0.30	0.53	0.09
<i>HD23948</i>	A0	-0.29	0.07	0.06	0.06	-	-	0.15	0.09	0.18	0.13
<i>HD22615</i>	Am	-0.25	0.08	-0.22	0.06	0.17	0.06	0.34	0.13	0.29	0.08
HD23629	A0V	-0.50	0.10	0.06	0.06	-	-	0.06	0.34	0.13	0.08
HD23632	A1V	-0.32	0.11	0.12	0.01	-	-	-0.05	0.20	0.20	0.22
HD23863	A7V	-0.19	0.11	0.11	0.05	-0.07	0.19	0.38	0.32	-	-
HD23489	A2V	-0.35	0.08	0.14	0.06	-	-	0.13	0.15	0.44	0.26
HD23791	A8V	-0.09	0.26	0.00	0.14	0.37	0.08	0.21	0.12	0.29	0.04
HD23387	A1V	-0.40	0.05	-0.21	0.04	-	-	-0.13	0.09	0.02	0.09
HD	SpT	CaII	$\sigma_{Ca}$	ScII	$\sigma_{Sc}$	TiII	$\sigma_{Ti}$	VII	$\sigma_V$	CrII	$\sigma_{Cr}$
<i>HD23157</i>	A5V	-	-	-0.13	0.11	0.00	0.11	0.35	0.46	0.02	0.09
HD23156	A7V	0.31	0.12	0.19	0.22	0.13	0.13	-	-	0.07	0.09
<i>HD23325</i>	Am	-0.14	0.30	-0.39	0.22	0.28	0.15	0.01	0.29	0.14	0.20
HD23375	A9V	-	-	-0.01	0.14	0.45	0.24	-	-	-0.26	0.28
HD23607	A7V	0.13	0.44	0.15	0.10	0.14	0.25	0.98	0.03	0.22	0.21
HD23631	A2V	-0.19	0.05	-0.92	0.05	0.16	0.22	0.96	0.06	0.52	0.17
HD23763	A1V	-	-	-0.32	0.33	-0.30	0.15	1.39	0.08	-0.23	0.28
HD23924	A7V	0.21	0.22	0.35	0.17	0.23	0.22	-	-	0.35	0.08
<i>HD23948</i>	A0	-	-	-0.04	0.13	0.05	0.08	-	-	-0.39	0.21
<i>HD22615</i>	Am	0.37	0.10	-0.39	0.10	0.07	0.07	0.96	0.12	0.30	0.10
HD23629	A0V	-0.21	0.09	-0.54	0.34	-0.15	0.13	-	-	0.14	0.17
HD23632	A1V	-0.11	0.04	0.34	0.09	0.07	0.22	-	-	0.25	0.14
HD23863	A7V	0.02	0.40	-0.08	0.21	0.02	0.20	0.70	0.11	-0.12	0.36
HD23489	A2V	-0.10	0.14	-0.24	0.26	-0.02	0.18	-	-	0.13	0.18
HD23791	A8V	0.18	0.06	0.25	0.42	0.19	0.22	0.97	0.18	0.15	0.21
HD23387	A1V	-0.28	0.14	-0.55	0.09	-0.38	0.17	-	-	-0.21	0.12
HD	SpT	MnI	$\sigma_{Mn}$	FeII	$\sigma_{Fe}$	CoI	$\sigma_{Co}$	NiI	$\sigma_{Ni}$	SrII	$\sigma_{Sr}$
<i>HD23157</i>	A5V	0.11	0.20	0.12	0.07	-	-	-0.21	0.10	0.12	0.34
HD23156	A7V	-0.02	0.08	0.15	0.16	-	-	0.07	0.15	0.21	0.07
<i>HD23325</i>	Am	-	-	0.34	0.10	-	-	0.37	0.17	0.16	0.26
HD23375	A9V	-	-	0.15	0.31	0.55	0.08	-0.28	0.33	-0.24	0.07
HD23607	A7V	0.05	0.12	0.12	0.09	-	-	0.00	0.16	0.17	0.01
HD23631	A2V	0.03	0.08	0.26	0.14	-	-	0.29	0.11	0.34	0.09
HD23763	A1V	-0.35	0.37	-0.20	0.22	-	-	0.19	0.20	-0.84	0.34
HD23924	A7V	0.32	0.09	0.31	0.10	-	-	0.19	0.15	0.43	0.15
<i>HD23948</i>	A0	-	-	-0.13	0.07	-	-	-0.24	0.27	-0.98	0.24
<i>HD22615</i>	Am	0.29	0.10	0.15	0.06	-	-	0.46	0.11	0.44	0.30
HD23629	A0V	-	-	-0.08	0.16	-	-	-	-	-0.90	0.05
HD23632	A1V	-	-	0.05	0.28	-	-	-	-	-0.71	0.20
HD23863	A7V	-0.36	0.27	0.03	0.11	0.54	0.08	0.01	0.22	-0.68	0.39
HD23489	A2V	0.39	0.19	-0.02	0.22	-	-	-0.01	0.24	-0.55	0.23
HD23791	A8V	0.16	0.17	0.15	0.17	0.82	0.08	0.24	0.34	0.05	0.10
HD23387	A1V	-	-	-0.27	0.19	-	-	-	-	-0.64	0.04
HD	SpT	YII	$\sigma_Y$	ZrII	$\sigma_{Zr}$	<BaII>	$\sigma_{Ba}$				
<i>HD23157</i>	A5V	0.05	0.11	0.41	0.14	0.28	0.16				
HD23156	A7V	0.21	0.05	0.54	0.05	0.91	0.14				
<i>HD23325</i>	Am	0.00	0.18	-0.24	0.24	1.60	0.17				
HD23375	A9V	-0.10	0.13	-	-	0.53	0.04				
HD23607	A7V	0.30	0.09	0.55	0.14	0.88	0.13				
HD23631	A2V	0.49	0.06	0.67	0.11	1.02	0.01				
HD23763	A1V	0.12	0.36	-0.03	0.11	-	-				
HD23924	A7V	0.26	0.17	0.72	0.10	1.15	0.27				
<i>HD23948</i>	A0	0.06	0.14	0.27	0.25	-	-				
<i>HD22615</i>	Am	0.73	0.13	0.73	0.16	1.43	0.18				
HD23629	A0V	-	-	-	-	-	-				
HD23632	A1V	-	-	-	-	-	-				
HD23863	A7V	0.07	0.14	-0.25	0.05	0.21	0.28				
HD23489	A2V	-	-	-0.02	0.16	0.01	0.17				
HD23791	A8V	0.28	0.26	-	-	1.33	0.14				
HD23387	A1V	-	-	-	-	-0.40	0.17				

M. Gebran and R. Monier: Chemical composition of A and F dwarfs members of the Pleiades open cluster (RN), *Online Material p 3*

**Table 4.** Abundances relative to hydrogen and to the solar value,  $[\frac{X}{H}] = \log(\frac{X}{H})_{\star} - \log(\frac{X}{H})_{\odot}$  for the F stars. The HD numbers in italics are those for which the uncertainties have been calculated as explained in Appendix A of Paper I. For the others, the quantities labeled as  $\sigma$  are standard deviations. The lines of the elements in brackets should be considered to be affected by non-LTE.

HD	SpT	<Cl>	$\sigma_C$	OI	$\sigma_O$	NaI	$\sigma_{Na}$	<MgII>	$\sigma_{Mg}$	SiII	$\sigma_{Si}$
HD23351	F3V	-0.06	0.12	-0.34	0.18	-0.20	0.16	0.14	0.36	0.05	0.10
HD23609	F8IV	0.00	0.13	-0.26	0.04	0.22	0.09	0.08	0.36	0.23	0.07
HD23247	F3V	-0.07	0.12	-0.03	0.15	-0.14	0.17	0.43	0.36	0.35	0.06
HD23732	F4V	-0.06	0.06	0.08	0.32	-0.15	0.14	0.21	0.36	0.16	0.12
HD23511	F4V	-0.06	0.08	-0.01	0.38	-0.03	0.30	0.33	0.36	0.34	0.09
HD	SpT	CaII	$\sigma_{Ca}$	ScII	$\sigma_{Sc}$	TiII	$\sigma_{Ti}$	VII	$\sigma_V$	CrII	$\sigma_{Cr}$
HD23351	F3V	0.00	0.10	-0.01	0.22	0.07	0.21	0.30	0.13	0.03	0.13
HD23609	F8IV	0.36	0.20	0.14	0.11	0.06	0.14	0.64	0.26	0.15	0.09
HD23247	F3V	0.00	0.02	-0.05	0.22	0.12	0.25	0.57	0.27	0.04	0.12
HD23732	F4V	0.31	0.13	-0.05	0.21	0.06	0.21	0.44	0.39	0.02	0.15
HD23511	F4V	0.33	0.17	0.06	0.27	0.14	0.22	0.35	0.32	0.08	0.14
HD	SpT	MnI	$\sigma_{Mn}$	FeII	$\sigma_{Fe}$	CoI	$\sigma_{Co}$	NiI	$\sigma_{Ni}$	SrII	$\sigma_{Sr}$
HD23351	F3V	0.02	0.13	0.06	0.15	-0.21	0.23	-0.01	0.24	0.03	0.00
HD23609	F8IV	0.31	0.21	0.08	0.17	0.33	0.15	0.27	0.12	0.06	0.05
HD23247	F3V	-0.12	0.14	0.06	0.16	-0.01	0.57	-0.04	0.18	0.09	0.05
HD23732	F4V	0.13	0.16	0.02	0.09	0.17	0.14	0.03	0.20	0.06	0.03
HD23511	F4V	0.23	0.20	0.08	0.11	-0.30	0.24	0.20	0.22	0.12	0.04
HD	SpT	YII	$\sigma_Y$	ZrII	$\sigma_{Zr}$	<BaII>	$\sigma_{Ba}$				
HD23351	F3V	0.11	0.08	0.19	0.20	0.83	0.22				
HD23609	F8IV	0.14	0.08	0.22	0.13	0.74	0.22				
HD23247	F3V	-0.02	0.11	0.37	0.20	0.66	0.21				
HD23732	F4V	0.06	0.12	0.31	0.13	0.76	0.23				
HD23511	F4V	0.11	0.16	0.65	0.34	0.80	0.25				

## The effect of rotation on the abundances of the chemical elements of the A-type stars in the Praesepe cluster<sup>★</sup>

L. Fossati<sup>1</sup>, S. Bagnulo<sup>2</sup>, J. Landstreet<sup>4</sup>, G. Wade<sup>5</sup>, O. Kochukhov<sup>6</sup>, R. Monier<sup>7</sup>, W. Weiss<sup>1</sup>, and M. Gebran<sup>8</sup>

<sup>1</sup> Institut für Astronomie, Universität Wien, Türkenschanzstrasse 17, 1180 Wien, Austria.  
e-mail: fossati@astro.univie.ac.at; weiss@astro.univie.ac.at

<sup>2</sup> Armagh Observatory, College Hill, Armagh BT61 9DG, Northern Ireland. e-mail: sba@arm.ac.uk

<sup>3</sup> Department of Physics & Astronomy, University of Western Ontario, London, N6A 3K7, Ontario, Canada.  
e-mail: jlandstr@astro.uwo.ca

<sup>4</sup> Physics Dept., Royal Military College of Canada, PO Box 17000, Station Forces, K7K 4B4, Kingston, Canada. e-mail: Gregg.Wade@rmc.ca

<sup>5</sup> Department of Physics and Astronomy, Uppsala University, 751 20, Uppsala, Sweden. e-mail: oleg@astro.uu.se

<sup>6</sup> Laboratoire Universitaire d'Astrophysique de Nice, Université de Nice Sophia-Antipolis, Parc Valrose, 06000 Nice, France. e-mail: Richard.MONIER@unice.fr

<sup>7</sup> Groupe de Recherche en Astronomie et Astrophysique du Languedoc, UMR 5024, Université Montpellier II, Place Eugène Bataillon, 34095 Montpellier, France. e-mail: Marwan.Gebran@graal.univ-montp2.fr

### ABSTRACT

**Aims.** We study how chemical abundances of late B-, A- and early F-type stars evolve with time, and we search for correlations between the abundance of chemical elements and other stellar parameters, such as effective temperature and  $\nu \sin i$ .

**Methods.** We have observed a large number of B-, A- and F-type stars belonging to open clusters of different ages. In this paper we concentrate on the Praesepe cluster ( $\log t = 8.85$ ), for which we have obtained high resolution, high signal-to-noise ratio spectra of sixteen normal A- and F-type stars and one Am star, using the SOPHIE spectrograph of the Observatoire de Haute-Provence. For all the observed stars, we have derived fundamental parameters and chemical abundances. In addition, we discuss another eight Am stars belonging to the same cluster, for which the abundance analysis had been presented in a previous paper.

**Results.** We find a strong correlation between peculiarity of Am stars and  $\nu \sin i$ . The abundance of the elements underabundant in Am stars increases with  $\nu \sin i$ , while it decreases for the overabundant elements. Chemical abundances of various elements appear correlated with the iron abundance.

### 1. Introduction

In stellar astrophysics, the study of the atmospheres of A- and B-type stars plays a very special role. The atmospheres of these stars display a variety of different phenomena, such as the presence of large and relatively simple magnetic fields, strong surface convection, pulsation, diffusion of chemical elements, and various kinds of mixing processes from small-scale turbulence to global circulation currents. These general physical processes are almost certainly active in the atmospheres (and interiors) of stars other than the main sequence A- and B-type stars, but in more subtle ways. Because of the easily visible effects found in A- and B-type stars, these stars provide unique access to the invisible interior processes. To fully understand the actual role of all these physical phenomena, it is very important to seek constraints from the observations, in particular to perform a detailed study of a large number of stars of different ages and peculiarity types.

For this project, it is very interesting to study stars that are cluster members, rather than selecting targets in the field, because of two very compelling reasons. First, we can assume that all cluster members have approximately the same original chemical composition and age. Therefore, when we analyse the chemical abundances of stars belonging to the same cluster, we can assume that we are studying objects that are different only by

their **initial mass, rotational velocity, magnetic field strength and binarity**. Second, the age of stars belonging to open clusters can be determined with much higher accuracy than for objects in the field, especially for stars that are young enough that less than half of their life in the main sequence has elapsed (for a discussion of the star's age determination see Bagnulo et al. 2006). Therefore, we have carried out two large observational campaigns. With FORS1 at the ESO VLT and with ESPaDOnS at the Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT) we have made a survey of magnetic A- and B-type stars in open clusters, to search for links between magnetic fields and stellar evolution. The results of this campaign are described by Bagnulo et al. (2006); Landstreet et al. (2007, 2008). In the framework of this observational campaign, we have also obtained high-resolution spectroscopy of a large number of early-type stars in about ten open clusters of different ages. The clusters are approximately uniformly distributed in logarithmic age from  $\log t = 6.8$  to  $\log t = 8.9$ , and the spectra have been obtained using five different spectrographs: FLAMES at the ESO VLT, FIES at the Nordic Optical Telescope (NOT), ELODIE and SOPHIE at the Observatoire de Haute-Provence (OHP), and ESPaDOnS at the CFHT.

In a previous paper (Fossati et al. 2007, hereafter referred to as Paper I), we started the analysis of the Praesepe cluster, presenting the observations and the results of the abundance analysis of eight Am and three normal A- and F-type stars. In this

Send offprint requests to: L. Fossati

work we complete the study of the Praesepe cluster by presenting observations of 16 additional normal A- and early F-type stars, and an additional Am star. These new observations were obtained with the SOPHIE spectrograph at the Observatoire de Haute-Provence. Because of the large sample of analysed stars, we are able to make a sensitive search for correlations between the abundances of the chemical elements and other stellar parameters, such as the effective temperature  $T_{\text{eff}}$  and projected rotational velocity  $v \sin i$ .

This Paper is organised as follows. In Sect. 2 we describe the criteria that we have adopted for target selection, which were used both for the entire observational campaign, and for the specific observations of the Praesepe cluster presented in this paper. Details about observations of the Praesepe cluster and data reduction are given in Sect. 3. In Sect. 4 we compare spectra of a reference star obtained with two different instruments that we have used in our observational campaign: the SOPHIE spectrograph and the ESPaDOnS spectropolarimeter. In Sect. 5 we describe the procedure used to perform the abundance analysis, and we present the results obtained for the early-type stars of the Praesepe cluster observed with the SOPHIE spectrograph. In Sect. 6 we consider the abundances of chemical elements for the stars studied in Paper I and for the stars studied in this work. We search for correlations between chemical element abundances and effective temperature,  $v \sin i$ ,  $M/M_{\odot}$  and fractional age ( $\tau$  – fraction of main sequence lifetime completed). In Sect. 7 we summarise our conclusions.

## 2. Target selection

For target selection in the overall program, we assigned the highest priority to the most probable cluster members that were already known to be chemically peculiar (Am, Ap, HgMn stars) and/or to show slow rotation (typically  $v \sin i < 50 \text{ km s}^{-1}$ ). For this purpose we have followed a standard procedure to select the stars to observe and to assign their priority.

The first step was to identify the most probable cluster members by checking the membership probabilities given by Robichon et al. (1999) and Baumgardt et al. (2000) obtained from HIPPARCOS data, by Kharchenko et al. (2004) and by Dias et al. (2006). We considered as probable members of the cluster every star with a kinematic and photometric membership probability higher than 0.14 (Kharchenko, private communication) in the case of the Kharchenko et al. (2004) catalogue, or a membership probability higher than 10% for the Dias et al. (2006) catalogue.

We then searched for information about the spectral type, magnitude,  $v \sin i$ , binarity, variability, chemical peculiarities, magnetic field and radial velocity for each star considered a probable member of the cluster. We collected information from SIMBAD<sup>1</sup> (scanning also the different references mentioned therein), VIZIER<sup>2</sup> (using a combination of several keywords – binaries:cataclysmic, binaries:eclipsing, binaries:spectroscopic, multiple\_stars, open\_clusters, positional\_data, proper\_motions, rotational\_velocities, spectral\_classification, spectrophotometry, spectroscopy, stars:early-type, stars:late-type, stars:peculiar, stars:variable – in a range of 10 arcsec around the position of each star) and the WEBDA<sup>3</sup> database (Mermilliod & Paunzen 2003). We have also looked for additional information about each star in articles by Glebocki & Stawikowski (2000) and

Royer et al. (2002) for  $v \sin i$  measurements, Rodríguez et al. (2000) for  $\delta$ Sct pulsations, the SB9 catalogue (Pourbaix et al. 2004) for information about a possible binarity and Renson et al. (1991) for chemical peculiarities.

We have then searched for archival high resolution spectra in several archives (e.g. the ESO archive<sup>4</sup> and the ELODIE archive<sup>5</sup>), in order to avoid a duplication of observational effort, in case some stars had already been observed with high resolution spectroscopy. Almost no pre-existing spectra were found.

Of the sample obtained with this procedure, we kept only the stars with spectral types between F5 (to avoid too long an exposure time on a single object) and B5 (to avoid strong stellar winds), giving a higher rank to peculiar stars and slow rotators. From the sample we have removed stars already known to be SB2 systems, unless they had already been extensively observed using high-resolution spectroscopy.

## 3. Observations and data reduction

We have observed seventeen stars of the Praesepe cluster using the SOPHIE spectrograph at the Observatoire de Haute-Provence (OHP) during two runs, from December 1st to 2nd 2006 and from March 10th to 12th 2007.

SOPHIE is a cross-dispersed échelle spectrograph mounted at the 1.93-m telescope at the OHP. The spectrograph is fed from the Cassegrain focus through a pair of optical fibers, one of which is used for starlight and the other can be used for either the sky background or the wavelength calibration lamp, but can also be masked. The spectra cover the wavelength range 3872–6943 Å. The instrument allows observations either with medium spectral resolution ( $R \sim 40\,000$ ) or with high spectral resolution ( $R \sim 75\,000$ ). Since for most of the stars of our sample no precise  $v \sin i$  measurements were available, we decided to observe all of them in high resolution mode.

The spectra were automatically reduced using the SOPHIE pipeline, adapted from the HARPS software designed by Geneva Observatory. A detailed description of the pipeline is available on the SOPHIE web page<sup>6</sup>.

From our spectra we found that almost all of the stars have high rotational velocity ( $v \sin i \geq 30 \text{ km s}^{-1}$ ). For these objects the continuum normalisation is a critical reduction procedure that cannot be performed with an automatic fitting procedure. We therefore rectified the continua of these stars manually. Even with manual rectification, it was not possible to determine a correct continuum level shortwards of the H $\gamma$  line (4340.462 Å), since there were not enough continuum windows in the spectra, due to the crowding of spectral lines when  $v \sin i$  is high.

It is well known how important it is to reach a high signal-to-noise ratio (SNR) to be able to carry out an abundance analysis of rapidly rotating stars (Hill & Landstreet 1993). For two stars (HD 73798 and HD 73993) the SNR was too low, so we have rebinned the spectra to increase the SNR, at the expense of spectral resolution.

The complete sample of stars observed and analysed in this paper is listed in Table 1. In the sample, one object is an Am star, while the others are normal stars with spectral types between F2 and A1. Seven stars of our sample are present in the  $\delta$ Sct variable star catalog of Rodríguez et al. (2000). One star (HD 73993) is present in the Combined General Catalogue of Variable Stars (Samus & Durlevich 2004), but the variability type is listed as

<sup>1</sup> <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-fid>

<sup>2</sup> <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

<sup>3</sup> <http://www.univie.ac.at/webda/>

<sup>4</sup> <http://archive.eso.org/>

<sup>5</sup> <http://atlas.obs-hp.fr/elodie/>

<sup>6</sup> <http://www.obs-hp.fr/www/guide/sophie/sophie-eng.html>

**Table 1.** Basic data of the observations for the program stars. The SNR are calculated at  $\sim 5500 \text{ \AA}$  in a bin of  $0.5 \text{ \AA}$ . The exposure time is in seconds. The HJD indicate the Heliocentric Julian Date at the middle of the exposure. The  $\delta$ Sct stars are present in the catalog of variable stars by Rodríguez et al. (2000). \*: the star is included, as variable of an "unknown" type, in the Combined General Catalogue of Variable Stars by Samus & Durlевич (2004).

HD	HJD	$M_v$	Spectral Type	SNR	Exp. Time	Remarks
72757	2454172.336	8.45	F0	190	3600	
72846	2454070.737	7.48	A5V	210	3600	
73175	2454171.406	8.25	F0Vn	155	3600	$\delta$ Sct
73345	2454171.363	8.14	A7V	188	3600	$\delta$ Sct
73450	2454171.494	8.59	A9V	185	3600	$\delta$ Sct
73574	2454171.585	7.75	A8V	170	3600	
73666	2454070.682	6.61	A1V	326	1800	speckle binary
73746	2454172.514	8.72	F0V	154	3600	$\delta$ Sct
73798	2454172.424	8.48	F0V	190	3600	$\delta$ Sct
73993	2454171.450	8.56	F2V	134	3600	variable*
74028	2454171.318	7.97	A7V	185	3600	$\delta$ Sct
74050	2454170.566	7.91	A6Vn	160	3600	$\delta$ Sct
74135	2454172.559	8.88	F0	120	3600	
74587	2454172.468	8.51	A5	177	3600	
74589	2454172.379	8.46	F0	200	3600	
74656	2454170.537	8.04	Am	226	2x3600	sum of two exposures
74718	2454171.538	8.39	A5	172	3600	

"unknown". HD 73666 is the only known binary star present in our sample, as we have removed all SB2 stars from the selected target stars, as explained in Sect. 2.

#### 4. SOPHIE vs. ESPaDOnS

The observational material employed in this large project has been obtained with different instruments at different telescopes. Since the homogeneity of the analysis is of crucial importance, in this section we compare spectra of a reference star obtained with two different spectrographs to demonstrate the homogeneity of our data.

HD 73666 was previously analysed in Paper I. The star was also used as reference star by Ryabchikova et al. (2008). Here we compare the spectra of HD 73666 obtained with ESPaDOnS (analysed in Paper I) and with SOPHIE. ESPaDOnS was mounted at the Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT) in 2005 and SOPHIE at the Observatoire de Haute-Provence (OHP) in 2006. The two instruments have similar mean resolving power, 65 000 and 75 000 respectively. ESPaDOnS is also adapted for spectropolarimetric observations, while SOPHIE for radial velocity observations. Here we compare the spectra of the reference star obtained with the two instruments.

In Fig. 13 and Fig. 14 (available online) we show a direct comparison between the ESPaDOnS and SOPHIE spectra for HD 73666 around the He multiplet at  $\sim 4471.5 \text{ \AA}$  and the strong Fe II line at  $5018.440 \text{ \AA}$  respectively. No significant differences are present apart from those due to the small difference of spectral resolution, visible mainly in the cores of the strong lines.

HD 73666 was first detected as a binary star with speckle interferometry by Hartkopf & McAlister (1984), and was observed and analysed further by McAlister et al. (1987). Mason et al. (1993), who collected all available interferometric measurements and concluded that HD 73666 "shows little orbital motion". Radial velocity measurements are reported by Abt (1970), Conti et al. (1974), Abt & Willmarth (1999) and Madsen et al. (2002). All these authors give radial velocities compatible with the cluster mean of  $34.5 \pm 0.0 \text{ km s}^{-1}$  (Robichon et al. 1999). The spectra plotted in Fig. 13 and Fig. 14 have been corrected only for the terrestrial radial velocity; nevertheless, no radial velocity

difference is visible from the comparison of the two spectra, in agreement with results from previous authors.

#### 5. Model atmosphere and abundance analysis

Model atmospheres were calculated with the LTE code LLMODELS, which uses direct sampling of the line opacities (Shulyak et al. 2004) and makes it possible to compute model atmospheres with an individualised abundance pattern. We adopted the VALD database (Piskunov et al. 1995; Kupka et al. 1999; Ryabchikova et al. 1999) as the source of spectral line data, including lines originating from predicted levels. We have carried out a preselection procedure to eliminate all lines that do not contribute significantly to the line opacity. This was done by requiring that the line-to-continuum opacity ratio at the center of each included line be greater than 0.05 %. Convection was treated according to the CM approach (Canuto & Mazzitelli 1992).

The initial values of the fundamental atmospheric parameters ( $T_{\text{eff}}$  and  $\log g$ ) were derived from Strömgren (Hauck & Mermilliod 1998) and Geneva (Mermilliod & Paunzen 2003) photometry, using calibrations from Napiwotzki et al. (1993) and Kunzli et al. (1997) respectively.

The adopted  $T_{\text{eff}}$  and  $\log g$  were derived spectroscopically, as explained in detail in Paper I. We have almost always used Fe lines for this purpose, as the generally high  $v \sin i$  of the analysed stars did not provide a suitable number and variety of lines of other elements. The microturbulent velocity ( $v_{\text{mic}}$ ) was determined spectroscopically, from Fe and Ti II lines, for HD 74656 only; this was possible because of its low  $v \sin i$ . For all other stars we have adopted  $v_{\text{mic}}$  computed from the relation (Pace et al. 2006):

$$v_{\text{mic}} = -4.7 \log(T_{\text{eff}}) + 20.9 \text{ km s}^{-1}. \quad (1)$$

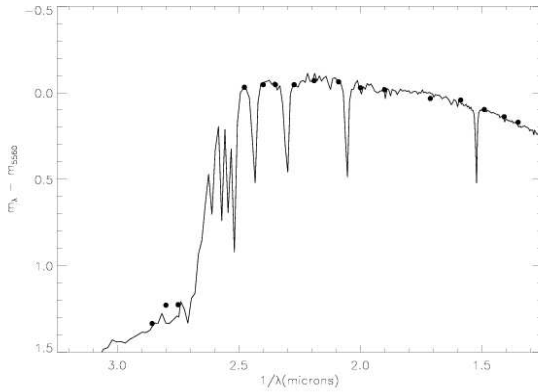
There is no significant difference between adopting the  $v_{\text{mic}}$  given by Eq. 1 and assuming a fixed value of  $2.7 \text{ km s}^{-1}$ . We notice that  $v_{\text{mic}}$  obtained for the Am star HD 74656 is significantly larger than  $2.7 \text{ km s}^{-1}$ . Whether this is also the case for other stars of the sample cannot be tested with the available data.

Radial velocity ( $v_r$ ) and  $v \sin i$ , in  $\text{km s}^{-1}$ , were determined by computing the median of the results obtained by synthetic

fitting of several individual lines in the observed spectrum. We have derived error bars for these quantities for each analysed star using the standard deviation of the derived values. The error bar associated with  $\nu_i$  is strongly dependent on  $\nu \sin i$ , ranging from about  $1 \text{ km s}^{-1}$  for slow rotators, up to about  $8 \text{ km s}^{-1}$  for the fast rotators. The error bars in  $\nu \sin i$  are about 5 % or  $3 \text{ km s}^{-1}$ , whichever is larger.

Table 2 reports the fundamental parameters obtained for each star of the sample from photometry and spectroscopy. The parameters adopted for abundance analysis are those obtained from spectroscopy.

We have tested the fundamental parameters adopted for the abundance analysis with spectrophotometry from Clamppitt & Burstein (1997) for 5 stars of the sample. We used Atlas9 models and the fundamental parameters adopted for the abundance analysis to compute the fluxes for comparison with the spectrophotometry. The fluxes were normalised to the flux at  $5560 \text{ \AA}$ . An example of the comparison is shown in Fig. 1. We have found good agreement, within the error bars of the fundamental parameters, for all the stars for which spectrophotometry was available.



**Fig. 1.** Comparison between spectrophotometry from Clamppitt & Burstein (1997) and normalised fluxes at  $5560 \text{ \AA}$  with the fundamental parameters adopted for the abundance analysis of the star HD 73345.

The synthetic line spectrum was produced with the synthesis code Synth3 (Kochukhov 2006). In each spectrum we have fit the cores of selected lines of each ion to obtain a value of the abundance associated with each line. The adopted abundance of that ion is then defined to be the mean of the abundances obtained from the selected lines. The error bars associated with the mean abundances are the standard deviations, and they do not include uncertainties in fundamental parameters (see below). The abundances and their standard error bars are given in Table 3.

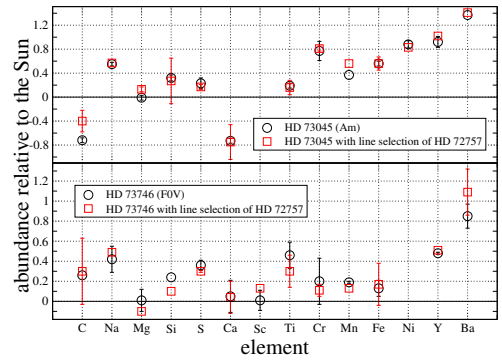
The line data required for our analysis were extracted from the VALD database. Line parameters of the lines selected for the fundamental parameter derivation and abundance analysis were checked by synthesising these lines in the solar spectrum taken from the National Solar Observatory Atlas<sup>7</sup>. The lines for which we found a discrepancy between the observed and synthesised solar spectrum were rejected.

<sup>7</sup> <http://www.coseti.org/natsolar.htm>

The typical number of lines selected for the analysis varied according to the rotational velocity of the analysed star. The Fe abundance was always determined on the basis of the largest number of lines, in comparison with other elements. The number of lines used to derive the abundance of each element is given in Table 3, following the (internal) standard deviation associated with each measured abundance.

For all the elements that were not analysed we have adopted the solar abundance from Asplund et al. (2005). (This fact enters into the model atmosphere computation, and in the normalisation of the results expressed according to the total number of nuclei per unit volume  $N_{\text{tot}}$ .)

The high  $\nu \sin i$  of some of the analysed stars resulted in a different and smaller selection of lines compared to the line list employed for slower rotators. We have checked if this is a source of systematic error by performing the abundance analysis of HD 73045 ( $\nu \sin i = 10 \text{ km s}^{-1}$  – analysed in Paper I) and HD 73746 ( $\nu \sin i = 95 \text{ km s}^{-1}$ ) adopting the line list used for HD 72757 ( $\nu \sin i = 179 \text{ km s}^{-1}$ ). The results of this test, illustrated in Fig. 2, show that no systematic errors are introduced by the difference in selected lines.



**Fig. 2.** Comparison between the abundances derived for HD 73045 ( $\nu \sin i = 10 \text{ km s}^{-1}$  – open circles in the upper panel) and HD 73746 ( $\nu \sin i = 95 \text{ km s}^{-1}$  – open circles in the lower panel) adopting a proper line selection and the lines used to determine the abundances of HD 72757 ( $\nu \sin i = 179 \text{ km s}^{-1}$  – open squares in both panels).

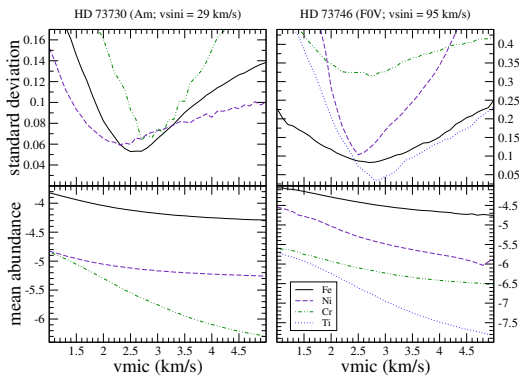
The high rotational velocity of many of the analysed stars results in a line list dominated by strong and saturated lines. These lines are more sensitive to  $\nu_{\text{mic}}$  variations than shallow lines. For this reason the uncertainties of the adopted  $\nu_{\text{mic}}$ ,  $T_{\text{eff}}$ , and  $\log g$  values need to be considered to obtain a realistic estimate of the error bars associated with the derived element abundances.

In Paper I we have shown the results of two tests performed on slowly rotating stars. They show i) how the standard deviation from the mean Fe abundance changes for  $\nu_{\text{mic}} = 0, 1, 2, \dots, 6 \text{ km s}^{-1}$ , adopting fundamental parameters derived from photometry and spectroscopy and ii) the uncertainties introduced in the abundances of Fe, Ti and Ni by varying effective temperature and  $\log g$  by  $\pm 200 \text{ K}$  and  $\pm 0.2 \text{ dex}$  respectively. Our tests show that the spectroscopic parameters are comparable or better than the photometric parameters. Furthermore, the tests show a variation of less than 0.2 dex in abundance due to the temperature

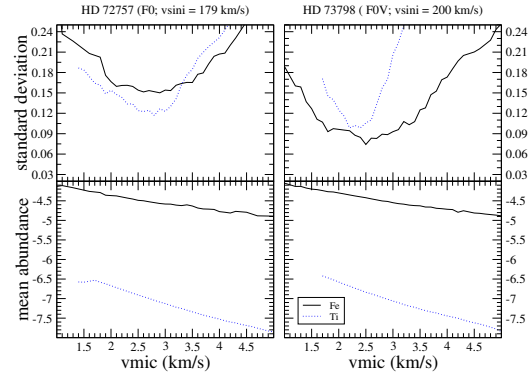
**Table 2.** Atmospheric parameters for the analysed stars of the Praesepe cluster. Columns two to five show the fundamental parameters derived from Strömgren and Geneva photometry. The sixth and seventh columns show the final adopted parameters derived from spectroscopy. The errors on the fundamental parameters are estimated to be 200 K,  $0.7 \text{ km s}^{-1}$  and 0.2 dex for  $T_{\text{eff}}$ ,  $v_{\text{mic}}$  and  $\log g$  respectively. The estimated error on  $v \sin i$  is about 5%.  $v_r$  is given in  $\text{km s}^{-1}$ . The uncertainty in  $v_r$  depends strongly on the  $v \sin i$ . For a low  $v \sin i$  value the error bar on  $v_r$  is estimated to be about  $1 \text{ km s}^{-1}$ , that increases till about  $8 \text{ km s}^{-1}$  for the faster rotators.

HD	Strömgren photometry		Geneva photometry		final set		$v_{\text{mic}}$ [ $\text{km s}^{-1}$ ]	$v \sin i$ [ $\text{km s}^{-1}$ ]	$\sigma_{v \sin i}$ [ $\text{km s}^{-1}$ ]	$v_r$ [ $\text{km s}^{-1}$ ]	$\sigma_{v_r}$ [ $\text{km s}^{-1}$ ]
	$T_{\text{eff}}$ [K]	$\log g$ [cgs]	$T_{\text{eff}}$ [K]	$\log g$ [cgs]	$T_{\text{eff}}$ [K]	$\log g$ [cgs]					
72757	7330	3.81			7400	3.60	2.7	179	10	35.8	7.0
72846	8187	3.85	8146	4.12	8045	3.50	2.5	119	6	35.1	7.3
73175	7735	3.94	7506	4.22	7660	3.94	2.6	163	9	36.7	5.7
73345	7779	3.92	7865	4.43	7993	3.96	2.6	85	4	34.5	4.4
73450	7271	3.77	7455	4.26	7270	4.20	2.7	138	7	34.5	5.1
73574	7659	3.90	7733	4.36	7662	4.00	2.6	102	4	35.3	4.5
73746	7390	4.01	7236	4.16	7440	4.08	2.7	95	4	34.2	3.6
73798	7355	3.80	7301	4.11	7328	3.95	2.7	200	11	34.1	5.9
73993	7124	3.74	7153	4.11	7138	3.92	2.8	240	14	33.6	7.5
74028	7517	3.65	7772	4.34	7750	4.50	2.6	150	9	35.3	7.4
74050	7767	3.78	7722	4.19	7872	3.66	2.6	188	8	36.0	7.8
74135			7016	4.22	7400	4.00	2.7	100	4	32.5	5.7
74587			7246	4.15	7500	4.20	2.7	90	4	33.9	4.1
74589	7581	4.04			7550	4.03	2.7	127	5	34.1	4.7
74656			7517	4.11	7800	3.99	3.6	25	1	34.1	1.3
74718	7599	3.99	7453	4.21	7600	4.00	2.7	155	7	34.1	5.7

variation. No significant abundance change was found varying when  $\log g$ . However, the  $v_{\text{mic}}$  value and its associated uncertainty increase their importance for rapidly rotating stars, and for this reason we have performed the following additional test. For four stars with different  $v \sin i$  values (HD 73730,  $v \sin i = 29 \text{ km s}^{-1}$ – HD 73746,  $v \sin i = 95 \text{ km s}^{-1}$ – HD 72757,  $v \sin i = 179 \text{ km s}^{-1}$ – HD 73798,  $v \sin i = 200 \text{ km s}^{-1}$ ) we have performed the abundance analysis of selected Fe, Ni, Cr and Ti lines for assumed  $v_{\text{mic}}$  varying from 1 to  $5 \text{ km s}^{-1}$  in steps of  $0.1 \text{ km s}^{-1}$ . We have then plotted in Fig. 3 and in Fig. 4 the variation of the standard deviation from the mean abundance (upper panel) and the mean abundance itself (lower panel) as a function of  $v_{\text{mic}}$ .



**Fig. 3.** The upper panels show the variation of the standard deviation from the mean abundance of Fe, Ni, Cr and Ti as a function of  $v_{\text{mic}}$ , for HD 73730 ( $v \sin i = 29 \text{ km s}^{-1}$ ) and HD 73746 ( $v \sin i = 95 \text{ km s}^{-1}$ ). The lower panels show the variation of the mean abundance as a function of  $v_{\text{mic}}$ .



**Fig. 4.** As for Fig. 3, but for HD 72757 ( $v \sin i = 179 \text{ km s}^{-1}$ ) and HD 73798 ( $v \sin i = 200 \text{ km s}^{-1}$ ).

Figures 3 and 4 show that the adopted  $v_{\text{mic}}$  value ( $2.7 \text{ km s}^{-1}$  for all the stars taken into account in this test) obtained with Eq. 1 is reasonable at every rotational velocity. The only exception is for the Am stars, for which slightly larger values of  $v_{\text{mic}}$  are obtained for those stars for which this quantity is directly derived. Taking into account the different best  $v_{\text{mic}}$  values obtained from different elements, and the dispersion of the standard deviation as a function of  $v_{\text{mic}}$ , the uncertainty that we assign to  $v_{\text{mic}}$ , for the rapid rotators, is  $0.7 \text{ km s}^{-1}$ . The lower panels of Fig. 3 and Fig. 4 allow us to derive directly the abundance uncertainty given the uncertainty of  $v_{\text{mic}}$  for each element. We have used Fe as a standard element to derive the abundance standard error, since it is the element with the highest number of selected lines. An error bar of  $0.7 \text{ km s}^{-1}$  in  $v_{\text{mic}}$  produces an uncertainty of element abundance increasing from 0.1 dex for the slow rotators, to 0.2 dex for the rapid rotators. The error bar

**Table 3.** Abundances ( $\log(N_X/N_{\text{ref}})$ ) of the program stars with the estimated internal errors in units of 0.01 dex, in parenthesis. The internal error associated with the derived abundance of each element is the standard deviation from the mean abundance of the selected lines of that element. For comparison, the solar abundances (Asplund et al. 2005) are given in the last column. At.N. gives the Atomic Numbers of the elements. Abundances obtained from just one line have no error (-;1). Upper limits are denoted by <. The second number in the brackets is the number of lines used to derive the mean abundance.

At.N.	Element	"Normal" A-type stars								Solar Abundances
		HD 72846	HD 73345	HD 73450	HD 73574	HD 74028	HD 74050	HD 74587	HD 74718	
3	Li	< -8.08(-; 1)	< -8.33(-; 1)	< -8.70(-; 1)	< -8.38(-; 1)			< -8.41(-; 1)	< -8.26(-; 1)	-10.99
6	C	-3.58(-; 1)	-3.44(12; 3)	-3.27(-; 1)	-3.36(18; 2)	-3.39(08; 2)	-3.52(-; 1)	-3.49(01; 2)	-3.51(04; 2)	-3.65
8	O	-3.18(-; 1)	-3.22(01; 2)				-3.70(-; 1)	-3.30(-; 1)		-3.38
11	Na	-5.44(01; 2)	-5.37(01; 2)	-6.28(-; 1)	-5.57(02; 2)	-5.98(-; 1)	-5.64(13; 2)	-5.61(02; 2)	-5.70(14; 2)	-5.87
12	Mg	-4.18(08; 3)	-4.18(02; 3)	-5.02(18; 2)	-4.37(04; 3)	-4.86(08; 3)	-4.22(05; 4)	-4.56(08; 3)	-4.52(01; 2)	-4.51
14	Si	-4.62(16; 2)	-4.67(-; 1)	-4.13(-; 1)	-4.19(-; 1)	-4.17(-; 1)	-4.37(-; 1)	-4.16(-; 1)	-4.25(-; 1)	-4.53
16	S	-4.71(04; 2)	-4.44(03; 4)	-4.35(-; 1)	-4.61(02; 2)	-4.26(01; 2)		-4.50(04; 2)	-4.28(11; 2)	-4.90
20	Ca	-5.17(-; 1)	-5.39(09; 6)	-5.95(06; 4)	-5.86(16; 5)	-5.37(16; 2)	-6.13(06; 2)	-5.49(15; 6)	-5.68(02; 3)	-5.73
21	Sc	-8.88(-; 1)	-8.63(07; 3)	-8.57(14; 3)	-8.89(02; 3)	-8.35(-; 1)	-8.96(27; 3)	-8.56(-; 1)	-8.69(14; 2)	-8.99
22	Ti	-6.88(03; 5)	-6.95(06; 6)	-7.30(11; 5)	-6.98(09; 5)	-6.78(-; 1)	-7.08(15; 5)	-6.83(16; 3)	-6.93(10; 5)	-7.14
24	Cr	-6.23(06; 3)	-6.22(08; 2)	-6.56(08; 3)	-6.19(16; 3)	-6.23(12; 4)	-6.48(10; 3)	-6.05(13; 4)	-6.44(20; 5)	-6.40
25	Mn		-6.37(-; 1)	-6.88(-; 1)	-6.52(02; 2)	-6.77(-; 1)	-6.61(-; 1)	-6.62(04; 2)	-6.71(-; 1)	-6.65
26	Fe	-4.55(18; 42)	-4.33(11; 61)	-4.62(09; 15)	-4.49(10; 30)	-4.50(09; 18)	-4.44(13; 16)	-4.28(10; 33)	-4.61(11; 26)	-4.59
28	Ni	-5.70(18; 2)	-5.58(11; 4)	-5.82(16; 2)	-5.62(08; 4)	-5.93(14; 3)	-5.60(15; 3)	-5.84(-; 1)	-5.68(02; 3)	-5.81
39	Y	-9.75(-; 1)	-9.46(-; 1)	-9.83(-; 1)	-9.20(-; 1)	-9.56(-; 1)	-9.26(-; 1)	-9.13(-; 1)	-9.10(-; 1)	-9.83
56	Ba	-9.48(-; 1)	-9.30(06; 2)	-9.50(02; 2)	-8.98(04; 2)	-9.65(-; 1)	-9.52(01; 2)	-8.96(25; 2)	-9.15(-; 1)	-9.87
	$T_{\text{eff}}$	8045	7993	7270	7662	7750	7872	7500	7600	
	$\log g$	3.50	3.96	4.20	4.00	4.50	3.66	4.20	4.00	
	$v_{\text{mic}}$	2.5	2.6	2.7	2.6	2.6	2.6	2.7	2.7	
	$v \sin i$	119	85	138	102	150	188	90	155	
At.N.	Element	F-type stars					Am star		Solar Abundances	
		HD 72757	HD 73175	HD 73746	HD 73798	HD 73993	HD 74135	HD 74589		HD 74656
3	Li			< -8.70(-; 1)			< -8.47(-; 1)	< -8.35(-; 1)	-8.61(-; 1)	-10.99
6	C	-3.71(16; 2)	-3.36(01; 2)	-3.39(-; 1)			-3.30(14; 2)	-3.19(18; 2)	-4.09(-; 1)	-3.65
7	N								-3.98(-; 1)	-4.26
8	O			-3.30(-; 1)			-3.40(-; 1)	-3.36(-; 1)	-3.88(-; 1)	-3.38
11	Na	-5.61(-; 1)	-5.81(01; 2)	-5.45(13; 2)			-5.73(24; 2)	-5.73(07; 2)	-5.35(01; 2)	-5.87
12	Mg	-4.56(14; 2)	-4.38(07; 2)	-4.50(11; 5)	-4.76(23; 2)	-4.57(-; 1)	-4.14(09; 2)	-4.25(02; 2)	-4.73(11; 3)	-4.51
13	Al								-5.15(-; 1)	-5.67
14	Si	-4.23(06; 3)	-4.39(-; 1)	-4.29(-; 1)	-4.09(-; 1)	-4.34(-; 1)	-4.14(-; 1)	-4.20(-; 1)	-4.37(-; 1)	-4.53
16	S	-4.62(01; 2)	-4.55(-; 1)	-4.54(05; 5)			-4.62(05; 2)	-4.44(07; 2)	-4.52(04; 5)	-4.90
20	Ca	-5.60(11; 6)	-5.41(03; 3)	-5.68(16; 8)	-5.38(15; 5)	-5.65(-; 1)	-5.45(14; 4)	-5.53(05; 7)	-6.34(13; 3)	-5.73
21	Sc	-9.07(-; 1)	-8.66(-; 1)	-8.98(10; 3)	-9.20(-; 1)	-8.90(-; 1)	-8.48(15; 4)	-8.43(25; 3)	-9.27(-; 1)	-8.99
22	Ti	-7.03(16; 5)	-6.90(15; 3)	-6.68(13; 3)	-6.90(-; 1)	-7.18(-; 1)	-7.03(09; 6)	-6.92(11; 7)	-6.90(16; 18)	-7.14
23	V								-7.06(-; 1)	-8.04
24	Cr	-6.72(08; 3)	-6.55(01; 2)	-6.20(23; 6)	-6.64(36; 4)		-6.16(12; 3)	-6.26(20; 4)	-5.72(10; 11)	-6.40
25	Mn	-6.92(-; 1)	-6.98(08; 2)	-6.46(01; 2)	-6.36(-; 1)		-6.42(11; 3)		-6.27(11; 5)	-6.65
26	Fe	-4.50(08; 31)	-4.52(08; 14)	-4.46(08; 49)	-4.47(06; 17)	-4.47(08; 6)	-4.45(11; 60)	-4.51(11; 53)	-4.11(13; 74)	-4.59
27	Co								-5.38(-; 1)	-7.12
28	Ni	-5.57(-; 1)	-5.68(05; 3)	-5.38(12; 5)	-6.20(07; 2)	-6.15(-; 1)	-5.53(10; 4)	-5.90(17; 4)	-5.00(08; 15)	-5.81
29	Cu								-6.92(-; 1)	-7.83
30	Zn								-6.77(-; 1)	-7.44
38	Sr								-8.23(-; 1)	-9.12
39	Y	-10.07(-; 1)	-9.39(-; 1)	-9.35(01; 2)	-9.20(-; 1)		-9.46(-; 1)	-8.99(-; 1)	-8.92(11; 3)	-9.83
40	Zr								-8.62(-; 1)	-9.45
56	Ba	-9.12(06; 2)	-9.64(-; 1)	-9.02(12; 2)	-8.78(-; 1)	-9.48(-; 1)	-9.10(-; 1)	-9.14(-; 1)	-8.46(23; 3)	-9.87
57	La								-9.22(14; 3)	-10.91
58	Ce								-9.11(08; 3)	-10.46
60	Nd								-9.27(13; 5)	-10.59
62	Sm								-9.89(-; 1)	-11.03
63	Eu								-9.89(-; 1)	-11.52
68	Er								-9.53(-; 1)	-11.11
70	Yb								-9.46(-; 1)	-10.96
	$T_{\text{eff}}$	7400	7660	7440	7328	7138	7400	7550	7800	
	$\log g$	3.60	3.94	4.08	3.95	3.92	4.00	4.03	3.99	
	$v_{\text{mic}}$	2.7	2.6	2.7	2.7	2.8	2.7	2.7	3.6	
	$v \sin i$	179	163	95	200	240	100	127	25	

on the element abundance is dominated by the uncertainty of  $T_{\text{eff}}$  for the slow rotators, while the uncertainty in  $v_{\text{mic}}$  becomes increasingly important for larger  $v \sin i$ . Assuming that  $T_{\text{eff}}$  and  $v_{\text{mic}}$  are completely uncorrelated, the resultant abundance error bar for the rapidly rotating stars is given by standard error propagation theory, which leads to an uncertainty of about 0.3 dex. In conformity with this analysis, we assume an abundance error bar increasing linearly with  $v \sin i$  from 0.2 dex to 0.3 dex at a  $v \sin i$  value of 200 km s<sup>-1</sup>.

Another source of uncertainty that is dependent on  $v \sin i$  is due to the continuum normalisation. To quantify this uncertainty we have performed the following test. We have derived the abundance of the Fe II line at 5325.6 Å

for HD 73746 ( $v \sin i = 95$  km s<sup>-1</sup>), HD 72757 ( $v \sin i = 179$  km s<sup>-1</sup>) and HD 73798 ( $v \sin i = 200$  km s<sup>-1</sup>) with the adopted normalised observed spectrum and with the spectrum multiplied/divided by 0.99. In this way we have increased/decreased the continuum level of 1%, that we estimate to be a reasonable uncertainty. The difference between the abundances obtained in this way is increasing with  $v \sin i$  from about 0.1 dex for HD 73746, to about 0.2 dex for the two faster rotators. We believe that in most cases this error bar is an upper limit since the line by line abundance analysis method, used in this work, allows a very careful line selection that rejects all the lines for which the continuum level looks uncertain. Under the assumption of no systematic errors in



**the continuum normalisation, this uncertainty is decreasing with an increase of the number of selected lines. If for some lines the continuum level is too low, for some others it would be too high, leading to an increase of the dispersion, but not to an abundance variation.**

An example of the spectrum of a rapidly rotating star and the synthetic spectrum obtained after the complete abundance analysis is shown in Fig. 16 (available online).

For all the rapid rotators in our sample, we were able to obtain only an upper limit on the abundance of Li, because the high  $v \sin i$  values did not allow us to detect the Li line. Only the Li abundance of HD 74656 may be considered as a real estimate, although even this value is uncertain because it was derived only from one blended line.

We confirm the membership in Praesepe of all the stars of our sample, because the  $u_r$  measurements are all compatible with the cluster mean of  $34.5 \pm 0.0 \text{ km s}^{-1}$  (Robichon et al. 1999). For none of the analysed stars we have found any evidence of binarity. These considerations confirm the quality of our target selection (which were selected for membership and non-binarity).

We confirm the Am classification of HD 74656. In Fig. 15 (available online) the mean abundances for the Am stars analysed in Paper I are compared with the abundances obtained for HD 74656. The comparison shows a good agreement between the two abundance patterns.

## 6. Discussion

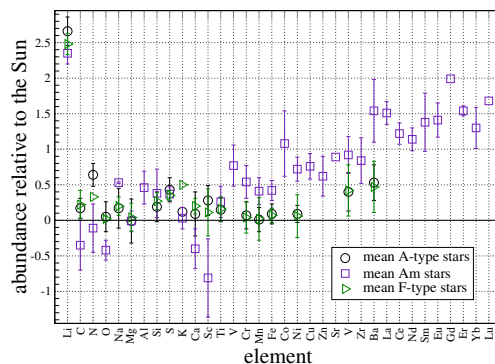
In this section we discuss the results obtained considering both samples of stars: those analysed in this work, and those from Paper I. In the sample of stars from Paper I, we have not included results for HD 73666 (Blue Straggler), HD 72942 (probable non-member) and HD 73174, for which the derived  $T_{\text{eff}}$  from Strömgren photometry and from spectroscopy differ by about 700 K and no explanation was found in Paper I. For this reason we have decided not to consider this object in our final analysis of the cluster.

### 6.1. Abundances of the A- and F-type stars of the Praesepe cluster

The stars were first grouped according to their classifications as F, A and Am stars; Fig. 5 shows the mean abundances for each group. The error bars in Fig. 5 are the standard deviations from the calculated mean abundances of each group.

The A- and F-type stars show similar abundance patterns, characterised by solar abundances for almost all the elements. The Am stars show the typical abundance pattern characterised by underabundances of C, N, O, Ca and Sc, with a general overabundance of the other elements. As expected, the error bars associated with the abundances of the F-type stars turn out to be comparable to or smaller than those for the A-type stars. It is also possible to see this effect in Figures from ?? to ??.

We have calculated the metallicity of the cluster ( $Z$ ) from the abundances derived for the F-type stars, excluding HD 73575. This star is close to the TAMS and its Fe abundance differs by 0.27 dex with respect to the mean Fe abundance ( $0.11 \pm 0.03$  dex) of the other F-type stars. For this reason we have omitted HD 73575 from the determination of the cluster metallicity. The  $Z$  value we obtain is  $0.015 \pm 0.002$  dex.



**Fig. 5.** Comparison between the mean abundances obtained for Am, A- and F-type stars indicated by an open circle, square and triangle respectively. The error bars are the standard deviations from the calculated mean abundances. In the case of only one measurement, no error bar is shown. A- and F-type stars show a similar abundance pattern. The Am stars show the typical peculiar abundance pattern described in detail in Paper I.

The  $Z$  value adopted by several other authors and used to characterise isochrones (see Sect. 6.2) is calculated with the following approximation:

$$Z_{\text{cluster}} \approx 10^{([\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Fstars}} - [\text{Fe}/\text{H}]_{\odot})} \cdot Z_{\odot}, \quad (2)$$

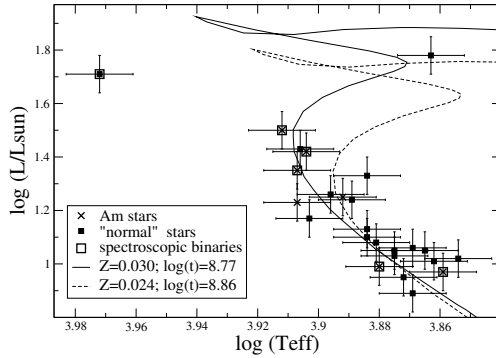
assuming  $Z_{\odot} = 0.019$  dex. We have recalculated the  $Z$  of the cluster according to this approximation obtaining  $Z = 0.024 \pm 0.02$ . We have derived this value using the mean Fe abundance of all the F-type stars except HD 73575 ( $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.11 \pm 0.03$  dex).

Our estimated metallicity is in agreement with that included in the catalogue of Chen et al. (2003) of  $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.14$  dex and with that recently obtained by An et al. (2007) of  $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.11 \pm 0.03$  dex. An et al. (2007) derived the metallicity from an Fe abundance determination from high resolution spectra of four G-type cluster members.

### 6.2. HR diagram

Using the spectroscopic temperatures determined to perform the abundance analysis we have built the Hertzsprung–Russell (HR) diagram of the cluster around the turn-off point (Fig. 6). We have calculated the luminosity of each star photometrically, adopting the magnitudes in  $V$  band given by SIMBAD and a cluster distance modulus of  $6.30 \pm 0.07$  mag (van Leeuwen 2007). We have used a reddening of 0.009 mag (WEBDA) and the bolometric correction given by Balona (1994). Luminosities are listed in Table 4. With a distance modulus uncertainty of 0.07 mag, an uncertainty in the bolometric correction of about 0.07 mag, and a reddening uncertainty of 0.01 mag, we estimate that the typical uncertainty in  $M_{\text{bol}}$  is about 0.15 mag, corresponding to an uncertainty in  $\log L/L_{\odot}$  of about 0.06 dex.

In the diagram we have divided our sample into Am stars (crosses) and normal A- and F-type stars (full squares). We have also denoted (open squares) the spectroscopic binary stars. We have not corrected the luminosities of the spectroscopic binaries, as the only information we have about the secondaries is



**Fig. 6.** Hertzsprung–Russell diagram of the Praesepe cluster. The crosses and filled squares show the position on the HR diagram for the Am and normal A- and F-type stars, respectively. The open squares indicate the spectroscopic binaries. We have not corrected the luminosity of these stars due to the presence of a companion, but we assume it less than 0.1 dex. The error bar in luminosity is 0.07 dex. The dashed line shows an isochrone from Girardi et al. (2002) for the age and metallicity given in the literature ( $\log t = 8.85$  dex;  $Z = 0.024$  dex). The solid line shows the isochrone corresponding to our best fit ( $\log t = 8.77$  dex;  $Z = 0.030$  dex).

that their contribution to the analysed spectra is not detected (Paper I). This suggests that their flux contribution is below about 5%.

The two stars located at the top left and top right of the HR diagram are HD 73666 and HD 73575, respectively. Both have already been analysed in detail in Paper I. HD 73666 is clearly a Blue Straggler, while HD 73575 should be just at the TAMS, if the stars are cluster members (membership given by HIPPARCOS and confirmed in Paper I). HD 73575 deserves a further comment. It is the most evolved star of the cluster and the position close to the TAMS is consistent with this. This star also shows anomalous chemical composition compared with that of the other normal F-type stars. The position on the HR diagram and the peculiar chemical composition of HD 73575 suggest an unusual evolutionary history.

We have adopted isochrones by Girardi et al. (2002) to determine age and metallicity of the cluster using the HR diagram. In Fig. 6 we have plotted two isochrones: one corresponding to the age and metallicity of the cluster taken from WEBDA ( $\log t = 8.85$  dex;  $Z = 0.024$  dex; dashed line) and the other corresponding to our best fit on the HR diagram ( $\log t = 8.77$  dex;  $Z = 0.030$  dex; solid line).

An et al. (2007) determined the metallicity of the Praesepe cluster by fitting Yale Rotating Evolutionary Code (YREC, Sills et al. 2000) isochrones to the main sequence of the cluster, obtained from Johnson photometry. They derived a metallicity of  $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.20 \pm 0.04$  corresponding to  $Z = 0.030 \pm 0.003$ . This result is in agreement with the results of our fits of isochrones to our sample of stars around the turn-off point.

All the Am stars are on the main sequence. Only HD 73618 (the hottest main sequence star in Fig. 6) can be considered a Blue Straggler (Ahumada & Lapasset 2007), taking into account the age and metallicity given in the literature.

### 6.3. Abundances vs. $T_{\text{eff}}$ and $v \sin i$

The abundances of the elements analysed for most of the stars are displayed against  $T_{\text{eff}}$  and  $v \sin i$  in the left and right panels respectively from Fig. ?? to Fig. ?. We have divided the sample of stars according to their spectral classification: A-type stars (open circles), Am stars (open squares) and F-type stars (open triangles). This division and visualisation will be retained in the following sections.

The plots show that the abundances of the F-type stars are less scattered than those obtained for the A-type stars, as expected.

For the normal A- and F-type stars we do not find any clear correlation between abundance and  $T_{\text{eff}}$  or abundance and  $v \sin i$ . This result confirms the prediction of Charbonneau & Michaud (1991).

For the Am stars, none of the plotted elements, except Y, shows any trend between abundance and  $T_{\text{eff}}$ . Richer et al. (2000) predict mild correlations between abundances of some elements (e.g. Ni) and  $T_{\text{eff}}$ , but probably our temperature range is not large enough to show such correlations.

In Am stars, we find a strong correlation between abundance and  $v \sin i$  for all peculiar elements, except for scandium and titanium. As described in detail in Paper I, Am stars of the Praesepe cluster show peculiarities mainly for C, O, Ca and Sc (underabundant) and Ti, Cr, Fe, Ni, Y and Ba (overabundant). C, O and Ca show an increasing abundance with  $v \sin i$ . The Fe-peak elements, Y, and Ba show a decreasing abundance with  $v \sin i$ . Na, Mg, Si and S are not peculiar in Am stars and they do not show any correlation with  $v \sin i$ . As a general behavior, the peculiarities decrease with  $v \sin i$ , becoming closer and closer to the abundances typical of the normal A- and F-type stars of the cluster. Scandium and titanium are exceptions: Ti does not show any clear trend with  $v \sin i$ , and Sc shows a trend opposite to that of C, O and Ca, while we would have expected a similar behavior.

Burkhart (1979) derived the abundance anomaly, from the Strömgren m1 index, and  $v \sin i$  values for a sample of well-known Am stars. She suggested a jump in the abundance anomaly for stars with  $v \sin i > 55 \text{ km s}^{-1}$ ; our results confirm this claim.

Models by Charbonneau & Michaud (1991) do not predict any strong correlation between element abundances and rotational velocity: "For FmAm stars, it was shown quantitatively that despite the potentially inhibiting effects of meridional circulation on chemical separation, no dependence of abundance anomalies on  $v \sin i$  is expected, for most elements, in the rotational velocity interval characteristic of FmAm stars.". The correlations here obtained between abundance and  $v \sin i$ , for the Am stars, are in clear disagreement with the predictions of Charbonneau & Michaud (1991).

Richer et al. (2000) found that element abundances in model Am stars are dependent only on the depth of the zone mixed by turbulence, thus showing that the abundance anomalies in Am stars depend mainly on the turbulence model.

More recently, Talon et al. (2006) tested rotational mixing models with both the Geneva–Toulouse and Montreal codes. They showed how the predicted surface abundances of FmAm stars should vary as a function of rotational velocity of the star. Our findings support their predictions.

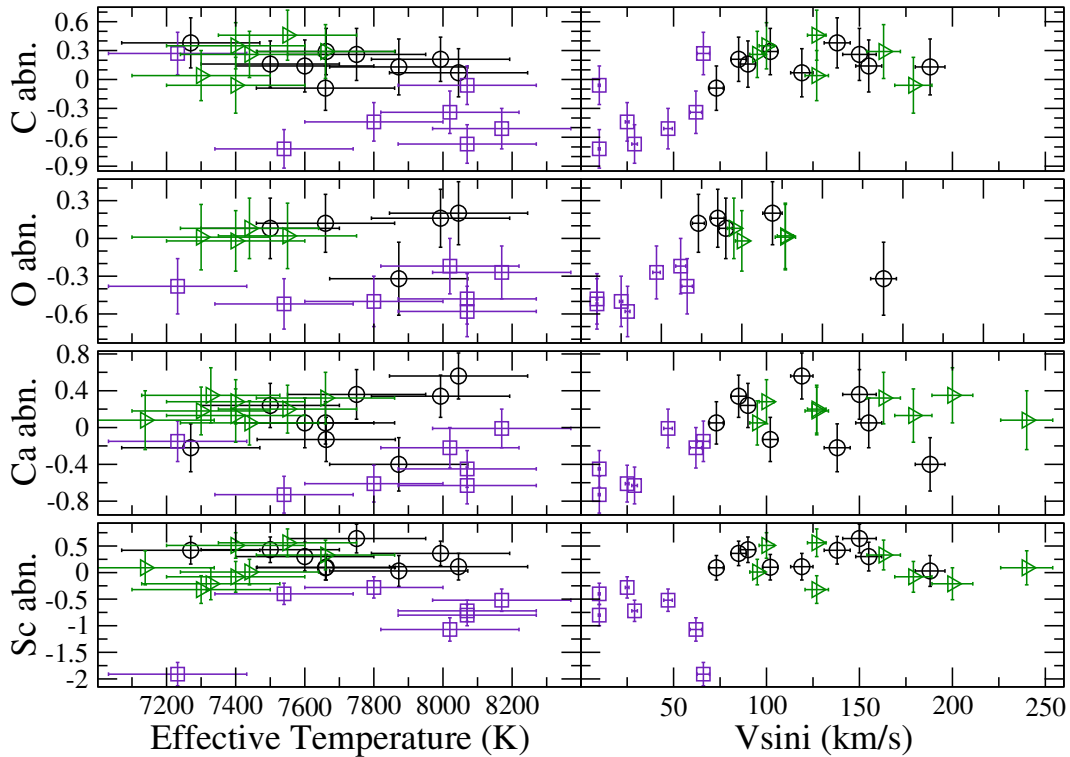


Fig. 7. Abundances relative to the Sun (Asplund et al. 2005) of C and O as a function of  $T_{\text{eff}}$  and  $v \sin i$  for normal A-type stars (circle), Am stars (square) and normal F-type stars (triangle). A correlation between abundances and  $v \sin i$  is found for Am stars.

#### 6.4. Abundances vs. $M/M_{\odot}$ and fractional age

For the stars in our sample we have calculated  $M/M_{\odot}$ , fractional age ( $\tau$ ) and their uncertainties according to Landstreet et al. (2007) and listed them in Table 4.

We have taken the abundances of three representative elements (Mg, Ca and Fe) showing, for the Am stars, the three different properties discussed in Sect. 6.3. We plot the abundances of these elements as functions of  $M/M_{\odot}$  and display the results in Fig. 10.

No clear correlation is visible for any of the three plotted elements, for the normal or the Am stars.

Richer et al. (2000) suggest that the abundance anomalies typical of Am stars depend very little on the mass and **therefore fractional** age of the star. This is consistent with the results of this study.

#### 6.5. Searching for correlations between abundances

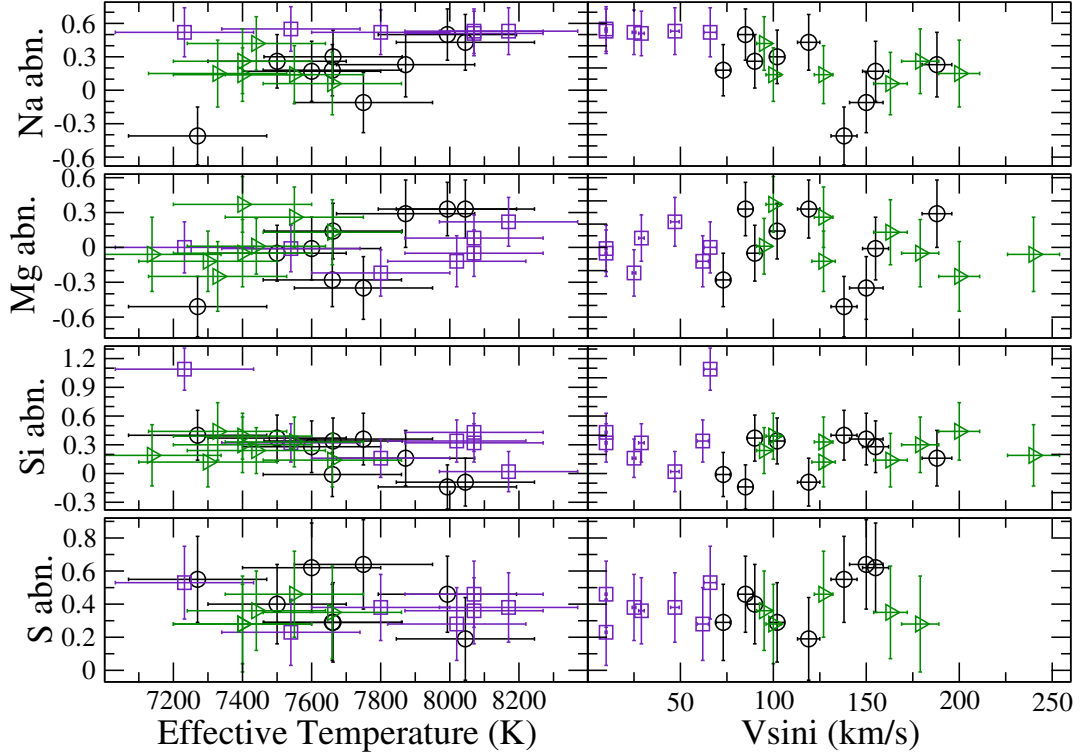
In a sample of seventeen Am stars, Adelman & Unsee (2007) found significant correlations between the abundances of twelve elements.

The abundances of the elements analysed in most of the stars of our sample are displayed against the Fe abundance in Fig. 11 and Fig. 12.

We do not find any clear correlation between the abundances of any element and Fe for the A- and F-type stars due to the tiny spread in Fe abundance.

In contrast, the Am stars show correlations for all the elements in which a correlation was already found with  $v \sin i$ . The Fe abundance is an indicator of Am peculiarities. As we have found a correlation between  $v \sin i$  and Am peculiarities, it is not surprising to obtain similar correlations with the Fe abundance.

The correlations found for C and O are in agreement with those found by Savanov (1995) in a sample of seventeen well-known Am stars analysed by different authors. They looked for



**Fig. 8.** Abundances relative to the Sun (Asplund et al. 2005) of C and O as a function of  $T_{\text{eff}}$  and  $v \sin i$  for normal A-type stars (circle), Am stars (square) and normal F-type stars (triangle). A correlation between abundances and  $v \sin i$  is found for Am stars.

a correlation between the C abundance and  $v \sin i$ , but without any positive result.

From our results it is clear that these correlations are related to those found with  $v \sin i$  in Sect. 6.3.

## 7. Conclusions

We have obtained high resolution, high SNR spectra for seventeen F- and A-type stars of the Praesepe open cluster, with the SOPHIE spectrograph at OHP. One of these stars (HD 74656) was classified as Am star.

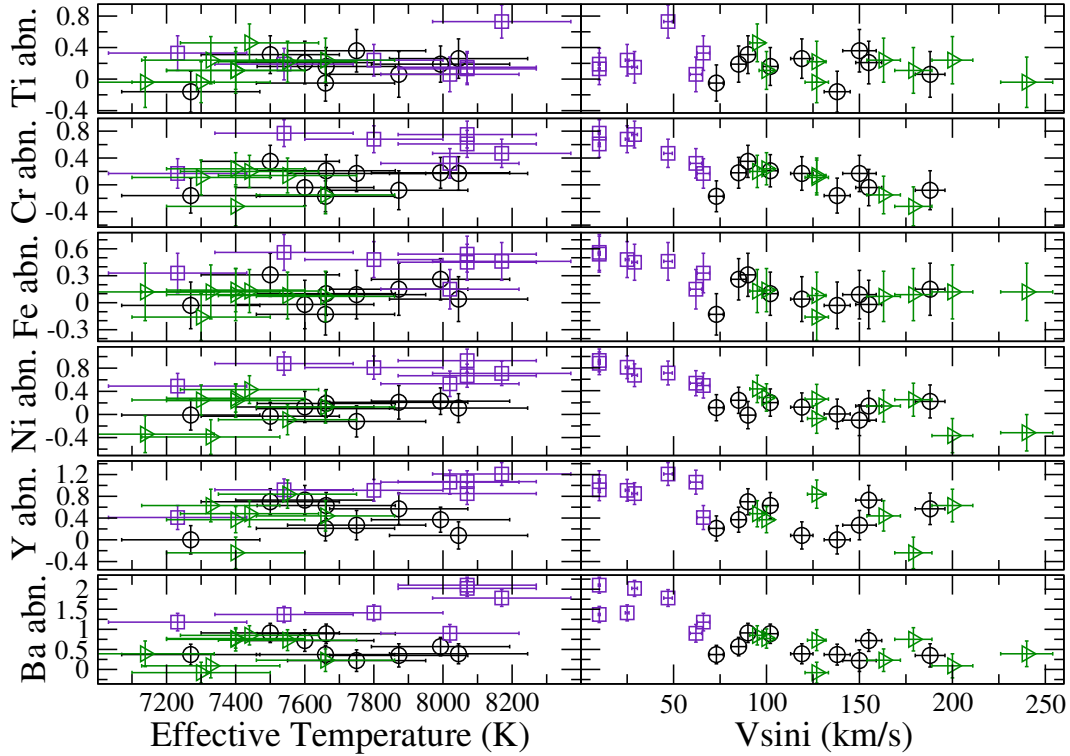
We have calculated the fundamental parameters and performed a detailed abundance analysis for all the stars of the sample, confirming the previous classification, as chemically peculiar, of the Am star HD 74656.

The stars we observed were selected using a standard procedure that will be adopted for future analysis of other open clusters. All the selected stars of the sample shown in Table 1 are confirmed members of the cluster and among them there are

no known binaries (except HD 73666). This shows the quality of the selection procedure, since membership and non-binarity were required for the selection.

To be able to discuss general properties of the cluster we have added to our sample of stars those considered in Paper I. Of the stars analysed in Paper I we have not included HD 73666 (Blue Straggler), HD 72942 (not a confirmed member) and HD 73174 (important uncertainties in  $T_{\text{eff}}$ ). **The sample of stars analysed in Paper I and in this work contains all the known cluster members with a spectral type between F2 and A1 and not SB2. This removes any bias that could have been introduced by an inappropriate target selection.**

We have divided our final sample of stars according to their spectral classification, taken from WEBDA, and derived the mean abundance pattern for three groups of stars: A-, F-type and Am. The A- and F-type stars show a similar abundance pattern, close to solar, while the Am stars show the typical Am peculiarities described in Paper I. The abundance scatter of the Am stars is higher than for the normal stars and, between A- and F-type stars, the F-stars show the smaller scatter, as expected.



**Fig. 9.** Abundances relative to the Sun (Asplund et al. 2005) of C and O as a function of  $T_{\text{eff}}$  and  $v \sin i$  for normal A-type stars (circle), Am stars (square) and normal F-type stars (triangle). A correlation between abundances and  $v \sin i$  is found for Am stars.

We have derived the metallicity of the cluster from the F-type stars of our sample, omitting HD 73575 which is already on the TAMS. The resultant metallicity is  $Z = 0.015 \pm 0.002$  dex. To be able to compare our metallicity ( $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.11 \pm 0.03$ ) with that used by other authors we have derived  $Z$  with the approximation given by Eq. 2 that corresponds to  $Z = 0.024 \pm 0.002$  dex, assuming  $Z_{\odot} = 0.019$  dex. This result is in agreement with previous metallicity determinations from abundance analysis of G-type stars by An et al. (2007).

For each star of the sample we have photometrically derived  $\log L/L_{\odot}$  and, adopting the spectroscopic temperatures derived for the abundance analysis, built the Hertzsprung–Russell (HR) diagram of the cluster around the turn-off point. We have fitted isochrones by Girardi et al. (2002) to our HR diagram to derive age and metallicity ( $\log t = 8.77 \pm 0.1$  dex;  $Z = 0.030 \pm 0.007$  dex). This result is in agreement with that obtained by An et al. (2007) fitting YREC isochrones to a photometrically–derived main sequence of the cluster. We confirm the discrepancy in metallicity found by An et al. (2007). Within the errors, our age

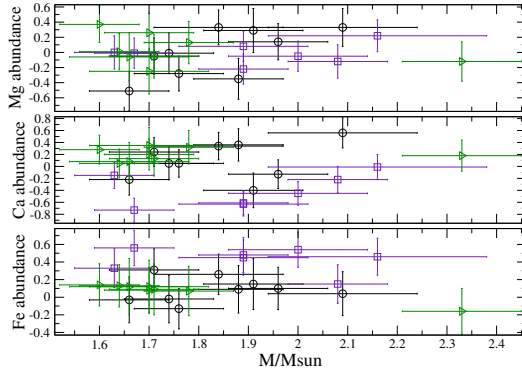
determination agrees with earlier determinations in the literature ( $\log t = 8.85 \pm 0.15$ , González–García et al. 2006).

We have plotted the abundances of the elements analysed in most of the stars of our sample as a function of  $T_{\text{eff}}$  and  $v \sin i$ . We have not found any clear abundance trend with respect to  $T_{\text{eff}}$  and  $v \sin i$  for the A- and F-type stars. However, we have found several trends between abundances and  $v \sin i$  for Am stars. Correlations are present for the elements that characterise the Am peculiarities. Only Sc and Ti do not show this trend. With increasing  $v \sin i$  the peculiarities tend to weaken, and the abundances approach the mean of the other A- and F-type stars. This is the first real observational evidence of a direct connection between abundance anomalies or diffusion processes and rotational velocity in Am stars.

The Praesepe cluster could be peculiar in this sense because it contains a high number of Am stars. This fact, combined with the advanced age of the cluster, makes it possible to have many Am stars close to the turn-off point. Since diffusion is a slow process, in this cluster, more than in others, the peculiarities are evident and well-characterised by correlations between

**Table 4.**  $\log L/L_{\odot}$ ,  $\log T_{\text{eff}}$ ,  $M/M_{\odot}$  and fractional age ( $\tau$ ) with associated error bars for the analysed stars of the Praesepe cluster. The error bar in luminosity is  $\sim 0.06$  dex, as explained in Sect. 6.2. No fractional age is given for HD 73666 since it is a Blue Straggler.

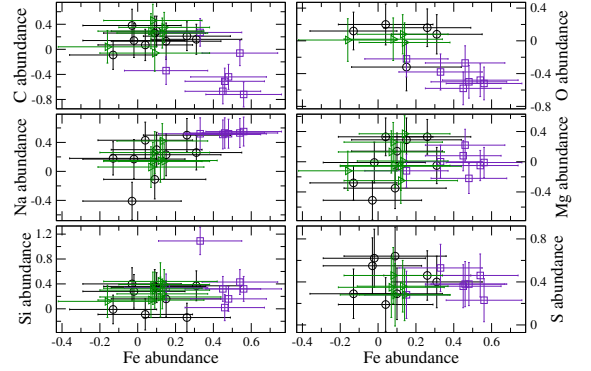
HD	$\log L/L_{\odot}$ dex	Sp.Type	$\log T_{\text{eff}}$	$M/M_{\odot}$	$\sigma_{M/M_{\odot}}$	$\tau$	$\sigma_{\tau}$
72757	1.06	F0	3.869	1.71	0.09	0.43	0.06
72846	1.43	A5V	3.906	2.09	0.15	0.76	0.11
73045	0.99	Am	3.880	1.67	0.08	0.40	0.06
73175	1.13	F0V	3.884	1.78	0.09	0.48	0.07
73345	1.17	A7V	3.903	1.84	0.13	0.53	0.08
73430	1.10	A7V	3.884	1.76	0.09	0.47	0.07
73450	1.01	A9V	3.862	1.66	0.08	0.39	0.06
73574	1.33	A8V	3.884	1.96	0.10	0.64	0.10
73575	1.78	F0III	3.863	2.33	0.12	1.02	0.15
73618	1.50	Am	3.912	2.16	0.22	0.84	0.13
73666	1.71	A0	3.972	2.46	0.12	0.18	0.18
73709	1.35	Am	3.907	2.00	0.14	0.68	0.10
73711	1.42	Am	3.904	2.08	0.10	0.75	0.11
73730	1.23	Am	3.907	1.89	0.13	0.58	0.09
73746	0.95	F0V	3.872	1.64	0.08	0.38	0.06
73798	1.05	F0V	3.865	1.70	0.12	0.42	0.06
73818	0.97	Am	3.859	1.63	0.08	0.37	0.06
73993	1.02	F2V	3.854	1.66	0.12	0.39	0.06
74028	1.24	A7V	3.889	1.88	0.09	0.57	0.09
74050	1.26	A6V	3.896	1.91	0.10	0.60	0.09
74135	0.89	F0	3.869	1.60	0.08	0.35	0.05
74587	1.03	A5	3.875	1.71	0.09	0.43	0.06
74589	1.05	F0	3.875	1.70	0.09	0.42	0.06
74656	1.25	Am	3.892	1.89	0.09	0.58	0.09
74718	1.08	A5	3.881	1.74	0.09	0.45	0.07



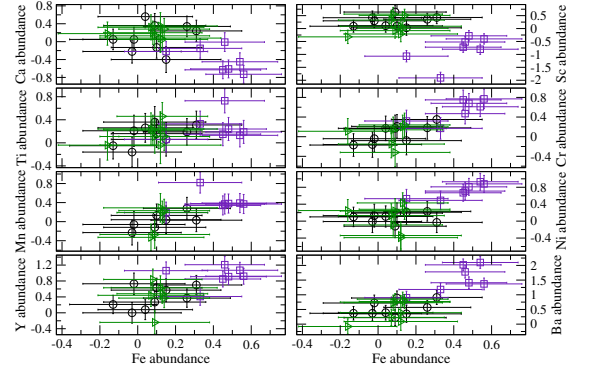
**Fig. 10.** Abundances relative to the Sun (Asplund et al. 2005) of Mg, Ca and Fe as a function of the  $M/M_{\odot}$ . No correlations are found.

abundance anomalies and rotational velocity. Similar relationships may be less obvious in younger clusters. It will clearly be of interest to check this possibility.

The trends obtained in this work are in disagreement with those predicted by Charbonneau & Michaud (1991), as according to their models meridional circulation does not affect abundance peculiarities. Recently Richer et al. (2000) and later Talon et al. (2006) have calculated diffusion models with a more accurate treatment of the rotational mixing. Their predicted abundances for stars with various rotational velocities are qualitatively in agreement with observed properties of our sample of Am stars. Detailed models, with a full treatment of diffusion and rotational mixing, calculated individually for each Am star of



**Fig. 11.** Abundances relative to the Sun (Asplund et al. 2005) of C, O, Na, Mg, S and Si as a function of the Fe abundance.



**Fig. 12.** Same as in Fig. 11 but for Ca, Sc, Ti, Cr, Mn, Ni, Y and Ba.

our sample, would be necessary for a more substantial comparison between models and observed abundances.

We have derived  $M/M_{\odot}$  and fractional age ( $\tau$ ) for each of the stars of our sample and plotted the abundances as a function of  $M/M_{\odot}$ . No correlation was found for any of the three spectral groups considered here, as predicted by Richer et al. (2000).

We have searched for correlations between abundances of the elements analysed in most of the stars and the Fe abundance. For normal A- and F-type stars we have not found any correlation, while for Am stars strong correlations are obtained for all the peculiar elements. The behavior of the abundances of the elements which are peculiar in Am stars, as a function of the Fe abundance, is the same as that found for  $\nu$  sin  $i$ . We conclude that there is a strong connection between the correlations among the abundances, with the correlations of abundances with  $\nu$  sin  $i$ .

*Acknowledgements.* We thank Tanya Ryabchikova for important help and advice given during this investigation. LF and OK have received support from

the Austrian Science Foundation (FWF project P17890-N2). JDL and GAW acknowledge support from the Natural Science and Engineering Council of Canada (NSERC). GAW acknowledges support from the Department of National Defence Academic Research Programme (DND-ARP). This paper is based on observations obtained using the SOPHIE spectrograph at the Observatoire de Haute Provence (France). We acknowledge also the OPTICON program (Ref number: 2007/011) for the financial support given to the observing run.

Talon, S., Richard, O., & Michaud, G. 2006, *ApJ*, 645, 634  
Tassoul, J.-L. & Tassoul, M. 1982, *ApJS*, 49, 317

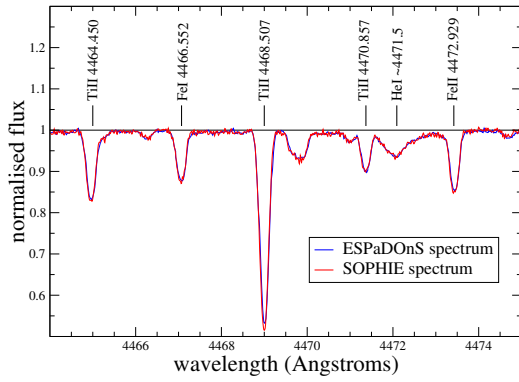
## References

- Abt, H. A. 1970, *ApJS*, 19, 387  
 Abt, H. A., & Willmarth, D. W. 1999, *ApJ*, 521, 682  
 Adelman, S. J., & Unsee, N. 2007, *Baltic Astronomy*, 16, 183  
 Ahumada, J. A., & Lapasset, E. 2007, *A&A*, 463, 789  
 An, D., Terndrup, D. M., Pinsonneault, M. H., et al. 2007, *ApJ*, 655, 233  
 Asplund, M., Grevesse, N., & Sauval, A. J. 2005, in *ASP Conf. Ser.* 336: Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis, ed. Thomas G. Barnes III & Frank N. Bash, 25  
 Bagnulo, S., Landstreet, J. D., Mason, E., et al. 2006, *A&A*, 450, 777  
 Baumgardt, H., Dettbarn, C., & Wielen, R. 2000, *A&AS*, 146, 251  
 Balona, L. A. 1994, *MNRAS*, 268, 119  
 Burkhart, C. 1979, *A&A*, 74, 38  
 Burkhart, C., & Coupry, M. F. 1998, *A&A*, 338, 1073  
 Canuto, V. M., & Mazzitelli, I. 1992, *ApJ*, 389, 724  
 Charbonneau, P. & Michaud, G. 1991, *ApJ*, 370, 693  
 Chen, L., Hou, J. L., & Wang, J. J. 2003, *AJ*, 125, 1397  
 Clampitt, L. & Burstein, D. 1997, *AJ*, 114, 699  
 Conti, P. S., Hensberge, G., van den Heuvel, E. P. J., & Stickland, D. J. 1974, *A&A*, 34, 393  
 Dias, W. S., Assafin, M., Flório, V., Alessi, B. S., & Libero, V. 2006, *A&A*, 446, 949  
 Fossati, L., Bagnulo, S., Monier, R., et al. 2007, *A&A*, 476, 911  
 Girardi, L., Bertelli, G., Bressan, A., et al. 2002, *A&A*, 391, 195  
 Glebocki, R., & Stawikowski, A. 2000, *Acta Astronomica*, 50, 509  
 González-Garcá, B. M., Zapatero Osorio, M. R., Béjar, V. J. S., et al. 2006, *A&A*, 460, 799  
 Hartkopf, W. I., & McAlister, H. A. 1984, *PASP*, 96, 105  
 Hauck, B., & Mermilliod, M. 1998, *A&AS*, 129, 431  
 Hill, G. M., & Landstreet, J. D. 1993, *A&A*, 276, 142  
 Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Röser, S., Schilbach, E., & Scholz, R.-D. 2004, *AJ*, 325, 740  
 Kochukhov, O. 2006, in *Magnetic Stars*, ed. I. I. Romanyuk, & D. O. Kudryavtsev (in press)  
 Kunzli, M., North, P., Kurucz, R. L., & Nicolet, B. 1997, *A&AS*, 122, 51  
 Kupka, F., Piskunov, N. E., Ryabchikova, T. A., Stempels, H. C., & Weiss, W. W. 1999, *A&AS*, 138, 119  
 Landstreet, J. D., Bagnulo, S., Andretta, V., et al. 2007, *A&A*, 470, 685  
 Landstreet, J. D., Silaj, J., Andretta, V., et al. 2007, *A&A*, (in press)  
 van Leeuwen, F. 2007, *Hipparcos, the New Reduction of the Raw Data*. Institute of Astronomy, Cambridge University, Cambridge, UK Series: Astrophysics and Space Science Library, Vol. 350 20 Springer Dordrecht  
 Madsen, S., Dravins, D., & Lindegren, L. 2002, *A&A*, 381, 446  
 Mason, B. D., Hartkopf, W. I., McAlister, H. A., & Sowell, J. R. 1993, *AJ*, 106, 637  
 McAlister, H. A., Hartkopf, W. I., Hutter, D. J., & Franz, O. G. 1987, *AJ*, 93, 688  
 Mermilliod, J.-C., & Pausen, E. 2003, *A&A*, 410, 511  
 Napiwotzki, R., Schoenberner, D., & Wenske, V. 1993, *A&A*, 268, 653  
 Pace, G., Recio-Blanco, A., Piotto, G., & Momany, Y. 2006, *A&A*, 452, 493  
 Piskunov, N. E., Kupka, F., Ryabchikova, T. A., Weiss, W. W., & Jeffery, C. S. 1995, *A&AS*, 112, 525  
 Pourbaix, D., Tokovinin, A. A., Batten, A. H., et al. 2004, *A&A*, 424, 727  
 Renson, P., Gerbaldi, M., & Catalano, F. A. 1991, *A&AS*, 89, 429  
 Richer, J., Michaud, G., & Turcotte, S. 2000, *ApJ*, 529, 338  
 Robichon, N., Arenou, F., Mermilliod, J.-C., & Turon, C. 1999, *A&A*, 345, 471  
 Rodríguez, E., López-González, M. J., & López de Coca, P. 2000, *A&AS*, 144, 469  
 Royer, F., Grenier, S., Baylac, M.-O., Gómez, A. E., & Zorec, J. 2002, *A&A*, 393, 897  
 Ryabchikova, T. A., Piskunov, N. E., Stempels, H. C., Kupka, F., & Weiss, W. W. 1999, *Phys. Scr.*, T83, 162  
 Ryabchikova, T. A., Kochukhov, O., & Bagnulo, S. 2008, *A&A*, in press (astro-ph/0801.2245)  
 Samus, N. N., & Durlevich, O. V. 2004, *VizieR Online Data Catalog*, 2250  
 Savanov, I. S. 1995, *Astronomy Letters*, 21, 684  
 Shulyak, D., Tsymbal, V., Ryabchikova, T., Stütz, Ch., & Weiss, W. W. 2004, *A&A*, 428, 993  
 Sills, A., Pinsonneault, M. H., & Terndrup, D. M. 2000, *ApJ*, 534, 335

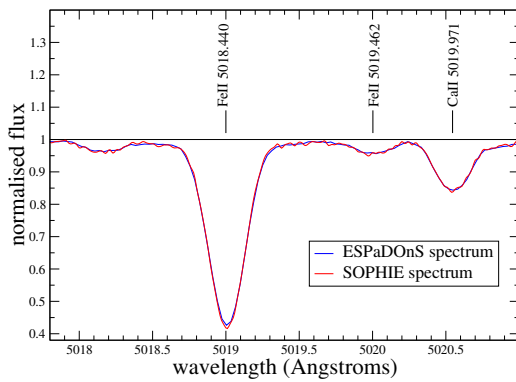
L. Fossati et al.: Effect of rotation in abundances of A-type stars in the Praesepe cluster, *Online Material p 1*

## **Online Material**

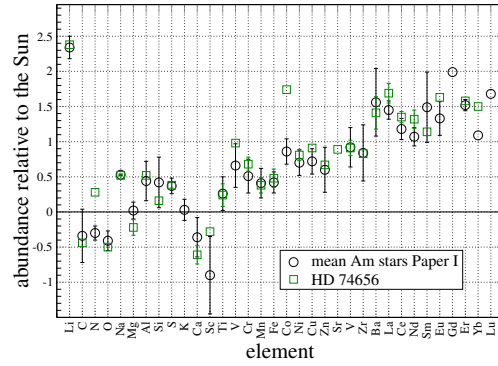




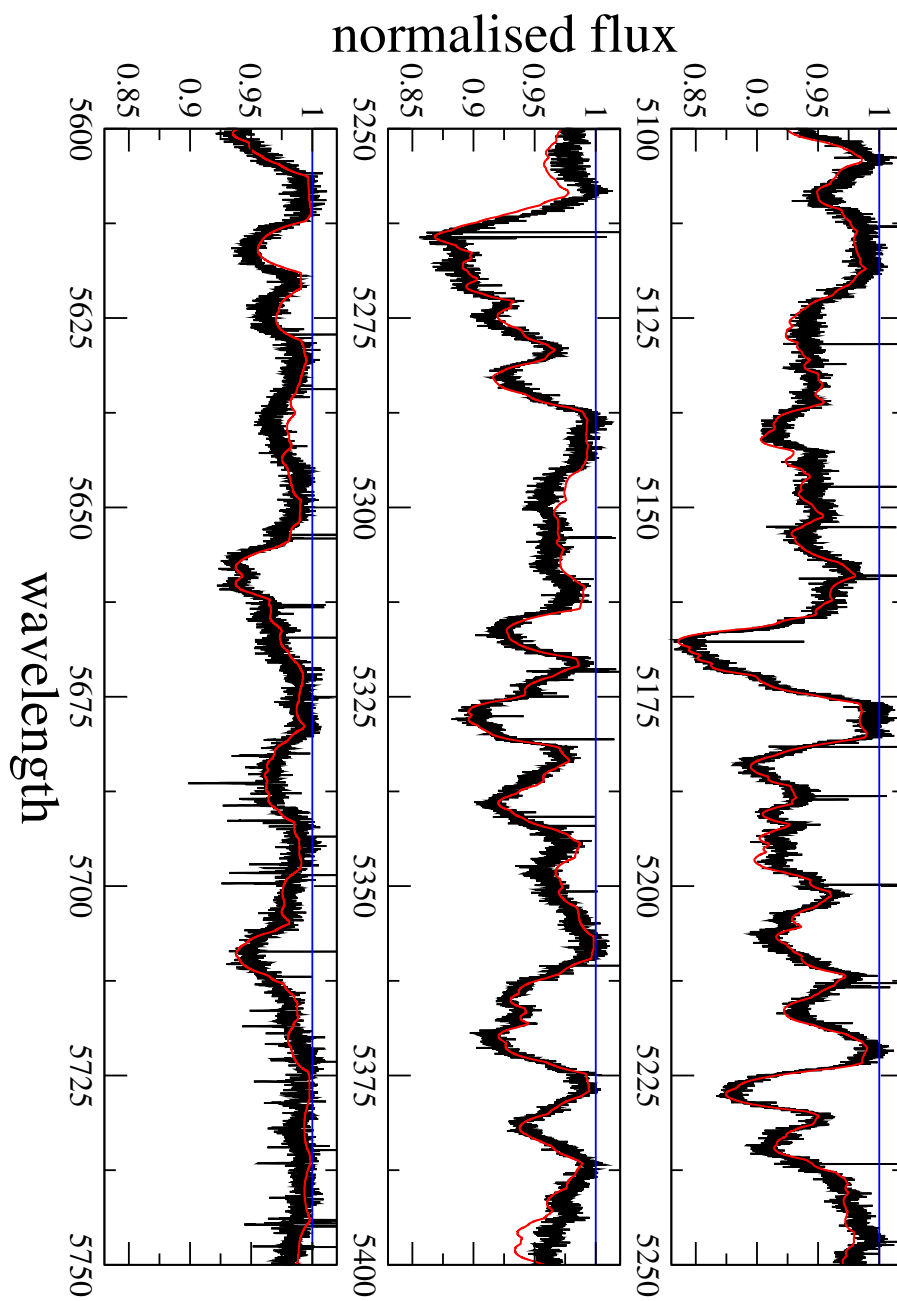
**Fig. 13.** Comparison between the spectra of HD 73666 obtained with the ESPaDOnS spectropolarimeter (blue line) and the SOPHIE spectrograph (red line) in the region of the He I multiplet at  $\sim 4471.5$  Å. No difference is visible between the two spectra, apart the one due to the different spectral resolution of the two instruments.



**Fig. 14.** Same as for Fig. 13, but in the region of the strong Fe II line at 5018.440 Å.



**Fig. 15.** Comparison between the mean abundance of the Am stars analysed in Paper I and the Am star HD 74656. This plot confirms the Am classification of this star.



**Fig. 16.** Portion of the spectrum of HD 72757 ( $v \sin i = 179 \text{ km s}^{-1}$ ) and the synthetic spectrum after the complete abundance analysis in black and red respectively.



# Annexe F

## Papiers publiés dans des conférences

- 1- Chemical abundances for ten stars in the Alpha Persei open cluster : EAS Publications Series, Volume 17, 2005, pp.313-315.
- 2- Preliminary abundances of Fe, Ti, Cr, Mg and He in a sample of ten stars in the Alpha Persei open cluster : Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplement, v.8, p.200 (2005).
- 3- Microturbulent velocities and abundances for A and F dwarfs in open clusters : Convection in Astrophysics, Proceedings of IAU Symposium 239 held 21-25 August, 2006 in Prague, Czech Republic. Edited by F. Kupka, I. Roxburgh and K. Chan, pp.160-162.
- 4- Abundance determinations of A/F and Am/Fm stars in the Pleiades and Coma Berenices open clusters :CP#AP WORKSHOP 10-14 September 2007 ; Vienna, Austria

*Element Stratification in Stars, 40 years of Atomic Diffusion*  
G. Alecian, O. Richard and S. Vauclair (eds)  
EAS Publications Series, **17**, (2005) 313-315

## CHEMICAL ABUNDANCES FOR TEN STARS IN THE ALPHA PERSEI OPEN CLUSTER

Gebran M.<sup>1</sup> and Monier R.<sup>1</sup>

**Abstract.** Abundances of Fe, Ti, Cr, Mg and He have been determined for 10 stars : 5 B, 3 A, 1 F dwarfs and 1 chemically peculiar giant B8IIIp with apparent velocities ranging from 15 to 130 km.s<sup>-1</sup>, members of the Alpha Persei open cluster ( $\log age=7.40$  yrs). The method consists in adjusting grids of synthetic spectra calculated with SYN-SPEC48 (Hubeny & Lanz 1992) in the wavelength range of 4450-4600 Å. The input model atmospheres are LTE, RE, plane parallel line blanketed models calculated with ATLAS9 (Kurucz, 1992a). A correlation may exist between [Fe/H] and the effective temperature. Further observations of a much larger sample of B, A and F stars in this cluster are foreseen in the near future.

### 1 Introduction

Abundance determinations for A stars have focused on chemically peculiar A stars because of their low apparent rotational velocities which facilitate line measurements. In contrast, the chemical composition of the atmospheres of normal A stars remains poorly known as their lines are broadened by rapid rotation.

Interest in normal A stars has grown up recently. Using spectral line synthesis, Lemke(1989,1990), Hill & Landstreet (1993) and Hill (1995) found considerable abundance differences from star to star among the few tens normal field A dwarfs they analysed. Consequently Varenne & Monier (1999) and Monier (2005) found similar behaviour for the A dwarfs in the Hyades open cluster (age  $\simeq 750$  Myrs) and the Ursa Major moving group (age  $\simeq 500$  Myrs). In these two associations, the abundances of iron and other chemical elements vary over a range of 0.7 dex for normal A dwarfs having same surface properties (same effective temperature and surface gravity).

Hui-Bon-Hoa et al. (1997) found atypical abundance patterns for the A dwarfs in the young open cluster Alpha Persei which they tentatively identified as early Am

---

<sup>1</sup> Groupe de recherches en Astronomie et Astrophysique du Languedoc UMR 5024, Université Montpellier II, Place E. Bataillon, 34095 Montpellier, France

phases in agreement with predictions of time-dependent models including diffusion in A stars. Later on, Hui-Bon-Hoa (1999) found a lack of Am stars in the Alpha Persei cluster which can be explained by the time the anomalies take to appear. The stratification process could be reflected by only marginal underabundances of Ca (and Sc) in this young cluster.

Elemental radiative diffusion is probably the dominant process leading to the anomalous abundances in these stars. However, other processes, such as turbulence, mass loss, accretion and meridional circulation may play a role as well (Michaud, 2005).

## 2 Observations and data reduction

Ten stars have been observed in October 2003 with the AURELIE spectrometer placed at the coudé focus of the 152cm telescope of the Haute Provence Observatory (OHP). The resulting spectra span over the range of 4450-4600 Å with a resolving power of 30000 (FWHM  $\sim$  0.15 Å). The apparent rotational velocities were obtained by adjusting synthetic spectra to the MgII doublet ( $\lambda \sim$  4481 Å) calculated using in first approximation a solar abundance of magnesium, and likely parameters for each star. The IRAF software was used to reduce all spectra following the standard procedure (offset subtraction, division by flat field and wavelength calibration using a Thorium-Argon lamp). The spectra were then normalized to the local continuum by interpolating cubic splines through continuum windows.

## 3 Spectrum Synthesis and chemical abundance analysis

### 3.1 Atmospheric parameters

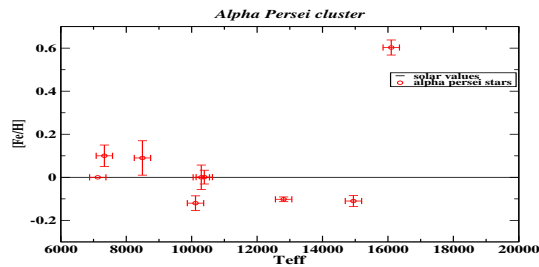
Effective temperatures ( $T_{\text{eff}}$ ) and surface gravities ( $\log g$ ) were determined using Napiwotzki et al.'s (1993) UVBYBETA code.

### 3.2 Synthetic spectrum

Synthetic spectra were computed using SYNSPEC48 (Hubeny & Lanz, 1992). The input LTE model atmospheres were computed using Kurucz's ATLAS9 program adopting a solar abundance for all the elements. Microturbulent velocities for each star were adopted following Smalley's (2004) prescriptions. The abundances in the synthetic spectra were then modified to achieve the best agreement between observed and computed profiles of selected lines.

### 3.3 Linelists

The linelist was built from Kurucz's ghyperall.dat (<http://kurucz.harvard.edu>). Many  $\log gf$  for Fe, Mg, Ti and Cr were changed using more accurate values from



**Fig. 1-** Abundance of iron versus the effective temperature

the NIST database (<http://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/lines-form.html>).

### 3.4 Results

We note  $[A/B] = \log(A/B)_* - \log(A/B)_\odot$ , the stellar atmospheric abundance relative to the solar value taken from Anders & Grevesse (1989). For two stars, HD20969 and HD21092, our values of the iron abundance agree very well with those determined by Hui-Bon-Hoa et al. (1997). The errors on the elemental abundances are standard deviation assuming a Gaussian distribution of the abundances derived from each lines.

Figures 1 display the abundance of iron for each star against the effective temperature. A correlation may exist between  $[Fe/H]$  and  $T_{\text{eff}}$  (and for  $[Fe/H]$  and  $v_e \sin i$ ) but it needs to be confirmed on a much larger sample of stars.

New observations of B, A and F dwarfs in the Alpha Persei cluster are foreseen in the near future.

### References

- Anders E. & Grevesse N., *GeCoA* 1989, 53, 197A
- Hill G.M, 1995, *A&A* 294, 536
- Hill G.M & Landstreet J.D, 1993, *A&A* 276, 142
- Hubeny I.& Lanz T., 1992, *A&A* 262, 501
- Hui-Bon-Hoa A, Burkhardt C, & Alecian G, 1997, *A&A* 323, 901
- Hui-Bon-Hoa A, 1999, *A&A* 343, 261
- Kurucz R.L, 1992a, *Rev. Mex. Astron.* 23, 45
- Lemke M., 1989, *A&A* 225, 125
- Lemke M., 1990, *A&A* 240, 331
- Michaud G., 2005, *Proceedings IAU Symposium n224*, july 2004
- Monier R, 2005, *Abundances of A and F dwarfs in the Ursa Major group*, accepted at *Astronomy and Astrophysics*.
- Napiwotzki R., Schönberner D. & Wenske V., 1993, *A&A* 268, 653
- Smalley B., 2004, *Proceedings IAU Symposium n224*, july 2004
- Varenne O.& Monier R, 1999, *A&A* 351, 247



# Preliminary abundances of Fe, Ti, Cr, Mg and He in a sample of ten stars in the Alpha Persei open cluster

M. Gebran and R. Monier

GRAAL, Université Montpellier II, Place Eugène Bataillon 34095, Montpellier.  
e-mail: gebran@graal.univ-montp2.fr  
e-mail: monier@graal.univ-montp2.fr

**Abstract.** Abundances of Fe, Ti, Cr, Mg and He have been determined for 10 stars (5 B, 3 A, 1 F dwarfs and 1 chemically peculiar giant B8IIIp with apparent velocities ranging from 15 to 130 km.s<sup>-1</sup>) of the Alpha Persei open cluster (log age=7.40 yrs). The method consists in adjusting grids of synthetic spectra calculated with SYNSPEC48 code (Hubeny & Lanz 1992) in the region of 4450-4600 Å and Kurucz's ATLAS9 model atmospheres. A correlation may exist between [Fe/H] and the effective temperature. Further observations of a much larger sample of B, A and F stars in this cluster are foreseen in the near future.

## 1. Introduction

Abundance determinations for A stars have focused on chemically peculiar A stars because of their low apparent rotational velocities which facilitate line measurements. In contrast, the chemical compositions of the atmospheres of normal A stars remain poorly known as their lines are broadened by rapid rotation.

Recently, interest in the chemical composition of normal A stars has been revived because considerable abundance variation can be found from star to star among normal A stars. Using spectral line synthesis, Lemke (1989, 1990), Hill & Landstreet (1993) and Hill (1995) found considerable abundance differences from star to star among the few tens normal field A dwarfs they analysed. Consequently Varenne & Monier (1999) and Monier (2005) found similar behaviour for the A dwarfs in the Hyades open cluster (age  $\approx$  750 Myrs) and the

Ursa Major moving group (age  $\approx$  500 Myrs). In these two associations, the abundances of iron and other chemical elements vary over a range of 0.7 dex for normal A dwarfs having same surface properties (same effective temperature and surface gravity).

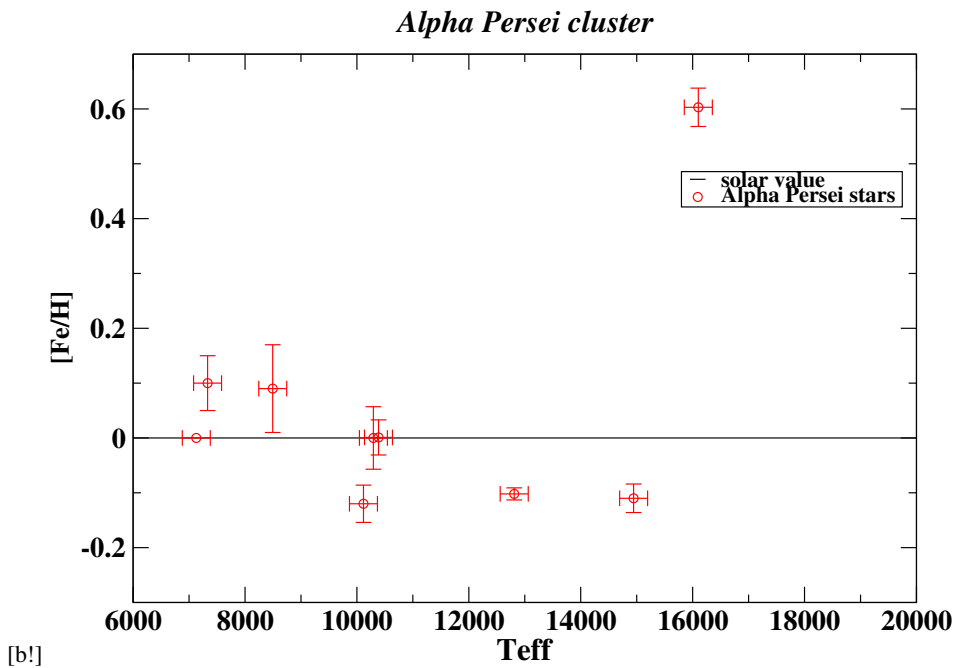
Hui-bon-Hoa & al. (1997) found that atypical abundance patterns may exist in a sample of A stars. These peculiar abundance patterns may be identified as early Am phases in agreement with predictions of time-dependent models including diffusion in A stars. Later on, Hui-Bon-Hoa (1999) found a lack of Am stars in the Alpha Persei cluster which can be explained by the time the anomalies take to appear. The stratification process could cause only marginal underabundances of Ca (and Sc) in this young cluster.

Elemental radiative diffusion is probably the dominant process leading to the anomalous abundances in these stars. However, other processes, such as turbulence, mass loss,



**Table 1.** Photometric indices, temperature and surface gravity of the stars

star	V	B - V	b - y	m1	c1	$\beta$	spectral type	$T_{eff}(K)$	log g
HD21699	5.47	-0.115	-0.041	0.111	0.369	2.697	B8IIIp	16101	4.11
HD22136	6.89	-0.01	0.014	0.106	0.648	2.766	B8V	12811	4.14
HD20961	7.635	0.12	0.086	0.128	0.94	2.875	B9.5V	10386	4.27
HD19805	7.94	0.12	0.074	0.137	0.945	2.887	B9.5V	10294	4.33
HD20969	9.05	0.34	0.215	0.182	0.721	2.758	A8V	7331	4.30
HD21071	6.08	-0.077	-0.029	0.103	0.444	2.727	B7V	14945	4.26
HD21455	6.235	0.132	0.120	0.073	0.587	2.731	B7V	13627	3.98
HD20122	9.25	0.43	0.274	0.163	0.754	2.736	F2V	7129	3.98
HD21092	8.48	0.2	0.11	0.2	0.952	2.895	A5V	8495	4.26
HD20842	7.85	0.1	0.075	0.131	0.965	2.886	A0V	10117	4.25

**Fig. 1.** Abundance of iron versus effective temperature

accretion and meridional circulation may play a role as well (Michaud, 2005).

## 2. Observations and data reduction

Ten stars have been observed in October 2003 with the AURELIE spectrometer placed at the coude focus of the 152cm telescope of the

Haute Provence Observatory (OHP). The resulting spectra span 4450-4600 Å with a resolving power of 30000 (FWHM ~ 0.15 Å). The apparent rotational velocities were obtained by adjusting the MgII line (4481 Å). The IRAF software was used to reduce all spectra following the standard procedure (offset subtraction, division by flat field and wavelength calibration using a Thorium-Argon lamp). The

**Table 2.** The adopted  $\log gf$  used for the computation of the synthetic spectrum

element	wavelength(Å)	$\log gf$	accuracy	reference
MgII	4481.1260	0.730	B	Biermann et al., 1948
MgII	4481.325	0.575	B	Biermann et al., 1948
TiII	4450.482	-1.448	D	Danzmann et al., 1980
TiII	4468.507	-0.600	D	Danzmann et al., 1980
TiII	4501.273	-0.770	D	Danzmann et al., 1980
TiII	4533.969	-0.530	C	Roberts et al., 1973
TiII	4563.761	-0.690	D	Roberts et al., 1973
FeII	4491.405	-2.690	C	Fuhr et al., 1988
FeII	4508.288	-2.210	C	Fuhr et al., 1988
FeII	4515.339	-2.490	C	Fuhr et al., 1988
FeII	4520.224	-2.600	C	Fuhr et al., 1988
FeII	4522.634	-2.190	C	Fuhr et al., 1988
FeII	4541.524	-3.050	C	Fuhr et al., 1988
FeII	4549.474	-1.750	C	Fuhr et al., 1988
FeII	4555.893	-2.280	D	Fuhr et al., 1988
HeI	4471.469	-2.198	A	Treffitz et al., 1957
HeI	4471.473	-1.028	A	Treffitz et al., 1957
HeI	4471.473	-0.278	A	Treffitz et al., 1957
HeI	4471.485	-1.028	A	Treffitz et al., 1957
HeI	4471.488	-0.548	A	Treffitz et al., 1957
CrII	4539.595	-2.530	D	Wujec et al., 1981
CrII	4554.988	-1.373	D	Kostyk et al., 1983
CrII	4558.650	-0.659	D	Wujec et al., 1981
CrII	4592.049	-1.217	D	Kostyk et al., 1983

spectra were then normalized to the local continuum by interpolating cubic splines.

### 3. Synthetic spectrum and chemical abundance analysis

#### 3.1. Atmospheric parameters

Effective temperature ( $T_{eff}$ ) and surface gravity ( $\log g$ ) were determined using Napiwotzki et al.'s (1993) UVBYBETA code and are collected in Table 1.

#### 3.2. Synthetic spectrum

The synthetic spectra were computed using SYNPEC48 (Hubeny & Lanz, 1992) and the LTE model atmospheres were computed using Kurucz's ATLAS9 program with a solar abundance for all the elements. Microturbulent velocities for each star were adopted following

Smalley's prescriptions (2004).

Two important files are used as input to SYNPEC48 program: the line list and the model atmosphere. The abundances in the synthetic spectra were then modified in order to achieve the best agreement between observed and computed profiles of selected lines.

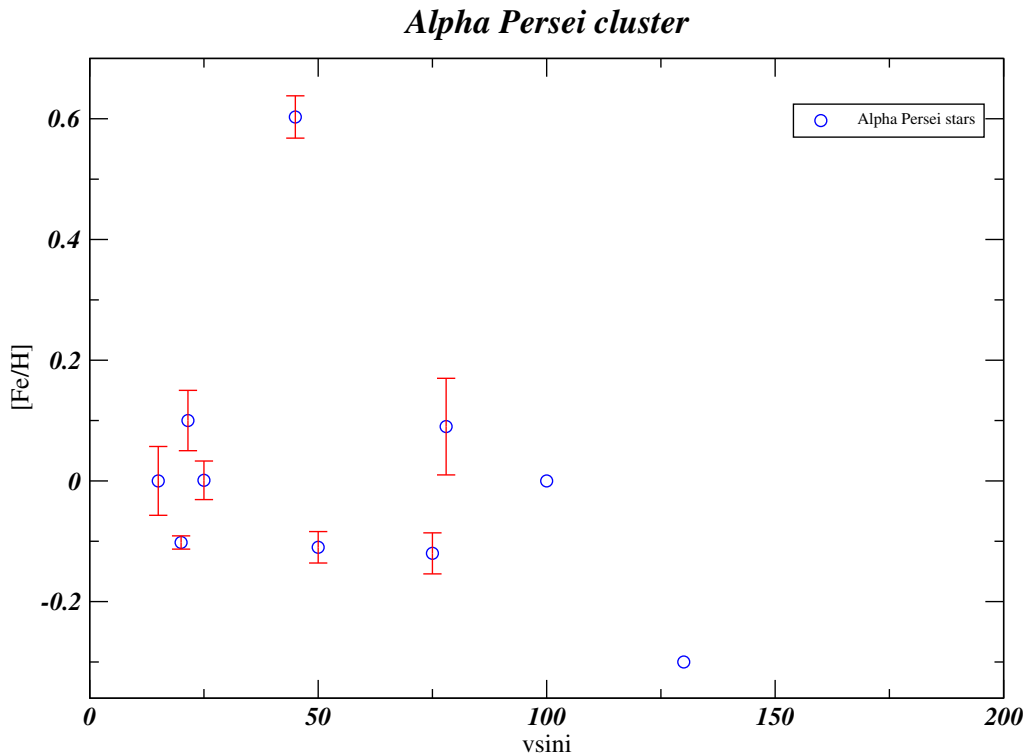
#### 3.3. Linelists

The linelist was built from Kurucz's gfhypall.dat ( <http://kurucz.harvard.edu>). Only transitions between 4450 and 4600 Å were retained.

Many  $\log gf$  for Fe, Mg, Ti and Cr were changed using more accurate values from NIST's database (<http://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/lines-form.html>). Table 2 represent the adopted elements and the associated  $\log gf$ , accuracy and reference.

**Table 3.** Abundances of Fe, Ti, Cr, Mg, Cr, and He in the Alpha Persei stars

Element	number of lines	$\langle \log(\frac{N}{N_H})_* \rangle$	$\sigma$	$\log(\frac{N}{N_H})_\odot$	$\frac{(\frac{N}{N_H})_*}{(\frac{N}{N_H})_\odot}$	$[\frac{N}{N_H}]$
HD21699 $v \sin i = 45km/s$						
FeII	5	-3.767	$\pm 0.035$	-4.37	4.010	0.603
HeI	4	-3.398	$\pm 0.00$	-1.00	0.004	-2.397
MgII	2	-5.29	$\pm 0.00$	-4.46	0.150	-0.823
HD22136 $v \sin i = 20km/s$						
FeII	5	-4.473	$\pm 0.01$	-4.37	0.79	-0.102
HeI	4	-1.26	$\pm 0.00$	-1.00	0.55	-0.259
MgII	2	-4.79	$\pm 0.00$	-4.46	2.40	0.380
TiII	2	-7.573	$\pm 0.00$	-7.05	0.30	-0.522
HD20961 $v \sin i = 25km/s$						
FeII	6	-4.36	$\pm 0.03$	-4.37	1.02	0.009
HeI	4	-1.046	$\pm 0.00$	-1.00	0.90	-0.045
MgII	2	-4.18	$\pm 0.00$	-4.46	2.20	0.342
TiII	4	-7.177	$\pm 0.047$	-7.05	0.75	-0.124
HD19805 $v \sin i = 15km/s$						
FeII	6	-4.37	$\pm 0.057$	-4.37	0.99	-0.004
HeI	4	-1.70	$\pm 0.00$	-1.00	0.20	-0.698
MgII	2	-4.28	$\pm 0.00$	-4.46	1.50	0.176
CrII	2	-6.16	$\pm 0.07$	-6.37	1.63	0.212
TiII	3	-7.02	$\pm 0.04$	-7.05	1.071	0.03
HD20969 $v \sin i = 21.5km/s$						
FeII	5	-4.27	$\pm 0.05$	-4.37	1.25	0.097
MgII	2	-4.28	$\pm 0.00$	-4.46	1.50	0.176
CrII	2	-6.16	$\pm 0.07$	-6.37	1.63	0.212
TiII	4	-7.04	$\pm 0.01$	-7.05	1.01	0.004
HD21071 $v \sin i = 50km/s$						
FeII	7	-4.48	$\pm 0.03$	-4.37	0.77	-0.113
HeI	4	-1.39	$\pm 0.00$	-1.00	0.4	-0.397
MgII	2	-4.346	$\pm 0.00$	-4.46	1.30	0.114
CrII	1	-6.37	$\pm 0.00$	-6.37	1.00	0.000
HD21455 $v \sin i = 130km/s$						
FeII	-	-4.67	$\pm 0.00$	-4.37	0.50	-0.301
HeI	4	-1	$\pm 0.00$	-1.00	1.00	0.000
MgII	2	-4.46	$\pm 0.00$	-4.46	1.00	0.000
HD20122 $v \sin i = 100km/s$						
FeII	2	-4.37	$\pm 0.00$	-4.37	1.00	0.000
MgII	2	-4.31	$\pm 0.00$	-4.46	1.40	0.146
TiII	2	-7.05	$\pm 0.00$	-7.05	1.00	0.000
HD21092 $v \sin i = 78km/s$						
FeII	6	-4.28	$\pm 0.08$	-4.37	1.24	0.093
MgII	2	-4.38	$\pm 0.00$	-4.46	1.20	0.079
CrII	2	-6.26	$\pm 0.00$	-6.37	1.30	0.114
TiII	3	-6.96	$\pm 0.02$	-7.05	1.23	0.090
HD20842 $v \sin i = 75km/s$						
FeII	7	-4.49	$\pm 0.03$	-4.37	0.75	-0.124
HeI	4	-1.09	$\pm 0.00$	-1.00	0.80	-0.096
MgII	2	-4.16	$\pm 0.00$	-4.46	2.00	0.301
TiII	4	-7.30	$\pm 0.15$	-7.05	0.56	-0.252



**Fig. 2.** Abundance of iron versus rotational velocity

### 3.4. Results

We note  $[A/B] = \log(A/B)_* - \log(A/B)_\odot$ , the stellar atmospheric abundance relative to the solar value taken from Anders & Grevesse (1989). For two stars, HD20969 and HD21092, our values of the iron abundance agree very well with those determined by Hui-Bon-Hoa et al. (1997). The errors in the elemental abundances are the standard deviations assuming a Gaussian distribution of the abundances derived from each lines:

$$\bar{x} = \frac{\sum_i x_i}{N}$$

and

$$\sigma^2 = \frac{\sum_i (x_i - \bar{x})^2}{N}$$

where  $\bar{x}$  is the mean value of the abundance,  $N$  the number of line of the element and  $\sigma$  the standard deviation.

Table 3 represents the abundance for the 10

stars of Alpha Persei open cluster.

Figures 1 and 2 displays the abundance of iron for each star against the effective temperature and the apparent rotational velocity  $v_e \sin i$ . A correlation may exist between  $[\frac{Fe}{H}]$  and  $T_{\text{eff}}$  (and between  $[\frac{Fe}{H}]$  and  $v_e \sin i$ ) but it needs to be confirmed on a much larger sample of stars. New observations of B, A and F dwarfs in the Alpha Persei cluster are foreseen in the near future.

### References

- Anders, E., & Grevesse, N. 1989, *Geochim. Cosmochim. Acta*, 53, 197  
 Biermann, L., Lübeck, K. 1948, *Zeitschrift für Astrophysics*, 25, 325  
 Danzmann K. & Kock M., *J.Phys B13*, 2051, 1980.

- Fuhr, J. R., Martin, G. A., & Wiese, W. L. 1988, New York: American Institute of Physics (AIP) and American Chemical Society, 1988,
- Hill, G. M. 1995, *A&A*, 294, 536
- Hill, G. M., & Landstreet, J. D. 1993, *A&A*, 276, 142
- Hubeny, I., & Lanz, T. 1992, *A&A*, 262, 501
- Hui-Bon-Hoa, A., Burkhart, C., & Alecian, G. 1997, *A&A*, 323, 901
- Hui-Bon-Hoa, A. 1999, *A&A*, 343, 261
- R. I. Kostyk & T. V. Orlova, *Astrometriya Astrofiz.* 49, 39 (1983).
- Lemke, M. 1989, *A&A*, 225, 125
- Lemke, M. 1990, *A&A*, 240, 331
- Michaud, G. 2004, *IAU Symposium*, 224, 173
- Monier, R. 2005, *A&A*, 442, 563
- Napiwotzki, R., Schoenberner, D., & Wenske, V. 1993, *A&A*, 268, 653
- Roberts, J. R., Andersen, T., & Sorensen, G. 1973, *ApJ*, 181, 567
- Smalley, B. 2004, *IAU Symposium*, 224, 131
- Treffitz, E., Schlüter, A., Dettmar, K.-H., Jürgens, K. 1957, *Zeitschrift für Astrophysics*, 44, 1
- Varenne, O., & Monier, R. 1999, *A&A*, 351, 247
- T. Wujec and S. Weniger, *J. Quant. Spectrosc. Radiat. Transfer* 25, 167 (1981)

# Microturbulent Velocities and Abundances for A and F dwarfs in Open Clusters

Gebran M.<sup>1</sup> and Monier R.<sup>1</sup>

<sup>1</sup>GRAAL, Université de Montpellier II , Place Eugène Bataillon, 34095, Montpellier  
email: gebran@graal.univ-montp2.fr  
email: monier@graal.univ-montp2.fr

**Abstract.** The current status of microturbulent velocity and abundance determinations for A and F dwarfs in open clusters is reviewed. A programme to observe several tens of A and F dwarfs in open clusters of various ages was initiated several years ago. We have performed high resolution high signal-to-noise spectroscopy of stars well distributed in mass along the Main Sequence. Microturbulent velocities and abundances of several chemical elements have been derived iteratively by fitting grids of synthetic spectra calculated in LTE to the observed spectra. Curve of growths were used in a few instances as well. The results obtained are reviewed for Coma Berenices, the Pleiades, Alpha Persei and the Ursa Major moving group. The microturbulent velocities exhibit a broad maximum in the range A5V to about F0V as indicated in Smalley(2004).

**Keywords.** microturbulent velocity, stars: abundances, A stars and F stars.

---

## 1. Introduction

In the analysis of stellar spectra, microturbulent velocity usually refers to turbulent elements whose size is small compared to unit optical depths. Its value is usually adjusted so that abundances derived from lines of different equivalent widths be equal. A possible dependence of the microturbulent velocity versus effective temperature was searched (Smith(1973), Coupry & Burkhart(1992), Gray et al.(2001)). Recently Smalley(2004) summarized the situation for tepid stars: microturbulent velocities rise from 2 km/s for early A-type stars up to 2-4 km/s for late A-type stars, and then back to 1-2 km/s for mid F-types stars. In this paper, we report on microturbulent velocities determined in the analysis of high dispersion spectra of A and F stars in open clusters, our major goal having been the derivation of elemental abundances.

## 2. Programme stars, Observations and data reduction

Fifteen stars (ten members of Alpha Persei and five members of Coma Berenices) were observed with the AURELIE spectrometer placed at the coudé focus of the 152 cm telescope of the Haute Provence Observatory (OHP)(Tab. 1). Thirty two stars (twenty two members of Coma Berenices and ten members of the Pleiades ) were observed with the ELODIE echelle spectrograph attached to the 193 cm telescope of the OHP (Tab.1).

The IRAF software was used to reduce all spectra following the standard procedure for the mono-order (offset removal, division by flat field and wavelength calibration) and the echelle spectra (bias subtraction, finding and centering the orders, removal of the diffuse light, division by the flat field, extracting the spectra, wavelength calibration and merging the orders). The normalization was done with IRAF (we computed synthetic spectra using SYNSPEC (Hubeny & Lanz(1992)) to help establish the position of the continuum in each order).

**Table 1.** Stars and open clusters

Number of stars	Open cluster	Age (Myr)	$[\frac{Fe}{H}]$	Date	Spectrograph	Wavelength range (Å)
10	Alpha Persei	70	0.1	October 2005	AURELIE	4450-4600
5	Coma Berenices	450	-0.052	Mars 2004	AURELIE	4450-4600
22	Coma Berenices	450	-0.052	April 2004	ELODIE	3800-6800
10	Pleiades	140	-0.03	January 2004	ELODIE	3800-6800

### 3. Microturbulent velocities and abundances analysis

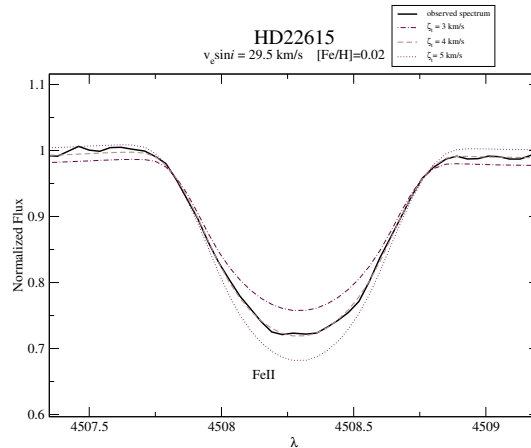
#### 3.1. Fundamental atmospheric parameters

The effective temperatures ( $T_{\text{eff}}$ ) and surface gravities ( $\log g$ ) were determined using Napiwotzki et al.(1993) UVBYBETA code based on the strömgren  $uvby\beta$  photometry. The routine dereddens the observed photometric indices  $(b-y)_1$ ,  $m_1$  and  $c_1$ , then derives  $T_{\text{eff}}$  and  $\log g$  from the dereddened indices and the  $\beta$  parameter.

#### 3.2. The Method

Synthetic spectra were computed using Takeda's iterative procedure (Takeda(1995)). This code requires two input data, a line list and model atmospheres. LTE model atmospheres were computed using Kurucz's ATLAS9 (Kurucz(1992)) code, assuming a plane parallel geometry, hydrostatic equilibrium, radiative equilibrium and depth independent microturbulence. The line list was constructed from Kurucz's gfall.dat list (<http://kurucz.harvard.edu>), the oscillator strengths were checked using more accurate values from the literature and from the NIST database.

The microturbulent velocity ( $\xi_t$ ), rotational velocity ( $v_e \sin i$ ) were simultaneously determined as explained by Takeda(1995) by fitting the line profile of MgII line around 4481 Å and the unblended FeII lines at 4491.405 Å and 4508.288 Å. The FeII lines are more sensitive to rotational velocity while the MgII line is sensitive to both parameters ( $\xi_t$  and  $v_e \sin i$ ). Each line gives a set of values for these parameters (usually comparable) and the mean values are adopted. These values were then fixed when modelling all other lines in order to determine the abundances.

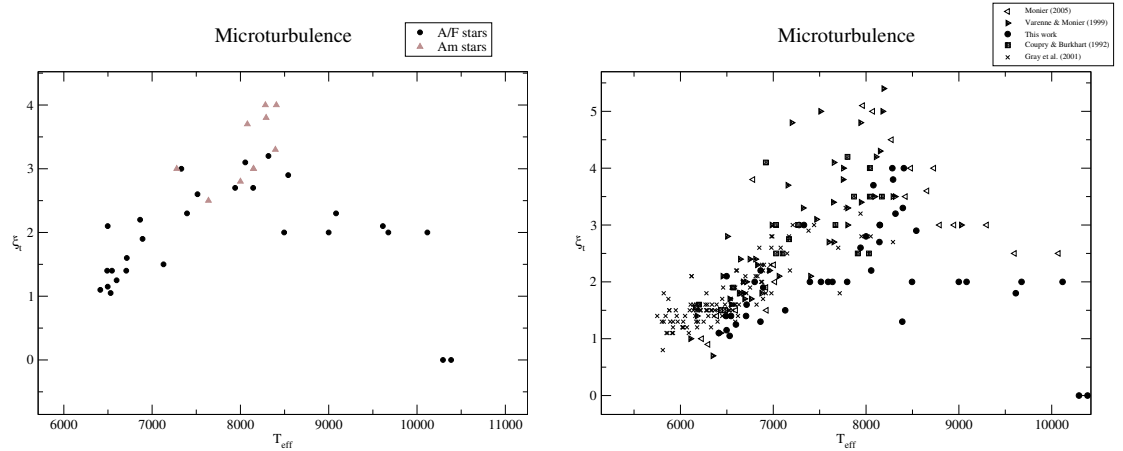


**Figure 1.** The effect of  $\xi_t$  on the shape of the line: the long-dashed line correspond to the value of  $\xi_t$  of 3km/s, the dotted one corresponds to  $\xi_t$  of 5km/s while the better agreement(dashed) corresponds to  $\xi_t$ =4km/s, observations are the solid line.

#### 4. Results and conclusion

We confirm that the microturbulent velocity reach its maximum around mid A-type stars ( $\xi_t \sim 2 - 4 \text{ km/s}$ ), then it decreases to 1-2 km/s for F stars in agreement with previous authors (Couptry & Burkhart(1992), Smalley(2004), ... ).

Our results appear in figure 2 (left). A compilation of microturbulent velocities determined by various authors for the Pleiades, Alpha Persei, Coma Berenices and Ursa Major moving group appears in figure 2 (right). The broad increase of  $\xi_t$  with  $T_{\text{eff}}$  around 8000K agrees well with Smalley's (2004) prescriptions.



**Figure 2.** (Left) Plot of  $\xi_t$  versus  $T_{\text{eff}}$  (deduced from this work) for the stars of the Pleiades, Alpha Persei and Coma Berenices. (Right) Plot of  $\xi_t$  versus  $T_{\text{eff}}$  for the stars of this work, Varenne & Monier(1999) and Monier(2005). We added the A-F stars of Couptry & Burkhart(1992) and Gray et al.(2001).

#### References

- Couptry, M. F., & Burkhart, C. 1992, *aaps* 95, 41  
 Gray, R. O., Graham, P. W., & Hoyt, S. R. 2001, *aj* 121, 2159  
 Hubeny, I., & Lanz, T. 1992 *aap* 262, 501  
 Kurucz, R. L. 1992, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica* vol. 23, 23, 45  
 Monier, R. 2005, *aap* 442, 563  
 Napiwotzki, R., Schoenberner, D., & Wenske, V. 1993, *aap* 268, 653  
 Smalley, B. 2004, *IAU Symposium* 224, 131  
 Smith, M. A. 1973, *apj* 182, 159  
 Takeda, Y. 1995, *pasj* 47, 287  
 Varenne, O., & Monier, R. 1999, *aap* 351, 247



Contrib. Astron. Obs. Skalnaté Pleso 38, 1–2, (2008)

## Abundance determination of A, Am and F stars in the Pleiades and Coma Berenices clusters

M. Gebran<sup>1</sup>, R. Monier<sup>2</sup> and O. Richard<sup>1</sup>

<sup>1</sup> *Groupe de Recherche en Astronomie et Astrophysique du Languedoc, UMR 5024, Université Montpellier II, Place Eugène Bataillon, 34095 Montpellier, France, (E-mail: gebran@graal.univ-montp2.fr)*

<sup>2</sup> *Laboratoire Universitaire d'Astrophysique de Nice, UMR 6525, Université de Nice - Sophia Antipolis, Parc Valrose, 06108 Nice Cedex 2, France.*

Received: ; Accepted:

**Abstract.** Abundances of 18 chemical elements have been derived for 27 A/Am and 16 F stars members of the Pleiades and Coma Berenices open clusters. We have specifically computed, with the Montréal code, a series of evolutionary models for two A star members of these two clusters. None of the models reproduces entirely the overall shape of the abundance patterns. The inclusion of competing processes such as rotational mixing in the radiative zones of these stars seems necessary to improve the agreement between observed and predicted abundance patterns.

**Key words:** stars: abundances – diffusion – open clusters and associations: individual: Coma Berenices, Pleiades

### 1. Introduction

Stars in open clusters have the same initial chemical composition and age. They are very useful to test the predictions of evolutionary models. Models for F and A stars have already been calculated by Turcotte et al. (1998) and Richer et al. (2000) respectively. The main thrust of this paper is to compare the derived abundances with new self-consistent models calculated with the Montréal code.

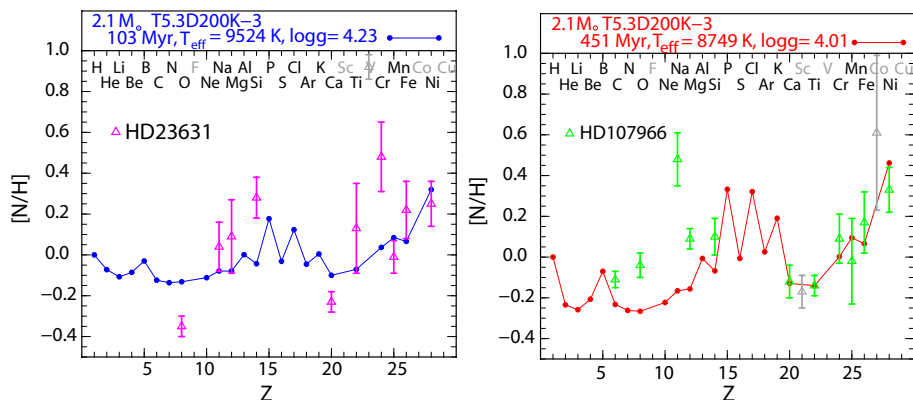
### 2. Method

Our observing sample consists of 22 A/F star members of the Coma Berenices cluster and 21 A/F stars of the Pleiades open cluster. These stars were observed using ELODIE and SOPHIE échelle spectrographs at the Observatoire de Haute-Provence (OHP). For each star, effective temperature ( $T_{\text{eff}}$ ) and surface gravity ( $\log g$ ) were determined using the UVBYBETA code of Napiwotzki et al. (1993), based on Strömgren's *uvby* $\beta$  photometric indices. LTE model atmospheres were computed using Kurucz's ATLAS9 code (Castelli & Kurucz 2003). The linelist was constructed from Kurucz's gfall.dat (<http://Kurucz.harvard.edu>). The oscillator strengths were checked against more accurate laboratory determinations when available. Synthetic spectra were computed using Takeda's (1995) iterative procedure. The microturbulent velocities, rotational velocities and the

abundances of 18 elements were determined by fitting the line profiles of the observed spectrum.

### 3. Results

For A stars, we found large star-to-star variations in the abundances of most elements. Evolutionary models that include the effects of atomic and turbulent diffusion were calculated for 2 A stars, HD 23631 (a member of Pleiades cluster) and HD 107966 (a member of Coma Berenices cluster). These clusters have very similar metallicity, therefore we can follow the evolution of the surface chemical composition of a star at the age of the Pleiades (100 Myr) to the age of Coma Berenices (450 Myr). After a series of tests, the adopted model was the T5.3D200k-3 (see Richer et al. 2000 for details). Most of the iron peak elements are well fit by the model (figure 1). A few discrepancies exist for the light elements Na, Mg and Si. Part of these discrepancies may arise from non-LTE effects. However, the inclusion of competing processes such as rotational mixing in the radiative zone (or mass loss) should help reproduce the observed patterns.



**Figure 1.** Predicted surface abundances at 100 Myr for HD 23631 (left panel) and at 459 Myr for HD 107966 (right panel). Triangular symbols represent the observed abundances with representative error bars.

### References

- Castelli, F., Kurucz, R.L. 2003, IAU Symposium **210**, 20P  
 Napiwotzki, R., Schoenberner, D., Wenske, V. 1993, Astron. Astrophys., **268**, 653  
 Richer, J., Michaud, G., Turcotte, S. 2000, Astrophys. J., **529**, 338  
 Takeda, Y. 1995, PASJ, **47**, 287  
 Turcotte, S., Richer, J., Michaud, G. 1998, Astrophys. J., **504**, 559



## Annexe G

### Nouveau Chapitre de la Thèse (NCT)

N'ayant pas toujours conscience de tous les atouts retirés de la formation doctorale et ne songeant pas assez à les valoriser auprès des employeurs, le Nouveau Chapitre de la Thèse conduit les doctorants à regarder leur thèse non plus uniquement comme un sujet scientifique mais comme une expérience personnelle et professionnelle, comme un véritable projet dont ils ont dû gérer tous les tenants et aboutissants et qui leur a permis de développer de nombreuses compétences.



*Valorisation des compétences  
Un nouveau chapitre de la thèse*

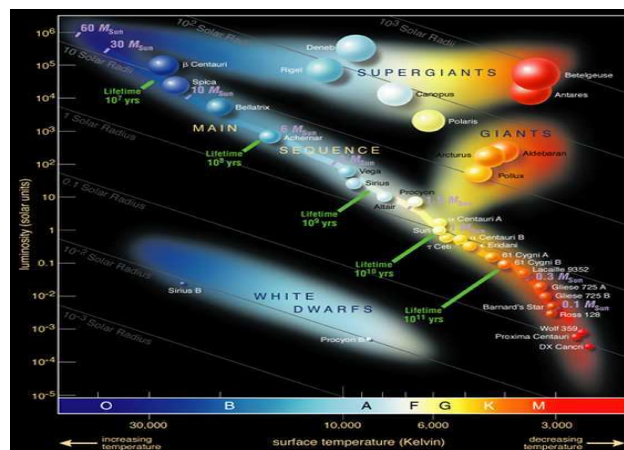
**Marwan Gebran**

*Ecole doctorale : Information Structures Systèmes (I2S)*

*Université ou organisme de rattachement : Université Montpellier II*

*Nom du "mentor" : Daniel Lecoivre*

**Détermination des abondances des  
éléments chimiques dans les étoiles A  
et F dans les amas ouverts**



*Sujet académique de la thèse :*

***Détermination des abondances des éléments chimiques dans les étoiles A et F dans les amas ouverts. Contraintes sur les modèles évolutifs incluant les processus de transport.***

*Nom du directeur de thèse :*

***Richard Monier***

*Date probable de soutenance :*

***Décembre 2007***

**Table des matières :**

**CADRE GENERAL ET ENJEUX DE LA THESE** **2**

**DEROULEMENT, GESTION ET COUT DU PROJET** **4**

**COMPETENCES, SAVOIR-FAIRE, QUALITES**  
**PROFESSIONNELLES MIS EN OEUVRE LORS DE LA THESE.**  
**7**

**RESULTATS, IMPACT DE LA THESE.** **8**

**PUBLICATIONS** **9**

## Cadre général et enjeux de la thèse

Il y a actuellement un grand besoin de déterminer les abondances de plusieurs éléments chimiques dans les étoiles de type **A** et **F**, de masses différentes, dans des amas ouverts d'âges différents, de manière à pouvoir valider les modèles théoriques. Ces étoiles ont des températures de surface comprises entre **6000** et **10000 degrés**.

Les modèles théoriques sont actuellement capables de fournir des prévisions réalistes pour tous les éléments chimiques jusqu'au numéro atomique **Z=30** ce qui représente 25% du tableau de Mendeleïev.

Ma thèse consiste à déterminer les abondances des éléments chimiques (*Carbone, Oxygène, Magnésium, Fer, Titane, Chrome, Silicium, Baryum, Europium, ...*) dans les étoiles A et F de plusieurs amas ouverts pour vérifier, en particulier, si les dépendances temporelles des abondances prévues par les modèles sont correctes et, sinon, essayer d'expliquer l'origine des écarts observés.

D'autre part, ce travail permettra de faire avancer significativement l'état de nos connaissances sur **l'évolution de la composition chimique dans notre galaxie** et de **tester les processus de transport qui se déroulent à l'intérieur des étoiles A et F** qui constituent d'excellents laboratoires pour leur études. Les processus de transport peuvent avoir plusieurs origines, la théorie prédominante est celle de la **diffusion** qui consiste à séparer les éléments chimiques selon leurs propriétés atomiques. De même la turbulence, perte de masse, accréation de la matière et d'autres processus de mélanges peuvent jouer un rôle très important dans la compréhension des anomalies d'abondances observées dans ce type d'étoiles.

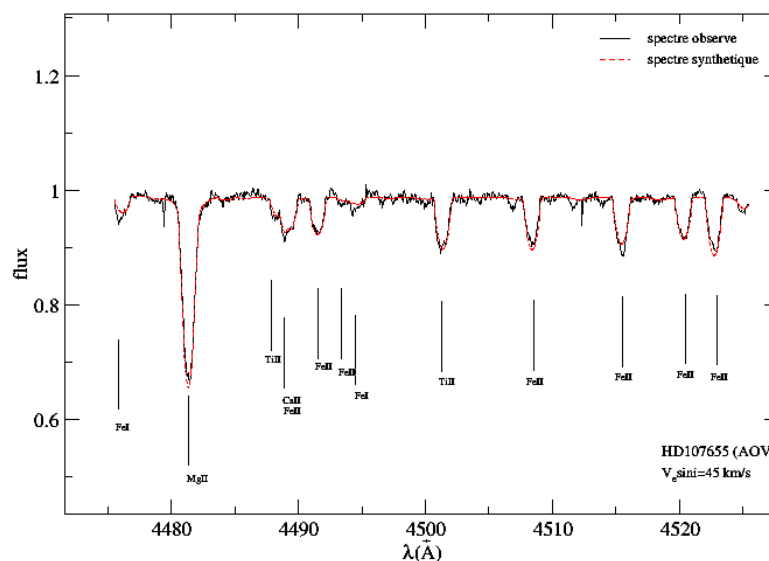


Fig1- Ajustement de spectres (observé et calculé) afin de déterminer les abondances des élément chimiques.

Cette thèse fait partie d'un **projet international** qui consiste à expliquer les anomalies d'abondances observées dans les étoiles par des modèles théoriques qui incluent différents processus de transport. Ce travail fait appel à deux groupes de chercheurs, des théoriciens qui calculent les modèles et des observateurs qui analysent les données. Etant un observateur, des missions vers des observatoires m'ont été attribuées afin de récupérer les données. Des réunions avec mon directeur de thèse et quelques théoriciens sont indispensables afin de décider du choix des étoiles à observer. Une fois les observations faites, les données sont traitées en utilisant des programmes élaborés par des spécialistes et les résultats sont comparés aux prédictions des modèles théoriques. Mon travail consiste alors à observer les étoiles, traiter les données et comparer aux prédictions des modèles.

Ce projet lancé par l'ESO (European Southern Observatory) s'appuie sur plusieurs équipes européennes (principalement à Vienne) qui travaillent en parallèle sur diverses étoiles d'amas ouverts différents avec les mêmes perspectives de comparaison avec les modèles d'évolution.

Les moyens techniques et financiers utilisés durant ces trois ans sont assez divers.. J'ai assisté à plusieurs colloques et workshops en France et en Europe qui ont nécessité des demandes de financement du laboratoire et d'autres organismes (CNRS, Ecole Doctorale, ...).

De plus, pendant ma thèse j'ai dû suivre plusieurs formations scientifiques (e.g Programmation, calculs scientifiques, ...) qui ont nécessité aussi une aide financière de la part de l'université Montpellier II.

Le choix de cette thèse a été fait après un stage de quatre mois au sein du laboratoire d'astrophysique de Montpellier (GRAAL<sup>1</sup>) effectué avec le même directeur. Etant intéressé par la physique stellaire, j'ai postulé pour le stage du DEA, après avoir effectué 8 mois de cours théoriques, à l'Université Paul Sabatier de Toulouse. Les résultats du stage étaient assez intéressants ce qui nous a motivés, mon directeur et moi, à lancer ce projet, avec l'aide des théoriciens au sein du même laboratoire, sur un échantillon d'étoiles plus important dans des amas ouverts d'âges différents.

---

<sup>1</sup> Groupe de Recherche en Astronomie et Astrophysique du Languedoc



## **Déroulement, gestion et coût du projet**

Dans le cadre de l'astrophysique observationnelle, des risques imprévisibles peuvent causer un retard ou même l'annulation d'un objectif donné. Dans mon cas, des nuits d'observations gâchées à cause du mauvais temps ou des indisponibilités de télescope ont réduit l'échantillon d'étoiles à analyser prévu avant le début de la thèse. Ce genre de problèmes était toutefois gérable vu le nombre d'étoiles déjà observées par mon directeur et suffisant pour effectuer une thèse de trois ans sans problème. Etant donné qu'un des membres du groupe de Montréal qui travaille sur les modèles d'évolution a eu un poste à Montpellier, sa participation au projet s'est imposée. Les échanges d'idées entre les équipes européennes se font annuellement durant les conférences régulières organisées par l'Union Astronomique Internationale ou celles initiées par les différents laboratoires sur des thématiques spécifiques.

Pendant l'évolution de la thèse, des réunions avec mon directeur de thèse permettent de faire une mise au point sur le travail effectué et l'état de l'avancement de la thèse.

La première année, les réunions étaient fréquentes (3 à 4 fois par semaine) et reposaient en grande partie sur l'apprentissage et la planification de la thèse.

A partir de la deuxième année, une fois le sujet et les étapes à suivre pour la thèse assimilés, les réunions hebdomadaires consistaient en un échange sur la méthode de travail, les résultats, l'avancement de la thèse et les problèmes apparus.

A cause de plusieurs types de contraintes (observations manquantes, modèles en retard,...), j'ai été amené à initier des réorientations du travail.

En rédigeant mon premier article, un retard dans le calcul des modèles m'a obligé, pendant un moment, à orienter l'analyse de mes résultats dans le contexte de l'évolution chimique de la galaxie ce qui a nécessité un travail de recherche supplémentaire et l'ouverture d'une nouvelle perspective d'analyse pour la thèse.

Les dépenses associées au projet sont variées, le tableau suivant représente les différentes catégories et leurs valeurs respectives. Le financement de la thèse s'est déroulé sur trois ans (3\*10000 euros). Il faut noter que les contributions du personnel du laboratoire et de mon directeur de thèse à ce projet sont comptées dans les salaires. Par rapport à mon directeur, un tiers de son temps m'a été consacré durant ces trois années.

J'ai assisté à plusieurs conférences, workshops et formations durant la thèse. En première année, une conférence de 5 jours à été organisée à MONS (France) puis un workshop de 6 jours à Trieste (Italie). En troisième année, j'ai aussi assisté à un workshop à Nice et une conférence à Vienne (Autriche).

J'ai suivi deux formations en programmation à Paris, deux à Montpellier, une en calcul numérique et une en développement de site web. Le coût de toutes ces formations et conférences en dehors de Montpellier est précisé dans la partie déplacement du tableau suivant tandis que le coût des formations locales est dans la partie formations du tableau.

La plus grande partie du travail est faite sur ordinateur d'où la nécessité d'achats d'ordinateurs performants et de logiciels adaptés. Parmi ces logiciels, quelques-uns nécessitent une maintenance qui est payée chaque année. Le coût de ces moyens est cité dans la rubrique Moyens du tableau suivant. De même dans cette rubrique j'ai ajouté les dépenses en fournitures (cahiers, imprimantes, photocopieuses,...).

La partie supports extérieurs est consacrée en grande partie aux observations donc à l'utilisation des télescopes et aux contributions des salaires des techniciens.

Ayant un bureau au laboratoire du GRAAL, j'ai ajouté dans les coûts la partie consacrée à l'infrastructure (loyer par rapport à la surface occupée).

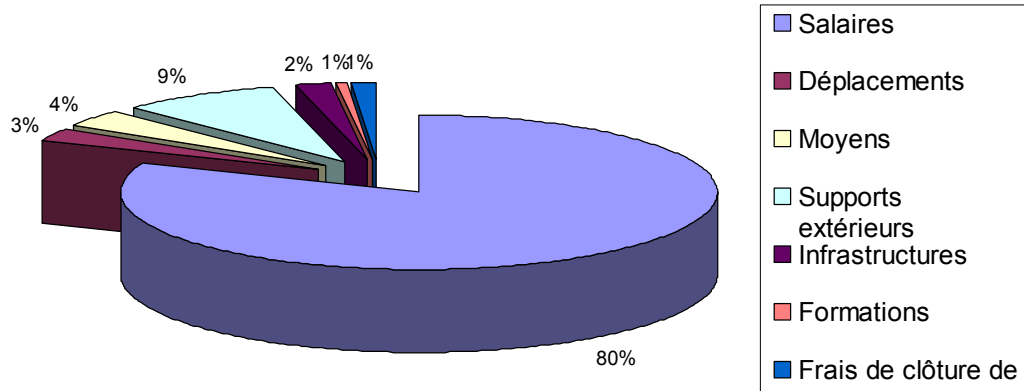
A la fin de la thèse, il faut compter les frais de clôture en tant qu'impression du manuscrit, les billets de voyages et le logement des membres du jury et les dépenses liées au pot.

Les financements de cette thèse ont été couverts par diverses associations et organisations. Mon salaire est assuré par un organisme privé libanais tandis que les salaires des personnels du laboratoire sont payés par l'Université.

Les déplacements ont été payés en partie par le laboratoire du GRAAL et l'autre partie par l'école doctorale à laquelle je suis affilié.

L'Université Montpellier II a financé les formations locales tandis que le CNRS a pris en charge les formations organisées à Paris et les observations.

Le laboratoire du GRAAL s'est chargé des totalités des dépenses consacrées aux moyens informatiques, fournitures, infrastructures et les frais de clôture de la thèse.



Catégories	Coûts (TTC €)
<b>Salaires + charges:</b>	<b>154000</b>
Thésard	30000
Support laboratoire GRAAL	124000
<b>Déplacements</b>	<b>5000</b>
<b>Moyens (informatiques, fournitures)</b>	<b>7000</b>
<b>Supports extérieurs :</b>	<b>16500</b>
Coûts salariaux	3500
Matériels	13000
<b>Infrastructures</b>	<b>3600</b>
<b>Formations</b>	<b>1100</b>
<b>Frais de clôture de thèse</b> (impression, jury, ...)	<b>2500</b>
<b>TOTAL</b>	<b>189700</b>

### **Compétences, savoir-faire, qualités professionnelles mis en oeuvre lors de la thèse.**

Le doctorat était, en lui-même, une formation de trois ans où j'ai pu développer mes connaissances dans le domaine de la **physique stellaire** notamment dans la compréhension des phénomènes se déroulant à l'intérieur des atmosphères des étoiles comme le transfert du rayonnement et la physique atomique. Etudier les étoiles m'a permis de réaliser la complexité des problèmes rencontrés dans ce domaine et notre manque de connaissances par rapport à la physique appliquée dans un milieu qui ne peut pas être reproduit sur terre.

Par ailleurs, la thèse m'a permis d'acquérir des capacités techniques et une diversification de mes compétences à l'occasion de formations, notamment en **programmation informatique, calcul numérique et développement de sites web**. Ces acquis sont assez larges et peuvent être utilisés dans tout type de domaine nécessitant un travail informatique.

Des travaux dirigés en astrophysique et mathématique à l'Université m'ont été attribués pendant ces trois ans ce qui a développé mes **capacités pédagogiques**. De même, j'ai participé à des animations d'astronomie dans des collèges dans le cadre de la fête de la science. Etant confronté à un public non scientifique, ces expériences m'ont permis de développer mes **aptitudes de vulgarisation** de la physique.

Ma thèse a renforcé mes capacités de recherche et d'autonomie. N'ayant pas de contraintes d'horaire, il a fallu que je m'**organise**, que je **gère mon temps** en me fixant des objectifs mois par mois, en trouvant des solutions aux problèmes rencontrés.

Le doctorat fut donc un projet que j'ai su faire aboutir dans un temps limité avec des directives, ce qui m'a permis de démontrer mes **capacités d'adaptation, d'intégration, d'esprit d'équipe et de sens du résultat**.

Pour ce domaine universel, la langue utilisée dans la recherche est l'anglais. Les articles publiés sont rédigés dans cette langue. Une maîtrise de l'anglais est nécessaire pour pouvoir communiquer avec les collègues et autres chercheurs étrangers. De même, les conférences et les réunions de travail se font en anglais.

Ayant eu un double cursus **anglais et français** dans mon pays natal le **Liban**, ces trois années m'ont permis d'améliorer encore mes capacités linguistiques et de pratiquer ces deux langues étrangères plus couramment.

L'analyse des résultats en astrophysique nécessite une bonne compréhension du sujet et un esprit de synthèse assez large. J'ai dû faire de la **veille**, comparer mes résultats avec les travaux d'autres chercheurs et me maintenir à jour des publications dans ce domaine afin de ne pas refaire un travail non publiable. L'analyse de nouveaux résultats était l'étape la plus instructive et m'a permis de mettre en avant mes **capacités d'analyse** et de **synthèse**.

Ces compétences scientifiques, techniques, linguistiques, de **gestion de projet** et pédagogiques acquises durant ces trois ans me permettraient de m'intégrer dans plusieurs secteurs industriels, en particulier les branches recherche et développement qui nécessitent une capacité d'analyse et un esprit de synthèse aiguisés.

### **Résultats, impact de la thèse.**

D'un point de vue scientifique, la thèse a permis principalement de faire avancer l'état de nos connaissances sur l'évolution de la composition chimique dans notre galaxie et de contraindre les processus de transport dans les étoiles A et F. De nouvelles abondances de plusieurs éléments chimiques dans les étoiles A et F sont connues et peuvent être utilisées dans plusieurs autres branches de l'astrophysique, notamment pour l'étude de la chimie de la galaxie ou de la pollution par formation de planètes autour des étoiles... .

Plusieurs papiers ont été rédigés pendant la thèse, ces publications vont augmenter la reconnaissance du laboratoire du GRAAL devant la communauté scientifique ainsi que mon estime dans le monde de recherche (**voir publications fin de document**).

Les voyages effectués durant la thèse m'ont aidé à réaliser que je pouvais m'adapter aux modes de vies de plusieurs pays autres que le Liban. Ainsi la maîtrise de trois langues est un atout pour pouvoir postuler à des offres d'emplois dans le monde entier.

D'un autre côté la thèse a éclairci ma vision du monde professionnel, j'ai été confronté à des situations équivalentes à celles vécues dans les entreprises. Plusieurs analyses devaient être finies en un temps limité et des présentations non planifiées m'ont été demandées.

J'ai réalisé que le travail d'un chercheur me convenait aussi bien qu'un travail dans le secteur privé et plus particulièrement dans la partie recherche et développement.

Le lien privilégié avec les entreprises étant l'informatique, je suis à la recherche d'un travail dans la partie gestion et modélisation d'un projet afin de concrétiser mon désir de participer à la phase d'élaboration de nouveaux produits et services innovants. L'idéal serait de trouver un poste dans un domaine assez proche de l'astrophysique en tant que développeur informatique, chef de projet ou dans le traitement des données astrophysiques.

Ceci m'a incité à postuler à plusieurs emplois dans le privé (France Télécom, Murex, STScI,...) tout en cherchant des post-doc en parallèle.

## **PUBLICATIONS**

- 2007b: Chemical composition of A and F dwarfs members of the Pleiades open cluster (Gebran, M. & Monier, R.) (sera soumis fin juillet à *Astronomy & Astrophysics*)
- 2007a: Chemical composition of A and F dwarfs members of the Coma Berenices open cluster (Gebran, M. & Monier, R.) (sera soumis fin juin à *Astronomy & Astrophysics*)
- 2006: Microturbulent Velocities and Abundances for A and F Dwarfs in Open Clusters (Gebran, M. & Monier, R.) (2006IAUS..239E..55G) (IAU XXVI th General Assembly)
- 2005b: Preliminary abundances of Fe, Ti, Cr, Mg and He in a sample of ten stars in the Alpha Persei open cluster. (Gebran, M. & Monier, R.) (2005MSAIS...8..200G) (Workshop ATLAS12 (Trieste, Italie))
- 2005a: Chemical abundances for ten stars in the Alpha Persei open cluster (Gebran, M. & Monier, R.) (2005EAS....17..313G) (MONS 2005, "Element stratification in stars: 40 years of atomic diffusion")



# Table des figures

1.1	Intensité spécifique . . . . .	4
1.2	Géométrie plan-parallèle . . . . .	7
2.1	Les étoiles CP . . . . .	18
2.2	Corrélation entre Ti et Fe . . . . .	20
2.3	Composition chimique de 7 étoiles A d'après Hill & Landstreet (1993) . . . . .	21
2.4	Schéma d'abondances des étoiles A normales des Hyades . . . . .	22
2.5	Fe en fonction de $T_{\text{eff}}$ pour 22 étoiles A et F membres d'Ursa Major . . . . .	23
2.6	Abondances de 22 éléments dans 12 étoiles Am d'après Conti (1970) . . . . .	25
2.7	Schéma d'abondances des étoiles Am des Hyades . . . . .	27
2.8	Composition chimique des Ap d'après Adelman (1973) . . . . .	29
2.9	Atmosphères des étoiles A normales et Am . . . . .	34
2.10	Processus de transport dans les atmosphères . . . . .	36
2.11	ZC dans les étoiles A d'après Michaud (2004) . . . . .	37
3.1	Spectre AURELIE . . . . .	44
3.2	FWHM en fonction de $\lambda$ . . . . .	45
3.3	Lumière diffusée . . . . .	47
3.4	Spectre ELODIE . . . . .	48
3.5	Spectre SOPHIE . . . . .	49
4.1	Diagramme HR de Coma Berenices . . . . .	57
4.2	Diagramme HR des Pléiades . . . . .	57
5.1	Organigramme d'un modèle d'atmosphère . . . . .	63
5.2	Comparaison des structures atmosphériques entre ATLAS9 et 12 . . . . .	64
5.3	Comparaison des abondances déduites à partir d'ATLAS9 et 12 . . . . .	64
5.4	Largeur équivalente . . . . .	65
5.5	Courbe de croissance . . . . .	67
5.6	Organigramme de calcul d'un spectre synthétique . . . . .	69
5.7	Effet de la vitesse de rotation sur le profil d'une raie . . . . .	73
5.8	Effet de la résolution du spectrographe sur le profil d'une raie . . . . .	74
5.9	Spectres observés d'étoiles A et F à différentes $v_e \sin i$ (Coma Berenices) . . . . .	77
5.10	Spectres observés d'étoiles A et F à différentes $v_e \sin i$ (Pléiades) . . . . .	78
5.11	Ajustement de spectres . . . . .	79
5.12	Comparaison Takeda-SYNSPEC . . . . .	81



5.13	Evolution de $\xi_t(1)$ . . . . .	82
5.14	Evolution de $\xi_t(2)$ . . . . .	82
5.15	Ecart entre les $\xi_t$ déterminées dans cette thèse et celles de Nissen (1981) et de Edvardsson et al. (1993) . . . . .	84
5.16	Comparaisons des $v_e \sin i$ pour différentes études . . . . .	85
5.17	$V_e \sin i$ en fonction de $T_{\text{eff}}$ . . . . .	85
5.18	$\sigma_{v_e \sin i}$ . . . . .	88
5.19	$\sigma_{\xi_t}$ . . . . .	89
5.20	$\sigma_{\log gf}$ . . . . .	90
5.21	$\sigma_{T_{\text{eff}}}$ . . . . .	91
5.22	$\sigma_{\log g}$ . . . . .	92
5.23	$\sigma_{T_{\text{eff}}} + \sigma_{\log g}$ . . . . .	92
5.24	Moyenne arithmétique et moyenne déterminée par un calcul d'incertitudes propre . . . . .	94
6.1	Comparaison entre différentes études (Am Pléiades) . . . . .	105
6.2	Comparaison entre différentes études (A Pléiades) . . . . .	106
6.3	Comparaison entre différentes études (A Coma Berenices) . . . . .	117
6.4	Comparaison entre différentes études (Am-1 Coma Berenices) . . . . .	119
6.5	Comparaison entre différentes études (Am-2 Coma Berenices) . . . . .	120
6.6	Comparaison entre différentes études (F-1 Coma Berenices) . . . . .	122
6.7	Comparaison entre différentes études (F-2 Coma Berenices) . . . . .	123
6.8	Schémas d'abondances des étoiles des Pléiades . . . . .	134
6.9	Schémas d'abondances des étoiles de Coma Berenices . . . . .	135
6.10	Abondances de C, O et Na en fonction $T_{\text{eff}}$ . . . . .	136
6.11	Abondances de Mg, Si et Ca en fonction $T_{\text{eff}}$ . . . . .	137
6.12	Abondances de Sc, Ti et V en fonction $T_{\text{eff}}$ . . . . .	138
6.13	Abondances de Cr, Mn et Fe en fonction $T_{\text{eff}}$ . . . . .	139
6.14	Abondances de Co, Ni et Sr en fonction $T_{\text{eff}}$ . . . . .	140
6.15	Abondances de Y, Zr et Ba en fonction $T_{\text{eff}}$ . . . . .	141
6.16	Abondances de La, Ce, Nd et Eu en fonction $T_{\text{eff}}$ . . . . .	142
6.17	Abondances de C, O et Na en fonction $v_e \sin i$ . . . . .	143
6.18	Abondances de Mg, Si et Ca en fonction $v_e \sin i$ . . . . .	144
6.19	Abondances de Sc, Ti et V en fonction $v_e \sin i$ . . . . .	145
6.20	Abondances de Cr, Mn et Fe en fonction $v_e \sin i$ . . . . .	146
6.21	Abondances de Co, Ni et Sr en fonction $v_e \sin i$ . . . . .	147
6.22	Abondances de Y, Zr et Ba en fonction $v_e \sin i$ . . . . .	148
6.23	Abondances de La, Ce, Nd et Eu en fonction $v_e \sin i$ . . . . .	149
6.24	Carbone en fonction du fer . . . . .	151
6.25	Oxygène en fonction du fer . . . . .	153
6.26	Carbone en fonction de l'oxygène . . . . .	155
6.27	Sodium en fonction du fer . . . . .	155
6.28	Magnésium en fonction du fer . . . . .	157
6.29	Silicium en fonction du fer . . . . .	158
6.30	Calcium en fonction du fer . . . . .	160

6.31	Scandium en fonction du fer . . . . .	161
6.32	Calcium en fonction du scandium . . . . .	162
6.33	Titane en fonction du fer . . . . .	163
6.34	Vanadium en fonction du fer . . . . .	164
6.35	Chrome en fonction du fer . . . . .	165
6.36	Manganèse en fonction du fer . . . . .	166
6.37	Cobalt en fonction du fer . . . . .	168
6.38	Nickel en fonction du fer . . . . .	169
6.39	Strontium en fonction du fer . . . . .	171
6.40	Yttrium et zirconium en fonction du fer . . . . .	172
6.41	Zirconium en fonction de l'yttrium . . . . .	173
6.42	Baryum en fonction du fer . . . . .	174
6.43	Baryum en fonction du strontium . . . . .	175
6.44	Lanthane en fonction du fer . . . . .	175
6.45	Cérium en fonction du fer . . . . .	176
6.46	Néodyme en fonction du fer . . . . .	177
6.47	Europium en fonction du fer . . . . .	177
6.48	Carbone et oxygène en fonction du silicium (Pléiades et Coma berenices) .	179
6.49	Carbone et oxygène en fonction du silicium (Hyades) . . . . .	180
7.1	Modèle à $1.8 M_{\odot}$ pour plusieurs coefficients de turbulence et à 450 . . . . .	185
7.2	Abondances de surface à 450 millions pour l'étoile A2m HD108642 et A4m HD106887 avec le modèle T6.0D400-3 . . . . .	188
7.3	Abondances de surface à 100 millions pour l'étoile F8 HD23609 et à 450 millions d'années pour l'étoile F6 HD107611 avec le modèle T6.0D400-3 . .	190
7.4	Abondances de surface à 100 millions pour l'étoile A2V HD23631 et à 450 millions d'années pour l'étoile A3V HD107966 avec le modèle T6.0D400-3 .	190



# Liste des tableaux

1.1	Elargissement collisionnel . . . . .	12
2.1	Les étoiles CP . . . . .	17
2.2	Vitesse de rotation des étoiles A . . . . .	24
3.1	Caractéristiques des 2 amas . . . . .	40
3.2	Etoiles A et F sélectionnées appartenant à l'amas des Pléiades . . . . .	42
3.3	Etoiles A et F sélectionnées appartenant à l'amas de Coma Berenices . . . . .	43
4.1	Indices photométriques Strömrgren . . . . .	52
4.2	$T_{\text{eff}}$ et $\log g$ des étoiles . . . . .	55
4.3	Comparaisons entre $T_{\text{eff}}$ et $\log g$ pour les Pléiades . . . . .	56
4.4	Comparaisons entre $T_{\text{eff}}$ et $\log g$ pour Coma Berenices . . . . .	58
5.1	Composition solaire . . . . .	62
5.2	Comparaisons des $v_e \sin i$ et $\xi_t$ (Pléiades) . . . . .	80
5.3	Comparaisons des $v_e \sin i$ et $\xi_t$ (Coma Berenices) . . . . .	86
5.4	Précisions sur $gf$ . . . . .	89
6.1	Les études concernant les Pléiades . . . . .	103
6.2	Abondances déduites pour les étoiles A des Pléiades . . . . .	111
6.3	Abondances déduites pour les étoiles F des Pléiades . . . . .	114
6.4	Les études concernant Coma Berenices . . . . .	116
6.5	Abondances déduites pour les étoiles A de Coma Berenices . . . . .	124
6.6	Abondances déduites pour les étoiles F de Coma Berenices . . . . .	126
6.7	Dispersion des abondances . . . . .	132
6.8	Corrélations entre les différents éléments . . . . .	182
A.1	Etoiles des Pléiades observées avec ELODIE et SOPHIE . . . . .	212
A.2	Etoiles de Coma Berenices observées avec ELODIE et AURELIE . . . . .	213
B.1	$V, B - V, b - y, m1, c1, \beta, \pi, v_r, T_{\text{eff}}$ et $\log g$ pour les étoiles des Pléiades . . . . .	216
B.2	$V, B - V, b - y, m1, c1, \beta, \pi, v_r, T_{\text{eff}}$ et $\log g$ pour les étoiles de Coma Berenices . . . . .	217
C.1	Liste de raies . . . . .	220
D.1	Corrélations entre différents éléments chimiques pour les étoiles des Pléiades . . . . .	230

D.2 Corrélations entre différents éléments chimiques pour les étoiles de Coma  
Berenices . . . . . 231