



HAL
open science

Etude des propriétés physiques des astéroïdes par imagerie à haute résolution angulaire

Benoît Carry

► **To cite this version:**

Benoît Carry. Etude des propriétés physiques des astéroïdes par imagerie à haute résolution angulaire. Astrophysique [astro-ph]. Université Paris-Diderot - Paris VII, 2009. Français. NNT : . tel-00475398

HAL Id: tel-00475398

<https://theses.hal.science/tel-00475398>

Submitted on 21 Apr 2010

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.

UNIVERSITÉ PARIS.DIDEROT (Paris 7)

THÈSE DE DOCTORAT

présentée par

Benoît CARRY

Spécialité :

**Études des propriétés physiques des astéroïdes par
imagerie à haute résolution angulaire**

soutenue le 29/09/2009 devant le jury :

Pr. Gérard ROUSSET	Président
Dr. Franck MARCHIS	Rapporteur
Dr. Alessandro ROSSI	Rapporteur
Dr. Christophe DUMAS	Co-directeur de thèse
Pr. Marcello FULCHIGNONI	Co-directeur de thèse
Dr. William THUILLOT	Examineur
Dr. Marco DELBÒ	Examineur

**European Southern Observatory
LESIA, Observatoire de Paris-Meudon
benoit.carry@obspm.fr**

Remerciements

Cette thèse représente le projet auquel j'ai dédié le plus de temps dans ma vie : 3 ans. Et pourtant, ces trois années sont passées très vite bien qu'elles aient sûrement été les plus remplies de toutes. Durant ces trois ans, j'ai habité en Amérique du sud et à Paris ; en collocation, en couple et bientôt avec un bébé ; j'ai visité le Chili, l'Argentine, le Pérou, la Bolivie, l'Uruguay, l'île de Pâques, New York, Montréal, Cap Canaveral, Leiden et Amsterdam... Alors que dans le même temps je participais à plusieurs collaborations, réduisais et analysais des gigas de données (je crois être arrivé au tera octet), écrivais 3 (bientôt 4!) articles et participais à la rédaction de 5 autres, découvrais les subtilités de l'imagerie assistée par optique adaptative, la spectroscopie proche et moyen infrarouge, la photométrie d'ouverture, la spectro-imagerie...

J'ai rencontré des gens de tout horizon qui m'ont énormément appris. Je pensais que ma thèse serait un moment d'apprentissage intense en astronomie, ce fut le cas. Grâce aux collaborations auxquelles j'ai participé ; mais aussi via les discussions avec de nombreux astronomes sur les derniers résultats scientifiques dans mon domaine (ou d'autres), sur le fonctionnement des observatoires, des instruments... Tout ceci lors de congrès ou pauses cafés (on sous-estime toujours l'importance du pool meeting pour développer de nouvelles idées). Pour toutes ces discussions et ces rencontres, merci à Jean-Baptiste, Gaël, Pierre, Mikko, Colin, Hugues, Bill, Jérôme, Josef, Serge, Lord Binzel, Daniel, Nicolas, Pierre (l'autre), Antoine et tous les autres... Merci à Gérard Rousset d'avoir accepté de présider mon jury et thèse, à Alessandro et Franck d'être rapporteurs et à William et Marco d'être examinateurs. Parmi toutes ces personnes, deux ont joué un rôle spécial : tout d'abord, merci à Marcello qui m'a fait confiance bien avant le début de cette thèse et qui m'a envoyé au Chili pour mon stage de maîtrise, puis a accepté d'être mon responsable de thèse en France lorsque je suis parti au Chili pour de bon. Merci ensuite à Christophe de m'avoir pris en thèse et d'avoir ouvert ses tiroirs remplis de dvd de données. Si je dois me rappeler d'un moment dans cette thèse ce sera la nuit passée ensemble à observer Cérés avec SINFONI en Novembre 2007. On s'était bien marrés quand même. Ce sont eux qui m'ont donné l'opportunité de faire toutes ces rencontres. Ils m'ont laissé une liberté totale dans mon travail et sur la manière dont je gérais mes différents projets. Merci pour cette marque de confiance qui pour moi était le meilleur moyen de me donner à fond.

Ces trois ans ont également été riches en expériences humaines, pour toutes les personnes que j'ai rencontrées à Santiago, dans la rue, dans les bars et en sorties, lors d'asados, en montagne, parce qu'ils ont été hébergés à La Casa ou lors de mes voyages. Merci beaucoup à tous ceux-ci qui ont transformé cette thèse en un joyeux bazar plein de musique et de bonne humeur : Farid, Michel, Pedro Chascón, Pedro Negro et Pedro Angolano (les trois Portugais), Bene, Francesca, Svante, Violeta, (B)Olivia, Thomas, Nacho, Claire, Jessica, Manu, Martin, Vincent, Carol, Jose-Luis, Edel, Carlos, la Juanita, Matt, Iker, Hiart, Susana, Itziar, David, Mathilde, Jean-Baptiste, Pakistan, el grupo Wechupun, los chicos del Japonés : Joephine, Biiru-sama, Juan-itchi, Juan-ni, Paulina, Macarena, Chigami-sensei... Et surtout Clara, qui a été présente des deux côtés de l'atlantique et qui m'a soutenu dès le début dans mon choix de partir à l'autre bout du monde.

Je ne voudrais pas oublier le comité de réception en France qui m'a aidé à me sentir chez moi après deux ans afuera. Tâche plutôt difficile quand les gens font la tête dans la rue, que le prix de la nourriture est multiplié par 4, celui du loyer par 5 et que le second hiver d'affiler commence, tout ça en moins de 15 heures de vol : Erwan, Sandrine, Francesca, JB, Davide, Jess, Adeline, Alice, Malo... Revoir ma famille après deux ans de rencontres au compte-gouttes était aussi une bonne motivation pour laisser le Chili derrière moi. Merci pour l'accueil ici en France et encore merci d'être venus me voir là-bas : Pap, Mum, Toktokette, Toctoc et K. (par ordre d'arrivée). Finalement, et encore une fois, gracias a ti Clara por haber estado a mi lado durante todos estos años, desde mis primeras practicas en Chile hasta ahora, por haber compartido esta experiencia conmigo.



Résumé

La compréhension de la formation des systèmes planétaires, et du système solaire en particulier, est un des buts premiers en planétologie. De nombreuses informations sur les processus ayant eu lieu lors de la formation des planétésimaux sont toujours présentes au sein de la population des petits corps. Par conséquent, l'étude des astéroïdes est de la plus haute importance pour comprendre les mécanismes de formation planétaire, et requiert une connaissance solide de leurs propriétés physiques (taille, forme, densité, période de rotation et coordonnées du pôle) ainsi que de leurs propriétés de surface (distribution d'albédo et minéralogie).

Dans ce contexte, j'étudie deux principaux astéroïdes de la ceinture principale cibles de la mission *Dawn* de la NASA : (1) Cérès et (4) Vesta, au moyen d'observations par imagerie et spectro-imagerie à haute résolution angulaire assistées par optique adaptative. Mes résultats montrent que la planète naine (1) Cérès est différenciée et que certaines marques d'albédo présentes à sa surface pourraient être composées d'un mélange de glace et de silicates. Une relation entre la topographie et la pente spectrale est détectée à la surface de (4) Vesta, ainsi qu'une relation entre l'albédo et la pente spectrale. Divers modèles sont envisagés, et l'hypothèse de présence d'un champs magnétique fossile protégeant la surface de l'altération spatiale due au vent solaire est privilégiée.

Je décris également une nouvelle méthode d'analyse des propriétés physiques des petits corps utilisant les images de leur disque apparent ainsi que leurs courbes de lumière, et son application sur deux astéroïdes : (2) Pallas et (41) Daphne, permettant la détermination de leur densité de manière très précise. Une discussion sur les biais et erreurs systématiques des différentes méthodes utilisées dans la communauté est proposée, mettant en avant les avantages de cette nouvelle méthode. L'étude d'un ensemble d'astéroïdes par cette méthode est envisagée, afin de fournir une base de calibration aux grands projets futurs de cartographie du ciel telle que la mission *Gaia* de l'ESA.

Je présente enfin une étude dynamique du système trans-Neptunien triple (136108) Haumea et des effets de marées qui s'y produisent. Une caractérisation des membres de sa famille dynamique est ensuite réalisée et finalement, je décris une tentative d'élargissement du domaine spectral utile (vers l'infrarouge moyen) pour contraindre la minéralogie des astéroïdes par spectroscopie.

Abstract

Our understanding of the origin and evolution of the Solar System and its implication towards the formation of the early planetesimal has become a primary goal in planetary sciences over the recent years. In this respect, a considerable amount of information regarding the primordial planetary processes that occurred during and immediately after the accretion of the early planetesimals is still present among the population of Small Solar System Bodies. Consequently, studying asteroids is of prime importance to understand the planetary formation processes, and, first and foremost, requires a reliable knowledge of their physical (size, shape, spin, mass, density, internal structure), and surface properties (albedo distributions and mineralogy)

Using high angular-resolution adaptive-optics-fed imaging and spectro-imaging observations, I study two main belt asteroids, targets of the NASA Dawn mission : (1) Ceres and (4) Vesta. I found dwarf planet (1) Ceres to be likely differentiated with some high latitude markings consistent with the presence of water frost on its surface. Relationships between spectral slope and topography on one hand, and albedo on the other have been found on (4) Vesta's surface. The hypothesis of a remnant magnetic field shielding (4) Vesta's surface from space weathering is favored.

Then I describe a new method to analyze the physical properties of small bodies from images of their apparent disk and their light-curves. I apply it on two asteroids, (2) Pallas and (41) Daphne, allowing determination of their density to a very precise level. I discuss the biases and systematical errors of the various methods used nowadays to study physical properties, highlighting the vantages of this new technique. Its use as a calibrator of asteroid physical properties for future surveys like ESA's probe *Gaia* is mentioned.

Finally, I present a dynamical analysis of the triple Kuiper Belt system (136108) Haumea, with insights on the tides effects at play ; as well as a characterization of its associated dynamical family. I conclude by the presentation of a test of the capabilities of mid-infrared spectroscopy to constrain the mineralogy of asteroids.

Préambule

“*Si vous cherchez la source du fleuve Yoshino, vous la trouverez dans les gouttes d'eau sur la mousse*” dit le proverbe Japonais. C'est exactement ce qui motive l'étude des astéroïdes : pour comprendre les systèmes planétaires (en particulier le système solaire), il faut remonter à leur source. Les petits corps du système solaire représentent les témoins les plus directs des conditions qui régnaient lors de la formation de notre système solaire. Ainsi, l'étude de leur nature physique, distribution, formation et évolution est fondamentale pour comprendre la formation des planètes, et l'apparition de la vie sur Terre.

Contrairement aux planètes, les astéroïdes souffrent peu (e.g. cryo-volcanisme) ou pas d'érosion endogène (comme la différenciation et les mouvements tectoniques, le vent, les pluies...). Leur évolution est gouvernée par le milieu qui les entoure : interactions gravitationnelles avec les planètes, collisions avec d'autres corps, action du vent solaire et des rayons cosmiques... Alors, la compréhension des mécanismes qui gouvernent leur évolution nous permet de remonter le temps et d'obtenir des contraintes sur les conditions au sein de la nébuleuse planétaire à partir de laquelle se sont formées les planètes. Idéalement, les petits corps nous renseignent sur la répartition en température et en éléments (les abondances), ainsi que sur les échelles de temps de formation planétaire, les mouvements et migrations depuis la formation du système solaire jusqu'à nos jours. La connaissance de leur dynamique d'une part, et de leur composition de l'autre est alors la clef pour comprendre ce tableau.

L'étude de la dynamique des petits corps se base sur les observations astrométriques, donnant des positions de références, et sur des modèles analytiques ou numériques d'évolution des orbites. Celle de leur composition est principalement réalisée grâce aux mesures spectrophotométriques permettant d'identifier les composés en surface par comparaison avec des mesures effectuées en laboratoire. Néanmoins, le nombre de composés différents existants permet à une multitude de compositions distinctes d'expliquer un spectre donné. La détermination de la composition doit donc faire appel à d'autres contraintes que la seule spectroscopie (ne donnant accès qu'à la composition de surface). Par exemple, des considérations sur la température permettent d'exclure la présence de glace à la surface des petits corps dans la partie interne du système solaire. Ou encore, la connaissance de la densité d'un corps fournit une contrainte très forte sur la gamme de minéraux qui le compose.

Une donnée fondamentale intervient ici, il s'agit de la connaissance des propriétés physiques (masse, volume, forme...) des corps étudiés. En effet, leur mesure fournit des informations fondamentales pour la compréhension des mécanismes d'évolution (dynamique entre autres) et de fortes contraintes sur leur composition. Ainsi, la plupart des densités disponibles ont été mesurées par analyse de l'orbite mutuelle d'astéroïdes binaires [e.g. [Merline et al., 1999](#)]; les forces non gravitationnelles comme les effets Yarkovsky et YORP (je reviendrai sur ces effets plus loin) ont été détectés et validés grâce à la mesure des propriétés de rotation d'astéroïdes [e.g. [Lowry et al., 2007](#)]; ou encore l'origine des familles d'astéroïdes par collision a été validée dans le cas de la famille de l'astéroïde (4) Vesta par la découverte d'un cratère géant à sa surface [[Thomas et al., 1997a](#)].

Diverses méthodes existent afin de déterminer les propriétés physiques des petits corps (dimensions, forme...) comme l'étude de leurs courbes de lumière, l'observation d'occultations stellaires, ou encore l'imagerie (je présenterai en détail ces techniques ci-après). Dans le cas des petits corps, leur taille angulaire limitée dans le ciel (inférieure à la seconde de degré) requiert une résolution fine; on parle alors de haute résolution angulaire. Si j'ai basé une grande partie de mes travaux sur cette technique c'est parce qu'elle fournit des mesures précises et directes des propriétés physiques.

Table des matières

Préambule	2
I Les petits corps du système solaire	8
I.1 Généralités sur les petits corps du système solaire	9
I.1.a Qu'appelle-t-on petits corps ?	9
I.1.b Où les trouver ?	9
I.2 Formation et évolution des petits corps	12
I.2.a Processus de formation	12
I.2.b Composition des petits corps	12
I.2.c Processus d'évolution dynamique	13
I.3 Étude des petits corps du système solaire	14
I.3.a Propriétés physiques	14
I.3.b Composition de surface	22
II Données observationnelles	26
II.1 Généralités	27
II.1.a L'atmosphère terrestre	27
II.1.b Quelques notions importantes	27
II.1.c Les demandes de temps	29
II.2 L'optique adaptative	30
II.2.a Intérêt de l'optique adaptative	30
II.2.b Mise en oeuvre au télescope	31
II.2.c Résultats sur le ciel	33
II.2.d Limitations et perspectives	34
II.3 Télescopes et instrumentation	37
II.3.a Télescopes	37
II.3.b Instruments	39
II.4 Réduction de données	42
II.4.a Considérations générales	42
II.4.b Dans le visible	44
II.4.c Dans le proche infrarouge	45
II.4.d Indépendamment de la longueur d'onde	46
III Une méthode d'analyse originale : KOALA	48
III.1 Restauration de la résolution angulaire optimale	49
III.2 Méthodes d'analyse d'images	50
III.2.a Points de contrôle	51
III.2.b Évolution du limbe	52
III.3 Une nouvelle technique : KOALA	52
III.3.a Extraction du profil	53
III.3.b Imagerie et courbes de lumière	55
III.3.c Évaluation des erreurs systématiques	55
III.4 Construction de cartes d'albédo	57
III.4.a Choix de la géométrie de projection	58

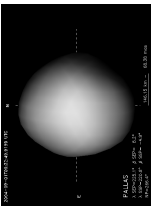


III.4.b	Zone d'intérêt	59
III.4.c	Loi de diffusion	61
III.4.d	Projection	62
III.4.e	Combinaison des images :	62
IV	Études de grands petits corps	64
IV.1	La planète naine (1) Cérès	65
IV.1.a	Pourquoi étudier Cérès ?	65
IV.1.b	Propriétés physiques par imagerie	66
IV.1.c	Étude de surface par imagerie	73
IV.1.d	Étude de surface par spectro-imagerie	78
IV.1.e	Recherche de trace de sublimation de glace d'eau	79
IV.1.f	Conclusions	81
IV.2	L'astéroïde (2) Pallas	83
IV.2.a	Pallas, le petit frère de Cérès	83
IV.2.b	Les propriétés physiques de (2) Pallas	83
IV.2.c	Distribution d'albédo à la surface	92
IV.2.d	Conclusions	94
IV.3	L'astéroïde (4) Vesta	96
IV.3.a	Vesta, corps parent des météorites achondrites	96
IV.3.b	Première observation d'un astéroïde par spectro-imagerie	97
IV.3.c	Distribution des minéraux à la surface de (4) Vesta	101
IV.3.d	Analyse de la pente spectrale de (4) Vesta	105
IV.3.e	Discussion	108
IV.3.f	Conclusions	113
IV.4	L'astéroïde (41) Daphne	114
IV.4.a	Vers une étude statistique des astéroïdes	114
IV.4.b	Observations	114
IV.4.c	Comparaison des méthodes et biais associés	116
IV.4.d	Spin, forme et dimensions de (41) Daphne	120
IV.4.e	Satellite, masse et densité	122
IV.4.f	Conclusions et perspectives	123
V	Ouverture à d'autres techniques	128
V.1	Le trans-Neptunien (136108) Haumea (2003 EL ₆₁)	129
V.1.a	Un objet unique dans la ceinture de Kuiper	129
V.1.b	Étude photométrique de la famille de (136108) Haumea	130
V.1.c	Spectro-imagerie du système triple (136108) Haumea	134
V.2	Composition des astéroïdes dans le moyen infrarouge	138
V.2.a	Pourquoi étendre la gamme de longueur d'onde ?	138
V.2.b	Les astéroïdes de type S comme étalon	138
V.2.c	Discussion	140
V.2.d	Conclusion	142
VI	Conclusion et perspectives	144
	Bibliographie	163
A	Quelques informations intéressantes	164
A.1	Utilisation de Mistral	165
A.2	Ajustement d'un ellipsoïde à un nuage de points	166
A.3	Modèles 3d animés de (2) Pallas et (41) Daphne	168
B	Liste de publication	170
B.1	Articles dans des revues à comité de lecture	170

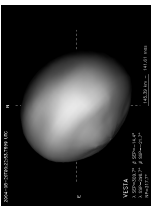


B.2	Communications invitées	170
B.3	Communications	171
B.4	Dépêches IAU	172
C	Articles rédigés pour des revues à comité de lecture	174
C.1	“Near-infrared mapping and physical properties of the dwarf-planet Ceres”	175
C.2	“Physical properties of (2) Pallas”	180
C.3	“First disk-resolved spectroscopy of (4) Vesta”	187
C.4	“(41) Daphne : I. Shape and volume”	192
C.5	“Candidates members of (136108) Haumea’s family”	199
C.6	“Mid-infrared spectral variability for compositionally similar asteroids : Implications for asteroid particle size distributions”	204
	Table des figures	209
	Liste des tableaux	211
	Index	212
	Glossaire	213
	Acronymes	215

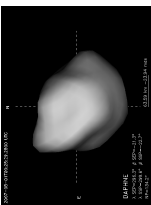
(2) Pallas



(4) Vesta



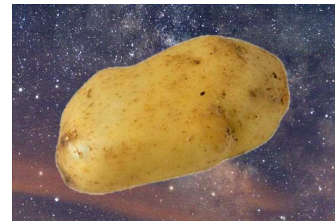
(41) Daphne



Chapitre I

Les petits corps du système solaire

Je présente ici quelques généralités sur les petits corps du système solaire, avec les définitions qui les accompagnent (partie I.1). Je décris ensuite les connaissances actuelles sur la composition des petits corps et leurs processus de formation et d'évolution (partie I.2). Je termine par une description de quelques méthodes d'étude de leurs propriétés physiques et de leur composition (partie I.3), en lien avec les travaux que je présente dans cette thèse.



Sommaire

I.1	Généralités sur les petits corps du système solaire	9
I.1.a	Qu'appelle-t-on petits corps?	9
I.1.b	Où les trouver?	9
I.2	Formation et évolution des petits corps	12
I.2.a	Processus de formation	12
I.2.b	Composition des petits corps	12
I.2.c	Processus d'évolution dynamique	13
I.3	Étude des petits corps du système solaire	14
I.3.a	Propriétés physiques	14
I.3.b	Composition de surface	22



I.1 Généralités sur les petits corps du système solaire

I.1.a Qu'appelle-t-on petits corps ?

Le concept de petits corps est intimement lié à celui de planète. En effet, on dénomme par petits corps tous les corps célestes qui orbitent autour du Soleil, sans pour autant être des planètes, ni de la poussière. Cette définition est assez large et floue pour que cette population soit intrinsèquement nombreuse et dispersée dans l'ensemble du système solaire.

Hormis les comètes, dont l'apparition périodique était connue depuis l'antiquité, le premier petit corps découvert fut (1) Cérès, par [Piazzi \[1802\]](#), alors qu'il observait des champs d'étoiles pour la construction d'un catalogue stellaire [pour un résumé de la découverte de Cérès et des discussions qui s'en suivirent, voir [Foderà Serio et al., 2002](#)]. Cérès fut rapidement reconnu comme étant la planète "manquante" prédite par la loi numérique de Titius-Bode à une distance héliocentrique d'environ 2.8 Unités Astronomiques (UAs) [voir [Neslušan, 2004](#), pour une discussion sur l'intérêt physique d'une telle loi]. Les observations de suivi de cette nouvelle planète réalisées dans toute l'Europe amenèrent les découvertes d'autres corps, orbitant le Soleil à une distance similaire : (2) Pallas (en 1802 par Olbers), (3) Juno (en 1804 par Harding) et (4) Vesta (en 1807 par Olbers). L'existence de nombreuses nouvelles planètes dans la même région posa alors un problème conceptuel quant à leur origine et leur statut, et celles-ci furent "rétrogradées" au statut d'astéroïdes ("sorte d'étoile") ainsi que suggéré par [Herschel \[1802\]](#). C'est la même raison (découverte de plusieurs corps de taille similaire à Pluton dans la ceinture de Kuiper) qui amena l'Union Astronomique Internationale (UAI) à reconsidérer la définition de planète (et de petit corps) en 2006, excluant ainsi Pluton des planètes du système solaire.

Nous connaissons à l'heure actuelle près de 450 000 petits corps dans le système solaire. Ces petits corps sont appelés comètes, astéroïdes, astéroïdes géocroiseurs (Near-Earth Asteroids), troyens, centaures ou encore objets trans-Neptunien (Trans-Neptunian Objects: TNOs) suivant leurs propriétés orbitales (voir ci-dessous). Du fait de leur grand nombre et rythme de découverte élevé, les petits corps ont une désignation bien particulière. Un nouvel objet reçoit tout d'abord une désignation temporaire, permettant d'identifier le moment de sa découverte, par exemple 1950 DA. Les quatre premiers chiffres donnent l'année de la découverte, la première lettre dans quelle quinzaine le corps fut découvert (A : du 1 au 15 Janvier, B : du 16 au 31 Janvier, C : du 1 au 15 Février...) et finalement, la dernière lettre indique l'ordre de découverte à l'intérieur de la quinzaine. La lettre "I" n'est jamais utilisée, et si plus de 25 objets sont découverts, la dernière lettre est suivi d'un chiffre : A...Z, A₁...Z₁, ..., A_n...Z_n.

Puis, lorsque son orbite est suffisamment bien contrainte pour ne pas perdre sa trace, un numéro et un nom lui est attribué. Ainsi il est commun d'appeler un petit corps par sa désignation (*e.g* 2003 EL₆₁), puis par son nom, précédé de son numéro, *e.g.* (1) Cérès, (21) Lutetia, (712) Boliviana *etc*, une fois celui-ci attribué.

I.1.b Où les trouver ?

La majeure partie des petits corps connus à ce jour orbite le Soleil dans la région délimitée par Mars et Jupiter (de 1.5 à 4 UA). On appelle cette région la ceinture principale d'astéroïdes. Cette ceinture ressemble en réalité à un gros beignet puisque la majorité des astéroïdes la composant ont un demi grand-axe compris entre 2 et 3.3 UA et une inclinaison inférieure à 20°. La répartition au sein de cet ensemble n'est pas homogène comme le montre la Fig. I.1. Cette distribution est due aux interactions gravitationnelles avec les planètes géantes (principalement Jupiter) et telluriques. Les coupures à 2.5, 2.82, 2.95 UA sont le résultat de résonances avec la planète Jupiter, qui excite peu à peu l'orbite des astéroïdes s'y trouvant, augmentant leur excentricité jusqu'à ce que leurs orbites croisent celles de Mars ou de Jupiter.

Les astéroïdes éjectés par résonances de la ceinture principale peuvent se retrouver dans l'espace proche de la Terre. On parle alors d'astéroïdes géocroiseurs (Near-Earth Asteroids). Ces astéroïdes ne survivent que peu de temps dans cet environnement où les perturbations gravitationnelles dues aux passages répétés près des planètes telluriques sont fortes. Ils finissent par être éjectés du système solaire ou par tomber dans le Soleil ou sur une planète tellurique (météorites).

De l'autre côté de la ceinture principale, situés aux points de Lagrange L4 et L5 de Jupiter, se trouvent

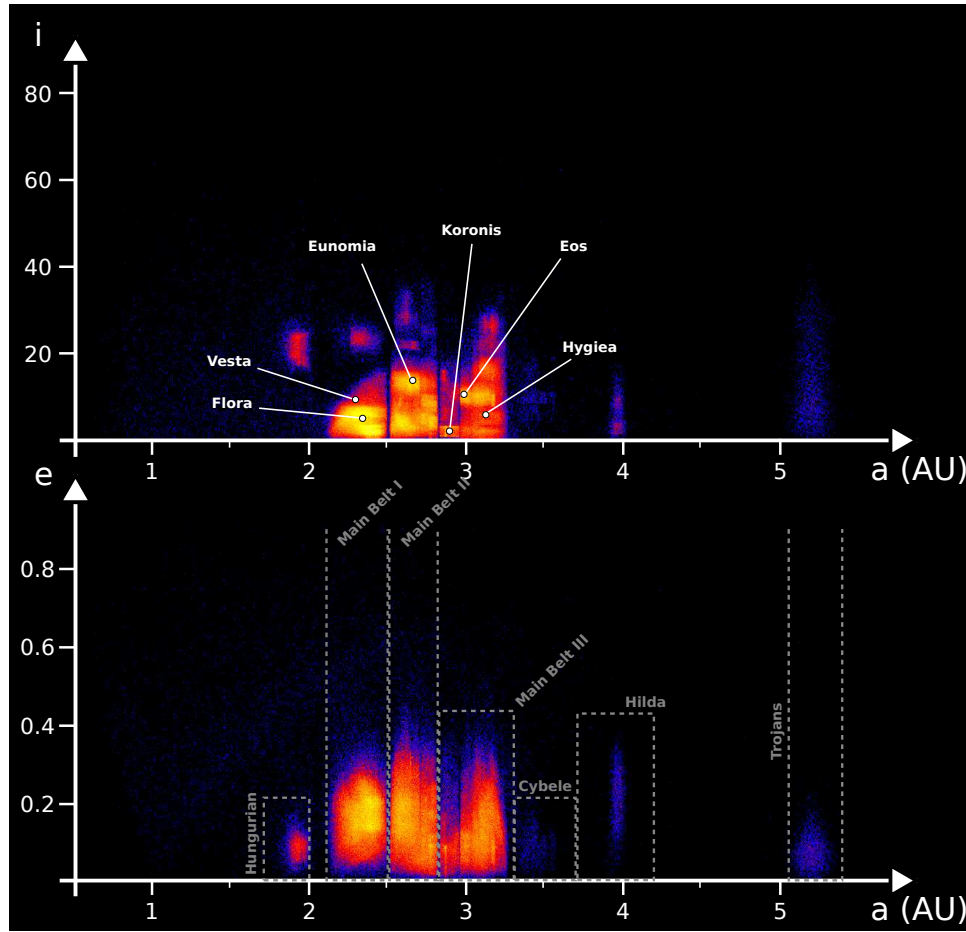
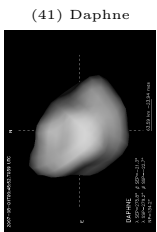
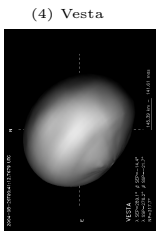
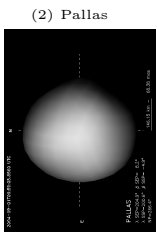


FIG. I.1: Distribution des astéroïdes dans l'espace des éléments orbitaux (a, e, i). L'échelle de couleur va de l'absence de corps connu (en noir), aux grandes concentrations (en rouge). Les principales familles sont libellées, ainsi que les grandes régions de la ceinture principale. Les gaps où la densité d'astéroïdes est proche de zéro situés autour de 2.5, 2.82, 2.95 et 3.27 UA sont produits par l'action gravitationnelle de Jupiter (lieu de résonances). Il est à noter que si ces gaps apparaissent de manière franche sur cette figure, ils ne correspondent pas à des régions dépourvues d'objet. En effet, une vue de la ceinture principale prise depuis le dessus du plan de l'écliptique montrerait une répartition homogène des astéroïdes.

les astéroïdes Troyens. Les forces gravitationnelles combinées du Soleil et de Jupiter présentent en effet un minima d'énergie pour les astéroïdes orbitant le Soleil à la même distance que Jupiter, mais à 60° de part et d'autre de celui-ci le long de son orbite.

Viennent ensuite les Centaures et objets trans-Neptunien (Trans-Neptunian Objects: TNOs) qui, comme le nom de ces derniers l'indique, sont séparés par la planète Neptune. Ces corps sont composés majoritairement de glaces, là où les astéroïdes sont en grande partie faits de silicates. Notre connaissance de cette région du système solaire est encore limitée, le premier TNO ayant été découvert en 1992 : (15760) 1992 QB₁ (et le nombre total d'objets connus est de seulement ~ 1300 actuellement). En réalité, le premier TNO découvert fut (134340) Pluton en 1931, comme déjà mentionné.

Il me reste à présenter les comètes et les satellites irréguliers des planètes, qui ont des propriétés physiques similaires. On appelle comète tout corps présentant une coma, c'est à dire un dégazage puissant occasionné par l'action du Soleil. Les comètes sont ainsi généralement des petits corps envoyés sur des orbites très excentriques, les amenant tour à tour loin du Soleil, puis proche, où la chaleur leur fait perdre les éléments volatiles qu'ils contiennent. Finalement, si tout corps en orbite autour d'une planète est par définition un satellite, de nombreux satellites sont très probablement de petits corps capturés





	Régions (UA)	Connus (#)	Proportion (%)
NEAs	... - 1.5	2151	0.49
Astéroïdes	1.5 - 4.5	434440	98.52
Troyens	4.5 - 5.5	2948	0.67
Centaures	5.5 - 30	140	0.03
TNOs	30 - ...	1266	0.29
Total		440945	100

TAB. I.1: Nombre de petits corps connus classés par régions en fonction de leur distance au Soleil. Cette statistique est basée sur la base de donnée AstOrb : <ftp://ftp.lowell.edu/pub/elgb/astorb.html>, tenue à jour par E. Bowell, dans sa version du 17 Février 2009. L'abondance relative de la ceinture principale par rapport aux autres régions est en partie un biais observationnel : plus la région observée est loin de la Terre est plus les petits corps sont difficiles à détecter (e.g. les TNOs). Et si les NEAs sont proches de la Terre, ils sont la plupart du temps angulairement proches du Soleil, rendant leur observation ardue. Dernier point, plus les astéroïdes sont petits et moins ils seront brillants, indépendamment de la distance. Or, la population des NEAs est constituée principalement de petits astéroïdes (quelques kilomètres maximum).

par les planètes; comme par exemple, les deux satellites nains de Mars, Phobos et Deimos, ou encore les satellites irréguliers des planètes externes comme Hypérion (ils se comptent par dizaines autour de Jupiter et Saturne).

Un des points les plus remarquables des petits corps est leur nombre, et surtout leur taux de découverte. Je présente dans la Table I.1 le nombre de petits corps connus au moment où j'écris ces lignes, classés suivant leur distance au Soleil comme énuméré ci-dessus. Leur nombre total attend $\sim 440\,000$, là où il y a 200 ans on n'en connaissait aucun! Ces chiffres sont d'autant plus impressionnants si on considère l'accélération des découvertes d'astéroïdes : de 1 en 1801 à 10 en 1949 (découverte de Hygiea), 100 en 1968 (astéroïde Hekate), 1000 en 1923 (Piazzia); pour atteindre 10 000 dans les années 1950 et finalement passer le cap de 100 000 en 1982 (astéroïde Astronautica, commémorant les 50 ans de la conquête spatiale).

Non seulement le nombre de petits corps connus augmente de manière vertigineuse, mais ce que nous savons d'eux progresse également. Les premiers 150 ans d'étude des astéroïdes ont été dédiés à l'étude de leur orbites. Néanmoins, environ 5000 astéroïdes seulement étaient numérotés dans les années 1990. Au début 2009 ce chiffre atteint 170 000. Ainsi, notre connaissance de leurs orbites (et les études dynamiques qui s'ensuivent) a connu une explosion lors des deux dernières décennies.

Cette explosion a également eu lieu dans notre connaissance de leurs propriétés physiques (masse, taille, forme, spin) et de leur composition. Ainsi, les premiers spectres dans le visible des astéroïdes ont été obtenus au début des années 1970 [McCord et al., 1970], suivis par les spectres dans le proche infrarouge au début 1980. Ces spectres ont pour la première fois permis une caractérisation de leur surface. Les grandes études comme le Small Main-Belt Asteroid Spectroscopic Survey (SMASS) démarrées dans les années 1990 [Xu et al., 1995] nous permettent maintenant d'avoir une vue d'ensemble de la composition des astéroïdes, [entre autres, Bus and Binzel, 2002a,b; Burbine and Binzel, 2002; Binzel et al., 2004].

Notre connaissance des propriétés physiques a été révolutionnée tout d'abord par l'envoi de sonde auprès d'astéroïdes, mais aussi de la disponibilité de grands télescopes sur Terre équipés d'optique adaptative (OA), tels que le W. M. Keck ou le Very Large Telescope (VLT), mais aussi du télescope spatial Hubble Space Telescope (HST). Les nouvelles méthodes d'analyse des courbes de lumière fournissent également de précieuses informations à partir de données qui existaient pourtant depuis plusieurs décades. Je décris plus en détail les méthodes d'étude des petits corps dans la partie I.3.



I.2 Formation et évolution des petits corps

I.2.a Processus de formation

Les planètes se forment à partir de l'agglomération du matériel de la nébuleuse entourant les jeunes étoiles. Lors de l'effondrement de la nébuleuse primordiale, celle-ci se condense sous forme d'un disque, avec une forte concentration en son centre. Lorsque la densité du centre devient suffisamment importante, les réactions thermonucléaires s'initient et l'étoile "naît" (commence à briller). Les poussières et le gaz du disque de la nébuleuse vont alors se regrouper sous l'action de la gravité (il suffit d'une petite inhomogénéité dans la distribution de matière pour déclencher l'accrétion de matière en un point). Le vent solaire soufflant les matériaux les plus légers, les gaz sont majoritairement rejetés loin de l'étoile et la matière proche de l'étoile sera composée de roches (silicates) et métaux (fer...).

La taille des agglomérats devient de plus en plus importante par croissance successive lors de collisions. L'étape finale de cette croissance est le système solaire tel que nous le voyons aujourd'hui, avec des planètes telluriques proches du Soleil et des planètes gazeuses après 5 UA. Les petits corps représentent une étape intermédiaire de cette croissance, où les agglomérats ont une taille de quelques mètres jusqu'à quelques centaines de kilomètres. La ceinture d'astéroïde aurait pu donner naissance à une planète mais les interactions gravitationnelles de Jupiter (voir Fig. I.1 pour les résonances) bloquent la croissance des agglomérats en agitant les astéroïdes : pour que les collisions entre petits corps aboutissent à des corps plus grands, il faut que la vitesse relative des deux corps ne soit trop importante. Dans le cas contraire, la collision serait destructive comme dans le cas des familles d'astéroïdes.

La distribution des petits corps à l'heure actuelle, en particulier la distribution orbitale de la ceinture de Kuiper, laisse ensuite supposer que l'histoire des premiers millions d'années du système solaire fut marquée par la migration des planètes géantes. Celles-ci se seraient formées plus proches du soleil que ne le laisse supposer leur position actuelle [Levison and Morbidelli, 2003]. Le mouvement des planètes géantes a perturbé l'ensemble des orbites des petits corps (en déplaçant les zones de résonances décrites ci-dessus) et ceux-ci purent se former à des distances héliocentriques sensiblement différentes que celles où ils sont actuellement observés. Ceci pourrait par exemple expliquer la présence des astéroïdes de type M (noyaux de corps parents différenciés) autour de 2.5 UA : ils se seraient formés autour de 1 UA, où la concentration en matière dense (y compris la matière radioactive) était plus élevée [Bottke et al., 2006].

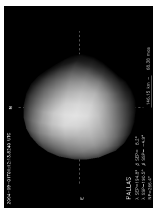
I.2.b Composition des petits corps

La composition des petits corps évolue en fonction de la distance au Soleil : les matériaux les plus denses se sont accrétés dans le système solaire interne et la quantité de matériaux volatiles (glaces...) augmente avec la distance au Soleil. Ainsi, la région de la ceinture principale est dominée par les corps faits de silicates, et les TNOs sont majoritairement composés de glaces.

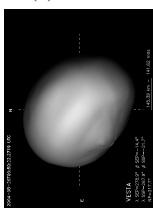
Connaître la répartition des éléments à l'heure actuelle dans le système solaire est évidemment de la plus haute importance afin de remonter aux conditions régnant au début du système solaire. Depuis l'obtention des premiers spectres visibles dans les années 1970 [e.g. McCord et al., 1970] jusqu'aux catalogues des dernières années [e.g. Burbine and Binzel, 2002], d'énormes progrès ont été faits en ce sens. Ainsi, la répartition générale des types d'astéroïdes (suivant une taxonomie, voir la section I.3.b) est maintenant acquise (Fig. I.2). De même, la composition de surface des astéroïdes de certaines classes précises (A, S, V...) est maintenant parfaitement comprise, et certaines méthodes d'analyse spectrale permettent une détermination des abondances à quelques pour-cent. Néanmoins, certaines classes échappent toujours à notre compréhension (par manque de signatures caractéristiques dans leur spectre), c'est malheureusement le cas des classes les plus peuplées (e.g. C, D) ; limitant par là même notre connaissance globale de cette population.

L'analyse d'une météorite en laboratoire nous permet de déterminer sa composition exacte. Alors, relier une classe d'astéroïde à un type de météorite permet de contraindre au mieux la répartition en minéraux au sein de la nébuleuse primordiale. Je présente dans la Fig. I.3 ces liens tels que nous les connaissons actuellement.

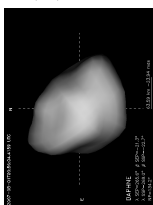
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



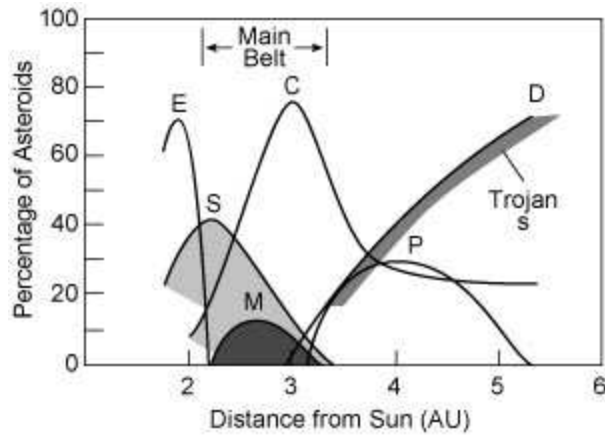


FIG. I.2: Répartition des classes taxonomiques (voir la section I.3.b) pour une description de la taxonomie des astéroïdes) dans le système solaire interne. On peut voir une suite de classes (E, S, C, D...) qui dominent tour à tour l'ensemble de la population suivant la distance au Soleil. Ceci traduit une lente progression de la composition majoritaire avec la distance héliocentrique (Crédit : Pr. K. Lang for NASA's Cosmos).

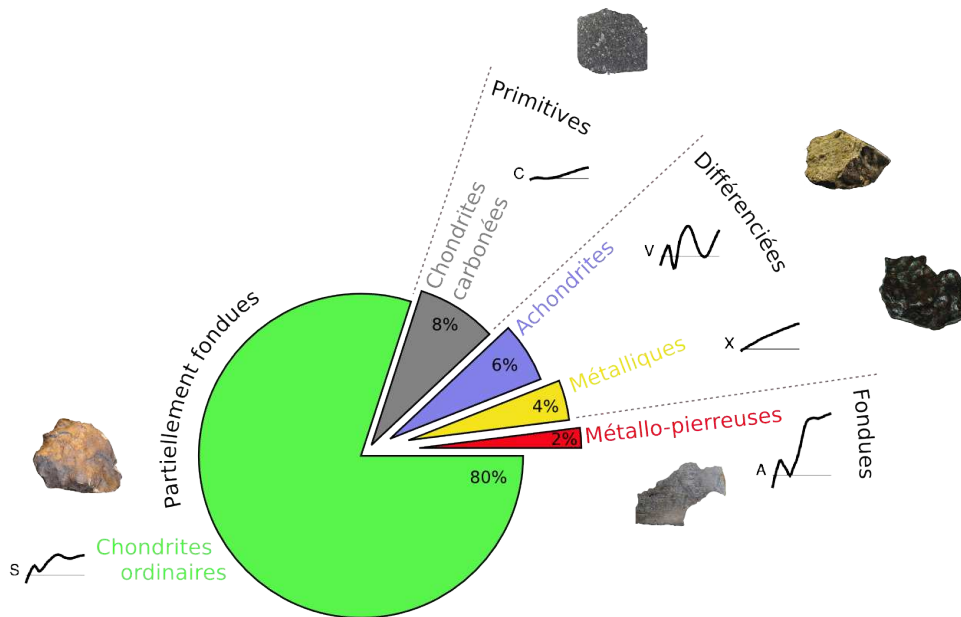
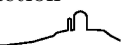


FIG. I.3: Schéma indiquant les liens entre les météorites et les différentes classes d'astéroïdes [suivant la taxonomie de DeMeo et al., 2009]. Le disque représente les proportions de chute de météorites (listées en pour-cent). Pour chaque type de météorites, je rapporte son nom (e.g. achondrites), la classe d'astéroïdes associée ainsi que le spectre visible et proche infrarouge (e.g. type V), la quantité de processus thermique subit par la météorite (de primitive à fondue puis différenciée). Finalement, je montre une image de chaque type de météorites.

I.2.c Processus d'évolution dynamique

Le principal facteur d'évolution des petits corps est l'action de la gravité. Ainsi, les résonances avec les planètes jouent un rôle considérable sur l'évolution orbitale des petits corps, à l'origine de la population des NEAs par envoi continu d'astéroïdes de la ceinture principale vers le système solaire interne. La rencontre entre deux astéroïdes va également entraîner un léger changement d'orbite par interaction



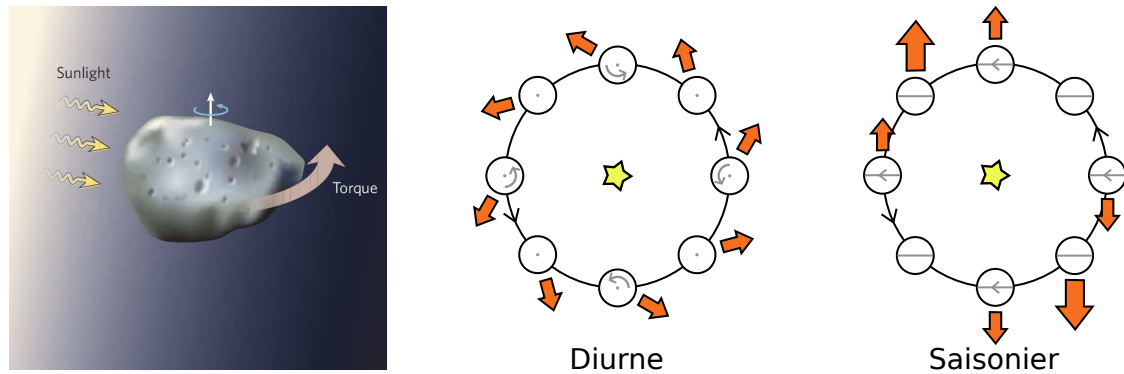


FIG. I.4: Schéma de principe des effets Yarkovsky et YORP. Les astéroïdes émettent la chaleur emmagasinée de leur côté illuminé après un laps de temps (dépendant des propriétés de la surface), donc dans une autre direction du fait de leur rotation. Cette émission différentielle est à l'origine d'un moment de force qui va petit à petit changer l'orbite du corps (effet Yarkovsky) et son spin, direction et période (effet YORP). Comme ces forces sont non gravitationnelles, elles sont d'autant plus efficaces que les corps sont petits (Crédit : [Bottke \[2007\]](#) pour l'image de gauche).

gravitationnelle.

Si la gravité influence l'orbite des petits corps, leur évolution physique (érosion) est due aux collisions. En effet, les images que nous ont rapportées les sondes spatiales montrent que les astéroïdes sont des corps criblés de cratères de toutes tailles [[Chapman et al., 1999](#); [Thomas, 1999](#)]. Ces collisions sont à l'origine de la création des familles d'astéroïdes, par destruction complète du corps parent ou par éjection d'une partie seulement comme dans le cas de (4) Vesta [[Asphaug, 1997](#)]. La formation des astéroïdes binaires est également imputée aux collisions. Si une collision n'est pas assez violente pour détruire les deux astéroïdes, les fragments éjectés peuvent rester en orbite autour du corps fusionné et s'acréter en un ou plusieurs satellites [[Bottke and Melosh, 1996](#); [Brown et al., 2005, 2006](#)].

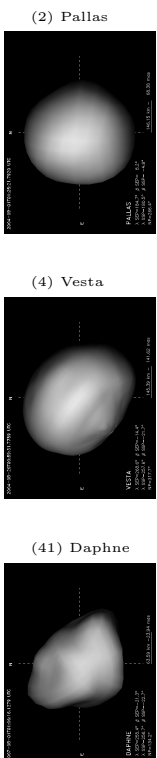
La gravité et les collisions sont les processus les plus évidents et les plus forts. Néanmoins, d'autres effets plus subtils dont on n'a réalisé l'importance que depuis peu, œuvrent au sein des petits corps, comme par exemple les effets Yarkovsky (découvert au début du siècle) et YORP (Yarkovsky-O'Keefe-Radzievskii-Paddack). Les photons de la radiation thermique des astéroïdes exercent une pression sur l'astéroïde (Fig. I.4) et changent ainsi leurs orbites (effet Yarkovsky). Ces mêmes photons emportent également une partie du moment cinétique des astéroïdes et modifient alors leurs propriétés de rotation (effet YORP). En raison de la faiblesse de ces effets, ceux-ci influencent surtout les corps de petite masse (donc petit diamètre) et leurs implications ne sont comprises que depuis peu :

- évolution orbitales des familles d'astéroïdes par Yarkovsky [[Vokrouhlický et al., 2006](#)].
- formation d'astéroïdes binaires par fission après accélération due à l'effet YORP [[Walsh et al., 2008](#)]
- forme aplatie de certains astéroïdes par mouvements du régolite induits par la forte période de rotation résultant de l'accélération YORP [[Ostro et al., 2006](#)]
- formation de paires d'astéroïdes [[Vokrouhlický and Nesvorný, 2008](#)] par dissociation de systèmes binaires, dont l'effet YORP est probablement le moteur.

I.3 Étude des petits corps du système solaire

I.3.a Propriétés physiques

On regroupe sous la dénomination "propriétés physiques" les paramètres suivant : la masse, la taille, la forme, le spin (période & orientation) et l'albédo. L'obtention de ces paramètres est fondamentale pour comprendre la population des petits corps. En effet, les petits corps se perturbent mutuellement par interactions gravitationnelles [[Hilton, 2002](#)] tout comme ils perturbent l'orbite des planètes internes [en





particulier Mars, [Fienga et al., 2008](#)]. La mesure de leur masse permet ainsi d'améliorer les éphémérides dont nous disposons, particulièrement critiques pour l'envoi de sondes spatiales, la prédiction d'occultations stellaires... Ensuite, la mesure de la taille et de la forme nous donne accès à la densité des corps (si la masse en a été déterminée). La densité va être le paramètre le plus contraignant pour la détermination de la composition d'un corps, et peut donner des indications sur la structure interne de ceux-ci [tel que les vides qui les composent: la porosité, [Britt et al., 2002](#)]. L'albédo est également une manière de contraindre la composition d'un corps. Finalement, la détermination du spin (le vecteur de rotation, à savoir son orientation et la période de rotation) est nécessaire à la détermination précise de la taille et de la forme. La mesure de ces quantités nous renseigne sur les collisions souffertes par l'astéroïde, ou encore sur l'action des effets non gravitationnels comme YORP.

Je vais maintenant décrire quelques techniques permettant de mesurer les propriétés physiques des astéroïdes. Le but n'est pas de fournir une liste exhaustive de toutes les techniques, mais plutôt de présenter les grandes lignes de celles que j'ai eu l'occasion d'utiliser :

Courbes de lumières : historiquement, les astéroïdes ont tout d'abord été observés et étudiés par photométrie et astrométrie. La mesure de leur position permet d'améliorer la précision sur leurs paramètres orbitaux, et les variations photométriques qu'ils présentent au cours du temps (les courbes de lumière) sont liées à leurs propriétés physiques.

L'information la plus aisément extraite des courbes de lumière est la période de rotation. En effet, celle-ci peut être directement lue de la périodicité des courbes de lumière à une époque donnée ou par analyse de Fourier sur un ensemble d'observations dispersées [e.g. [Durech et al., 2005](#)]. C'est de cette manière que la plupart des périodes de rotation des petits corps ont été mesurées [plus de 3000 à ce jour, voir [Harris et al., 2008](#); [Warner et al., 2009](#)].

Les coordonnées du pôle peuvent également être déterminées [[Magnusson et al., 1989](#)]. En comparant les courbes de lumière provenant de plusieurs oppositions, une ou deux solutions sont calculées [[Kaasalainen et al., 2001](#)], associées avec un modèle de forme : suivant la géométrie du système et des observations, deux solutions peuvent être déterminées, également probables et ajustant de manière équivalente les observations, sans qu'il soit possible de discriminer la solution réelle de la solution fictive. On peut trouver une synthèse de toutes les solutions sur le site de l'observatoire de Poznan¹, régulièrement mise à jour [[Kryszczyńska et al., 2007](#)].

A partir de 2001, diverses études ont démontré qu'il était possible de déterminer la forme d'astéroïdes en modélisant leurs courbes de lumière par un modèle de forme convexe [[Kaasalainen and Torppa, 2001](#); [Kaasalainen et al., 2002a](#)]. Cette méthode produit une solution unique pour le pôle de rotation et la forme si des courbes de lumière couvrant plusieurs géométries (positions relatives Soleil-Objet-Terre) sont fournies. L'observation des astéroïdes les plus gros pouvant être aisément réalisée avec de petit télescopes (inférieurs au mètre), de nombreux astronomes amateurs ont contribué à l'obtention de courbes de lumière. Cette approche a remporté un franc succès et un peu plus de 100 astéroïdes [voir [Kaasalainen et al., 2002c](#); [Slivan et al., 2003](#); [Torppa et al., 2003](#); [Durech et al., 2007](#)] ont ainsi été étudiés. Leurs modèles et solution de pôle sont disponibles en ligne sur le site DAMIT².

Si la comparaison des modèles obtenus avec les observations provenant d'analyse *in-situ* a validé l'approche présentée ci-dessus [e.g. (951) Gaspra par la sonde *Galileo*, voir la Fig. I.5 adaptée de [Kaasalainen et al., 2002a](#)], plusieurs points restent épineux :

- ▷ Comment la forme convexe déterminée se compare-t-elle à la forme réelle de l'astéroïde, a priori non convexe ?
- ▷ Comment la présence de marques d'albédo influence-t-elle la détermination de la forme ? Celle-ci est en effet dérivée en considérant l'albédo uniforme à la surface des corps.

¹<http://vesta.astro.amu.edu.pl/Science/Asteroids/>

²<http://astro.troja.mff.cuni.cz/projects/asteroids3D/web.php>

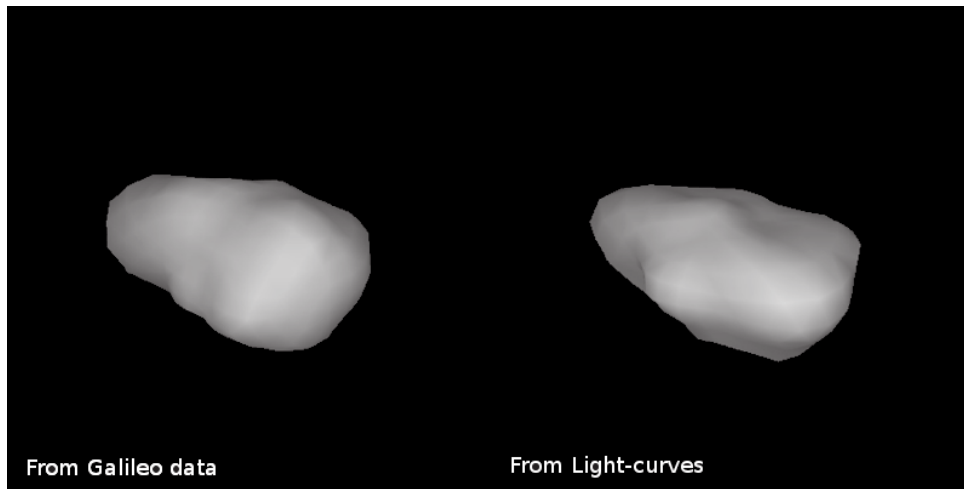
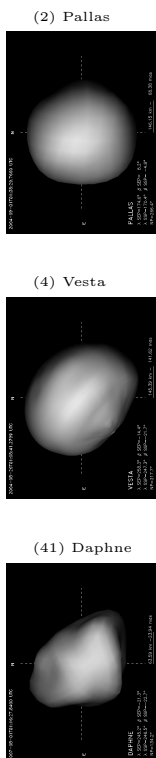


FIG. I.5: Comparaison du modèle de forme de (951) Gaspra obtenu à partir des images fournies par la sonde *Galileo* (à gauche) et par inversion de courbes de lumière (à droite). Bien que présentant des différences locales, les deux modèles sont similaires, en particulier les dimensions relatives des trois axes (Crédit : [Kaasalainen et al. \[2002a\]](#)).

- ▷ La forme déterminée ne fournit aucune mesure absolue du volume de l'astéroïde, mais juste une détermination relative des axes.

Il est également possible d'utiliser les courbes de lumière afin de statuer sur la nature binaire des astéroïdes. En effet, si l'astéroïde observé est en réalité un système binaire, les courbes de lumière observées vont être la superposition de trois composantes : les deux courbes de lumière propres à la rotation de chaque composante et celle du système complet (avec possibles éclipses, voir Fig. I.6). [Weidenschilling \[1980\]](#) avait déjà évoqué cette possibilité afin d'expliquer les courbes de lumière du Troyen (624) Hektor dont la nature binaire a ensuite été confirmée par imagerie [[Marchis et al., 2006b](#)]. Actuellement, plusieurs programmes observent de nombreux astéroïdes de manière routinière (avec la contribution d'amateurs) afin de recenser les systèmes binaires [e.g. [Pravec et al., 2006](#)]. Cette approche est valide pour les systèmes binaires où la séparation des composantes est grande devant le diamètre de chacune sans toutefois être trop importante, auquel cas aucune signature de binarité ne peut être détectée dans les courbes de lumière. Dans le cas des binaires à contact ou très serrés, un modèle de forme non convexe peut parfois modéliser les courbes de lumière. La présence de grandes facettes planes peut alors indiquer la présence de concavité ou suggérer la nature binaire de l'astéroïde [[Kaasalainen et al., 2002b](#); [Durech and Kaasalainen, 2003](#)].

Les courbes de lumière fournissent finalement un moyen direct de détecter l'effet YORP. En effet, le changement de période induit par YORP est d'une amplitude si faible qu'il est nécessaire de comparer des observations couvrant une période très grande pour le détecter. Seule l'intégration de l'effet YORP sur des milliers de rotations peut ainsi révéler sa présence. Les courbes de lumière ayant été le moyen d'étude historique des astéroïdes, nous avons à notre disposition des mesures couvrant plusieurs dizaines d'années. Ceci a permis la détection de l'effet YORP sur trois NEAs : (54509) 2000 PH5 [[Lowry et al., 2007](#)], (1862) Apollo [[Kaasalainen et al., 2007](#)] et (1620) Geographos [[Durech et al., 2008a](#)]. Dans le cas de (54509) 2000 PH5, la période de rotation est assez courte (~ 12 min) pour que l'effet YORP puisse être détecté par d'autres moyens, et des observations radar entre 2001 et 2005 ont confirmé l'action de YORP [[Taylor et al., 2007](#)]. A part quelques cas similaires à (54509) 2000 PH5 ; les courbes de lumière sont les seules observations pouvant contraindre l'effet YORP actuellement. Ainsi, la mesure de celui-ci sur le NEA (25143) Itokawa [[Kitazato et al., 2007](#); [Durech et al., 2008b](#)] n'est pas en accord avec la valeur attendue [[Vokrouhlický et al., 2004](#)], imposant une réécriture de YORP ou une distribution hétérogène de la densité de l'astéroïde [[Scheeres and Gaskell, 2008](#)].



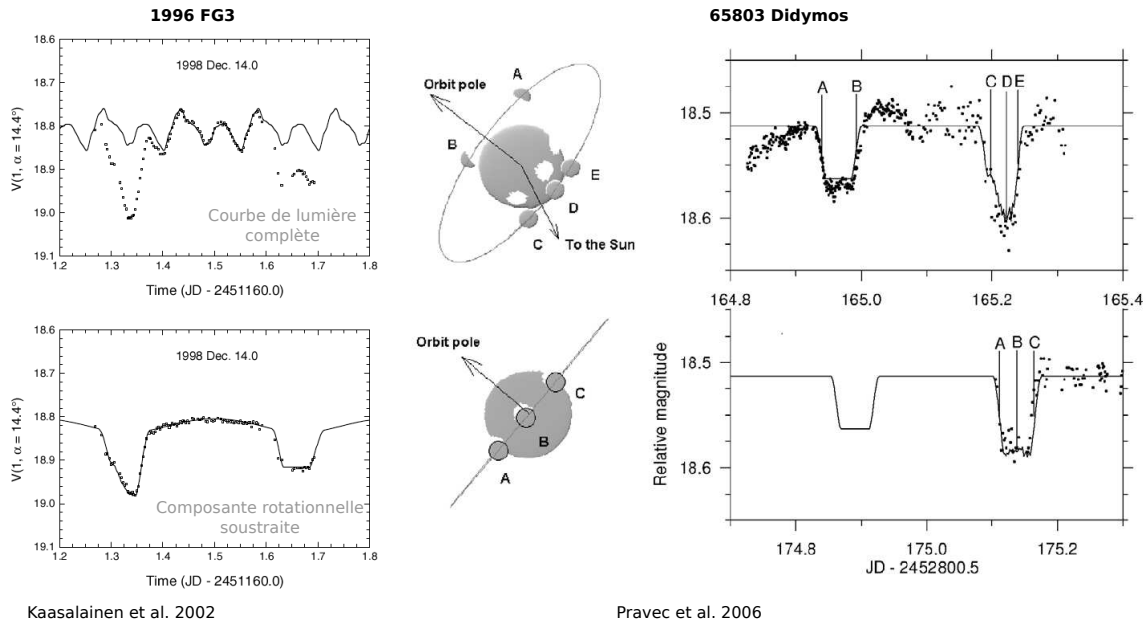
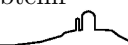


FIG. I.6: Exemple de détection de la nature binaire de deux astéroïdes par analyse de courbes de lumière. A gauche, on remarque la superposition des contributions de la révolution (en bas, seule) et de la rotation (en haut, courbe de lumière telle qu'observée) des astéroïdes du système. La partie de droite présente les configurations orbitales (éclipses) du système double à l'origine des fortes chutes d'intensité présentes dans les courbes de lumière (Crédit : [Kaasalainen et al. \[2002a\]](#) et [Pravec et al. \[2006\]](#)).

A l'heure actuelle, l'étude des courbes de lumière s'oriente vers une distribution plus éparse des données. En effet, les grands projets d'étude de la sphère céleste dans son ensemble comme Gaia [[Mignard et al., 2007](#)] et Pan-STARRS (Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System) [[Jedicke et al., 2007](#)] vont fournir de nombreuses mesures du flux des astéroïdes. Néanmoins, ces mesures ne seront pas condensées comme c'est le cas pour les courbes de lumière actuelles, mais être dispersées sur une grande période temporelle. [Durech et al. \[2005\]](#) ont montré qu'il sera possible de déterminer période de rotation, coordonnées du pôle et forme grossière (ellipsoïde tri-axial) à partir de ces observations d'une manière similaire à l'inversion actuelle des courbes de lumière. Les simulations laissent espérer la détermination des propriétés physiques d'environ 10^5 astéroïdes (jusqu'à une taille de quelques kilomètres) après 10 ans de collecte de données.

Occultations stellaires : avant l'avènement du Hubble Space Telescope (HST) et des télescopes équipés d'optique adaptative, les occultations étaient la seule manière de résoudre spatialement le disque d'un astéroïde. Le principe en est relativement simple : on peut prédire quand un astéroïde va passer devant une étoile suffisamment brillante pour être observée avec de petits télescopes (Fig. I.7, à gauche). Lors du passage de l'astéroïde devant l'étoile, celle-ci va disparaître pendant quelques secondes, suivant la taille de l'astéroïde. La durée de l'événement peut être reliée à une longueur parallèle au mouvement de l'astéroïde, en considérant sa vitesse au moment de l'occultation. On appelle cette longueur une *corde*. Ainsi, si plusieurs personnes situées à différents endroits sur Terre (dispersés perpendiculairement à la trace de l'occultation) observent le phénomène, on peut avoir une mesure de la taille et de la forme de l'astéroïde au moment de l'occultation (Fig. I.7, à droite). Les occultations fournissent au passage un moyen direct de sonder l'espace environnant d'un astéroïde : l'observation d'occultations dites secondaires révèle la présence d'un satellite (comme dans le cas de Kalliope et Linus, voir Fig. I.7). Néanmoins, ces phénomènes n'étant que peu courant, la confirmation de la présence du satellite peut se révéler problématique, et l'étude de son orbite impossible.

Toutefois, pour qu'une occultation puisse être exploitable, c'est à dire pour qu'elle contraigne la taille de l'astéroïde, il faut que plusieurs cordes suffisamment espacées aient été observées. Or, obtenir



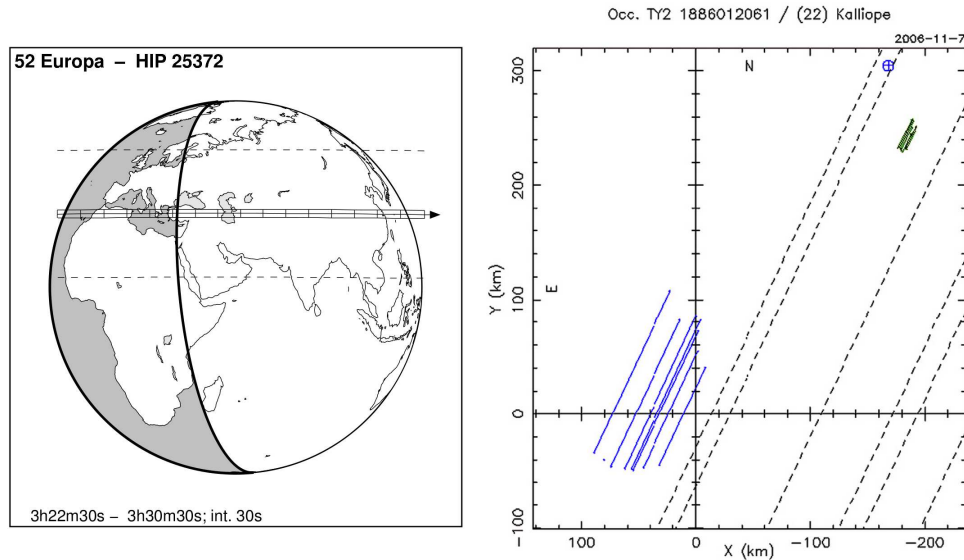


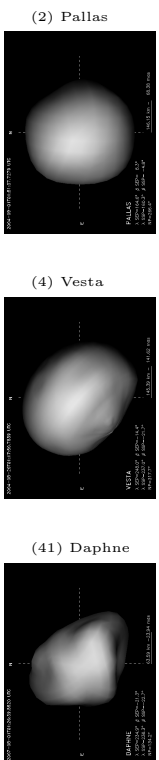
FIG. I.7: A gauche : Exemple de prédiction d'occultation d'une étoile par l'astéroïde (52) Europa visible depuis l'Europe. L'étoile a une magnitude visuelle d'environ 8.5 et la chute attendue du flux s'élève à 3.5 mag. pendant 10 secondes. Cet évènement pourrait être suivi par de nombreux amateurs disposant de petits télescopes et chronométrant le phénomène à partir d'observations visuelles ou à l'aide d'une caméra CCD (Crédit : E. Goffin pour l'IOTA). A droite : Cordes observées lors d'une occultation stellaire par (22) Kalliope (en bleu). Les cordes vertes représentent l'occultation de la même étoile par Linus, le satellite de (22) Kalliope. Les cordes en pointillés sont les cordes dites négatives, pour lesquelles aucune chute de flux n'a été reportée. (Crédit : Descamps et al. [2008]).

plusieurs cordes signifie avoir plusieurs observateurs couvrant l'évènement. Comme chaque occultation va être observable depuis un endroit différent sur Terre, il faut soit des télescopes mobiles (donc petits), soit un réseau étendu d'observateurs (donc des amateurs avec de petits télescopes). L'utilisation de petits télescopes limite fortement le nombre d'étoiles pour lesquelles une occultation peut être observée, donc le nombre total d'occultations pour un astéroïde donné.

Supposons maintenant qu'une occultation ait été observée par de nombreuses personnes (les amateurs fournissent l'énorme majorité des observations d'occultation). Plusieurs cordes sont alors disponibles, ainsi que des rapports de non occultation (Fig. I.7, traits pointillés). La qualité de la mesure de la taille de l'astéroïde va alors dépendre de deux facteurs :

- de l'incertitude sur l'instant de disparition et de réapparition de l'étoile (la durée de l'évènement).
- de la précision sur le temps absolu de l'occultation (l'heure de l'évènement).

Le premier point contraint la taille de la corde et le second sa position sur le ciel. L'effet de l'incertitude sur la durée est le plus simple à comprendre : plus l'astéroïde est grand et plus l'occultation dure longtemps. Ainsi, une erreur de timing de 1 seconde sur une occultation durant théoriquement 10 secondes introduit une erreur de 10% sur la taille de l'astéroïde pour la corde considérée. Actuellement, un nombre croissant d'astronomes amateurs possède des caméras CCD qui permettent une détermination précise de la durée de l'évènement. Néanmoins, les occultations passées (et encore de nombreuses cordes observées de nos jours) ont été chronométrées en regardant l'étoile disparaître et réapparaître à l'œil nu. Quand on sait que le temps moyen de réaction d'un humain est d'environ une seconde, on peut s'interroger sur la précision atteignable. Le second point concerne notre capacité à mesurer la forme de l'astéroïde. Si l'heure précise de l'évènement est rapportée correctement par tous les observateurs, alors le contour extrait des cordes correspond à la forme projetée de l'astéroïde dans le plan du ciel. Toutefois, cette information n'est pas toujours déterminée de manière aussi précise que désiré. Si l'utilisation du GPS devient courante de nos jours, elle n'est pas encore universelle, et cette technologie n'était pas disponible par le passé. Le résultat



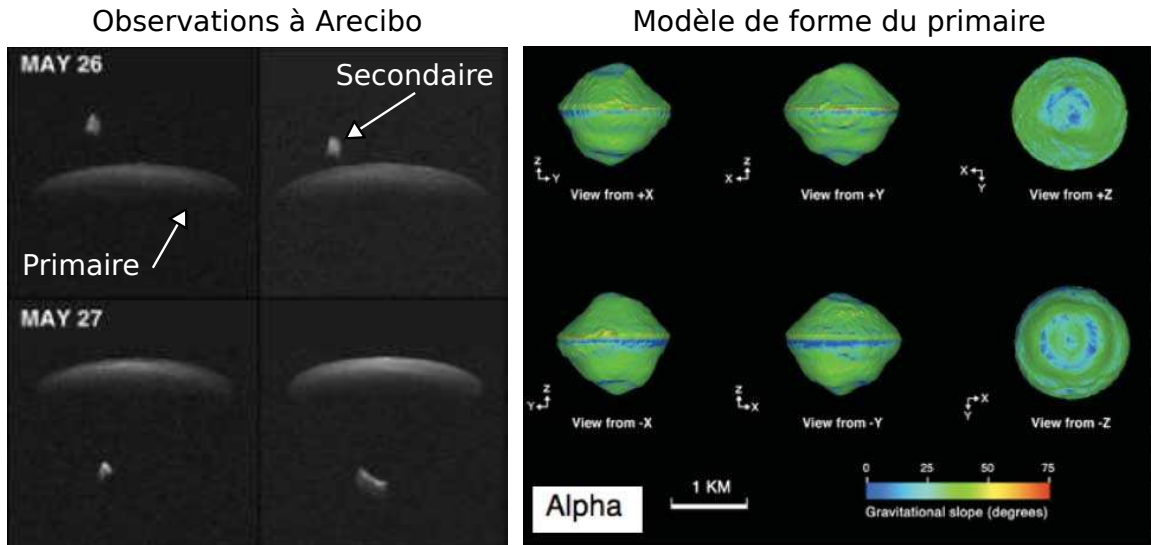


FIG. 1.8: À gauche : exemples d'images délai-Doppler du NEA binaire 1999 KW4. Ces images se lisent comme suit : le délai (donc la distance) augmente du haut vers le bas : les points les plus proches sont les plus hauts. la fréquence (vitesse) augmente de gauche à droite ; le système tourne alors dans le sens direct, puisque les parties qui s'approchent de nous sont à droite et celles qui s'éloignent à gauche. À droite : modèle de forme du corps primaire de 1999 KW4. Les images radar permettent de détecter les concavités. On remarque ici une bosse équatoriale, probablement due à des mouvements du régolite des pôles vers l'équateur (Crédit : figure adaptée de [Ostro et al. \[2006\]](#)).

de ces incertitudes est qu'il est courant de ne pas interpréter la forme observée (probablement entachée d'erreurs) mais plutôt d'ajuster une ellipse sur l'ensemble des cordes [on assimile de fait l'astéroïde à un ellipsoïde tri-axial, voir [Millis and Dunham, 1989](#)]. Ceci fournit une mesure de la taille projetée ainsi que de l'orientation de l'astéroïde au moment de l'occultation. Afin de déterminer les coordonnées du pôle et la dimension des trois axes de l'astéroïde, il est ensuite nécessaire de disposer d'au moins trois occultations [[Drummond and Cocke, 1989](#)].

En prenant en compte la difficulté d'obtenir plusieurs occultations convenablement observées pour un astéroïde, les occultations stellaires ne constituent pas un moyen efficace de déterminer les propriétés physiques des astéroïdes (*a fortiori* alors que la forme y est réduite à un ellipsoïde). Néanmoins, elles se révèlent précieuses une fois combinées avec d'autres techniques. Par exemple, les occultations peuvent être utilisées pour attribuer une échelle aux modèles de forme obtenus par inversion de courbes de lumière (au part ailleurs sans dimension absolue, voir ci-dessus). Elles peuvent également être combinées avec des images (obtenues par OA par exemple) pour apporter une contrainte supplémentaire sur la taille.

Radar : l'observation radar d'un astéroïde consiste à projeter un signal radiométrique vers l'astéroïde, puis à mesurer la distribution en fréquence de l'écho renvoyé [[Ostro et al., 2002](#)].

Les premiers observables d'une telle opération sont le délai (temps) entre l'émission et la réception du signal radio et la fréquence Doppler (vitesse) du signal reçu (le long de la ligne de visée). L'observation radar fournit donc une mesure de la distance ainsi que de la vitesse de l'astéroïde à un instant donné. La précision sur le délai atteignant la dizaine de microsecondes, et celle de la fréquence Doppler le centième de Hertz, leur mesure contraint très fortement l'orbite de l'objet. Cette astrométrie radar est particulièrement importante pour l'observation des NEAs : ceux-ci ne peuvent être en effet observés que durant une courte période. Une erreur trop importante sur leur orbite peut alors entraîner leur non observation après découverte. [Ostro et al. \[2002\]](#) ont montré que la qualité des éphémérides des NEAs incluant les observations radar est plusieurs dizaines (voire centaines) de fois supérieure à celle n'incluant que les mesures optiques (astrométrie seule).





Ensuite, la forme, la taille et les propriétés de rotation des astéroïdes peuvent également être déterminées en étudiant les images délai-Doppler (temps-fréquence) de l'objet. Je présente de telles images dans la Fig. I.8 (à gauche), obtenues au radio télescope d'Arecibo. On remarque ici une dégénérescence des images délai-Doppler : tous les points de l'astéroïde situés à égale distance de la Terre et possédant la même vitesse vont être représentés au même point.

La méthode pour déterminer la forme va alors être une inversion d'une suite d'images délai-Doppler permettant de lever cette dégénérescence. Le résultat d'une telle inversion est présenté en Fig.I.8 (à droite), dans le cas du NEA double 1999 KW4. Ici, et contrairement à l'inversion de courbes de lumière optiques, les images radar sont sensibles aux concavités, et les modèles de forme ne sont pas limités aux enveloppes convexes. Ces modèles permettent une étude détaillée de la stabilité des orbites pour les astéroïdes binaires [Scheeres et al., 2006], utile pour la compréhension des mécanismes de formation et d'évolution des systèmes binaires dans le système solaire interne [Walsh et al., 2008] et pour la planification de missions spatiales.

Imagerie à haute résolution angulaire : avec l'apparition de l'optique adaptative et du HST dans les années 1990, les premières images du disque apparent d'astéroïdes ont pu être réalisées [Saint-Pé et al., 1993a,b]. La construction de grands télescopes au sol comme le W. M. Keck et le VLT a ensuite rendu possible l'observation d'un grand nombre d'astéroïdes [environ 200 astéroïdes peuvent être observés ainsi selon Marchis et al., 2006a]. Ces observations sont extrêmement importantes car elles fournissent un moyen direct et efficace de mesurer la taille, la forme et les coordonnées du pôle d'un corps céleste (Fig. I.9). Je détaille la manière d'obtenir ces informations dans le chapitre III.

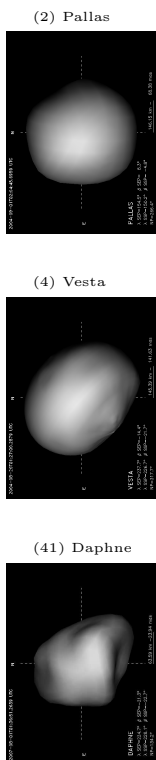
A l'origine, seuls (1) Cérès et (4) Vesta ont été étudiés en raison de leur grands diamètres angulaires respectifs (autour de $0.5''$), débouchant sur les premières déterminations fiables de leurs tailles [e.g. Drummond et al., 1998; Zellner et al., 1997; Thomas et al., 1997b]. L'utilisation de techniques de reconstruction d'images (tels que la déconvolution, voir chapitre III.1) a ensuite permis d'améliorer la résolution angulaire maximale atteignable; et l'étude de corps plus petits [e.g. Storrs et al., 1999; Marchis et al., 2006a] a pu être réalisée. Ces techniques sont d'un intérêt crucial pour d'une part étudier les astéroïdes plus petits et d'autre part décrire leur forme de manière aussi détaillée que possible. Par exemple, la forme bilobée de (216) Kleopatra fut rapportée à partir d'observations radar [Ostro et al., 2000] et optiques assistées par OA [Hestroffer et al., 2002], sans pouvoir être observée avec le HST [Storrs et al., 2005].

Les images révèlent également la surface des corps observés. Il est ainsi possible de construire des cartes d'albédo de leur surface [Binzel et al., 1997; Li et al., 2006a]. L'étude de ces cartes (combinées avec la topographie, la composition...) peut apporter des informations primordiales sur les corps. Par exemple, l'étude de cartes de couleurs combinées avec la topographie de (4) Vesta a permis à Thomas et al. [1997a] de conclure que la dépression située au pôle sud de l'astéroïde était le vestige d'un cratère d'impact géant, dont les bords montrent une coupe des différentes couches internes de (4) Vesta.

L'imagerie fournit également un moyen fiable de détecter et d'étudier la multiplicité des astéroïdes (Fig. I.9). Avec les instruments et les techniques d'analyse actuels, on peut en effet détecter des compagnons dont la brillance est jusqu'à 8-9 magnitudes plus faible (soit un satellite de seulement quelques kilomètres orbitant un astéroïde de la ceinture principale d'un diamètre de ~ 150 -200 km). La précision astrométrique atteignable (de l'ordre de la dizaine de milli-secondes de degré (mas)) permet une étude détaillée de l'orbite mutuelle d'un système double, fournissant ainsi la masse totale du système.

Le premier astéroïde binaire ainsi détecté depuis la Terre fut (45) Eugenia à partir du CFHT [Merline et al., 1999]. Depuis, environ une trentaine de systèmes binaires ont été imagés, y compris des systèmes triples [e.g. Marchis et al., 2005a], des TNOs [e.g. Brown et al., 2005, 2006] et un NEA [Merline et al., 2008]. Ces systèmes ont ensuite été régulièrement observés et leurs orbites contraintes [e.g. Marchis et al., 2008a,b]. L'étude des systèmes multiples est de la plus grande importance puisqu'elle permet la détermination de la densité des astéroïdes. Le volume est déterminé à partir des images résolvant spatialement le disque apparent de l'objet principal, et la masse grâce à l'orbite du satellite [Marchis et al., 2005b].

Il est également possible de déterminer la masse des astéroïdes les plus gros en étudiant leur perturbation gravitationnelle sur des astéroïdes plus petits [Hilton, 2002]. Néanmoins, ces mesures ne peuvent être



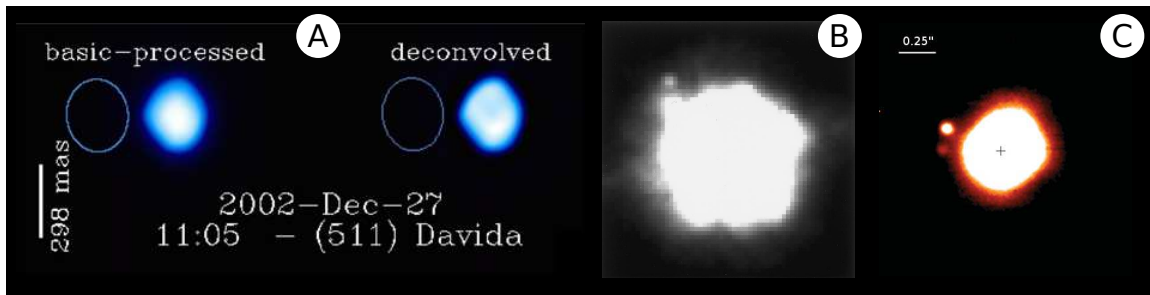


FIG. 1.9: Quelques exemples d'images d'astéroïde. En A, une image obtenue au W. M. Keck réduite et déconvoluée de (511) Davida, montrant sa forme irrégulière. En B, l'astéroïde (45) Eugenia et son satellite, Petit-Prince lors de sa découverte au CFHT. En C, le premier système triple découvert : (87) Sylvia au VLT. (Crédit : [Marchis et al. \[2006a, A\]](#), [Merline et al. \[1999, B\]](#) et [Marchis et al. \[2005a, C\]](#)).

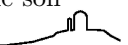
réalisées sur petits astéroïdes (dont la gravité est trop faible) et les systèmes binaires fournissent ainsi la plupart des détermination de masse et densité.

Mesures *in-situ* : on dénomme par observations *in-situ* les mesures réalisées par une sonde en orbite autour d'un corps ou lors d'un survol (*fly-by*). La première rencontre de ce type eut lieu en Octobre 1991 entre la sonde *Galileo* en route vers Jupiter et l'astéroïde (951) Gaspra [[Helfenstein et al., 1994](#)]. Un peu plus tard, en Août 1993, *Galileo* survola un autre astéroïde, (243) Ida, détectant ainsi le premier satellite connu à un astéroïde, Dactyl [[Belton and Carlson, 1994](#)].

Les images à très haute résolution spatiale fournies par ces survols ont complètement changé la compréhension des astéroïdes [e.g. [Sullivan et al., 2002](#)]. Ainsi, la forme des cratères observés par *Galileo* durant les survols des deux astéroïdes de type S (951) Gaspra et (243) Ida est radicalement différente de celle des cratères vus par *NEAR Shoemaker* lors du survol de (253) Mathilde en Juin 1997 [[Veverka et al., 1997](#); [Chapman et al., 1999](#); [Cheng and Barnouin-Jha, 1999](#)]. L'origine de cette différence est attribuée à un mécanisme de formation différent des cratères : par éjection dans le cas des types S (Gaspra) et par compaction dans le cas des types C (Mathilde) [[Housen et al., 1999](#)]. L'idée sous-jacente est que la structure interne des astéroïdes est distincte suivant leur type, les types C présentant une porosité bien plus importante [voir également [Britt et al., 2002](#)].

Une seconde étape fut franchie avec le lancement de sondes dédiées à l'étude des astéroïdes. Il ne s'agissait plus de ne réaliser qu'un simple survol, mais de mettre la sonde en orbite afin d'étudier intégralement l'astéroïde. Il s'agit des sondes *NEAR Shoemaker* et *Hayabusa* qui ont orbité les NEAs (433) Eros [[Cheng, 2002](#)] et (25143) Itokawa [[Fujiwara et al., 2006](#)] pendant un an et trois mois respectivement. Ces missions ont mis en évidence d'importantes différences structurelles entre les deux astéroïdes, pouvant être extrapolées à l'ensemble des astéroïdes. Le petit (25143) Itokawa est un *rubble-pile*, c'est à dire un agglomérat de matière tenu par la gravité, mais sans cohésion ; au contraire de (433) Eros. L'existence de *rubble-pile* avait été supposée mais seule une mission spatiale pouvait en apporter la preuve. La surface de (433) Eros est recouverte de régolite, comme la Lune, et les survols effectués par *Galileo* le laissait attendre. En revanche, celle de (25143) Itokawa est recouverte de gros blocs, et le régolite se concentre dans les endroits à plus forte gravité. [voir [Miyamoto et al., 2007](#), pour une étude des mécanismes de transport de régolite]. Cette différence de structure en surface semble être générale et dépendante de la taille et du type d'astéroïde [voir [Benner et al., 2008](#)].

Si la plupart des mesures réalisées *in-situ* sont les mêmes que celles décrites ci-dessus (courbes de lumières durant l'approche, images lors du passage au plus près), leur résolution est sans comparaison avec celle atteignable depuis la Terre [e.g. [Demura et al., 2006](#)]. La proximité de l'objet d'étude permet également d'autres mesures, irréalisables depuis la Terre. Par exemple l'altimétrie par mesure laser ou radar, spectrométrie X et γ [permettant une détermination de la composition [Cheng, 2002](#)], ou encore mesures de la magnétosphère (parmi d'autres). Les missions spatiales fournissent également une information fondamentale : la masse. En effet, à partir de la déflexion enregistrée lors du survol ou des propriétés orbitales de la sonde, on peut déduire la masse de l'astéroïde (et sa densité à partir de la mesure de son





volume). Les densités de (433) Eros et (253) Mathilde font ainsi référence pour la densité des classes S et C.

Les mesures *in-situ* fournissant une information de premier ordre, il est maintenant courant de prévoir un survol d'astéroïde dans le cadre d'une mission planétaire comme *e.g.* (2867) Steins et (21) Lutetia par la sonde *Rosetta*. La prochaine mission dédiée à l'étude des astéroïdes est la sonde *Dawn* qui orbitera (4) Vesta en 2011 puis (1) Cérès en 2015 [Russell et al., 2004]. Pour la première fois, des astéroïdes de taille conséquente seront étudiés ; le plus gros astéroïde survolé jusqu'à présent étant (253) Mathilde avec un rayon moyen de 26 km. Il est attendu beaucoup de cette étude de *proto-planètes* quant à notre compréhension de la formation des astéroïdes et planètes terrestres et de l'histoire primordiale du système solaire [Cellino et al., 2006]. Enfin, la prochaine étape dans la compréhension des astéroïdes et leur lien avec les météorites est l'obtention d'un échantillon et son retour sur Terre pour analyse. À ce sujet, on peut mentionner la tentative de l'agence spatiale Japonaise qui a envoyé avec succès la sonde Hayabusa autour du petit NEA (25143) Itokawa [Fujiwara et al., 2006]. Le but de la mission était d'étudier sur place les propriétés de ce petit astéroïde, puis de rapporter un échantillon de sa surface sur Terre. Si la première partie de la mission a été un succès complet, et les résultats obtenus sont les seuls à notre disposition sur un *rubble-pile* [*e.g.* Miyamoto et al., 2007], le retour d'échantillon semble compromis. En effet, seule une des trois roues à réaction de la sonde (contrôlant son orientation) est encore en fonctionnement, rendant le retour sur Terre de la sonde difficile.

I.3.b Composition de surface

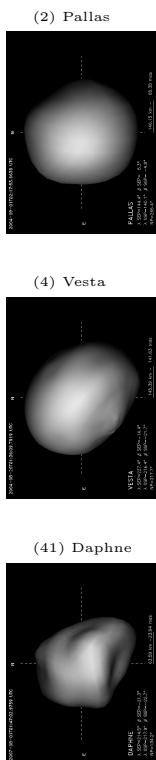
Les premières études minéralogiques des astéroïdes se sont appuyées sur leurs couleurs (spectroscopie à très basse résolution spectrale), puis les premiers spectres dans le visible ont été obtenus dans les années 1970, permettant l'identification de pyroxènes à la surface de (4) Vesta stimulant ainsi les études de composition [McCord et al., 1970]. L'ouverture au proche infrarouge suivi au début des années 1980, avec la découverte d'une bande autour de $3 \mu\text{m}$ dans le spectre de (1) Cérès, associée à de la glace d'eau [Feierberg et al., 1980].

Les différentes mesures spectroscopiques ont rapidement montré une grande diversité de spectres dans le visible. Une classification fut alors créée (appelée taxonomie) permettant d'identifier les types d'astéroïdes présents. La première taxonomie fut basée sur les couleurs visibles des astéroïdes [Tholen and Barucci, 1989]. Ces couleurs s'obtenaient "facilement" par photométrie avec les télescopes des années 1980. Avec la disponibilité d'un nombre de plus en plus important de spectres visibles, Bus and Binzel [2002a] créèrent une nouvelle taxonomie, comprenant plus de classes pour mieux rendre compte des subtiles absorptions présentes dans les spectres, non détectées par photométrie.

Ainsi, la taxonomie des astéroïdes a peu à peu évolué et elle se base maintenant sur les spectres dans le visible et le proche infrarouge [DeMeo et al., 2009]. Cette dernière taxonomie en date est donc la plus complète, puisqu'elle se base sur un plus grand intervalle spectral. Je présente dans la Fig. I.10 les 24 classes qu'elle contient. Dans ce manuscrit, j'utiliserai donc toujours cette taxonomie pour référencer les différents astéroïdes que j'ai étudiés.

Si les taxonomies sont d'un intérêt pratique évident pour classer les astéroïdes, il ne faut pas oublier qu'elles ne sont basées que sur la présence ou l'absence de signature(s) spectrale(s) dans le spectre visible et proche infrarouge. Ainsi, d'autres paramètres pourtant cruciaux comme la densité, l'albédo visible et radar *etc* n'interviennent pas dans ce classement. D'autre part, les frontières entre les différentes classes peuvent sembler arbitraires et l'action du *space weathering* (voir ci-dessous) reste difficile à inclure (bien qu'a priori présente sur tous les astéroïdes). Ainsi, à défaut de comprendre la composition des astéroïdes dans l'ensemble des cas, leur taxonomie fournit un moyen aisé de les classer. La taxonomie "finale" devrait inclure le plus grand domaine spectral contenant des informations sur la composition possible, ainsi que la densité, l'albédo...

Outre la taxonomie qui permet la réalisation d'un bestiaire, les spectres sont notre principale source d'information sur la composition de la surface des astéroïdes. Ici, deux moyens d'investigation sont possibles : 1) simple comparaison des spectres des astéroïdes avec ceux de météorites obtenus en laboratoire ou 2) utilisation de modèles produisant des spectres synthétiques à partir de spectres de composés, eux



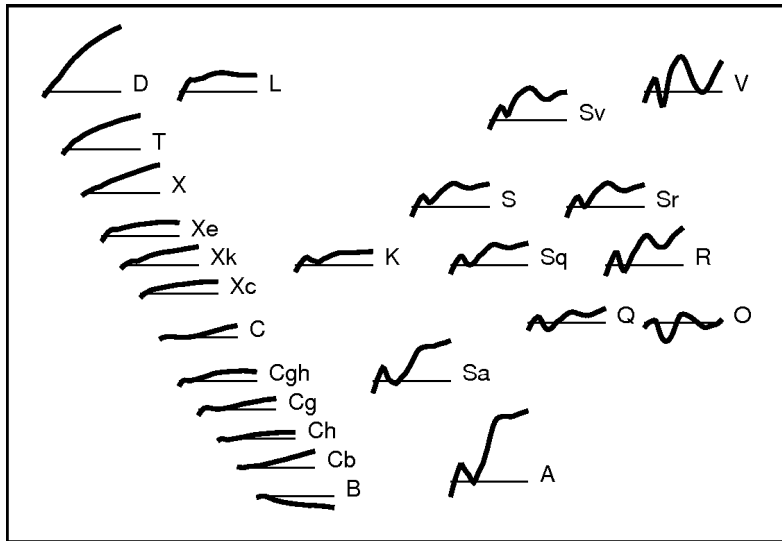


FIG. I.10: Les spectres typiques de chaque classe de la taxonomie Bus-Demeo sur l'intervalle $0.4-2.4 \mu\text{m}$. Les lignes horizontales représentent une réflectance constante de 1 (normalisation à l'unité à $0.55 \mu\text{m}$ effectuée pour chaque spectre). Les classes V, Sv, Sr, S, Sq, Q, R, Sa, A, O et K (partie de droite) forment le complexe S; et les classes B, Cv, Ch, Cg, Cgh et C le complexe C. (Crédit : DeMeo et al. [2009]).

aussi obtenus en laboratoire [e.g. Hapke, 1993; Shkuratov et al., 1999].

Ainsi, ce sont les comparaisons des spectres visibles d'astéroïdes avec les météorites qui ont conduit à l'établissement des liens complexe C - météorites chondrites carbonnées (CCs) et complexe S - météorites chondrites ordinaires (OCs) (voir Fig. I.10 pour la description de ces complexes), soutenus par la similarité de leur albédo dans le visible. Ensuite, la détermination de la composition passe obligatoirement par l'utilisation des modèles de réflectance qui permettent d'obtenir l'abondance relative des principaux constituants avec une faible incertitude [précision d'environ 3% dans le cas des astéroïdes de type S, voir Binzel et al., 2009, par exemple].

Ainsi, la composition des astéroïdes appartenant au complexe S est maintenant comprise : ceux-ci sont formés d'un mélange de pyroxènes (roches issues de différenciation) et d'olivines (un des minéraux les plus courant sur Terre). En revanche, la composition des astéroïdes appartenant aux classes formant le complexe C reste énigmatique (tout comme celle des types X, T, L et D).

Ceci est du à l'existence d'un phénomène d'altération des surfaces. En effet, la surface des astéroïdes est soumise à l'incessant bombardement des micro météorites, des rayons cosmiques et des ions du vent solaire. Les propriétés de leur surface vont ainsi être altérées, modifiant alors leur spectre [voir les revues Chapman, 1996, 2004]. On appelle l'ensemble de ces altérations le *space weathering*. C'est grâce à des expériences en laboratoire simulant l'effet du vent solaire sur des échantillons de météorites et de minéraux [e.g. Strazzulla et al., 2005; Marchi et al., 2005a; Brunetto et al., 2006] que le lien astéroïdes-météorites a pu être en partie résolu [Vernazza et al., 2008, 2009] pour le complexe S.

La nature du *space weathering* et ses effets ont mis plusieurs décennies à être compris, dans le cas du complexe S. Il reste beaucoup de travail de laboratoire à être effectué sur les autres types de météorites (que les OC) afin de mieux comprendre les liens entre celles-ci et les autres classes taxonomiques et comprendre la composition des astéroïdes. Ainsi, l'étude du complexe C reste inachevée, principalement en raison des différences observées entre les spectres des météorites et ceux des astéroïdes, mais aussi en raison du manque de signatures spectrales (i.e. bandes d'absorption) franches. Alors, les études minéralogiques ont essayé d'élargir le domaine de longueur d'onde étudié, en particulier vers l'infrarouge moyen ($8-30 \mu\text{m}$) où les silicates présentent également des bandes d'émission caractéristiques. Cette ouverture est récente et peu d'études ont été réalisées à ce jour [parmi lesquelles Dotto et al., 2000; Lim et al., 2005; Emery et al., 2006; Barucci et al., 2008b]. Les observations dans l'infrarouge moyen restent marginales pour le moment en raison du manque de résultats probants obtenus jusqu'alors. Je reviendrai plus en avant sur

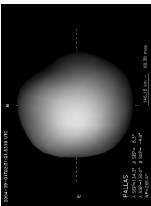




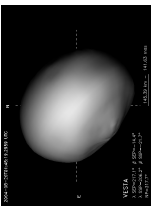
ce point dans le chapitre V.2.

Finalement, il est à noter que toutes les déterminations minéralogiques réalisées à ce jour se basent sur des observations faites depuis la Terre ou depuis des sondes, sans qu'aucun échantillon n'ait été analysé. Les météorites nous fournissent bien évidemment des échantillons de ce qui fut un jour un astéroïde, mais sans nous permettre de comparer ce que fut son spectre tel qu'observé depuis la Terre. La seule exception est l'astéroïde 2008 TC₃ dont un spectre a pu être obtenu avant qu'il ne percute la Terre, et dont les fragments ont ensuite été récupérés au Soudan [Jenniskens et al., 2009]. Ainsi, la prochaine grande étape dans l'étude de la composition des astéroïdes concerne le retour d'échantillon et les agences spatiales sont actuellement en train d'étudier diverses missions en ce sens.

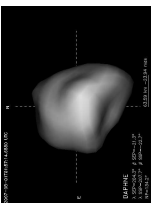
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



Chapitre II

Données observationnelles

Cette thèse étant basée sur des observations astronomiques, je vais tout d'abord introduire les quantités et notions à considérer lors d'observations au moyen de télescopes (partie II.1). Je rappellerai au passage (partie II.2) le principe de fonctionnement de l'optique adaptative, puisqu'une grande partie des travaux que j'ai réalisés est basée sur des observations utilisant cette technique. Je présente ensuite les télescopes que j'ai eu l'occasion d'utiliser au cours de ces trois ans ainsi que leur instrumentation (partie II.3). Enfin, je décris les différentes étapes permettant de corriger les données obtenues des aberrations introduites par l'atmosphère, les télescopes et les instruments (partie II.4).



Sommaire

II.1	Généralités	27
II.1.a	L'atmosphère terrestre	27
II.1.b	Quelques notions importantes	27
II.1.c	Les demandes de temps	29
II.2	L'optique adaptative	30
II.2.a	Intérêt de l'optique adaptative	30
II.2.b	Mise en oeuvre au télescope	31
II.2.c	Résultats sur le ciel	33
II.2.d	Limitations et perspectives	34
II.3	Télescopes et instrumentation	37
II.3.a	Télescopes	37
II.3.b	Instruments	39
II.4	Réduction de données	42
II.4.a	Considérations générales	42
II.4.b	Dans le visible	44
II.4.c	Dans le proche infrarouge	45
II.4.d	Indépendamment de la longueur d'onde	46



II.1 Généralités

II.1.a L'atmosphère terrestre

Si l'atmosphère terrestre semble transparente à nos yeux, il n'en est pas de même pour toutes les longueurs d'onde qui composent la lumière. En effet, l'atmosphère terrestre bloque une grande partie des rayonnements et nous ne recevons au sol que certaines gammes bien précises de longueurs d'onde. L'ozone (O_3) de la haute atmosphère bloque ainsi les ultra-violets, et l'eau (H_2O) en suspension dans l'air de petites bandes dans le proche infrarouge. C'est du fait de cette absorption différentielle de l'atmosphère que les observations en astronomie ont été traditionnellement réalisées dans le visible avant de s'ouvrir vers d'autres domaines de longueur d'onde : les premières observations dans l'infrarouge datent des années 1970, et les domaines plus extrêmes, comme les rayons X et γ , ne sont observables que depuis l'espace.

Je représente dans la Fig. II.1 l'absorption de l'atmosphère de l'ultra-violet jusqu'à l'infrarouge lointain. On peut y voir la transparence complète de l'atmosphère dans le visible, ainsi que quelques fenêtres possibles d'observations dans le proche et moyen infrarouge. En effet, même si l'atmosphère n'est pas complètement transparente dans ces domaines de longueur d'onde, elle laisse néanmoins passer une partie de la lumière, rendant possibles les observations astronomiques. En revanche, afin de pouvoir observer les gammes de longueur d'onde opaques de l'atmosphère, il est nécessaire d'utiliser des télescopes spatiaux. A titre d'exemple, les silicates présentent des bandes d'absorption caractéristiques dans leurs spectres entre 5 et 8 microns, mais l'atmosphère y est totalement opaque.

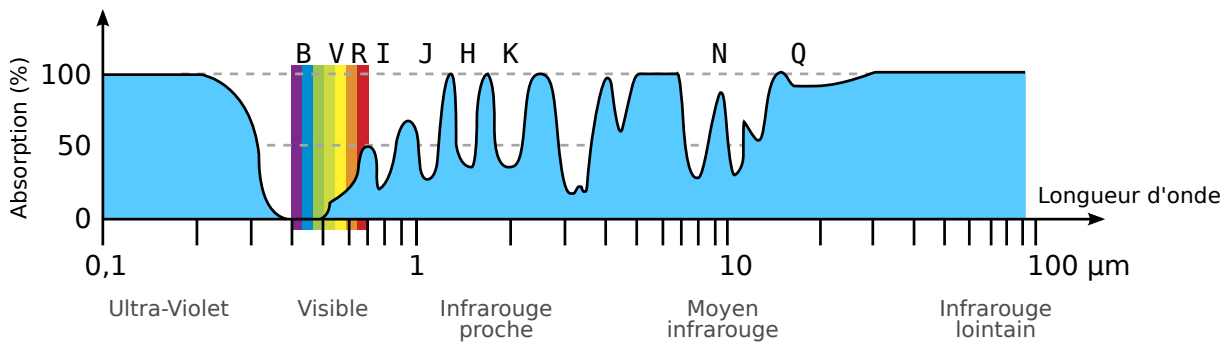


FIG. II.1: Vue schématique de l'absorption de l'atmosphère terrestre en fonction de la longueur d'onde de l'ultra-violet ($0,1 \mu\text{m}$) à l'infrarouge lointain ($100 \mu\text{m}$). La longueur d'onde vue par nos yeux est celle pour laquelle l'atmosphère est globalement transparente ($0,4\text{-}0,8 \mu\text{m}$), et correspond au maximum de lumière envoyée par le Soleil ($\sim 0,6 \mu\text{m}$). Les fenêtres du proche et moyen infrarouge sont également aisément reconnaissables. Les principaux filtres que j'ai utilisés durant cette thèse sont reportés sur le graphique (visible : B, V, R, I ; proche infrarouge : J, H, K ; infrarouge moyen : N et Q).

II.1.b Quelques notions importantes

Je vais définir ici quelques notions et termes techniques importants pour la compréhension de ce chapitre et des suivants :

- **Foyer** : On dénomme par foyer (d'un télescope) le lieu où les rayons de lumière entrants vont converger pour former une image. Je présente en Fig. II.2 trois types de foyers communément implantés sur les télescopes professionnels modernes.
- La **masse d'air** est une mesure de la quantité d'atmosphère traversée par la lumière provenant de l'objet observé. Au zénith, cette mesure vaut 1, et augmente jusqu'à l'infini pour des observations à l'horizon. On la calcule comme suit (approximation) : $1/\cos(z)$, où z est l'angle entre la direction d'observation et le zénith [voir [Kasten and Young, 1989](#), pour la formule exacte de la masse d'air].



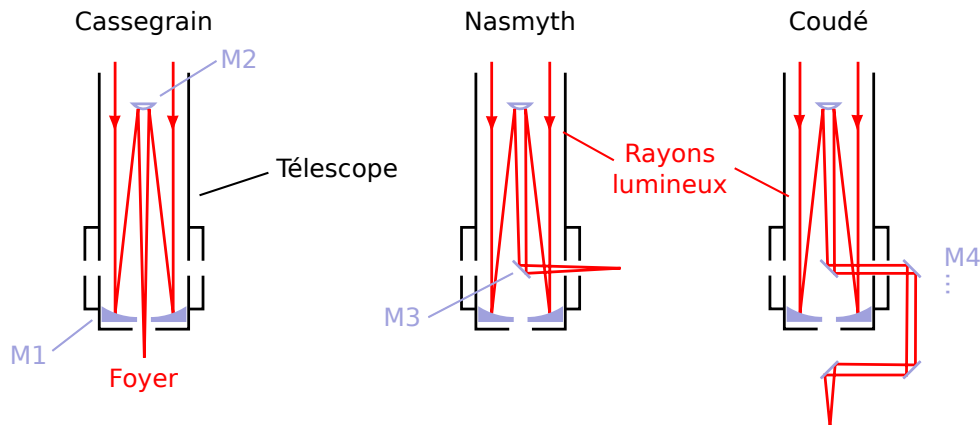
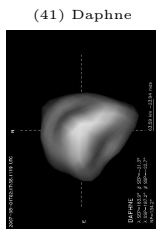
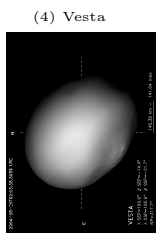
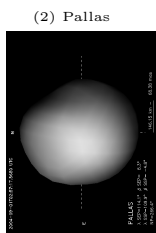


FIG. II.2: Différents types de foyers sur un télescope (les miroirs successifs sont libellés M1, M2 etc). Le foyer Cassegrain fournit un emplacement solide du télescope, où l'image du champ de vue est fixe. En revanche, et afin de minimiser les contraintes sur la structure du télescope, les instruments installés à ce foyer ne peuvent être trop lourds. Le foyer Nasmyth propose en ce sens une alternative au foyer Cassegrain, puisque l'instrument est alors posé sur la plate-forme soutenant le télescope. Le poids de l'instrument peut alors être très élevé, sans crainte pour le télescope. En revanche, le champ de vue du télescope va tourner avec celui-ci une fois imagé par l'instrument. Le foyer Coudé, s'il combine les avantages des deux précédents foyer (champs de vue fixe et poids illimité), souffre en revanche d'une moins bonne sensibilité puisque la lumière y est acheminée via de plus nombreuses réflexions.

- **Seeing** : En raison de la turbulence atmosphérique, l'image que nous pouvons faire d'une étoile ne sera pas celle d'un point lumineux, mais plutôt celle d'une tache étendue de lumière (c'est cet effet qui fait scintiller les étoiles à l'oeil nu). Ceci vient du fait qu'à chaque instant, les différentes couches de l'atmosphère, d'indices optiques différents, sont en mouvement les unes par rapport aux autres (vents...) et le chemin emprunté par la lumière évolue rapidement. Les photons successifs provenant de l'étoile vont donc "atterrir" à différents endroits sur le détecteur, étendant ainsi le point en une tache lors d'expositions prolongées. Le seeing est une mesure de cet effet, il correspond à l'angle sous lequel est vu une source ponctuelle (*i.e.* l'étendue de la tache) et est généralement exprimé en secondes d'arc (une seconde d'arc correspondant à un 3600^{ème} de degré).
- **Magnitude** : Échelle logarithmique de mesure de l'intensité lumineuse d'un objet céleste. Les cinq étoiles les plus brillantes du ciel sont Sirius (constellation du Grand Chien, $m_V \approx -1.46$), Canope (constellation de la Carène, $m_V \approx -0.72$), Arcturus (constellation du Bouvier, $m_V \approx -0.04$), Alpha Centauri A (constellation du Centaure, $m_V \approx 0.01$) et Véga (constellation de la Lyre, $m_V \approx 0.036$). Une magnitude 0 correspond donc aux étoiles Véga ou Alpha du Centaure et la magnitude 6 correspond aux objets les plus faibles vus à l'oeil nu. C'est l'échelle de luminosité communément utilisée par les observateurs dans les longueurs d'onde du visible et proche infrarouge. Les grands astéroïdes (quelques centaines de kilomètres) ont des magnitudes visuelles comprises entre 7 et 12 environ. Et les TNOs les plus gros (une poignée d'entre eux) ont des magnitudes autour de 17-19.
- **L'angle de phase** est l'angle fait par les directions Soleil-objet et objet-Terre. Un angle de phase nul signifie alors que le Soleil, la Terre et l'objet sont alignés. Par exemple, une demi-lune correspond à un angle de phase de 90° .
- **Opposition** : On appelle opposition d'un corps céleste le moment où le Soleil, la Terre et l'objet sont alignés. C'est le moment le plus opportun pour l'observer : l'angle de phase est alors à son minimum et le diamètre angulaire de l'objet à son maximum. Comme ni l'orbite des astéroïdes ni celle de la Terre ne sont circulaires, la distance entre la Terre et un astéroïde donné varie à chaque opposition. On parle alors d'oppositions plus ou moins favorables, en fonction du diamètre, de la magnitude apparente de l'astéroïde (Fig. II.3)...



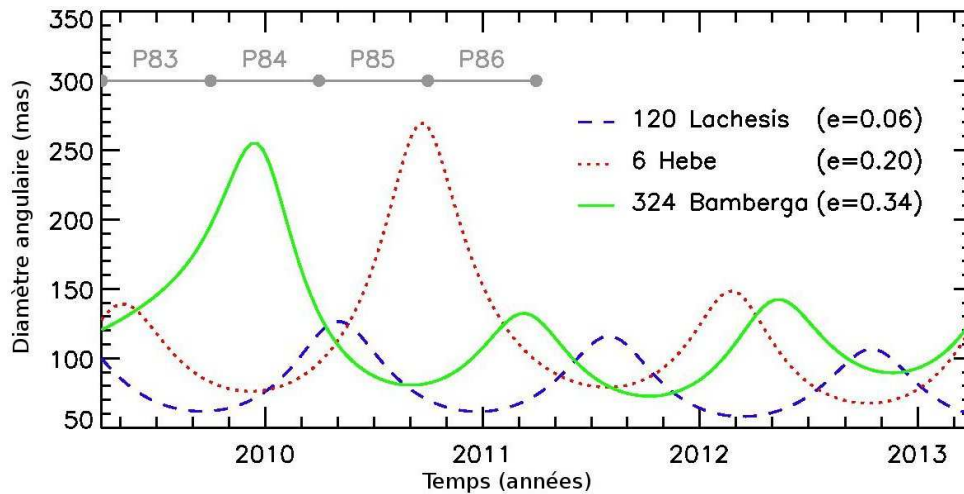


FIG. II.3: Diamètre angulaire de trois astéroïdes pour les 4 années à venir. Les oppositions correspondent aux maxima des diamètres (par exemple pour 120 Lachesis, on repère 3 oppositions en Avril 2010, Juillet 2011 et Octobre 2012 environ). Pour un astéroïde orbitant autour du Soleil avec une faible excentricité (120 Lachesis), le diamètre apparent est sensiblement le même à chaque opposition. En revanche, pour les astéroïdes sur des orbites plus excentriques, la taille angulaire peut changer radicalement pour certaines oppositions. On parle alors d'opposition favorable (par exemple en 2010 pour 6 Hebe). Quatre périodes de temps (semestres) de l'ESO sont également représentés et soulignent l'importance d'obtenir du temps d'observation au moment opportun (e.g. P84 pour 324 Bamberga).

- **L'optique adaptative** est une technique de correction en temps réel, lors des observations, des aberrations provoquées par la turbulence atmosphériques (*seeing*). Je décris plus en avant cette technique dans la section suivante (II.2).
- Le **Temps Universel Coordonné (UTC)** est une mesure du temps basée sur le temps atomique (donc stable et régulière). C'est la mesure du temps utilisée comme base pour le temps civil international.
- Les **jours julien (JD)s** sont une échelle de mesure du temps, comptée en jours depuis le midi du 1er Janvier 4713 avant J.-C. Cette échelle de temps est très pratique en astronomie puisqu'elle n'est affectée ni par les années bissextiles, ni par les changements d'heure (été/hiver), ni les fuseaux horaires (cette échelle est basée sur le temps Temps Universel Coordonné (UTC)).
- **Points sub-solaire et sub-terrestre** : Les point sub-solaire (Sub-Solar Point: SSP) et point sub-terrestre (Sub-Earth Point: SEP) aux points à la surface d'un corps par où passent les lignes imaginaires reliant le centre de ce corps avec le Soleil et la Terre respectivement. Leur connaissance permet de connaître l'orientation d'un corps lors des observations.
- **Angle au pôle** : est défini comme l'angle dans le plan du ciel entre le nord céleste et l'axe de rotation de l'objet étudié, compté dans le sens direct du nord vers l'est.

II.1.c Les demandes de temps

L'accès aux télescopes est proposé par l'entremise d'appels d'offres aux astronomes, sauf pour quelques télescopes appartenant à des instituts donnés, non ouverts à la communauté. Les astronomes proposent alors leurs projets, en soulignant la pertinence scientifique, la faisabilité technique des observations proposées et en justifiant la quantité de temps d'observation demandée. Ces appels d'offres sont réguliers, environ tous les six mois, et un comité se réunit ensuite pour évaluer l'ensemble des demandes (ceci pour



chaque observatoire/organisation) et alloue le temps demandé aux projets jugés les plus pertinents pour le semestre à venir.

Certains observatoires ouvrent leurs portes à l'ensemble de la communauté astronomiques, comme l'ESO, d'autres uniquement aux instituts les finançant, comme le W. M. Keck. Dans les deux cas, la compétition entre les différents projets est rude, due au grand nombre de demandes de temps réalisées par les astronomes. A titre d'exemple, environ un projet sur cinq ou six se voit allouer du temps d'observation sur les télescopes de l'ESO (ceci varie fortement en fonction des télescopes, des phases de la Lune...). J'ai eu l'occasion durant ma thèse d'écrire de nombreuses demandes de temps, pour divers observatoires : ESO, W. M. Keck, Gemini, InfraRed Telescope Facility (IRTF)...

II.2 L'optique adaptative

Une grande partie des données que j'ai utilisées durant ma thèse ont été obtenues grâce à des instruments équipés d'optique adaptative (OA). Je vais donc développer ici les raisons qui ont motivé le développement et l'installation de cette technologie dans de nombreux observatoires astronomiques. Je décrirai ensuite sa mise en oeuvre pour enfin présenter ses limites et futurs développements.

II.2.a Intérêt de l'optique adaptative

L'image d'une source ponctuelle (par exemple une étoile) par un télescope en absence d'atmosphère n'est pas un point, mais, du fait de la diffraction, une tache dont la taille dépend du diamètre du télescope et de la longueur d'onde à laquelle est réalisée l'observation. L'élément de résolution Θ , le plus petit détail discernable, d'un télescope est en effet donné par :

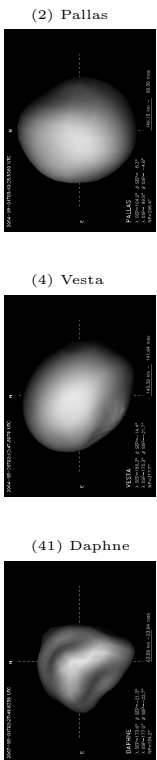
$$\Theta = \frac{\lambda}{D} \tag{EQ. II.1}$$

où λ est la longueur d'onde des observations et D le diamètre du télescope. Cet élément de résolution est donc un angle qui vaut typiquement $0.05''$ (50 mas) pour un télescope de 2 mètres fonctionnant dans le visible (0.5 microns), comme le HST.

En revanche, les télescopes installés au sol souffrent des effets de la turbulence atmosphérique : les rayons lumineux provenant de la source astronomique vont être déviés, tordus par les différentes couches d'air en mouvement au dessus du télescope (Fig. II.4, partie de gauche). L'image de l'étoile ne sera plus alors une tache de la taille de l'élément de résolution, mais bien plus étendue. Cette extension de la taille de l'image d'une étoile est connue comme le *seeing*. Les grands observatoires terrestres (VLT, W. M. Keck...) ont été construits sur des sites où les conditions météorologiques (couverture nuageuse...) et atmosphériques (humidité, *seeing*...) sont particulièrement favorables aux observations. Une valeur typique pour le *seeing* est alors d'une seconde d'arc. La perte de résolution spatiale est alors énorme : la résolution en limite de diffraction (EQ. II.1) étant d'environ $0.05''$ (miroir de 10 m opérant dans le proche infrarouge à 2 microns) et celle réelle (limitée par le *seeing*) de $1''$, soit 20 fois moindre ! Une autre façon de voir ceci est de dire que sans correction des aberrations induites par l'atmosphère un télescope équipé d'un miroir de 50 cm aura la même résolution qu'un télescope de 10 m observant à la même longueur d'onde installé sur le même site.

La taille et la forme des aberrations produites par la turbulence atmosphérique couvrent un domaine étendu : depuis la taille du télescope (et plus) jusqu'à des échelles très petites. Il existe ainsi une façon commode de décrire les déformations, en les exprimant comme étant une somme de déformations "premières". Une représentation communément utilisée de ces déformations premières est l'ensemble des polynôme de Zernike (Fig. II.5). Les premiers ordres décrivent les déformations les plus simples : par exemple le retard de l'ensemble du front d'onde ("piston" : Z_0^0), ou encore le déplacement de l'image sur le détecteur ("tip-tilt" : Z_1^{-1} et Z_1^1). Les ordres suivant décrivent les déformations plus complexes, comme l'astigmatisme (Z_2^{-2} et Z_2^2), la focalisation (Z_2^0)...

Le but de l'OA est de fournir une solution en temps réel, lors des observations, à ce problème en corrigeant la déformation du front d'onde incident au télescope.



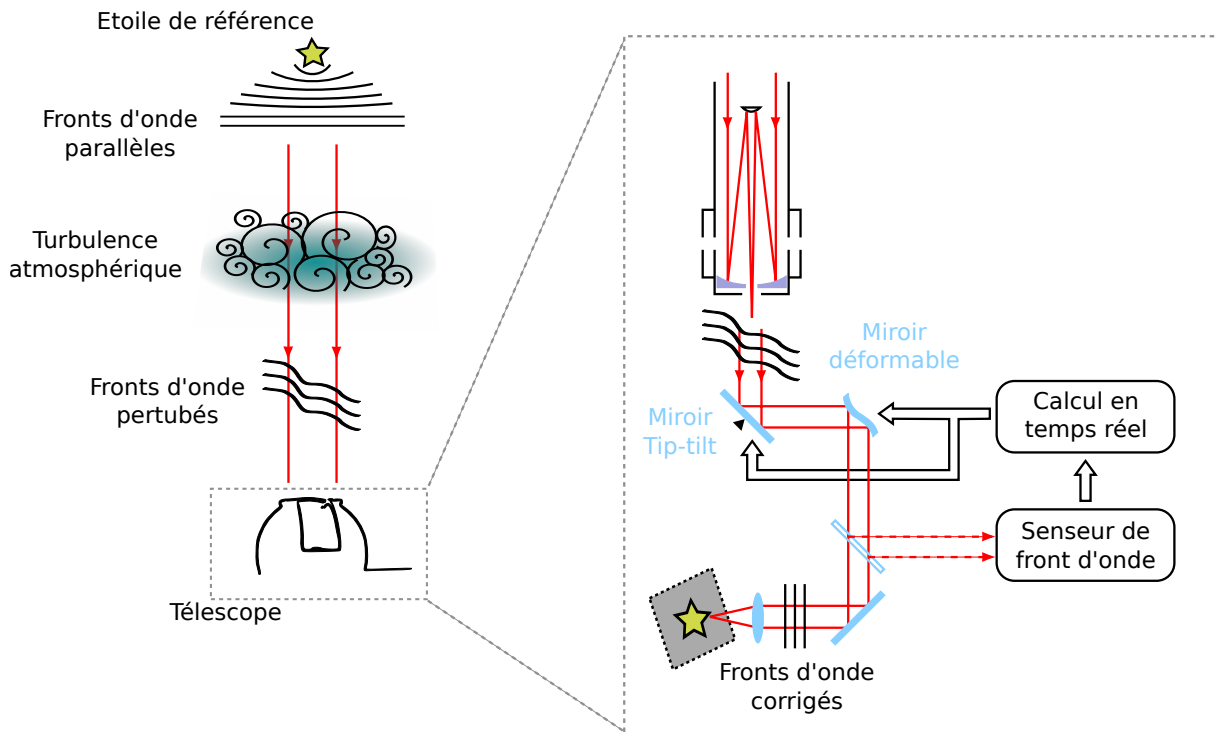


FIG. II.4: Schéma explicatif de la turbulence atmosphérique et du fonctionnement de l'optique adaptative. Le front d'onde provenant de l'étoile est plat à son entrée dans l'atmosphère. La turbulence atmosphérique le tord et celui-ci arrive déformé au télescope. Au sein du télescope, la lumière est acheminée vers l'instrument (pour y former une image). Une partie du flux est prélevée pour être analysée par le senseur de front d'onde. Les informations sont traitées en temps réel afin de corriger les aberrations induites par l'atmosphère au moyen d'un miroir déformable. Plusieurs miroirs peuvent être utilisés en chaîne comme représenté ici, avec le premier ordre (tip-tilt) corrigé par un premier miroir (plan) et les ordres suivants par le second miroir (déformable).

II.2.b Mise en oeuvre au télescope

Les systèmes d'OA se composent de deux modules : le premier va mesurer la déformation du front d'onde et le second appliquer les corrections nécessaires à la lumière incidente. Les explications données ci-dessous s'appuient sur le schéma présenté en Fig. II.4, partie de droite.

Mesure du front d'onde : afin de mesurer la déformation du front d'onde induite par l'atmosphère, une partie du flux va être déviée (de son chemin vers l'instrument scientifique) vers un senseur de front d'onde. Afin de ne pas perturber les opérations scientifiques, le flux envoyé vers ce senseur peut comprendre la lumière visible tout en laissant l'intégralité de la lumière proche infrarouge suivre son chemin vers l'instrument. Le rôle du senseur de front d'onde est alors de mesurer la déformation du front d'onde. Pour cela, il est impératif d'observer une étoile du ciel, appelée étoile de référence (on parle de *Natural Guide Star (NGS)*). En effet, une étoile est l'objet le plus simple (i.e. un point) à observer pour un télescope. Son observation fournit la réponse impulsionnelle de l'ensemble télescope + atmosphère en temps réel. Les effets de la turbulence atmosphérique sont alors directement liés à l'écart entre l'image de l'étoile observée et celle théoriquement obtenue par le télescope, dans le cas simple de la diffraction.

Diverses techniques existent pour quantifier cet écart. Je vais présenter ici la méthode Shack-Hartmann, en raison de son utilisation pour de nombreux instruments, comme pour *NAOS-CONICA (NACO)* au *VLT*. Un senseur de front d'onde Shack-Hartmann est composé d'une grille de micro-lentilles qui découpe le faisceau incident. Chaque micro-lentille va créer une image de l'étoile sur un détecteur (Fig. II.6). La position (et le piqué en second ordre) de chacune des petites images de l'étoile de référence créées va dépendre de la déformation locale du front d'onde. En mesurant la déviation de la position de ces images

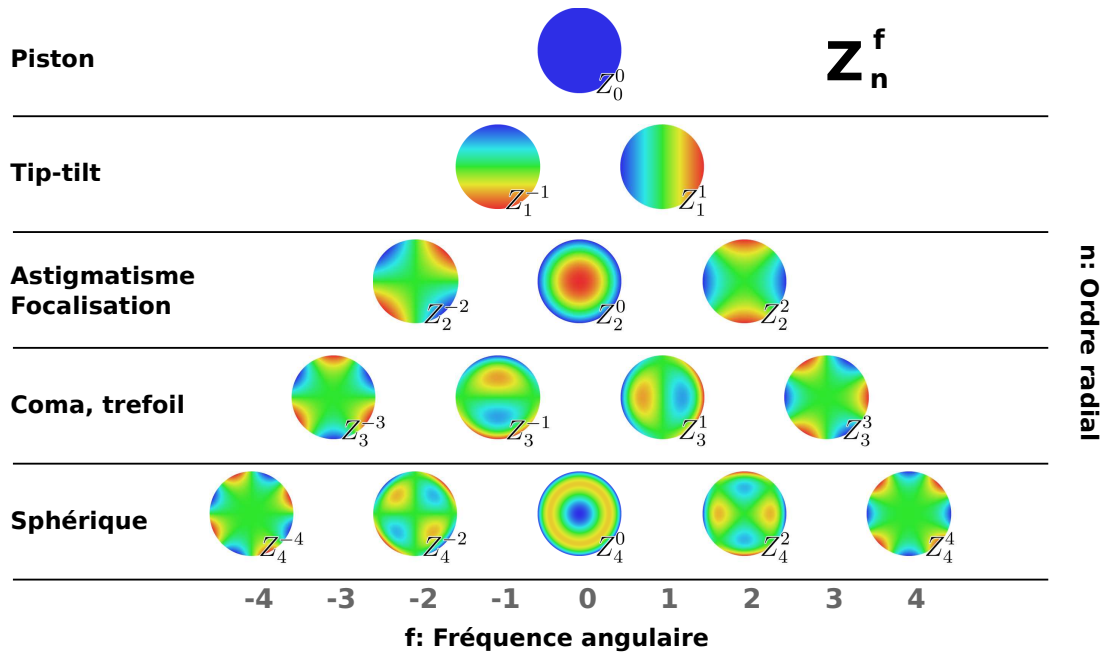


FIG. II.5: Les premiers polynômes de Zernike, avec leur notation mathématique (Z_n^f) ainsi que leur appellation commune. Ces polynômes permettent de décrire la déformation du front d'onde induite par l'atmosphère en la décomposant en une somme de déformations primaires (simples et uniques).

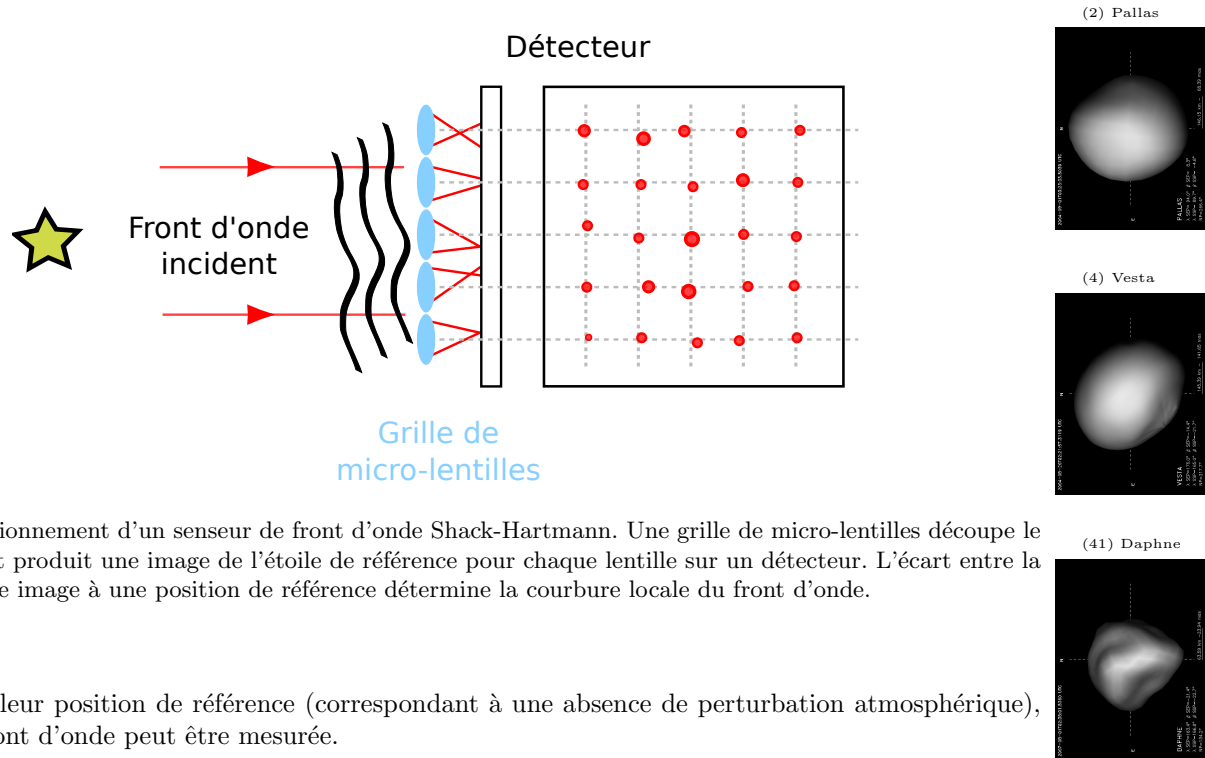
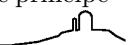


FIG. II.6: Fonctionnement d'un senseur de front d'onde Shack-Hartmann. Une grille de micro-lentilles découpe le front incident et produit une image de l'étoile de référence pour chaque lentille sur un détecteur. L'écart entre la position de cette image à une position de référence détermine la courbure locale du front d'onde.

par rapport à leur position de référence (correspondant à une absence de perturbation atmosphérique), la forme du front d'onde peut être mesurée.

Correction du front d'onde : une fois les déformations du front d'onde mesurées, il s'agit de courber le front d'onde afin de le rendre le plus "plat" possible (*i.e.* lui imposer les déformations inverses de celles induites par l'atmosphère). On utilise pour cela des miroirs déformables. Encore une fois, plusieurs technologies existent : par exemple bimorphe pour les systèmes Multi-Application Curvature Adaptive Optics (MACAO) du mode interférométrique du VLT, piézo-électrique pour NACO... Je vais expliquer le principe



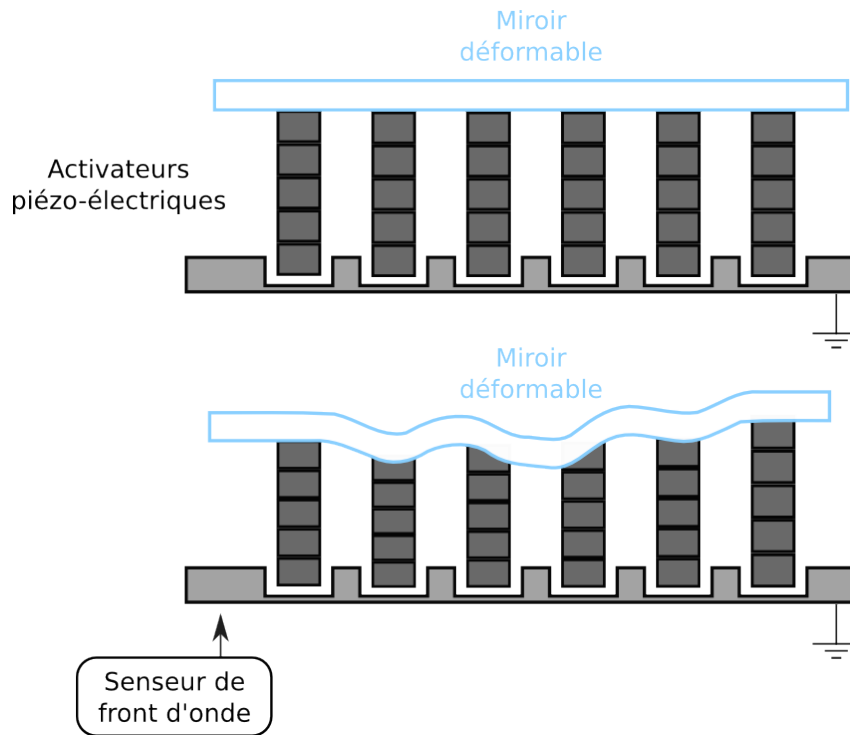


FIG. II.7: Le miroir déformable est soutenu par une grille de petits actionneurs piézo-électriques qui vont se contracter ou s'étendre suivant les ordres du senseur de front d'onde et ainsi déformer le miroir, rétablissant du mieux possible la platitude du front d'onde incident.

en m'appuyant sur la technologie dite piézo-électrique (Fig. II.7). Le miroir repose sur une grille de petits actionneurs piézo-électriques d'où la technologie tire son nom. L'application d'une tension dans les actionneurs va les faire se contracter ou bien au contraire s'étendre, tirant ou poussant par la même occasion le miroir qui est ainsi déformé. L'intensité de la tension à appliquer est calculée à partir des informations envoyées par le senseur de front d'onde.

Puisque l'atmosphère évolue constamment, les processus de mesure et de correction du front d'onde sont réalisés tout au long des observations. Le front d'onde étant mesuré après correction par le miroir déformable, chaque nouveau calcul va tenter de minimiser les résidus de la correction précédente. La correction est donc un processus itératif qui fonctionne en boucle, on parle de la boucle OA. Lors d'une observation, on ferme tout d'abord cette boucle, et après quelques itérations, le système fournit une correction stable. Les expositions peuvent alors commencer. En définitive, la qualité de la correction dépend :

- de la capacité du système à calculer en temps réel la correction adéquate (*i.e.* sa fréquence maximale)
- du nombre d'actionneurs dont la grille va échantillonner la correction le front d'onde

II.2.c Résultats sur le ciel

Voyons à présent deux exemples pour illustrer les avantages fournis par l'OA dans les cas de figures suivants : objets ponctuels ou étendus.

Objets ponctuels : comme je l'ai exposé précédemment, la turbulence atmosphérique brouille les images, en étendant la taille apparente et en déformant les objets que nous observons. L'OA permet alors de nettes améliorations lors de l'observation de systèmes multiples, comme les étoiles, les satellites de planètes géantes ou bien encore les astéroïdes binaires. En effet, en concentrant le flux de chaque



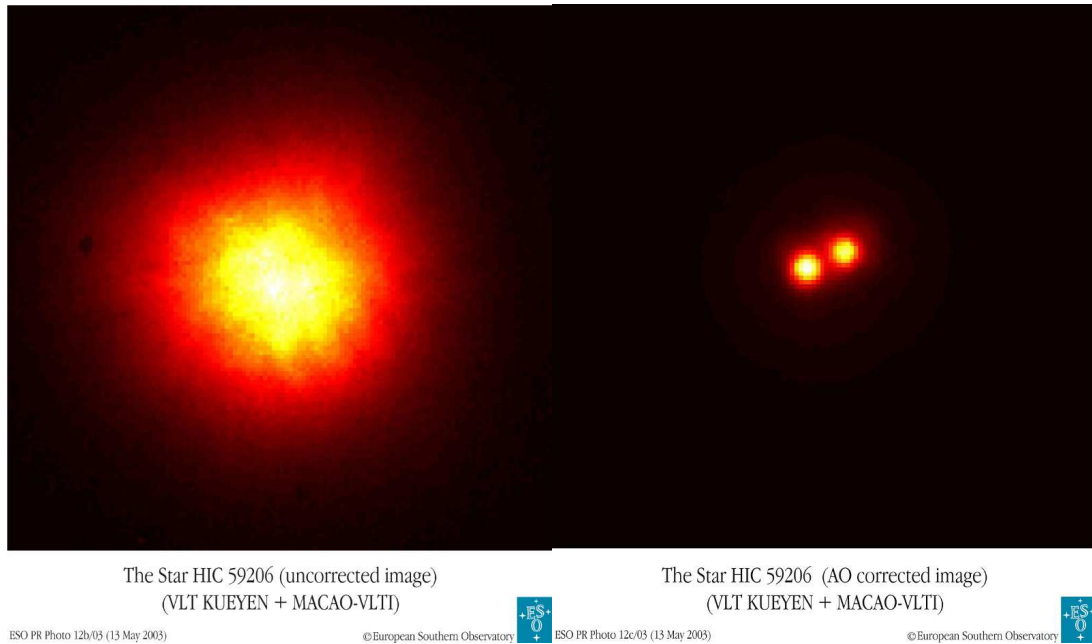


FIG. II.8: Illustration des performances de l’OA pour les objets ponctuels. Là où un seul objet est visible du fait de la turbulence atmosphérique (à gauche), l’OA permet de résoudre les deux composantes de ce système binaire (à droite). Cette correction est primordiale pour l’observation de compagnons de faible intensité (Crédit : ESO Press Release 12/03).

composante à son emplacement d’origine, l’OA va améliorer le contraste des images obtenues (Fig. II.8). A titre d’exemple, la découverte de satellite d’astéroïdes depuis la Terre n’a été possible qu’à partir de l’apparition de télescopes équipés d’OA, les recherches précédemment menées n’ayant jamais réussi à détecter de compagnon (voir l’exemple de 41 Daphne, chapitre IV.4).

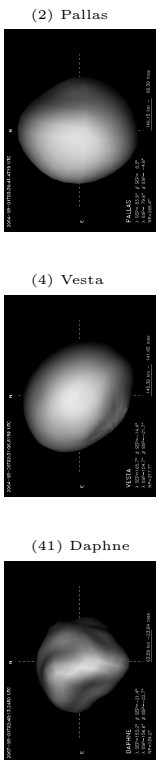
Objets étendus : un objet étendu peut être vu comme la juxtaposition d’un grand nombre d’objets ponctuels. Si la turbulence rend indissociables les deux composantes d’un système binaire d’étoiles, elle va complètement brouiller les détails et les bords d’un objet étendu (Fig. II.9). Le principal résultat étant de rendre “floues” toutes les images prises d’objets peu étendus angulairement. Dans le cas des petits corps, ceci va influencer la détermination de la forme des corps, ainsi que de leurs propriétés de surface.

II.2.d Limitations et perspectives

Bien que fournissant des résultats prodigieux, l’OA souffre de limites qui expliquent pourquoi tous les instruments ne sont pas équipés de cette correction.

La première limitation concerne la portion du ciel observable. En effet, il est nécessaire d’observer une étoile afin de fournir au senseur de front d’onde une référence. Afin de fournir une correction adéquate, cette étoile doit se situer proche de l’objet observé (maximum d’environ une demi minute d’arc, voir Fig. II.10). De plus, cette étoile doit être suffisamment brillante pour permettre son observation avec des expositions courtes (le senseur de front d’onde image l’étoile de référence plusieurs fois par seconde). En prenant en compte ces deux contraintes pour le choix d’une étoile de référence, seulement 1% environ (pour un miroir primaire de 10 mètres) de la voûte céleste est accessible aux observations avec correction par OA, limitant fortement l’intérêt de sa généralisation.

Une solution a été développée dans les dernières années afin d’augmenter la portion de ciel observable. Il s’agit de créer une étoile de référence artificielle au moyen d’un laser. On parle alors de Laser Guide Star (LGS), qui s’oppose au NGS décrit jusqu’alors. Un laser situé au télescope projette son rayon vers



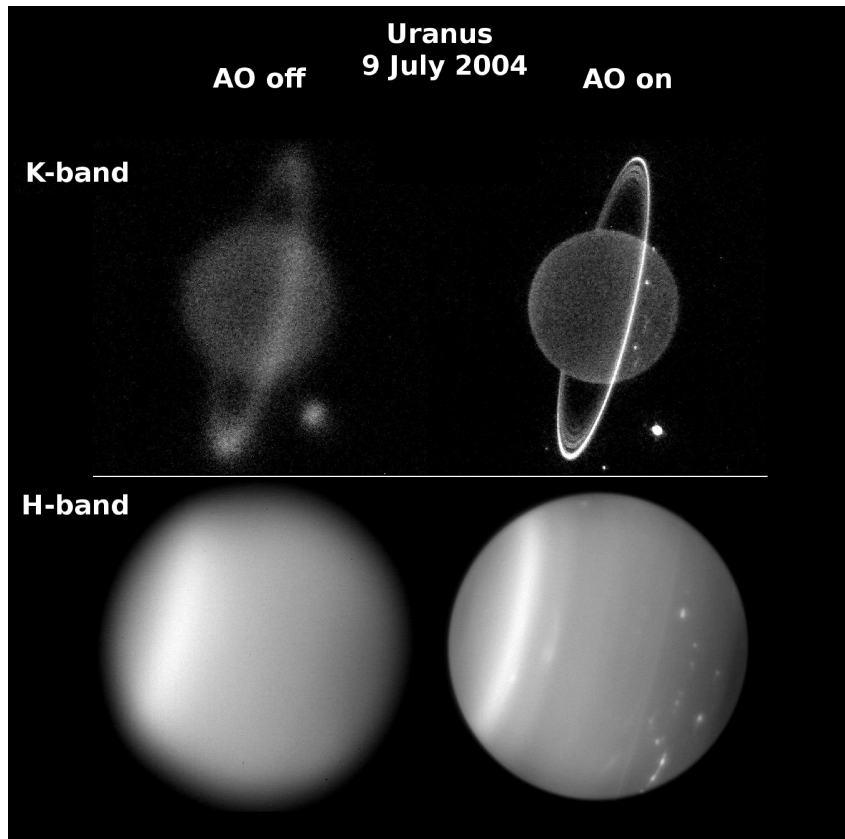
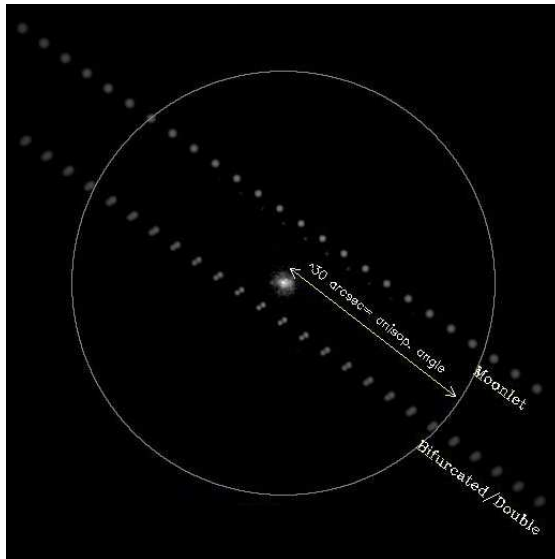


FIG. II.9: Illustration des performances de l'OA pour un objet spatialement étendu. On retrouve tout d'abord l'intérêt de l'OA sur les sources ponctuelles (Fig. II.8) dans le cas des satellites et des anneaux (en haut). La structure des anneaux n'apparaît que grâce à la correction, et les satellites ne sont que des taches diffuses sans celle-ci. Ensuite, l'OA permet de distinguer des détails à la surface d'Uranus invisibles sans la correction (en bas) tels que les nuages et bandes parallèles d'égale latitude (Crédit : H. Hammel & I. de Pater, 2004).

la zone à observer, excitant les atomes de sodium de la haute atmosphère. Ceux-ci émettent alors de la lumière. En raison de la faible dimension du faisceau du laser, la zone excitée apparaît comme une source ponctuelle, qui peut alors être utilisée comme référence pour le senseur de front d'onde. Malheureusement, comme l'étoile artificielle est créée à partir d'un laser situé au sol, la lumière qui la produit et celle qui est observée par le module d'OA suit le même parcours optique (de bas en haut et de haut en bas) dans l'atmosphère et n'est donc pas sensible aux premiers ordres des perturbations (tip-tilt, voir Fig. II.5) induites par la turbulence atmosphérique. Il est alors nécessaire d'utiliser une étoile naturelle du champ pour corriger les effets de tip-tilt. On appelle logiquement cette étoile la *Tip-tilt Star* (TTS). Néanmoins, comme la correction s'appuie globalement sur l'étoile laser, les contraintes sur la TTS sont moindres que sur une NGS. Ainsi, la magnitude de l'étoile de référence peut descendre à $V \leq 17 - 18$ mag., contre $V \leq 14$ mag. pour une NGS. La portion de ciel observable est alors augmentée à 5% (toujours pour un télescope équipé d'un miroir de 10 mètres).

La seconde limitation concerne la taille maximale du champ de vue corrigé par l'OA. En effet, comme montré dans la Fig. II.10, la qualité de la correction va en diminuant avec la distance à l'étoile de référence. Ceci pose problème lors de l'observation d'objets très étendus (d'une taille supérieure à la minute d'arc), comme les galaxies, les nébuleuses planétaires, les amas d'étoiles ou encore les planètes géantes.

Une solution est en cours de développement et les premiers résultats sur le ciel ont été obtenus par un prototype installé au VLT en 2008. Il s'agit de l'Optique Adaptative Multi-Conjuguée (OAMC). Le principe est d'utiliser plusieurs étoiles de référence en simultanément de manière à augmenter la taille de la



Seeing: 0.7"
 Magnitude de l'étoile: 13
 Magnitude de la cible: 19
 Résolution optimale avec OA: 0.19"
 Séparation angulaire du binaire: 0.38"
 Séparation angulaire du satellite: 2.1"
 Différence de magnitude: 3

FIG. II.10: Illustration de l'effet de la distance à l'étoile de référence sur la qualité de la correction fournie par l'OA dans deux cas de figures : (a) un TNO binaire où les deux composantes sont de taille, et donc de flux, similaire, et (b) un TNO avec un petit satellite, moins brillant. Dans les deux cas, l'OA est nécessaire pour conclure quant à la nature binaire du système, et de plus, ceci n'est possible que pour une bonne correction, *i.e.* lorsque la cible est proche de l'étoile de référence. Cette simulation est basée sur des données réelles obtenues au Lick Observatory avec la caméra NIRCAL en bande K : rapport de Strehl de 25% pour une étoile de référence de magnitude 13 (Crédit : J. Berthier & F. Marchis).

zone corrigée (Fig. II.11). Cette technique ouvre de nombreuses possibilités, surtout pour la photométrie

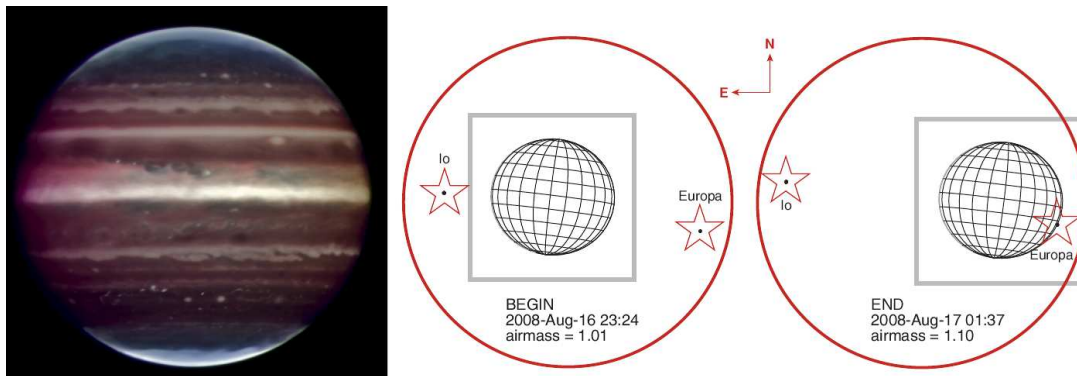
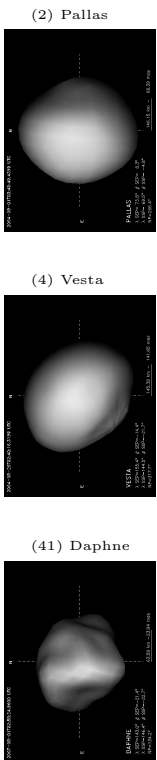


FIG. II.11: Vue de Jupiter (à gauche) obtenue avec une correction fournie par un module d'optique adaptative multi-conjuguée au VLT. Les deux diagrammes à droite montrent les positions relatives des deux lunes, Io et Europa, utilisées comme références lors des observations (Crédit : Wong et al. [2008]).

d'un champs couvrant de nombreux objets. Ce type de mesure était jusqu'alors biaisé par la correction non-uniforme fournie par l'OA. A terme les techniques de OAMC et d'étoile laser (LGS) sont appelées à être implantées au sein d'un seul et même module d'OA, afin de fournir à la communauté scientifique des imageurs grands champs corrigés des effets de la turbulence atmosphérique.

La dernière limitation que j'évoquerai ici concerne le domaine de longueurs d'onde auquel fonctionnent actuellement les instruments équipés d'OA. Tout d'abord, les télescopes au sol n'ont accès qu'à certaines gammes de longueurs d'onde, dues à l'absorption de l'atmosphère (partie II.1.a). Ensuite, la correction





apportée par l'OA va dépendre de la fréquence à laquelle sont effectuées les modifications de la forme du miroir, ainsi que du nombre d'actionneurs jouant sur sa forme. Or, à l'heure actuelle, les capacités de calcul limitent la fréquence d'analyse des capteurs de front d'onde, et la miniaturisation limitée des actionneurs en restreint le nombre par miroir. La correction apportée est alors insuffisante pour observer dans le visible. L'OA n'est donc utile que dans le proche infrarouge actuellement, car son utilisation est superflue dans les longueurs d'onde plus grandes (infrarouge moyen et lointain), où la limite de diffraction des télescopes (Eq. II.1) devient similaire au seeing atmosphérique.

II.3 Télescopes et instrumentation

Je présente dans cette section les observatoires à partir desquels ont été obtenues les données que j'ai utilisées durant ma thèse. J'ai eu la chance d'avoir accès à de nombreux observatoires durant ces trois ans, grâce à des collaborations outre Atlantique, même si je n'ai malheureusement pas eu l'opportunité de conduire personnellement les observations dans chacun de ces observatoires. Je décris dans un second temps les principales caractéristiques des instruments que j'ai utilisés.

II.3.a Télescopes

Very Large Telescope est l'observatoire phare de l'ESO, situé sur le Cerro Paranal dans l'Atacama, à l'extrême nord du Chili dans la région d'Antofagasta (Fig. II.12). Au cœur du désert, il jouit d'un climat propice aux observations avec une moyenne de 76% de nuits par an qualifiées de photométriques et d'un seeing moyen de 0.8". Néanmoins, ces conditions se dégradent lentement au cours du temps¹ (le seeing se dégrade en moyenne de 18 mas par an et le nombre de nuits photométriques diminue de 0.5% par an) et sont variables d'une année à l'autre en fonction de conditions climatiques à grande échelle comme *El Niño*.

Le VLT est composé d'un ensemble de 4 télescopes identiques, appelés Unit Telescopes (UTs), chacun composé d'un miroir monolithique de 8.2 m de diamètre. Chaque UT est conçu pour diriger la lumière qu'il capte vers son foyer Cassegrain, l'un de ses deux foyers Nasmyth ou vers son foyer Coudé. Le foyer Coudé est utilisé pour transmettre la lumière vers le module d'observations interférométrique (VLTI). Les autres foyers sont eux équipés de divers instruments, dont je décris certains dans la prochaine section (II.3.b). En mode interférométrique, la lumière reçue par chaque UT est recombinaisonnée en un seul faisceau et envoyée vers des instruments interférométriques spécifiques. Dans ce mode particulier, les UTs sont secondés par 4 autres télescopes, appelés *Télescope auxiliaire* (Auxiliary Telescope) (AT), mobiles, équipés de miroir de 1.8 m de diamètre, qui ne sont dédiés qu'aux observations en mode interférométrique.

W. M. Keck Observatory est composé de deux télescopes jumeaux au sommet du Mauna Kea à Hawaii (Fig. II.13). L'intérêt du site du Mauna Kea réside dans sa haute altitude, 4200 m, ainsi que dans sa situation au milieu de l'océan Pacifique. En effet, à cette altitude l'absorption de l'atmosphère (Fig. II.1) est moindre et l'absence évidente de reliefs prononcés sur l'océan fournit un vent peu turbulent. De même, la température stable de l'océan (par contraste à la terre ferme) contribue à diminuer la turbulence. Le seeing moyen au sommet du Mauna Kea est en effet de 0.9". Les télescopes du Keck, entrés en service en 1993 et 1996 respectivement, ont chacun en leur cœur un miroir de 10 m composé de 36 segments hexagonaux. Jusqu'à la récente mise en service du télescope Espagnol Gran Telescopio CANARIAS (GTC) en Juillet 2007, ils étaient les plus grands télescopes jamais construits.

Tout comme le VLT, les deux télescopes du Keck peuvent opérer indépendamment (chaque télescope dispose de plusieurs instruments) ou bien de concert en mode interférométrique. En revanche, l'accès à ces télescopes n'est attribué qu'aux chercheurs faisant partie d'une des cinq organisations suivantes : University of California (UC), The California Institute of Technology (Caltech), National Optical Astronomy Observatory (NOAO), NASA et University of Hawaii (UH) J'ai eu la chance de travailler sur des données obtenues au Keck par mon maître de thèse (C. Dumas) lorsqu'il travaillait aux États-Unis et par des collaborateurs américains.

¹<http://www.eso.org/gen-fac/pubs/astclim/paranal/>



FIG. II.12: Le VLT au sommet du Cerro Paranal au Chili (Crédit : S. Guisard)

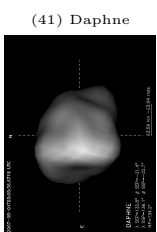
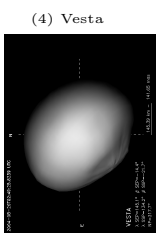
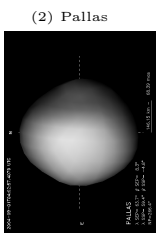


FIG. II.13: Les télescopes jumeaux de l'observatoire W. M. Keck au sommet du Mauna Kea au coucher de Soleil (Crédit : W. M. Keck Observatory).

La Silla est le premier observatoire de l'ESO (Fig. II.14). Il fut inauguré en 1969 sur le Cerro La Silla dans le désert d'Atacama au nord du Chili. Si les conditions atmosphériques de ce lieu sont légèrement en deçà de celles de Paranal, site du VLT, (61% de nuits photométriques par an et un seeing moyen de $0.9''$), le nombre de nuits photométriques à La Silla est en augmentation de presque 1% par an, augmentant considérablement le potentiel de cet observatoire dans les années à venir.

En fonctionnement depuis maintenant 40 ans, La Silla accueille une dizaine de télescopes dont 3 en fonctionnement opérés par l'ESO : le 2.2 m, le 3.6 m et le New Technology Telescope (NTT) ; et tout un chapelet de télescopes nationaux, inutilisés à l'heure actuelle à l'exception du 1.2 m Suisse et du 1.5 m Danois.

Le 2.2 m fut construit par le Max Planck Institute for Extraterrestrische Physik (MPE) et laissé en prêt à l'ESO qui en assure la maintenance et les opérations depuis son ouverture en 1984. Deux instruments sont actuellement en fonctionnement sur le 2.2 m : un imageur grand champs (WFI) et un photomètre multi-longueur d'onde, Gamma-Ray Burst Optical Near-IR Detector (GROND).





Le 3.6 m fut inauguré en 1977. Grâce à une intervention pour améliorer la qualité des opérations en 1999, il reste un télescope compétitif dans la classe des 4 mètres. Il n'accueille actuellement plus qu'un seul instrument, HARPS, dédié à la recherche d'exo-planètes.

Le NTT a été désigné et conçu comme prototype pour le futur VLT au milieu des années 1980 par l'ESO. Il fut pour cela équipé d'un miroir primaire de 3.6 m de diamètre monolithique à optique active : son miroir est soutenu par une grille de pistons et peut se déformer légèrement. Il accueille en son foyer Nasmyth B l'instrument ESO Faint Object Spectrograph and Camera 2 (EFOSC2), décrit ci-après.

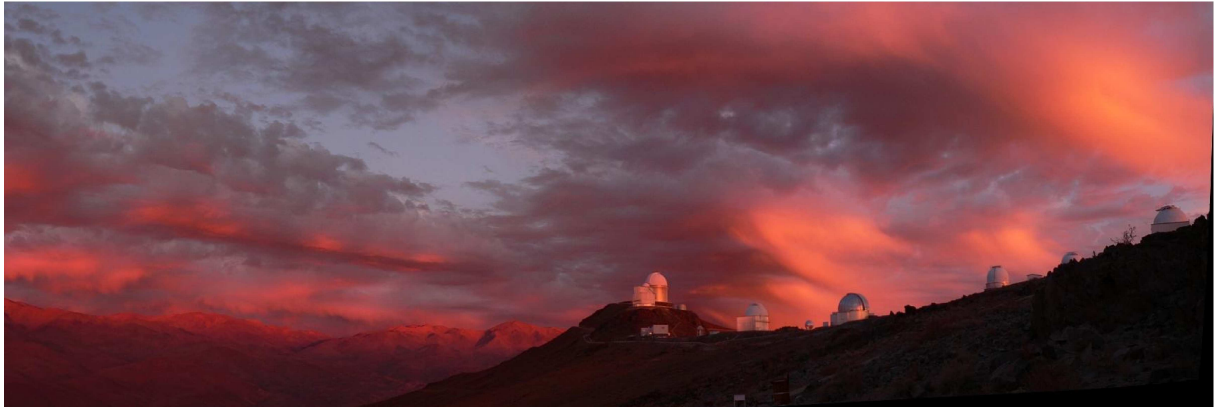


FIG. II.14: L'observatoire de La Silla au Chili (Crédit : K. Chiu)

IRTF est un télescope de la NASA perché au sommet du Mauna Kea, opéré par l'University of Hawaii (UH). Optimisé pour les observations dans l'infrarouge, ce télescope est dédié à hauteur de 50% du temps (minimum) à l'étude du système solaire. Équipé d'un miroir principal de 3 m, l'IRTF est parfait pour étudier les petits corps du système solaire dans l'infrarouge proche et moyen grâce à deux spectromètres basse résolution dont il est pourvu : SpeX et Mid-IR Spectrometer and Imager (MIRSI).

Depuis quelques années, un système d'observation à distance a été mis en place à l'IRTF [Bus et al., 2002]. J'ai donc eu l'occasion d'observer avec l'IRTF depuis Meudon en France. Le décalage horaire entre Paris et Hawaii étant de 12 heures, ceci permet d'observer aux heures de bureau !

Spitzer Le télescope spatial Spitzer est un télescope infrarouge lancé en 2003 par la NASA. Il est équipé d'un miroir de 85 cm et d'une caméra proche et moyen infrarouge, d'un spectromètre moyen infrarouge (MIRSI, décrit ci-dessous) et d'un photomètre dans l'infrarouge moyen et lointain (24-160 μm). Les instruments à bord émettant dans l'infrarouge moyen à la température ambiante, Spitzer était refroidi à l'hélium afin de limiter le bruit instrumental. Les réserves d'hélium se sont épuisées en Mai 2009 et la NASA espère pouvoir utiliser le télescope encore deux ans dans une phase "chaude" dans laquelle seules les observations dans le proche infrarouge seront réalisables.

II.3.b Instruments

NAOS-CONICA (NACO) est un imageur, polarimètre et spectromètre proche infrarouge (1-5 μm) équipé d'OA monté au foyer Nasmyth B de UT4 au VLT. Le module d'OA, Nasmyth Adaptive Optics System (NAOS) [Rousset et al., 2003], a été conçu pour fonctionner sur des sources ponctuelles (étoiles), mais aussi sur des objets faiblement étendus (diamètre apparent inférieur à 4"). Ce dernier point est un avantage pour l'observation des astéroïdes, où la boucle de l'OA sera fermée sur l'objet scientifique lui-même, s'affranchissant ainsi du besoin d'une étoile de référence. En effet, trouver des étoiles suffisamment brillantes ($V \leq 12-13$ mag), et proches ($\leq 30''$) d'un objet en mouvement dans le ciel n'est pas toujours possible (limitant notre capacité d'observation des TNOs par exemple). De manière à ne pas soustraire de flux à Near-Infrared Imager and Spectrograph (CONICA), le module scientifique de l'instrument, NAOS

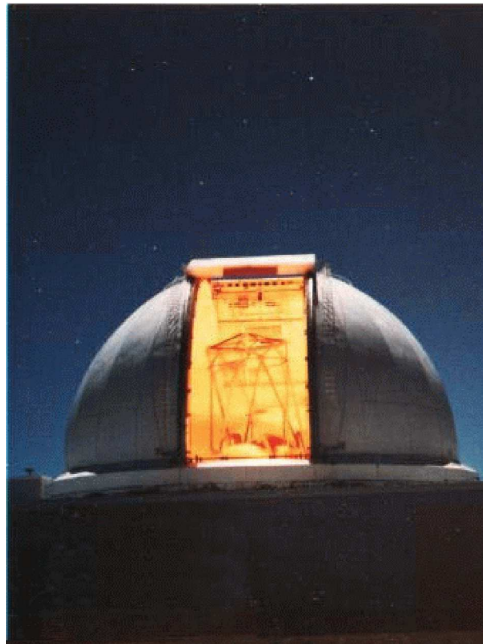


FIG. II.15: La coupole de l'IRTF au sommet du Mauna Kea (Crédit : IRTF)

est pourvu d'un senseur de front d'onde visible et infrarouge. Ceci permettant dans notre cas d'utiliser le flux visible pour la correction OA et de conserver le flux proche infrarouge pour le détecteur scientifique.

CONICA propose de nombreux modes d'observations [Lenzen et al., 2003], mais je ne détaillerai ici que le mode d'imagerie que j'ai utilisé durant ma thèse. CONICA propose quelques filtres à large bande passante : J, H, Ks, L' et M' couvrant l'ensemble de la gamme 1 à 5 microns, ainsi que toute une gamme de filtres à bande passante étroite, centrés sur des raies d'émissions précises (He I, Fe II...). Plusieurs tailles de pixel sont également disponibles, permettant d'échantillonner convenablement la Point-Spread Fonction (PSF) en J dans son mode le plus piqué (S13 : 13.22 mas/pixel, champs de vue de $14 \times 14''$) tout en offrant des champs de vue plus large au besoin : $28 \times 28''$ et $56 \times 56''$ pour les modes S27 et S54 (27.06 et 54.3 mas/pixel respectivement).

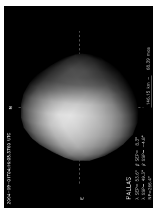
La résolution spatiale permise par la combinaison d'un miroir de 8.2 mètres et de l'OA est pleinement utilisée ici et NACO est le parfait imageur à haute résolution angulaire proposé aux astronomes européens (élément de résolution en K à plein régime de correction OA : 50 mas).

Near InfraRed Camera 2 (NIRC2) est un imageur et spectromètre proche infrarouge (1-5 μm) équipé d'OA [van Dam et al., 2004] monté au foyer Nasmyth du second télescope de l'observatoire W. M. Keck. Tout comme NACO, cet instrument présente plusieurs modes (comme l'imagerie avec coronographe). Bien que les modes proposés par Near InfraRed Camera 2 (NIRC2) soient moins nombreux, je ne listerai encore ici que le mode que j'ai eu l'occasion d'utiliser durant ma thèse, à savoir l'imagerie assistée par OA.

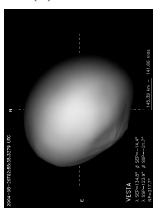
La taille supérieure des miroirs au Keck fournissant une résolution spatiale supérieure à celles des UTs au VLT, on retrouve ici le même type de design instrumental que celui décrit pour NACO mais adapté aux spécifications du télescope. Trois tailles de pixel sont proposées : 9.94, 19.83 et 39.69 mas/pixel, associées à trois champs de vue : $10 \times 10''$, $20 \times 20''$ et $40 \times 40''$ respectivement.

Depuis 2007, NIRC2 est équipé d'un nouveau senseur de front d'onde qui fournit les mêmes performances OA en bande H que celles usuellement obtenues en bande K, améliorant donc la résolution maximale atteignable d'environ 30% (via l'utilisation d'une longueur d'onde plus courte). C'est également un parfait imageur à haute résolution angulaire, situé dans l'hémisphère nord, malheureusement d'accès restreint pour les européens.

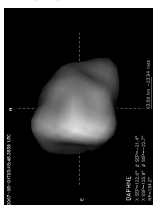
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





Spectrograph for INtegral Field Observations in the Near Infrared (SINFONI) est un spectrographe à intégrale de champs fonctionnant dans le proche infrarouge (1.1-2.45 μm) installé au foyer Cassegrain de UT4 au VLT. Il est composé d'un module d'OA, MACAO, développé au sein de l'ESO [Bonnet et al., 2003], et du spectromètre SPIFFI, développé par le MPE, en collaboration avec Nederlandse Onderzoekschool Voor Astronomie (NOVA) [Eisenhauer et al., 2003]. Il est équipé de 4 réseaux (J, H, K et H+K) optimisés pour fournir une couverture spectrale complète des fenêtres atmosphériques du même nom, avec une résolution spectrale d'environ 2000, 3000 et 4000 en J, H et K, respectivement, et 1500 en H+K. Trois tailles de champs de vue sont offerts, $8\times 8''$, $3\times 3''$ et $0.8\times 0.8''$, avec des tailles de pixel correspondantes de 250, 100 et 25 mas sur le ciel. Après traitement, cet instrument fournit des cubes de données dont les deux premières dimensions contiennent l'information spatiale de l'objet (on parle de "spaxel" pour les pixels des directions spatiales) et la troisième l'information spectrale, i.e., une image dont chaque pixel contient un spectre correspondant à la position du pixel sur le ciel. Les propriétés du processus de construction des cubes de données donnent une forme rectangulaire aux spaxels : la résolution est deux fois moindre suivant l'axe nord-sud que est-ouest.

Ces capacités de haute résolution spatiale, combinées à une résolution spectrale suffisante pour une analyse minéralogique, en font un instrument idéal pour obtenir le spectre proche infrarouge des petits corps dans deux cas : 1) pour les systèmes multiples où la séparation angulaire des composantes du système permet de les identifier clairement et 2) pour les objets dont le disque apparent est résolu. En effet, si ni les composantes d'un système multiple ni le disque d'un objet ne sont spatialement résolubles par Spectrograph for INtegral Field Observations in the Near Infrared (SINFONI), l'instrument ne présente pas d'avantage par rapport à un spectromètre à fente. En revanche, il permet de collecter les spectres de chaque composante d'un système multiple ainsi que de chaque portion de surface visible d'un corps d'une manière bien plus précise (spatialement) et efficace si ceux-ci sont spatialement résolus.

ESO Faint Object Spectrograph and Camera 2 (EFOSC2) est un imageur, polarimètre et spectromètre opérant dans le visible (0.3-0.8 μm) récemment (Avril 2008) réinstallé au foyer Nasmyth B du NTT à La Silla [Snodgrass et al., 2008]. Il fut conçu par les astronomes de l'ESO [Buzzoni et al., 1984] et y fut installé en 1989, avant d'être déplacé vers le 2.2 m puis le 3.6 m de La Silla en 1990 et 1997. Son design simple et robuste, combiné à une large gamme de modes d'observation explique sa longévité. Son installation au NTT en fait un instrument très utile quant au suivi photométrique d'objets de magnitudes moyennes ($V = 18-22$ mag), comme les TNOs ou les NEAs.

High Acuity Wide field K-band Imager (Hawk-I) est un imageur grand champ installé au foyer Nasmyth A de UT4 au VLT [Pirard et al., 2004; Casali et al., 2006]. Outre ses filtres à large bande passante (J, H, K), il est pourvu de 6 filtres à bande passante étroite. Bien que conçu pour l'étude d'objets étendus tels que les galaxies et les amas globulaires (champs de vue de 7.5×7.5 arcmin²), son filtre étroit CH₄ permet de sonder la présence de glace sur la surface d'objets du système solaire (tels que les TNOs) de manière efficace.

Mid-IR Spectrometer and Imager (MIRSI) est un imageur et spectrographe [Deutsch et al., 2003] dans le proche et moyen infrarouge (de 2 à 28 μm), installé à l'IRTF au sommet du Mauna Kea. Il permet l'acquisition d'images et des spectres dans les fenêtres atmosphériques (partie II.1.a) de 8-14 et 17-26 μm . Bien que construit pour l'étude des objets stellaires jeunes et la formation d'étoiles, c'est un spectrographe idéal pour l'observation des astéroïdes : l'IRTF est un télescope optimisé pour les observations dans l'infrarouge et l'observation des petits corps.

InfraRed Spectrograph (IRS) est l'un des trois instruments à bord du télescope spatial Spitzer de la NASA fournissant des spectres à basse (60-120) et moyenne (~ 600) résolution spectrale [Houck et al., 2004] dans l'infrarouge moyen (5-38 μm). Sa situation en dehors de l'atmosphère lui permet de couvrir les domaines 5-8 μm , 13-17 μm et 17-38 μm inobservables depuis le sol. Les spectres obtenus avec InfraRed Spectrograph (IRS) sont également exempts des absorptions et émissions telluriques qui peuvent dégrader la qualité des spectres obtenus depuis le sol.



Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph (UVES) est un spectromètre à haute résolution spectrale fonctionnant dans l’ultraviolet et le visible, installé au foyer Nasmyth B de UT2 au VLT [Dekker et al., 2000]. Son design instrumental lui permet de travailler depuis la coupure de l’atmosphère (partie II.1.a) à $0.33 \mu\text{m}$ jusqu’à la limite de sensibilité des CCD à $1.1 \mu\text{m}$. Cet instrument fut conçu pour étudier les raies des gaz des atmosphères d’étoiles et nuages interstellaires, avec une résolution spectrale allant jusqu’à 110 000. Néanmoins, sa haute résolution spectrale permet l’étude des petits corps du système solaire possédant une atmosphère ou une coma. Les bandes d’absorption dues aux solides sont en effet très larges et la résolution spectrale de Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph (UVES) est alors inutile, mais l’étude des gaz présent dans la coma des comètes ou de l’éjection de volatiles par des astéroïdes peut être réalisée avec cet instrument.

II.4 Réduction de données

Une fois les données (images ou spectres) obtenues, il faut les corriger des aberrations et déformations introduites par l’atmosphère terrestre mais aussi par l’instrumentation elle-même (télescope compris). Cette étape s’appelle la réduction de données, où l’on tente de réduire au maximum les contributions parasites (considérées comme du bruit) pour ne garder que le signal qui nous intéresse. Il faudra ensuite calibrer ce signal de manière à le situer dans un contexte plus général en le comparant à d’autres objets, ou à d’autres observations. Je vais décrire ici les méthodes standards de réduction de données ainsi que les protocoles d’observations les permettant. Ce sont ces principes que j’ai appliqués afin de créer un ensemble de programmes (en IDL) de réduction de données.

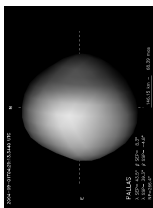
II.4.a Considérations générales

Les instruments astronomiques sont aujourd’hui tous équipés de détecteurs électroniques qui ont remplacé les plaques photographiques depuis maintenant une vingtaine d’année. Leur principe de fonctionnement est le suivant : il s’agit de grilles de pixels, qui font office de boîtes à photons. Chaque pixel converti la lumière qu’il reçoit en électrons, dont le nombre dépend de la quantité de lumière reçue. Le nombre d’électrons est lu pour chaque pixel à la fin de chaque pose (on parle couramment d’intégration), soit directement en chaque pixel, technologie Complementary Metal–Oxide–Semiconductor (CMOS), ou en déplaçant les électrons de pixels en pixels jusqu’au bord du détecteur où ils sont lus, technologie CCD. Chacune des technologies présente des avantages, suivant l’utilisation désirée. Par exemple, la technologie CMOS permet un gain de temps lorsqu’une sous partie du champs de vue seulement doit être observée : on ne lira pas le détecteur en entier mais seulement cette sous partie. Autre exemple, la technologie CCD permet d’additionner des groupes de pixels lors de leur déplacement, augmentant ainsi le rapport signal à bruit avant même la lecture. Je ne vais pas détailler ici plus en avant les avantages et mérites des deux technologies, qui dépendent principalement de l’utilisation du détecteur [voir Howell, 2001, pour plus de détails].

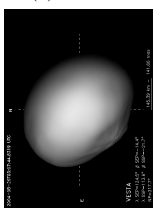
Dans les deux cas, les astronomes disposent à la fin du processus d’un tableau d’une taille similaire à celle du détecteur où chaque case contient le nombre de photons que le pixel correspondant a reçu : c’est exactement le même procédé que celui des appareils photos numériques. On obtient donc une image (“photographie”) presque de la même manière qu’avec une plaque photographique. En revanche, l’aspect discret (de taille finie) des pixels et les mécanismes de lectures entraînent des bruits et aberrations qu’il faut corriger :

- **Pixels “morts”** : certains pixels peuvent ne plus être réceptifs à la lumière. Ainsi, quelle que soit la quantité de lumière qui les éclaire, ils ne produiront que peu d’électrons, voire aucun.
- **Pixels “chauds”** : cas contraire des pixels morts, les pixels chauds sont des pixels qui produisent de nombreux électrons, et ce indépendamment de la quantité de lumière qui les éclaire, même en l’absence complète de lumière. On dénomme souvent l’ensemble pixels morts et chauds par “mauvais pixels”.

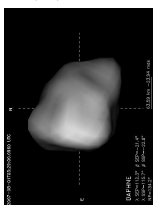
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





- **Biais ou bruit d'instrument** : lors de la lecture, des électrons peuvent être produits par agitation quantique. Ce qui signifie qu'avec un temps de pose nul l'image obtenue n'est pas uniformément noire. Au lieu de mesurer une absence de lumière sur l'ensemble des pixels, on mesure un fond de faible intensité. Ce biais étant produit à la lecture, il est également présent dans les observations scientifiques.
- **Courant d'obscurité** : tout corps émet un rayonnement dit thermique, provenant de la création de photons par agitation quantique. Ceci est également vrai pour les instruments astronomiques, qui vont recevoir des photons produits par eux-mêmes. Le résultat est un niveau de fond dans les images (sans rapport avec la quantité de lumière reçue) dont le niveau sera d'autant plus haut que le temps de pose est long. Puisque la production de photons dépend de la température, les instruments sont refroidis de manière à ne produire qu'un nombre limité de photons de cette manière. Il est à noter que les détecteurs opérant dans le visible ne sont pas affectés par ce bruit de courant d'obscurité. En effet, les photons sont émis de manière thermique dans l'infrarouge, or, les détecteurs visibles ne sont pas sensibles à cette gamme de longueur d'onde.
- **Champs plat** : l'efficacité avec laquelle chaque pixel converti la lumière qu'il reçoit en électrons est indépendante de ces pixels voisins. Il en résulte des différences de sensibilité entre les pixels qui se traduit par une image non-uniforme lors de l'observation d'une surface brillante homogène (comme l'intérieur de la coupole du télescope ou encore du ciel lors de la pénombre).

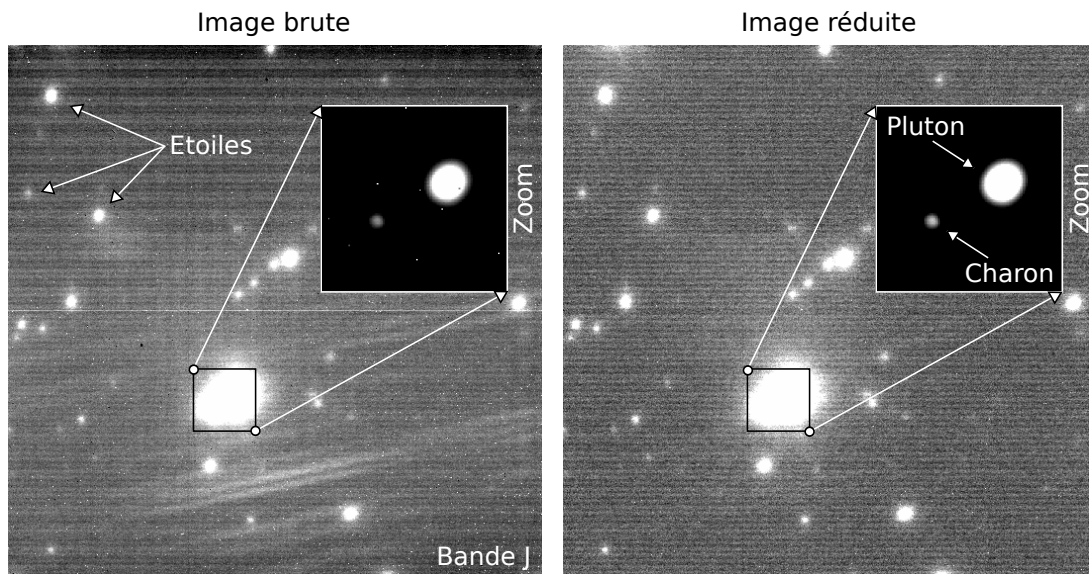


FIG. II.16: Exemple de réduction de données dans le proche infrarouge. Ici le TNO (134340) Pluton et son compagnon Charon sont observés en bande J. L'image brute est entachée de mauvais pixels (visibles dans le zoom) et d'un fond de ciel présentant des structures. L'image réduite est exempte de ces défauts. L'effet du champ plat est également corrigé, bien que difficile à visualiser ici (Crédit : images de B. Sicardy)

Ces effets provenant des instruments, ils vont donc être propres à chaque mode des instruments (par exemple, les champs plats de chaque filtre seront différents entre eux). Heureusement, des solutions ont été trouvées pour palier tous ces défauts (voir la Fig. II.16 pour un exemple de réduction). Il suffit pour cela de produire tout un ensemble de données, dites de calibrations, lors des observations. Je décris maintenant quelles sont ces données ainsi que la manière de corriger les points évoqués ci-dessus.





II.4.b Dans le visible

Les données prises dans le visible souffrent du bruit d'instrument (biais) ainsi que d'un champ plat non uniforme. Afin de calibrer le biais, il convient de prendre plusieurs images avec un temps d'exposition nul (pour limiter le courant d'obscurité) et avec l'obturateur fermé (pour ne pas enregistrer de lumière parasite). Les images ainsi obtenues ne contiendront que l'information due au bruit d'instrument. Ceci est fait durant la journée, lorsque le télescope est fermé.

Les images de champs plat sont obtenues lors de la pénombre en début et/ou fin de nuit. Le ciel est alors brillant et uniforme, permettant d'acquérir aisément des images uniformément éclairées. Je présente un exemple de biais et de champs plat obtenus avec EFOSC2 au NTT à La Silla en Figure II.17.

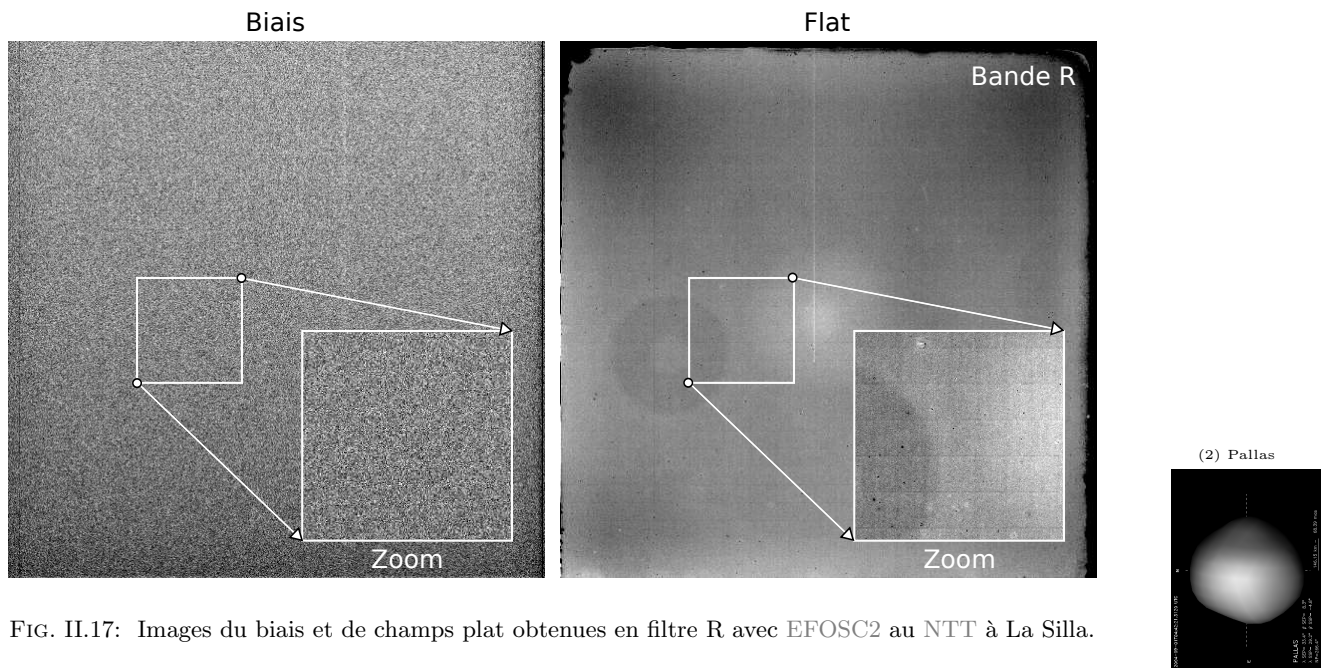


FIG. II.17: Images du biais et de champs plat obtenues en filtre R avec EFOSC2 au NTT à La Silla.

Il convient de prendre plusieurs images pour chaque calibration dans le cas où une de ces images serait affectée par un défaut temporaire (comme par exemple la traînée laissée par un rayon cosmique). Si une seule image de calibration est prise, et se voit affectée d'un tel défaut, la réduction de données sera faussée. La procédure habituelle est alors de créer des images de calibration exemptes de défauts passagers.

Image du biais : afin de produire une image du biais, il suffit de prendre la médiane (pour chaque pixel) d'un ensemble d'images de biais.

Image du champs plat (flat) : de la même manière que pour le biais, la création du champs plat commence par prendre la médiane d'une série d'images de champs plat (dont le niveau médian a été ajusté pour être constant entre toutes les images). On y soustrait ensuite l'image du biais pour s'affranchir du bruit d'instrument. L'image est finalement divisée par sa valeur moyenne, fournissant ainsi une mesure directe de la différence de sensibilité entre les pixels. Bien que dans le cas d'un détecteur parfait, tous les pixels aient une sensibilité identique (valeur uniforme de 1), celle-ci oscille en réalité autour de 1. Par exemple, une valeur de 1.1 signifie que le pixel est 10% plus sensible que l'ensemble du détecteur.

Une fois ces images du bruit d'instrument et de la réponse du champs plat créées, la réduction à proprement parler, est simple. Il suffit de soustraire le biais à chaque image puis de diviser celles-ci par





l'image normalisée du champs plat. On peut résumer l'ensemble du processus par la formule suivante :

$$\text{Image}_{réduite} = (\text{Image}_{brute} - \text{Biais}) \times \frac{\langle \text{Flat} - \text{Biais} \rangle}{\text{Flat} - \text{Biais}} \quad (\text{Eq. II.2})$$

II.4.c Dans le proche infrarouge

Les données obtenues dans le proche infrarouge sont également affectées par les inégalités du champs plat. Elles souffrent toutefois de deux contributions supplémentaires : le courant d'obscurité et le fond du ciel, plus important dans ces longueurs d'onde que dans le visible (voir Fig. II.1).

Les images du courant d'obscurité s'obtiennent de manière similaire à celles du biais, avec l'obturateur fermé. En revanche, comme le courant d'obscurité dépend du temps d'exposition, il convient de réaliser des images de celui-ci pour chaque temps d'exposition utilisé durant la nuit d'observation. Les images de champs plat sont obtenues de la même manière que dans le visible (voir ci-dessus : II.4.b).

La procédure pour obtenir les images de courant d'obscurité et de champs plat est ensuite la même qu'en visible. Il est à noter que le bruit d'instrument (biais) est également présent dans les détecteurs proche infrarouge. On ne mentionne que rarement celui-ci, puisque les images du courant d'obscurité contiennent également l'empreinte du biais, qui sera soustrait aux données en même temps que le courant d'obscurité. Je présente un exemple d'images de courant d'obscurité et de champs plat en Figure II.18.

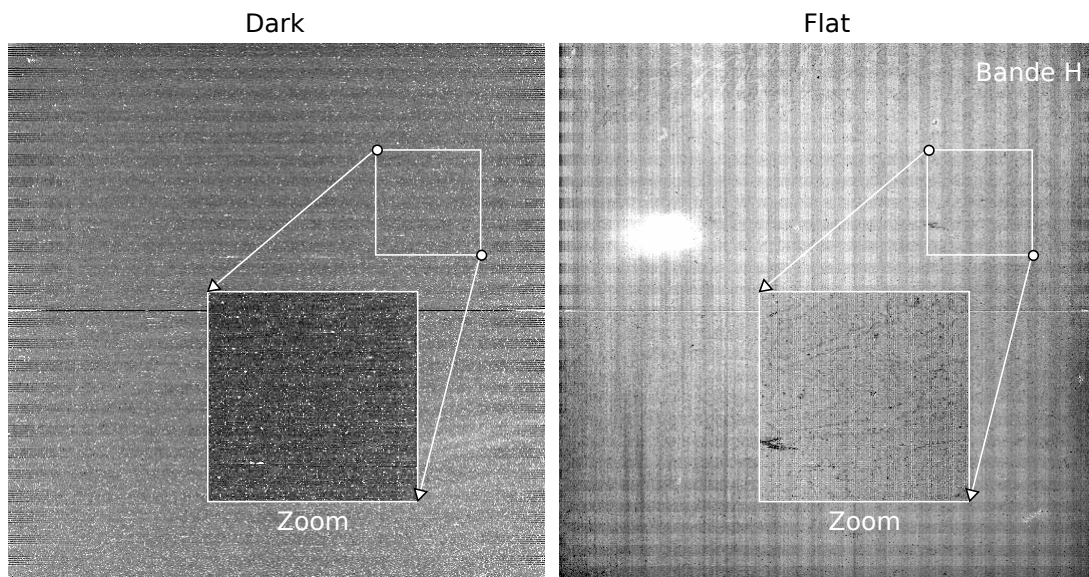


FIG. II.18: Images du courant d'obscurité et du champs plat obtenues en filtre H avec NACO au VLT/UT4.

Vient ensuite une étape propre au proche infrarouge : la soustraction de la contribution du ciel. Si dans le visible l'atmosphère est presque complètement transparente, ce n'est pas le cas dans le proche infrarouge (voir Fig. II.1). Il existe deux manières d'évaluer le fond du ciel :

1. Si l'objet est étendu (ou si de trop nombreuses sources sont présentes dans le champs de vue), il convient d'intercaler des observations du ciel (à une faible distance angulaire de l'objet d'intérêt) entre les observations scientifiques.
2. Si l'objet n'est pas trop étendu, il suffit de placer la cible à différents endroits sur le détecteur lors des observations pour pouvoir extraire une image du ciel puis de prendre la médiane des observations scientifiques en chaque pixel (Fig. II.19).

La réduction des images consiste alors à soustraire l'image du ciel (qui permet de s'affranchir par la même occasion des bruits d'instrument et de courant d'obscurité), puis à diviser par l'image des champs



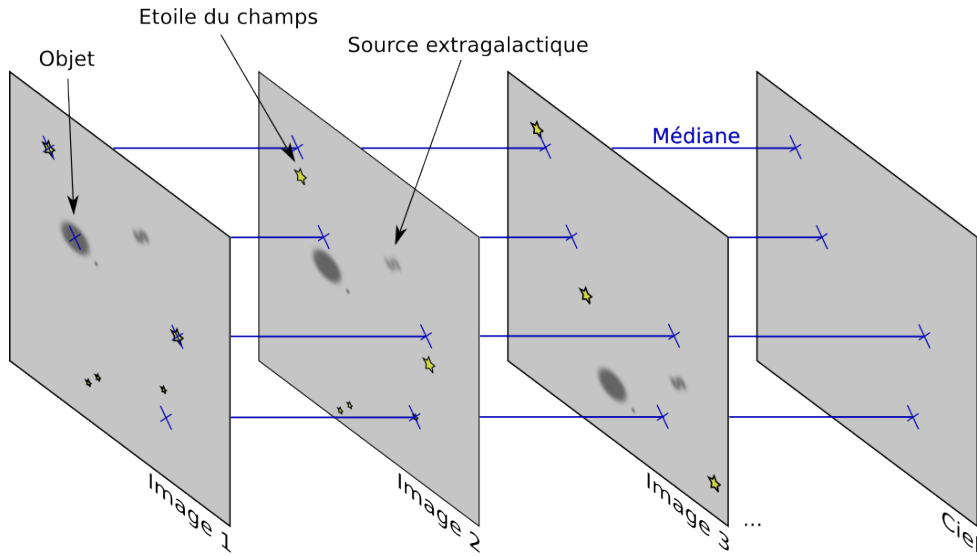


FIG. II.19: Principe de création d'une image du ciel à partir d'une série d'images où l'objet a été déplacé durant les observations.

plat :

$$\text{Image}_{réduite} = (\text{Image}_{brute} - \text{Ciel}) \times \frac{< (\text{Flat} - \text{Dark}) >}{\text{Flat} - \text{Dark}} \quad (\text{Eq. II.3})$$

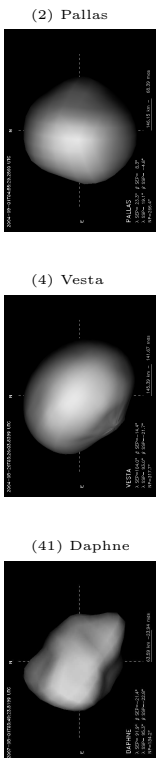
II.4.d Indépendamment de la longueur d'onde

Je décris maintenant quelques opérations qui peuvent être réalisées, quelle que soit la longueur d'onde considérée.

Correction des mauvais pixels : afin de corriger l'information (non) contenue par les mauvais pixels, il faut tout d'abord lister quels pixels doivent être considérés ainsi. On utilise pour cela les images de biais ou de courant d'obscurité et champs plat. En effet, les pixels chauds seront facilement identifiables sur des images faiblement exposées (biais ou dark) ; et les pixels morts dans les images fortement exposées (flat). On remplace ensuite la valeur de ces pixels par la médiane des pixels avoisinants (dans une boîte de quelques pixels de côté) ; où on se contente de ne pas prendre leur valeur en compte lors de l'analyse.

Correction de franges d'interférence : En raison de l'épaisseur finie et non constante des CCDs, les photons interfèrent parfois en leur sein. Ceci a pour résultat la création de franges (d'interférence) qui se superposent au signal (Fig. II.20). Si l'amplitude des franges varie en fonction des conditions d'observation, leur position sur le détecteur reste fixe. Il suffit alors de créer une carte de franges et de la soustraire aux observations pour corriger cet effet.

La carte s'obtient d'une manière similaire au ciel en proche infrarouge : on combine un nombre important d'images en rejetant les fortes valeurs (étoiles, sources diverses...) pour chaque pixel. Il faut ensuite ajuster l'amplitude des franges de la carte à celles de chaque observation. On définit pour cela un ensemble de paires de points de référence, choisies à cheval entre les parties sombres et claires des franges. Le rapport du flux dans et en dehors des franges sur la carte peut alors être ajusté à celui des images.



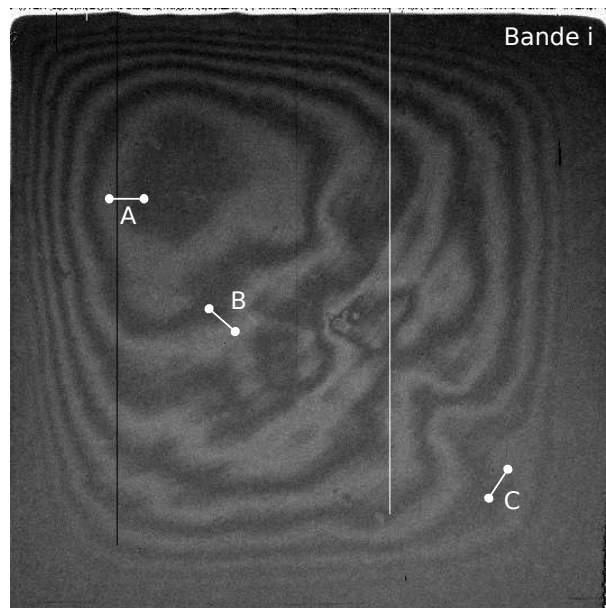


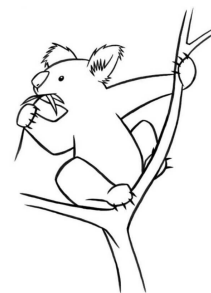
FIG. II.20: Carte de franges en bande i pour EFOSC2 au NTT à La Silla. Les marques A, B et C montrent quelques exemples de paires de points utilisées pour ajuster le contraste des franges. On choisit un point dans une partie brillante de la frange et un autre point associé, proche et dans la partie d'obscurité de la frange. Leur rapport dans l'image et dans la carte donne une estimation du facteur à appliquer à la carte avant de la soustraire à l'image scientifique. Dans le cas de EFOSC2, j'ai utilisé 20 paires de points réparties sur tout le champ.



Chapitre III

Une méthode d'analyse originale : KOALA

J'expose dans ce chapitre la méthode d'analyse d'images à haute résolution angulaire au développement de laquelle j'ai collaboré durant ma thèse (partie III.3). Je rappellerai au passage le principe de traitement des images appelé déconvolution (partie III.1), ainsi que les méthodes traditionnelles d'analyse (partie III.2). Je finirai par décrire les différentes étapes de la construction de cartes à partir d'images (III.4).



Sommaire

III.1	Restauration de la résolution angulaire optimale	49
III.2	Méthodes d'analyse d'images	50
III.2.a	Points de contrôle	51
III.2.b	Évolution du limbe	52
III.3	Une nouvelle technique : KOALA	52
III.3.a	Extraction du profil	53
III.3.b	Imagerie et courbes de lumière	55
III.3.c	Évaluation des erreurs systématiques	55
III.4	Construction de cartes d'albédo	57
III.4.a	Choix de la géométrie de projection	58
III.4.b	Zone d'intérêt	59
III.4.c	Loi de diffusion	61
III.4.d	Projection	62
III.4.e	Combinaison des images :	62



III.1 Restauration de la résolution angulaire optimale

Dans le cas d'observations réalisées depuis le sol, la turbulence atmosphérique dégrade la résolution spatiale des observations. L'optique adaptative fournit une correction en temps réel des aberrations introduites par l'atmosphère (voir le chapitre II.2), améliorant grandement la résolution obtenue. Cette correction est toutefois imparfaite et pour tirer le maximum d'informations spatiales des observations, un traitement *a posteriori* des images est nécessaire.

Afin d'exposer le principe de ce traitement, commençons par voir comment l'image est formée sur le détecteur dans le cas d'un télescope "idéal", sans les perturbations dues à l'atmosphère, ni les divers bruits entachant les observations réelles et donc uniquement limité par la diffraction.

On considère un télescope idéal s'il est linéaire et invariant par translation (sens des théories du signal). L'image formée (\mathcal{I}) est donc le résultat de la convolution de la lumière entrant dans le télescope (l'objet, \mathcal{O}) par la réponse impulsionnelle du télescope : la fonction d'étalement du point, en anglais Point-Spread Function (PSF).

$$\mathcal{I} = \mathcal{O} \star \mathcal{PSF} \quad (\text{Eq. III.1})$$

Dans un tel cas, retrouver l'objet à partir de l'image est chose aisée. En effet, la transformée de Fourier (FFT) transforme l'opération de convolution en une multiplication dans l'espace conjugué. Ainsi

$$\begin{aligned} \mathcal{I}' &= \text{FFT}[\mathcal{I}] \\ &= \text{FFT}[\mathcal{O} \star \mathcal{PSF}] \\ &= \mathcal{O}' \times \mathcal{PSF}' \end{aligned} \quad (\text{Eq. III.2})$$

Il suffit alors de diviser la FFT de l'image (\mathcal{I}') par celle de la PSF (\mathcal{PSF}') pour retrouver celle de l'objet originel (\mathcal{O}'), sans les aberrations dues à la diffraction, on parle communément de *déconvolution*. L'observation d'une étoile non résolue spatialement permet de mesurer la PSF réelle du télescope.

$$\begin{aligned} \mathcal{O}' &= \mathcal{I}' / \mathcal{PSF}' \\ \mathcal{O} &= \text{FFT}[\mathcal{I}' / \mathcal{PSF}'] \end{aligned} \quad (\text{Eq. III.3})$$

Si le principe est extrêmement simple dans le cas invariant exposé ici, il en va autrement pour les observations réelles, où les différents bruits présents vont compliquer cette opération (cas des observations spatiales comme celles réalisées par le HST). En effet, le problème de *déconvolution* fait partie de manière plus générale des problèmes "mal-posés" [Tikhonov and Arsenine, 1974], où un bruit de faible contribution dans le signal originel peut se révéler dominant après l'opération. Aux observations réalisées depuis le sol s'ajoute une difficulté supplémentaire. En effet, la perturbation atmosphérique fait évoluer très rapidement (échelle de temps de quelques milli-secondes) la réponse impulsionnelle de l'ensemble télescope+atmosphère par lequel passe la lumière de l'objet. L'observation d'une étoile fournit donc la PSF de l'ensemble, mais à un autre moment, et dans une autre direction, que lors de l'observation de l'objet scientifique. La PSF ainsi obtenue, bien que globalement similaire, n'est alors pas la même que celle (non observée) des observations scientifiques. Le procédé exposé ci-dessus (Eq. III.3), n'est alors plus valide et son application a de plus grandes chances d'introduire des artefacts (provenant de la différence entre les deux PSFs considérées) que de corriger les résidus de la correction partielle de l'OA.

Pour palier ce problème, différents algorithmes ont été créés afin d'estimer la PSF correspondant aux observations scientifiques, à partir de PSFs de références prises au cours de la même nuit (par exemple Lucy-Richardson, Maximum Entropy...). Au cours de ma thèse, j'ai utilisé l'algorithme appelé Myopic Iterative STep preserving Restoration ALgorithm (Mistral), développé au sein de l'Office National d'Études et de Recherches Aérospatiales (ONERA) [Fusco, 2000; Conan et al., 2000]. Cet algorithme est basé sur une approche probabiliste du problème de déconvolution et préserve les bords francs des objets observés [Mugnier et al., 2004]. Ce dernier aspect le rend particulièrement adapté aux observations des corps du système solaire.

Quelques points sont à considérer lors de l'utilisation de Mistral. Premièrement, l'obtention de PSFs est primordiale lors des observations. Il faut pour cela observer régulièrement des étoiles proches (sur le



ciel) de l'objet observé, et dans les mêmes conditions de correction d'OA. On prendra soin alors de ne pas re-optimiser la boucle de correction (voir le chapitre II.2). Il convient également de trouver un compromis entre observer le ou les objets d'intérêt scientifique et les PSFs. Les meilleurs résultats de déconvolution que j'ai pu obtenir l'ont été pour des cas où plusieurs séries de PSFs avaient été obtenues durant la nuit d'observation. Le temps de pointage et l'intégration sur une étoile brillante ($\text{mag} \leq 12$) étant de l'ordre de 10 à 20 minutes, il convient d'observer une étoile toute les 1 à 2 heures afin de s'assurer la meilleure déconvolution possible.

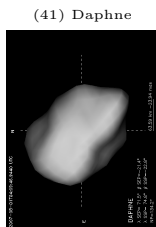
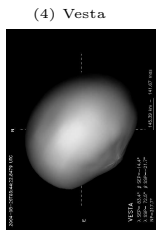
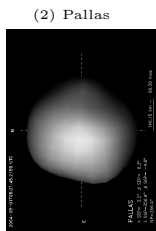
Deuxièmement, *Mistral* est paramétré via trois quantités, définies par l'utilisateur. Ces trois paramètres permettent de pondérer l'importance relative des hautes et basses fréquences dans l'image reconstruite, ainsi que de gérer le degré de prise en compte des PSFs. Le résultat de la déconvolution est fortement lié à ces paramètres, qui permettent de supplanter le manque d'information concernant la PSF réelle des observations. L'utilisation de *Mistral* demande donc d'essayer de nombreuses combinaisons de ces paramètres, et ce pour chaque observation. Ceci en rend son utilisation laborieuse. Toutefois, il est possible d'appréhender l'influence de chacun des paramètres après une période de tests (annexe A.1). Cet aspect d'essai/erreur rend de nombreux scientifiques sceptiques sur la pertinence des résultats obtenus après déconvolution. Néanmoins, il est possible de s'assurer de la validité de l'approche en comparant plusieurs vues du même objet à différents instants. Si celui-ci tourne sur lui-même, notre capacité à suivre des marques reconnaissables (albédo, topographie) confirme leur existence. Une démonstration de la pertinence des résultats obtenus par imagerie à haute résolution, avec les techniques de correction par OA et déconvolution, est fournie par les observations *in-situ* : les images du satellite Galiléen Io obtenues par OA au W. M. Keck [Marchis et al., 2002] ainsi que celles de la surface de Titan (le plus grand satellite de Saturne, voir Fig. III.1) au VLT [Witasse et al., 2006] sont en parfait accord avec celles obtenues sur place par les sondes *Galileo* d'une part et *Cassini* et *Huygens* (lors de son plongeon dans l'atmosphère de Titan) d'autre part.

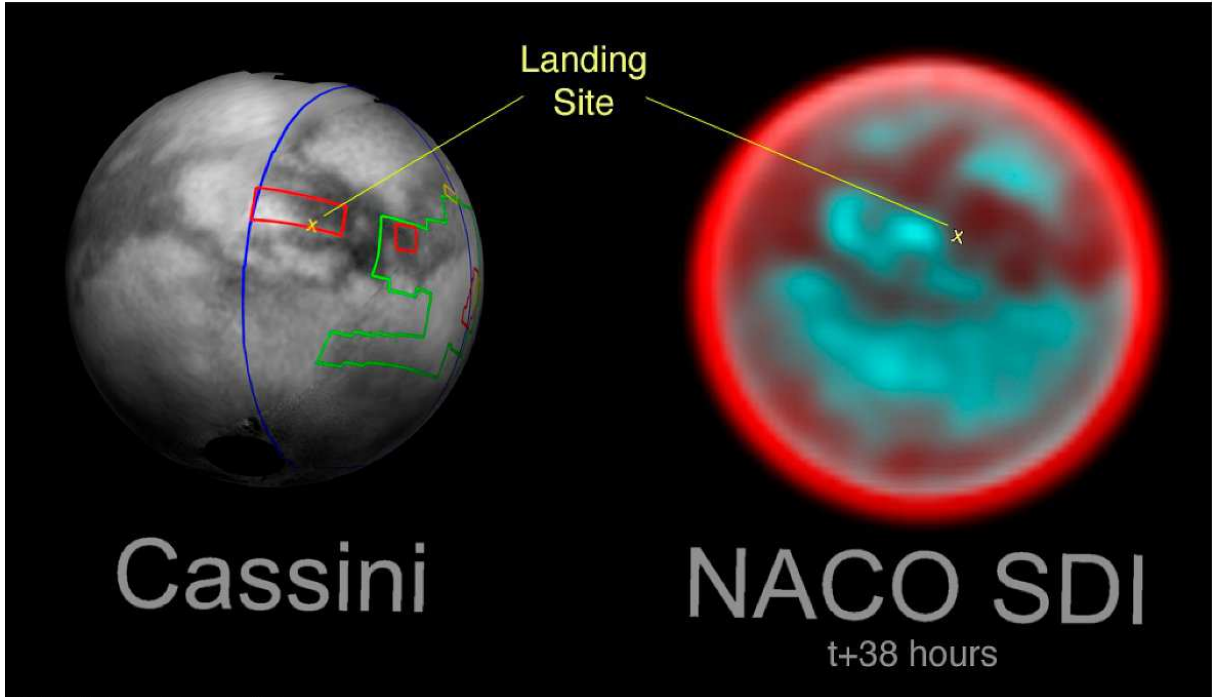
Le dernier point à considérer est l'aspect itératif de *Mistral*. De ce fait, plus les images à déconvoluer sont grandes, plus le traitement en sera long. En considérant le fait que de nombreux jeux de paramètres sont essayés avant acceptation de l'image finale (voir ci-dessus), le temps de calcul est important à considérer. Pour cela, il convient de réduire la taille des images en ne conservant qu'une fenêtre autour de l'objet ou de la PSF considéré. Ceci tout en prenant soin de ne pas tronquer le flux provenant de l'objet (ce qui pourrait conduire à une déconvolution erronée). J'ai donc réduit toutes les images que je présenterai par la suite à la taille de 128×128 ou 256×256 pixels suivant la taille apparente des objets (les dimensions en puissance de 2 étant choisies afin d'accélérer les calculs de FFT compris dans *Mistral*).

À partir de ma troisième année de thèse, j'ai également utilisé le programme Adaptive Image Deconvolution Algorithm (AIDA), principalement pour réaliser des simulations sur la précision atteignable lors de la mesure de la taille des astéroïdes. Ce programme est une version libre de l'algorithme *Mistral*, dont la rapidité de calcul est fortement améliorée et les trois quantités décrites ci-dessus sont évaluées automatiquement par le programme [Hom et al., 2007]. Cet aspect automatique représente un énorme avantage par rapport à *Mistral*. Néanmoins, si les contours des objets déconvolués avec AIDA sont en tout point similaires à ceux obtenus avec *Mistral*, la photométrie relative à l'intérieur du disque apparent nécessite souvent une intervention de l'utilisateur. En effet, AIDA produit souvent plus de "ringing", effet bien connu d'excès d'intensité sur le bord du disque apparent d'objet après déconvolution, que *Mistral*. La déconvolution dans le but de création de carte de la surface nécessite alors l'utilisation de *Mistral*.

III.2 Méthodes d'analyse d'images

Les premières images du disque apparent d'un astéroïde ont été obtenues dès 1991, lors du survol de (951) Gaspra par la sonde *Galileo* de la NASA. Avec l'avènement du HST et des grands télescopes au sol équipés d'OA, de nombreux astéroïdes ont été imagés. Je présente rapidement ici deux méthodes permettant de déterminer la direction du pôle de rotation, la seconde permettant à la fois la détermination de la taille de l'astéroïde.





© NASA/JPL/Space Science Institute

Titan, the Enigmatic Moon, and Huygens Landing Site
(Cassini and VLT YEPUN + NACO)

ESO PR Photo 04c/05 (24 February 2005)

© European Southern Observatory



FIG. III.1: *A gauche* : Modèle de la surface de Titan (le satellite principal de Saturne) obtenu par les sondes Cassini, en orbite autour de Saturne, et Huygens, qui plongea dans l'atmosphère de Titan en Janvier 2005. *A droite* : Image de la surface de Titan obtenue au VLT avec NACO, déconvoluée avec Mistral.

La correspondance entre les deux images est frappante, malgré la résolution spatiale moindre fournie par les observations depuis la Terre. Ces vues illustrent parfaitement la validité de l'approche OA+déconvolution. (Crédit : ESO Press Release 04/05).

III.2.a Points de contrôle

Il est possible de déterminer les coordonnées du pôle d'un corps céleste dès lors que des marques sont visibles à sa surface. Lors de la rotation, tout point à la surface va en effet décrire un cercle dont le centre est confondu avec l'axe de rotation (le plan de ce cercle est orthogonal à l'axe). La projection de ce cercle est une ellipse dans le plan du ciel. Le suivi d'une marque lors de la rotation d'un astéroïde fournit donc le tracé d'un parallèle à la surface du corps dans le plan du ciel.

La forme de ce tracé en forme d'ellipse est directement liée à l'orientation du corps au moment des observations via deux angles : l'angle au pôle p_n et la latitude sub-terrestre SEP_β . Ces deux angles sont la représentation à un moment donné de l'orientation du pôle de l'astre. Leur mesure fournit *in fine* les coordonnées du pôle, sans qu'aucune hypothèse n'ait été émise.

On va donc choisir une marque aisément reconnaissable, dont le contraste permet un repérage précis (sub-pixelique), et mesurer ses positions successives sur le disque apparent de l'objet. Notons (x, y) les coordonnées de ces points dans le plan du ciel. Alors, celles-ci vérifient, pour une ellipse de rayon équivalent R , centrée en (x_c, y_c) :

$$R^2 = x^2 \left[\cos^2(p_n) + \left(\frac{\sin(p_n)}{\sin(SEP_\beta)} \right)^2 \right] + y^2 \left[\sin^2(p_n) + \left(\frac{\cos(p_n)}{\sin(SEP_\beta)} \right)^2 \right]$$





$$\begin{aligned}
 & + 2y \left[x_c \sin(p_n) - y_c \frac{\cos(p_n)}{\sin^2(\text{SEP}_\beta)} \right] - 2x \left[x_c \cos(p_n) + y_c \frac{\sin(p_n)}{\sin^2(\text{SEP}_\beta)} \right] \\
 & + xy \frac{\sin(2p_n)}{\tan^2(\text{SEP}_\beta)} + x_c^2 + \left(\frac{y_c}{\sin(\text{SEP}_\beta)} \right)^2
 \end{aligned} \tag{EQ. III.4}$$

Cette équation contient 5 inconnues, p_n et SEP_β qui nous intéressent directement, ainsi que x_c , y_c et R . On peut contraindre ces 5 valeurs par moindre carré si de nombreuses positions (x, y) de la marque sont fournies. Ensuite, on peut remonter aux coordonnées du pôle (α_p, δ_p) dans un repère équatorial en considérant les coordonnées de l'objet au moment des observations (α_A, δ_A) :

$$\sin(\text{SEP}_\beta) = -\sin(\delta_p) \sin(\delta_A) - \cos(\delta_p) \cos(\delta_A) \cos(\alpha_p - \alpha_A) \tag{EQ. III.5}$$

$$\cos(\text{SEP}_\beta) \sin(p_n) = \cos(\delta_p) \sin(\alpha_p - \alpha_A) \tag{EQ. III.6}$$

$$\cos(\text{SEP}_\beta) \cos(p_n) = \sin(\delta_p) \cos(\delta_A) - \cos(\delta_p) \sin(\delta_A) \cos(\alpha_p - \alpha_A) \tag{EQ. III.7}$$

Au vu de ceci, il apparaît que l'incertitude sur l'orientation provient de notre capacité à contraindre le tracé d'une marque (on peut en effet négliger les erreurs sur la position de l'astéroïde). Cette contrainte se décompose en deux facteurs : la portion de la période observée et l'erreur commise sur la position apparente de la marque. En effet, plus l'arc d'ellipse couvert sera important, et plus l'ellipse sera contrainte. La méthode des points de contrôles fournit donc les coordonnées du pôle d'un corps céleste sans a priori, sous condition :

- a. que des marques de surface soient visibles et reconnaissables d'une image à l'autre
- b. que les observations couvrent une période assez courte durant laquelle SEP_β et p_n peuvent être considérés constants (environ une nuit).
- c. que les marques soient repérées pendant une portion de rotation conséquente (quelques dizaines de degrés)

III.2.b Évolution du limbe

Chaque image du disque apparent d'un astéroïde fournit une mesure de son contour pour une géométrie donnée (une sorte de coupe de sa forme). La combinaison d'un grand nombre de contours ainsi mesurés permet l'obtention d'un modèle de forme de l'astéroïde [e.g. [Conrad et al., 2007](#)]. En revanche, si les observations sont en nombre insuffisant, il est commun de modéliser l'astéroïde par un ellipsoïde tri-axial afin de déterminer ses dimensions et les coordonnées de son pôle [[Drummond, 2000](#)]. Cette manière de procéder, en suivant l'évolution du profil du limbe, est très similaire au traitement des occultations stellaires (voir chapitre I.3.a).

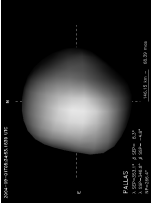
Un ellipsoïde défini par trois axes ($a \geq b \geq c$) est vu sous n'importe quelle géométrie comme une ellipse de demi axes apparents $\alpha \geq \beta$. Ces deux grandeurs, ainsi que l'orientation du demi grand axe (γ), sont observables sur chaque image (voir la Fig. III.2 pour un schéma de la définition de ces trois grandeurs). Ces trois valeurs sont reliées aux dimensions de l'ellipsoïde (a, b, c) ainsi qu'à son orientation dans l'espace (coordonnées α_p, δ_p du pôle dans un repère équatorial et moment t_0 associé à une phase Φ_0 de référence). Ainsi, en combinant N_{obs} observations d'un astéroïde à diverses époques, fournissant N_{obs} mesures $[\alpha_i, \beta_i, \gamma_i]_{i=0}^{N_{obs}}$, on peut remonter par moindre carré aux six paramètres définissant l'ellipsoïde (l'astéroïde) dans l'espace : $[a, b, c, \alpha_p, \delta_p, t_0]$.

Cette méthode est la plus répandue, même dans le cas d'astéroïdes dont la forme est fortement éloignée d'un ellipsoïde [e.g. (511) Davida par [Marchis et al., 2006a](#); [Conrad et al., 2007](#)]. Je discute la pertinence des mesures obtenues par cette méthode dans la partie III.3.c.

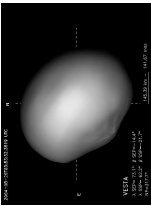
III.3 Une nouvelle technique : KOALA

J'ai été amené au cours de ma thèse à participer au développement d'une nouvelle méthode d'analyse des images à haute résolution angulaire, pour l'étude de (2) Pallas (voir chapitre IV.2). Le but de cette

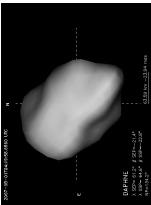
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



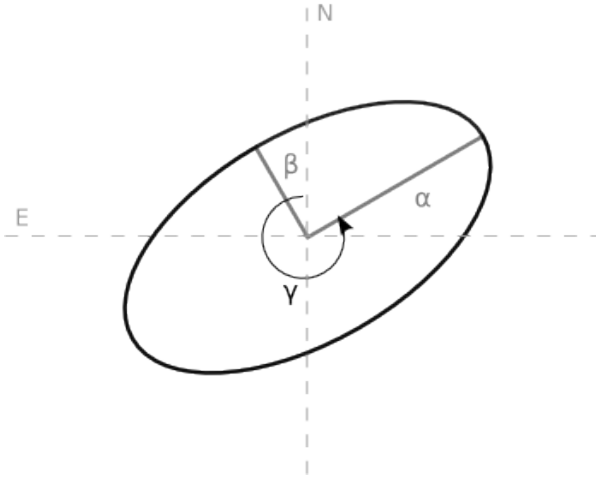


FIG. III.2: Définition des grandeurs utilisées pour quantifier la précision atteignable lors de l'extraction de contours. Ce sont les mêmes grandeurs que celle utilisée dans l'analyse basée sur l'hypothèse qu'un astéroïde est correctement décrit par un ellipsoïde. La projection d'un ellipsoïde sur un plan est une ellipse. On peut alors mesurer la taille (demi-axes α et β) ainsi que l'orientation (par rapport au Nord céleste : γ) de celle-ci.

méthode est de décrire du mieux possible la forme réelle d'un astéroïde et ses propriétés de rotation. Pour cela, les hypothèses sur la forme sont réduites à leur minimum et celle-ci peut être quelconque (incluant des concavité). Pour cela, cette méthode tire parti du maximum d'informations disponibles et utilise alors les courbes de lumière et les images à haute résolution angulaire de manière conjointe.

III.3.a Extraction du profil

Afin de déterminer la taille et la forme d'un astéroïde, il va être nécessaire de déterminer précisément la position du contour de son disque apparent (formé par son limbe et son terminateur).

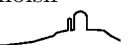
J'ai pour cela développé une méthode basée sur une transformation en ondelettes. Je ne vais pas décrire en détail la théorie des transformations en ondelettes ; un aperçu de ses applications en astrophysique peut être trouvé dans Starck [2002]. Il suffira ici de noter que de nombreuses ondelettes existent (par exemple, la FFT), chacune permettant d'extraire un type donné d'information. Il faut donc choisir l'ondelette appropriée à l'information que l'on désire retirer d'un signal. Afin d'extraire les bords francs du disque apparent des astéroïdes, j'ai choisi d'utiliser l'ondelette Laplacian of Gaussian (LoG) (qui comme son nom l'indique est simplement la fonction résultante de l'application de l'opérateur laplacien sur une fonction gaussienne), adaptée à la détection de discontinuités en 2 dimensions. Je développe ici rapidement la formule d'une LoG : soit $G(x, y)$ une gaussienne en 2 dimensions de déviation standard σ (symétrique par rotation) et Δ l'opérateur Laplacien, alors on a :

$$G(x, y) = \frac{1}{\sqrt{2\pi\sigma^2}} e^{-\frac{x^2+y^2}{2\sigma^2}} \quad (\text{Eq. III.8})$$

$$\text{et, } \Delta = \frac{d^2}{dx^2} + \frac{d^2}{dy^2} \text{ alors} \quad (\text{Eq. III.9})$$

$$\begin{aligned} \text{LoG} &= \Delta G(x, y) \\ &= \frac{1}{\sqrt{2\pi\sigma^2}} \frac{x^2 + y^2 - 2\sigma^2}{\sigma^4} e^{-\frac{x^2+y^2}{2\sigma^2}} \end{aligned} \quad (\text{Eq. III.10})$$

Je présente ensuite en Fig. III.3 le processus d'extraction de contour pour des données simulées, explicitant les diverses étapes du processus. La transformée en ondelette consiste à convoluer le signal avec l'ondelette, ici la LoG. Dans ce cas précis, l'emplacement des valeurs nulles dans l'image résultante indique la position des discontinuités de l'image d'origine (la déviation standard σ permettant de choisir



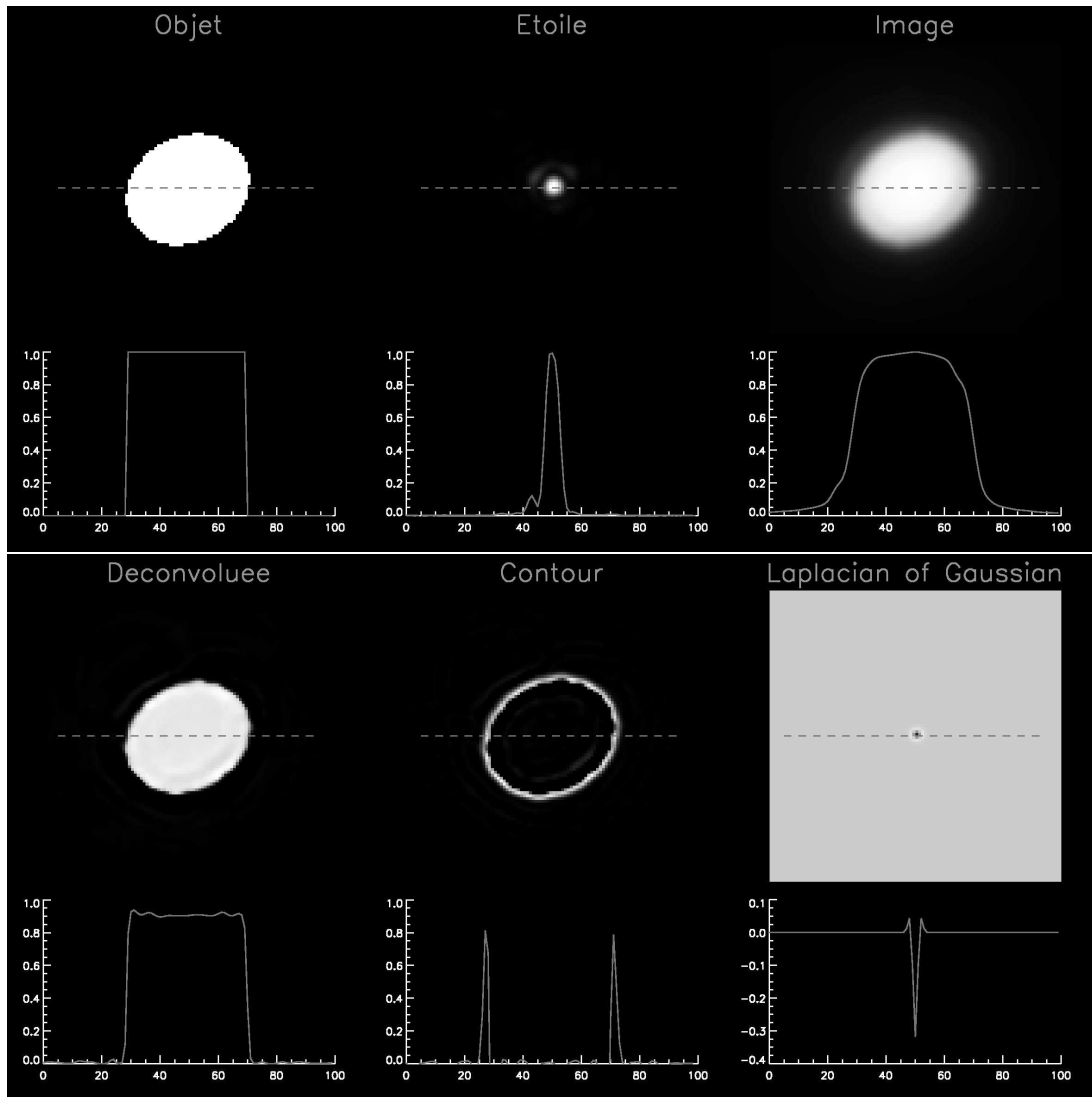


FIG. III.3: Simulation de détermination de la taille d'un objet céleste à bords francs. Du haut à gauche en bas à droite : un objet idéalisé (ellipse de couleur uniforme), une étoile de référence (PSF obtenue au W. M. Keck observatory) utilisée pour simuler l'image de l'objet par le télescope. Cette image a ensuite été déconvoluée avec Mistral, en utilisant d'autres PSF provenant de la même nuit d'observation. Finalement, le contour est extrait au moyen d'une ondelette (Laplacienne de Gaussienne 2d, LoG, voir texte). Comme pour le reste de l'analyse d'image, tous les programmes que j'ai créés ont été codés avec le langage IDL.

la taille des discontinuités recherchées). Point important, la forme apparente du corps est mesurée via cette technique, permettant alors une description du relief à la surface de l'objet. Les autres méthodes basées sur l'ajustement d'ellipses [e.g. Drummond, 2000] fournissent la taille apparente, sans pour autant permettre une description détaillée de la forme de l'astéroïde. Or, la connaissance de la forme réelle des corps est importante pour l'étude des impacts qu'ils ont subis [cas de (4) Vesta par exemple, Thomas et al., 1997a], sans compter les biais possibles introduits par l'utilisation d'un modèle inadapté (voir la discussion présentée au chapitre IV.4.c)





III.3.b Imagerie et courbes de lumière

Le principe va ensuite être d'utiliser l'information sur la taille et la forme, obtenue de manière directe par les images, avec les informations contenues dans les courbes de lumière, contraignant la forme de manière indirecte. De manière à limiter au maximum l'introduction d'artefacts dans les contours, j'ai développé un algorithme qui combine plusieurs contours obtenus à quelques minutes d'intervalle.

L'idée est la suivante : durant un laps de temps de quelques minutes, les astéroïdes ne vont tourner que de quelques degrés. En effet, une période de rotation typique de 4-8 heures entraîne une rotation de moins de 5° pour des observations étalées sur 3 minutes. Le principe est donc d'obtenir plusieurs images (typiquement une dizaine) en quelques minutes, puis de déconvoluer chacune d'entre elles. La mesure du contour s'effectue ensuite comme présentée ci-dessus (III.3.a). Ensuite, cette série de contour est alignée, et le contour final est la médiane de ces contours, calculée le long de l'azimut (Fig. III.4).

Ensuite, les mathématiques nécessaires à l'inversion combinée des deux modes (imagerie et courbes de lumière) ont été réalisées par [Kaasalainen \[2009\]](#), à partir de son expérience des inversions de courbes de lumière [principalement [Kaasalainen and Torppa, 2001](#); [Kaasalainen et al., 2001, 2002c](#)]. Le principe de l'inversion est de trouver la combinaison de coordonnées de pôle, période de rotation et forme qui va reproduire au mieux les contours et les courbes de lumière. Pour cela, la forme des astéroïdes est décrite comme une somme d'harmoniques sphériques, permettant une écriture mathématique de la forme. De plus, la complexité de forme fournie par les harmoniques sphériques allant croissant avec leur degré, il suffit de choisir le degré le plus bas possible fournissant une solution acceptable pour limiter l'introduction d'artefacts. Ce choix se justifie également du fait que les astéroïdes les plus gros sont relativement réguliers et qu'il est peu probable qu'ils présentent des angulosités.

Après une suite d'essai/erreur, la solution retenue est celle qui minimise au mieux le χ^2 combiné des deux modes de données (courbes de lumière d'une part et contours obtenus par imagerie d'autre part), avec la condition que le χ^2 de chaque mode soit acceptable. Comme cette méthode peut fonctionner avec des contours obtenus de n'importe quelle manière (par exemple par occultation stellaire) et que l'interaction des différents modes de données est très forte, j'ai appelé cette méthode *Knitted Occultation, Adaptive optics and Light-curve Approach* (KOALA). Je présente maintenant une estimation du biais de cette méthode, comparée à la méthode d'évolution du limbe présentée ci-dessus (III.2.b).

III.3.c Évaluation des erreurs systématiques

La question de l'évaluation des erreurs systématiques se pose dès lors que diverses études individuelles annoncent des barres d'erreurs très petites qui ne présentent aucune intersection. En effet, une incertitude convenablement évaluée doit, par définition, obligatoirement inclure la "vraie" solution. Donc, l'existence simultanée de diverses solutions dont l'accord apparaît à plusieurs déviations standards (4-, 5- σ) est révélateur de, au choix :

- une des études est faussée, et dans ce cas il n'y a pas de problème de fond ;
- l'évaluation de l'incertitude d'une ou plusieurs études est faussée. C'est ce cas qui m'intéresse ici, car vraisemblablement répandu dans la communauté.

Un exemple très visuel de ce type de considérations est donné par [Mouret et al. \[2007, Fig. 1\]](#).

Quelle est la source de cette mauvaise évaluation des incertitudes ? Une barre d'erreur est la somme de deux contributions : l'erreur interne au modèle, facile à calculer, qui correspond généralement à la déviation standard mesurée entre le modèle et les données ; et l'erreur externe, dite systématique, qui rend compte de la pertinence du modèle par rapport aux données et des biais propres à chaque méthode. Cette seconde est beaucoup plus difficile à évaluer et c'est pour cette raison qu'elle est souvent omise, l'incertitude étant assimilée à l'erreur interne seule. Or, rien ne garanti que l'erreur systématique soit négligeable par rapport à l'erreur interne.

Prenons l'exemple suivant : on cherche à modéliser un astéroïde par un parallélépipède rectangle. La Fig. III.5 représente le type de résultat qu'on pourrait obtenir. Tel qu'on le conçoit généralement, la solution (c'est à dire la taille du parallélépipède rectangle, défini par les trois longueurs a , b et c) serait un compromis, correspondant au rectangle libellé "Moyen" dans le plan (a,c) . L'erreur interne associée est la déviation standard $(\sigma_a, \sigma_b, \sigma_c)$ présentée par les différents triplets (a, b, c) déterminés sur chaque image.

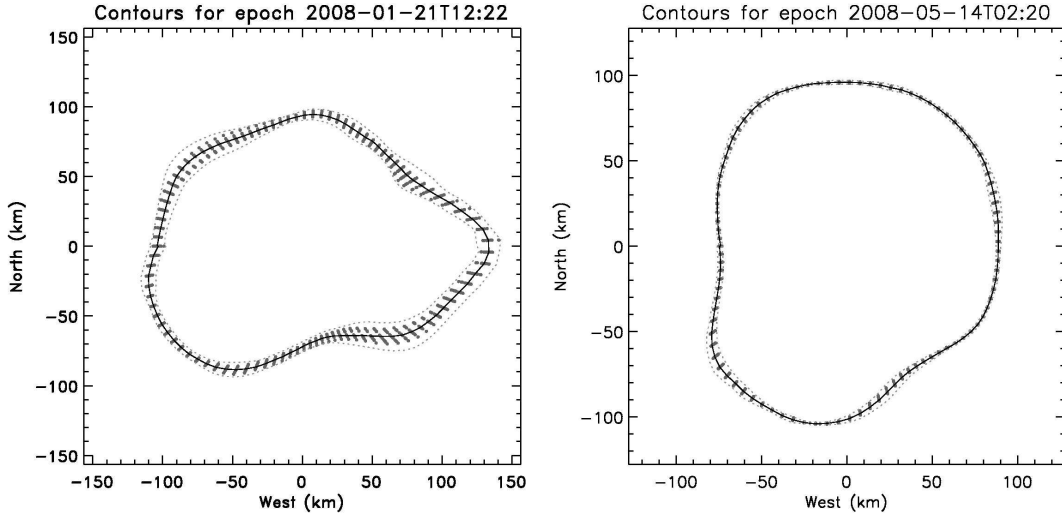


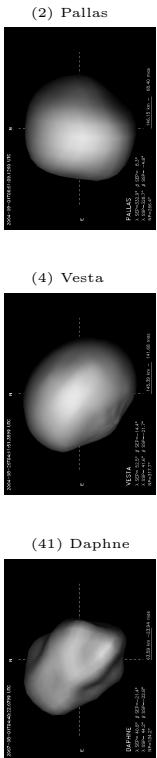
FIG. III.4: Exemples de mesure du contour moyen d'une série d'observations, ici pour l'astéroïde (41) Daphne (voir le chapitre IV.4). Les points gris représentent les mesures les mesures individuelles des contours. La ligne noire le contour médian et les lignes pointillées grises la déviation $3\text{-}\sigma$ des contours individuels au contour médian. La répétabilité des mesures est ici évidente. La taille des pixels est de 13 et 11 km pour les parties de gauche et de droite respectivement. La dispersion observée est donc de l'ordre du pixel au maximum, bien plus petite que l'élément de résolution théorique, et souvent sub-pixelique.

Mais cette conception (généralement utilisée) fait abstraction du fait qu'un parallépipède rectangle n'est évidemment pas un modèle adapté pour représenter la forme d'un astéroïde. Une erreur plus réaliste (δ_a , δ_b , δ_c) doit rendre compte de ceci, c'est à dire inclure les erreurs systématiques. Dans le cas présent, l'écart du modèle à la réalité peut se calculer en cherchant la gamme possible des trois longueurs pour laquelle le modèle inclut la réalité (par exemple l'enveloppe interne et externe). Ceci est représenté par les rectangles libellés "Max" et "Min" dans la Fig. III.5. On remarque que l'erreur finale δ est bien plus grande que l'erreur interne σ . Un triplet (a , b , c) associé à une telle incertitude (δ_a , δ_b , δ_c) a alors un sens, puisque l'on sait avec certitude que la forme réelle de l'astéroïde se situe entre le parallépipède le plus petit et le plus grand. Une erreur ne comportant que (σ_a , σ_b , σ_c) est en réalité biaisée puisque le contour de l'astéroïde sort parfois de l'enveloppe définie par ces valeurs.

Si la discussion peut paraître triviale dans le cas exposé ici, elle est en réalité beaucoup plus sensible ; par exemple, dans le cas de la méthode exposée ci-dessus (partie III.2.b) de détermination de la taille par assimilation à un ellipsoïde tri-axial. Ce modèle est parfaitement adapté à des astéroïdes dont la forme est régulière, mais que se passe-t-il lorsque la forme de l'objet s'écarte fortement d'un ellipsoïde régulier ? Afin d'évaluer au mieux les incertitudes sur les paramètres que j'ai déterminés durant mes travaux, j'ai

1. étudié les erreurs inhérentes à ma méthode de mesure de contours par des simulations (que je présente ci-dessous) ;
2. évalué les biais en comparant les résultats des différentes méthodes dans un cas particulier, celui de l'astéroïde (41) Daphne (que je présente dans le chapitre IV.4).

J'ai alors créé 198 disques apparents idéaux, avec différentes tailles et géométries. Puis, j'ai convolué ses objets avec des PSFs réelles, obtenues au W. M. Keck observatory avec NIRC2. On voit alors une tache diffuse de lumière, sans pouvoir déterminer précisément où se trouve le contour. J'ai finalement appliqué les méthodes de déconvolution et de transformées en ondelettes présentées ci-dessus (section III.1 et III.3.a). La mesure des dimensions et de l'orientation des contours obtenus suivant les définitions données en Fig. III.2 permet d'évaluer la précision de la méthode en les comparant aux paramètres des simulations. Je présente ces comparaisons dans la Fig. III.6.



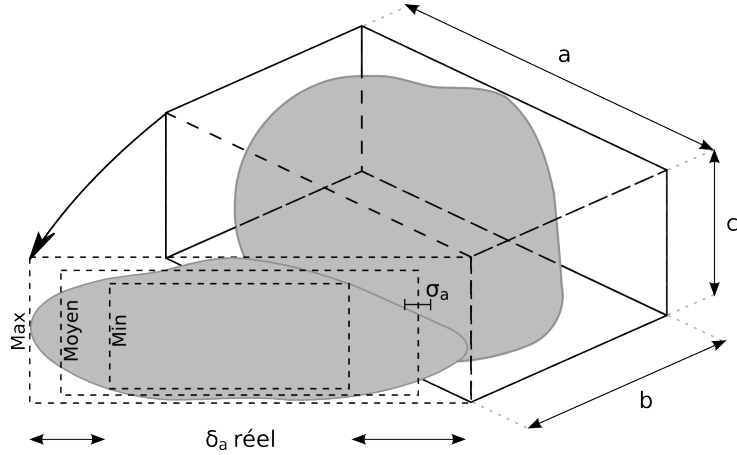


FIG. III.5: Exemple trivial de l'estimation des erreurs systématiques : détermination de la taille d'un astéroïde en l'assimilant à un parallélépipède rectangle. Le parallélépipède rectangle est défini par trois longueurs $a \geq b \geq c$. La déviation standard de ces quantités est marquée σ_a et l'erreur prenant en compte les erreurs systématiques δ_a . Le texte s'appuie sur la projection de la forme de l'astéroïde dans son plan (a,c) , et des trois rectangles qui l'ajustent : le "Moyen" et les enveloppes "Min" et "Max".

On peut tout d'abord remarquer que l'écart entre l'orientation du demi grand-axe mesurée (γ_m) et réelle (γ_p) est centré sur 0° . Ceci montre que la mesure de l'orientation n'est pas biaisée, mais devient de moins en moins précise au fur et à mesure que le disque apparent de l'objet est petit. Cette précision peut descendre jusqu'à une vingtaine de degrés, mais reste majoritairement confinée à environ 10° . Ensuite, le même raisonnement montre clairement que la mesure du diamètre est fortement biaisée : la valeur moyenne du rapport entre le diamètre mesuré ($\phi_m = \sqrt{\alpha\beta}$, voir Fig. III.2) et réel (ϕ_p) n'est pas toujours 1 mais varie en fonction du diamètre. J'ai alors défini une fonction empirique (f_c , voir Eq. III.11) qui corrige ce biais :

$$f_c(\phi) = \Lambda + \left(\frac{a_1}{(a_2\phi + a_3)^{a_4}} - \frac{b_1}{(b_2\phi + b_3)^{b_4}} \right) \times \sin(c_1\phi + c_2) \quad (\text{Eq. III.11})$$

où Λ représente un biais indépendant du diamètre et les coefficients a_i et b_i ($i=1..4$) donnent la forme typique d'un potentiel Lennard-Jones (singularité, minimum local et asymptote horizontale). Enfin le sinus permet de représenter les ondulations présentées par le rapport ϕ_m/ϕ_p .

Je présente alors (Fig. III.6) le diamètre corrigé $\phi_c = \phi_m/f_c(\phi_m)$. Cette fois le rapport ϕ_c/ϕ_p est bien centré sur 1, le biais est corrigé. On voit alors que cette méthode fournit des résultats parfaitement cohérents, dont la précision est de fait sub-pixelique. Je représente pour cela deux courbes montrant l'erreur finale sur le diamètre induite par une erreur de mesure de 0.3 pixel. La plupart des mesures (sur 198 simulations) ont une erreur inférieure à celle-ci. La méthode fournit donc des résultats fiables jusqu'au tiers de pixel. L'erreur relative sur les dimensions des corps observés va donc croissant sur les objets les plus petits comme on pouvait s'y attendre. Néanmoins, elle reste limitée à quelques pour-cent, et ceci même pour des objets dont la taille s'approche de la limite de résolution du télescope (ici 20% plus grand que la taille de la PSF, soit un diamètre apparent d'environ 60 mas pour des conditions normales d'observations au W. M. Keck ou au VLT).

III.4 Construction de cartes d'albédo

La meilleure manière d'étudier les marques de surface d'un objet est de construire une carte les représentant [Greeley and Batson, 1990], qu'il s'agisse des propriétés de réflexion (albédo, ci-après), du relief ou d'une quelconque autre quantité (température, composition...).



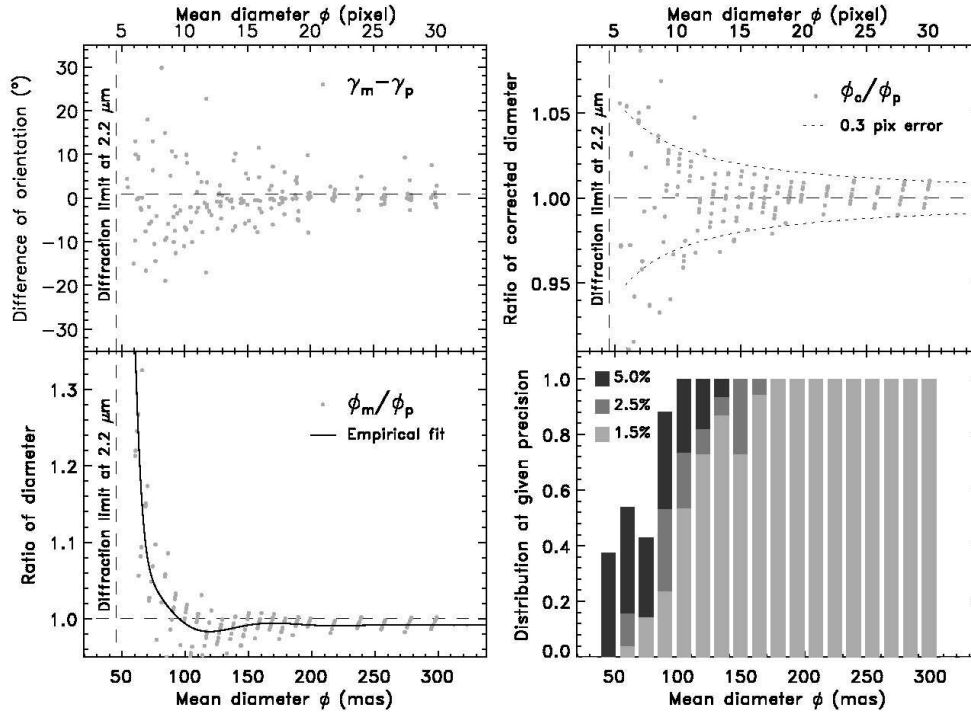


FIG. III.6: À gauche : comparaison des paramètres mesurés sur les images avec les entrées des modèles. En haut, la différence observée sur l'orientation du demi grand-axe (γ en degrés) et en bas le rapport entre le diamètre mesuré (ϕ_m) et le diamètre réel (ϕ_p). La courbe noire représente une fonction empirique qui ajuste le comportement de ϕ_m/ϕ_p en fonction du diamètre (ϕ_m). À droite : la partie du haut représente le rapport entre le diamètre observé puis corrigé via la fonction empirique (ϕ_c) et le diamètre réel (ϕ_p). Je représente également l'erreur sur le diamètre induite par une erreur de mesure de 0.3 pixel. Enfin, la partie du bas représente la statistique sur l'incertitude finale en fonction du diamètre. J'ai choisi trois niveaux de précision pour ceci : 1.5%, 2.5% et 5%.

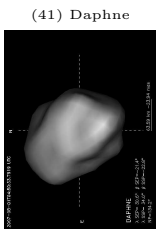
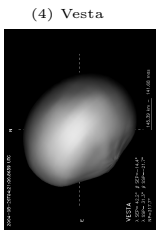
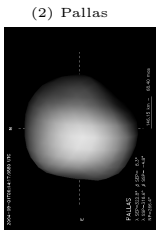
III.4.a Choix de la géométrie de projection

Toute projection d'une forme ellipsoïdale sur un plan introduit des déformations. Néanmoins, il existe de nombreuses géométries de projection qui chacune minimisent ces déformations localement (Fig. III.8). Il est alors critique de choisir la projection adaptée à la région étudiée afin de minimiser l'introduction de déformations (d'erreurs). Dans le cas d'une couverture complète du corps étudié, la séparation en plusieurs cartes permet de couvrir l'intégralité de la surface, tout en minimisant les déformations.

Afin de représenter les informations géographiques que j'ai déterminées au cours de ma thèse, j'ai utilisé deux géométries de cartographie : la projection cylindrique équidistante et la projection polaire orthogonale (Fig. III.7).

La projection cylindrique équidistante se réalise comme suit : la surface du corps est projetée, perpendiculairement à l'axe de rotation, sur un cylindre (co-axial à l'axe de rotation) passant par l'équateur. Le cylindre est ensuite "déroulé" pour obtenir un plan. Les coordonnées (x,y) d'un point sur le plan sont reliées aux coordonnées planétocentriques (longitude λ , latitude β) par les équations EQ. III.12.

C'est la projection la plus utilisée, non pas en raison de sa pertinence universelle, mais du fait de sa simplicité et l'habitude : elle est en effet très utilisée lors de la cartographie de la Terre (cartes géopolitiques, migratoires...). Du fait de sa géométrie, cette projection fournit un maillage en longitude et latitude régulier, où tous les méridiens du corps sont projetés en des lignes parallèles verticales, et les parallèles en des lignes parallèles horizontales. Ceci a pour résultat de déformer grandement les régions polaires, en augmentant la taille apparente des structures s'y trouvant. En effet, si tous les méridiens se croisent aux pôles du corps, ils sont régulièrement espacés dans la projection.



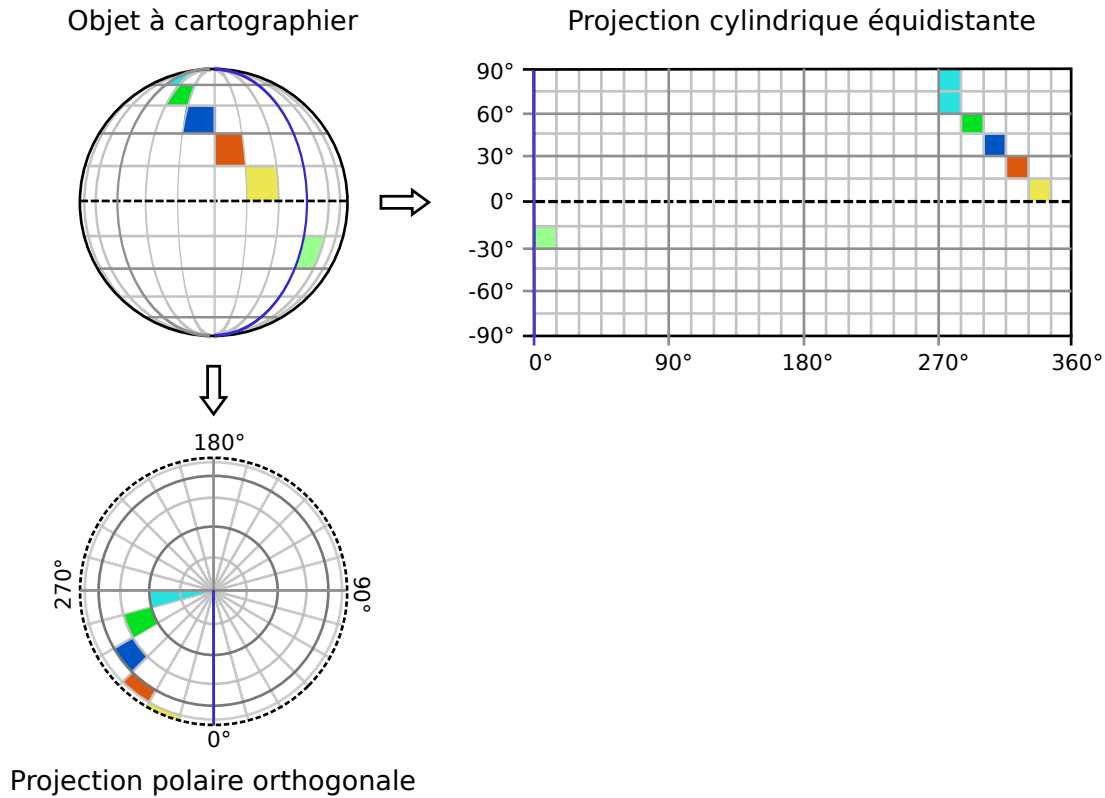


FIG. III.7: Schéma des deux projections utilisées dans mes travaux : cylindrique équidistante et polaire orthogonale. Le méridien d'origine (en bleu), l'équateur (ligne pointillée noire) ainsi que quelques structures (zones de couleur) sont dessinés sur l'objet à projeter. Ils sont également représentés sur les deux projections afin de donner au lecteur un aperçu des transformations produites sur les structures à la surface du corps par les deux projections (voir également la Fig. III.8).

$$\begin{cases} x = \lambda \\ y = \beta \end{cases} \quad (\text{EQ. III.12})$$

La projection polaire orthogonale consiste à projeter la surface du corps sur un plan perpendiculaire à l'axe de rotation, passant par un pôle. La projection est dite orthogonale car elle se fait perpendiculairement au plan de la projection. Cette projection ne permet de cartographier que la moitié d'un corps, il convient donc de produire deux cartes, une pour chaque pôle. C'est la bande équatoriale qui est ici déformée : les parallèles étant projetés parallèlement à l'axe de rotation, leur distance sur la projection devient de plus en plus petite proche de l'équateur (la position des parallèles dans la projection est donnée par le cosinus de la latitude). Les équations reliant les coordonnées (x,y) du plan de projection aux coordonnées planétocentriques sont exprimées dans les équations EQ. III.13.

$$\begin{cases} x = \cos \beta \times \cos \lambda \\ y = \cos \beta \times \sin \lambda \end{cases} \quad (\text{EQ. III.13})$$

III.4.b Zone d'intérêt

Comme déjà adressé par divers auteurs, [e.g. Binzel et al., 1997], plusieurs points motivent la création de cartes en n'utilisant qu'une partie du disque apparent au lieu de sa totalité. On parle alors de "zone d'intérêt" qui détermine la portion cartographiée de celle ignorée lors de la projection. Tout d'abord, la forte discontinuité existant entre l'objet et l'espace avoisinant entraîne des pertes de flux à l'échelle de



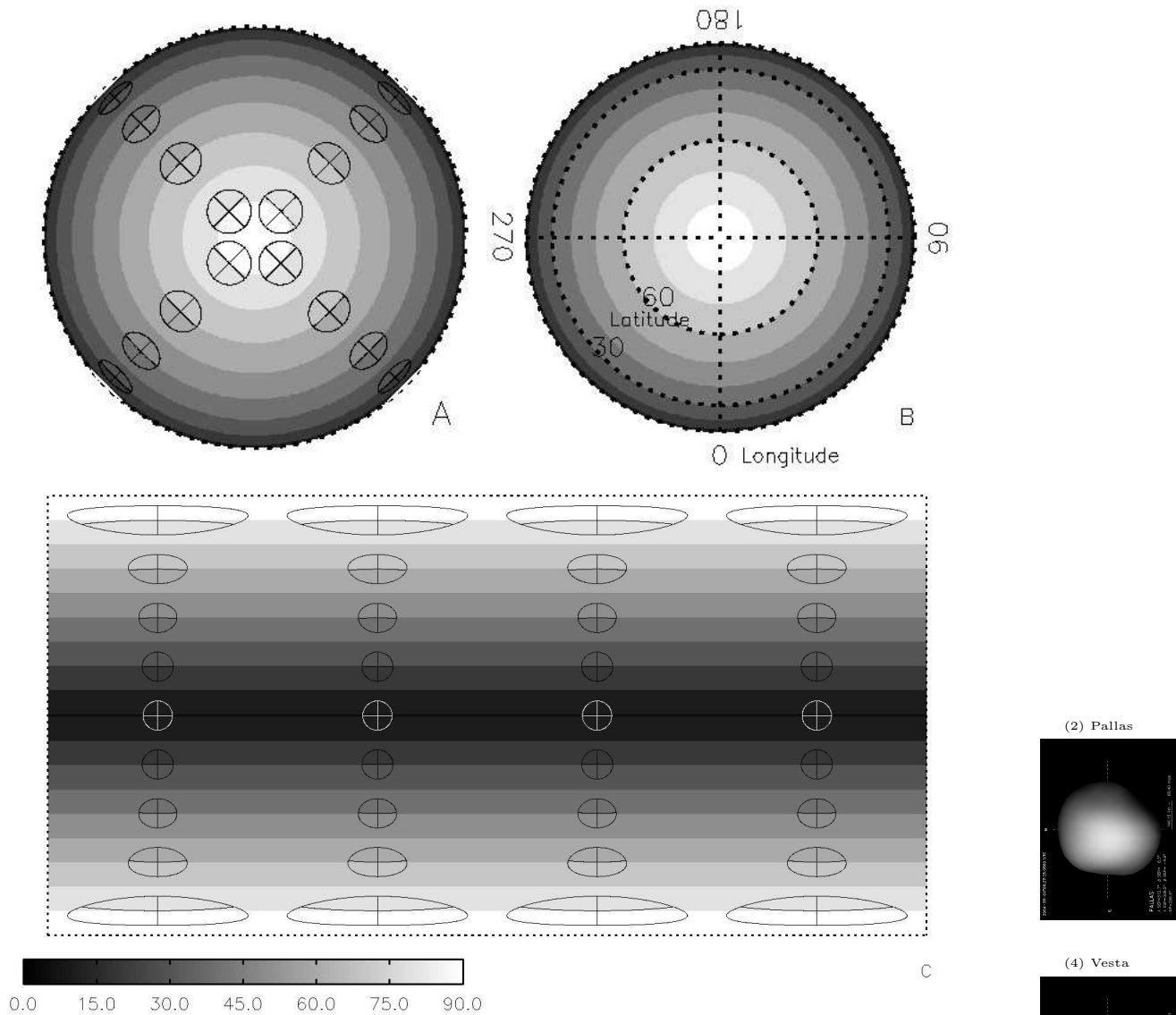


FIG. III.8: Déformations induites par les géométries de projection et système de référence. Le dégradé de gris correspond aux zones d'égale latitude (bandes larges de 10° en latitude) Dans les figures A et C, les croix et ellipses représentent l'image, à travers la projection, de cercles à la surface d'un corps (taille de 10°), ainsi que de deux diamètres orientés le long des parallèles et des méridiens.

Ces indicateurs montrent les déformations induites par les projections sphère-sur-plan comme exposé par [Goldberg and Gott \[2006\]](http://www.physics.drexel.edu/~goldberg/projections/) (voir également <http://www.physics.drexel.edu/~goldberg/projections/>). Ces cartes montrent clairement l'impossibilité d'étudier les régions polaires d'un corps avec la projection cylindrique équidistante, qui en retour est parfaitement adaptée à l'étude de la région équatoriale; et *vice versa* pour la projection polaire orthogonale.

La carte libellée B présente le système de coordonnées planétocentriques tel qu'il apparaît dans la projection polaire orthogonale, utilisée pour représenter les régions polaires (ici le pôle nord) des corps dans les chapitres suivants.

la résolution angulaire sur tout le pourtour de l'objet. Ceci influence les mesures d'albédo pouvant être réalisées, tout comme la pente de spectres obtenus par spectro-imagerie... Cet effet est également présent dans les données recueillies par les sondes spatiales, bien que rarement mentionné [voir [Riner et al., 2008](#),





pour une description détaillée de cet effet]. De plus, la déconvolution d'images a parfois pour résultat d'introduire des artefacts photométriques au limbe des objets observés (on parle souvent de "ringing"). Ces artefacts sont très semblables aux oscillations de Gibbs. Ces sursauts d'intensité introduits par la déconvolution n'étant pas liés aux propriétés de surface du corps, il convient de les ignorer.

Ensuite, les régions situées près du limbe étant vues de manière rasante, la même dimension sur le ciel (par exemple un pixel) correspond à une surface bien plus importante près du limbe que au centre du disque apparent. La résolution spatiale est alors bien moindre pour les régions situées aux limbes, leur utilisation pouvant alors dégrader la qualité des cartes.

Ces raisons motivent la création d'une zone d'intérêt qui ne comprend que la partie interne du disque

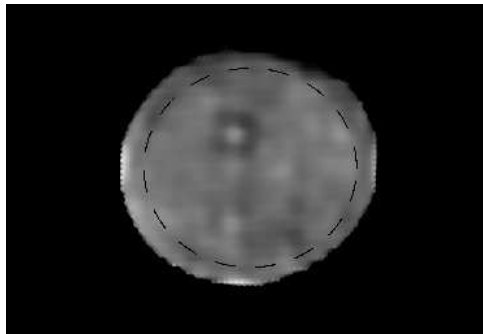


FIG. III.9: Exemple de définition de la zone d'intérêt dans le cas de (1) Cérés. Les traits pointillés délimitent la région à l'intérieur de laquelle les pixels seront analysés. On peut voir en bas et de chaque côté du disque apparent des excès d'intensité provenant de la déconvolution.

apparent des objets en évitant les régions proches du limbe. Cette zone est à définir pour chaque image, la géométrie soleil-objet-terre étant en évolution constante. Dans mes différents travaux, j'ai toujours utilisé la même manière de définir la zone d'intérêt (Fig. III.9) : il s'agit de la forme apparente du corps (dérivée de son modèle de forme) au moment de l'observation, dont les dimensions sont réduites à une certaine fraction du rayon apparent. Cette fraction est choisie pour chaque observation en fonction de la qualité de celle-ci (et des résultats de déconvolution si ce traitement a été appliqué).

III.4.c Loi de diffusion

La quantité de lumière réfléchiée par chaque point de la surface d'un corps dépend des propriétés propres aux matériaux (composition, porosité...), mais également des angles par lesquels ils sont éclairés et par lesquels ils sont vus. Cette dépendance à la géométrie d'observation est ici à corriger : en effet, nous nous intéressons aux propriétés des surfaces, et non à celles des observations. De plus, chaque point de la surface pouvant être observé à différentes époques (quelques dizaines de minutes suffisent pour que l'astéroïde tourne sensiblement), les angles d'éclairage vont être différents. La combinaison d'image est alors impossible sans correction préalable.

Il s'agit donc de modéliser l'effet de la géométrie d'éclairage (principalement l'angle de phase et les angles d'incidence et d'émission) afin de s'affranchir de leur contribution. On appelle lois de diffusion les modèles reliant l'intensité en un point avec les grandeurs telles que l'albédo, l'angle de phase, l'angle d'incidence, l'angle d'émission... Historiquement, plusieurs modèles ont été proposés pour décrire la surface des corps [voir Hapke, 1993, pour une étude détaillée] : Lambert (objets diffus), Lommel-Seelinger (originellement pour la Lune), Hapke (amélioration de Lommel-Seelinger)... Néanmoins, au niveau de la résolution spatiale obtenue depuis la Terre, l'utilisation de l'une ou l'autre de ces lois permet de modéliser convenablement la surface des astéroïdes.

J'ai ainsi comparé les résidus (χ^2) obtenus en modélisant la surface de (1) Cérés par ces diverses lois, ainsi qu'en ne prenant en compte que l'effet de l'angle de phase modélisé par un gradient d'intensité sur le disque apparent (Fig. III.10). Au final, la géométrie d'éclairage après déconvolution est modélisée au mieux par un simple gradient d'intensité rendant compte de l'angle entre le Soleil, l'objet et la Terre





(l'angle de phase). Pour chaque astéroïde, je calcule les résidus fournis par les différentes lois de diffusion et choisis celle dont les résidus sont les plus bas (pour Cérés et Pallas, le simple gradient fut utilisé).

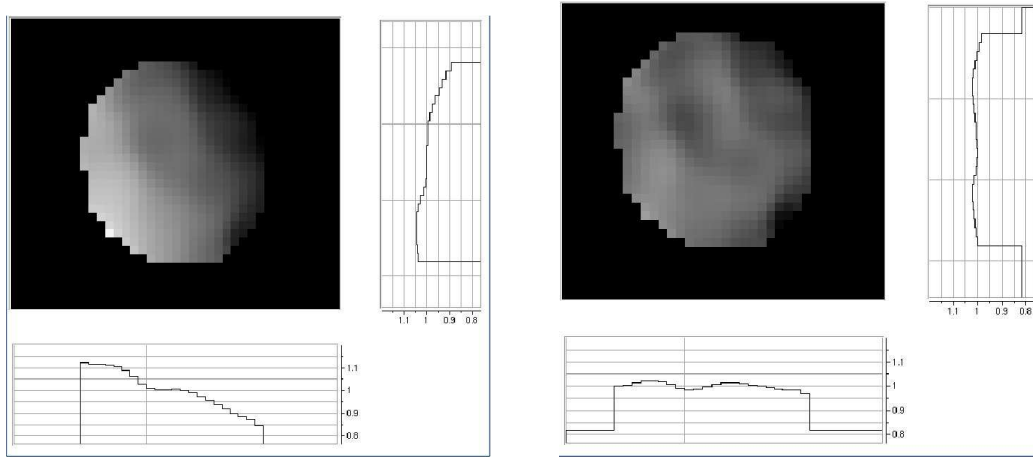


FIG. III.10: Illustration de l'effet de l'angle de phase sur le disque apparent de (2) Pallas. À gauche : disque apparent avec deux coupes, horizontale et verticale, montrant le fort gradient en intensité visible sur le disque apparent (de lumineux à sombre du bas à gauche vers le haut à droite). À droite : la même image une fois l'effet de l'angle de phase corrigé. On retrouve les mêmes variations à la surface de l'objet, sans le gradient présent dans la partie de gauche. La combinaison d'images prise à différents moments (donc différents angle de phase) nécessite une telle correction afin de ne pas introduire d'artefact dans les cartes d'albédo.

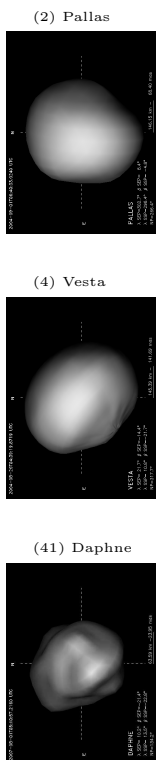
III.4.d Projection

Afin de procéder à la projection proprement dite de chaque image, il convient de posséder un modèle de la forme du corps étudié (même si celui-ci se résume à une sphère) ainsi que de connaître son orientation lors des observations (donc son spin). En effet, les équations de projection convertissent des coordonnées à la surface du corps en des coordonnées sur le plan de projection. Le modèle va nous permettre de traduire la position de chaque pixel en coordonnées planétocentriques [recommandation de l'UAI, [Seidemann et al., 2007](#)], qui seront ensuite converties par les équations de projection. La procédure est alors la suivante pour chaque image (illustrée en Fig. III.11) :

1. L'orientation de l'astéroïde dans le plan du ciel est calculée à partir de sa solution de pôle et de ses éphémérides [j'utilise toujours Eproc, le générateur d'éphémérides de l'Institut de Mécanique Céleste et de Calcul des Éphémérides (IMCCE), voir [Berthier, 1998](#); [Berthier et al., 2008](#)]
2. Une image du modèle de forme est créée pour cette géométrie, et alignée avec l'image originale
3. L'intersection des bords de chaque pixel avec le modèle de forme est calculée (dans un repère associé au modèle)
4. Les coordonnées de l'intersection sont converties en coordonnées planétocentriques (longitude, latitude)
5. Ces coordonnées sont converties via les équations de projection (Eq. III.12 & Eq. III.13)
6. La forme de chaque pixel est dessinée sur le plan de projection (il faut alors choisir un échantillonnage de celui-ci assez fin pour rendre compte correctement de la forme projetée de chaque pixel)

III.4.e Combinaison des images :

Une fois toutes les images projetées, il convient de les combiner pour former une seule et unique carte (par géométrie de projection), et ceci pour plusieurs raisons. Il existe bien évidemment un intérêt pratique,



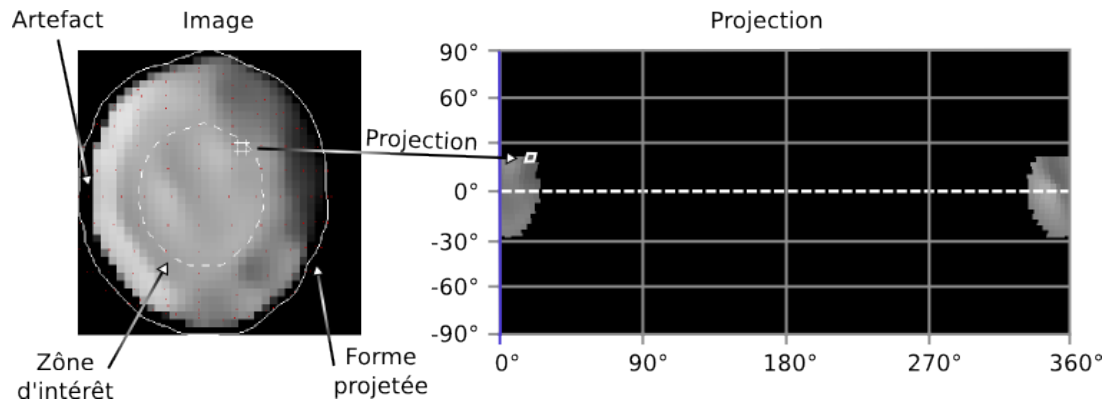


FIG. III.11: Exemple explicatif du processus de projection. Chaque pixel à l'intérieur de la zone d'intérêt va être projeté sur le plan. La zone d'intérêt permet d'éviter les artefacts photométriques présents au limbe lors de la projection comme illustré ici.

on désire pouvoir étudier l'ensemble de la surface de l'objet d'un seul coup d'oeil. Mais l'avantage principal de combiner toutes les images est d'augmenter le rapport signal à bruit dans les cartes finales.

On ajuste tout d'abord le niveau moyen de chaque image afin de rendre l'ensemble homogène. En effet, si les observations n'ont pas été calibrées en absolu, ou si les images ont été déconvoluées, puis corrigées des effets induits par les lois de diffusion, il est fort probable que les niveaux des images ne soient plus compatibles. Il suffit alors de choisir arbitrairement une image de référence, puis d'appliquer un facteur de normalisation aux autres images. Celui-ci est calculé de proche en proche, en mesurant la différence de niveau des parties communes à deux images.

La valeur de chaque pixel de la carte finale est alors calculée comme la moyenne pondérée des pixels équivalents sur les projections individuelles. Ce poids peut être choisi pour être fonction de la résolution de chaque pixel. Les pixels ayant la meilleure résolution possédant plus de poids que ceux dont la résolution est moindre. Ceci permet de combiner un nombre maximal d'images sans toutefois dégrader l'information fournie par les pixels contenant le plus d'information (ceux qui étaient situés au centre du disque apparent).

Ce processus suppose évidemment que la probabilité de retrouver l'information réelle lors de la déconvolution est plus grande que celle d'introduire des artefacts. Les méthodes de déconvolution sont fortement sensibles au bruit présent dans les images, et la probabilité de retrouver l'information réelle augmente effectivement avec le rapport signal à bruit. C'est pourquoi toutes les observations que je présente dans cette thèse sont optimisées pour fournir un fort rapport signal à bruit de plusieurs centaines au minimum.



Chapitre IV

Études de grands petits corps

Les astéroïdes les plus grands offrent un aperçu de ce que peut être un embryon planétaire. En effet, leur taille est suffisamment grande pour que les mécanismes propres à la gravité (différentiation...) puissent être initiés dans certains cas (les plus gros), sans toutefois être assez imposants pour posséder une atmosphère dans laquelle l'érosion météorologique (vents...) va modifier les marques des processus géologiques y ayant eu lieu. De plus, leur grande taille rendant leur observation plus aisée, leur étude peut servir de base pour celles de corps plus petits, dont les observations sont de moindre qualité. Je présente ici les travaux que j'ai réalisés sur les astéroïdes (1) Cérès (IV.1), (2) Pallas (IV.2), (4) Vesta (IV.3) et (41) Daphne (IV.4) à partir d'imagerie et spectro-imagerie à haute résolution angulaire.



Sommaire

IV.1	La planète naine (1) Cérès	65
IV.1.a	Pourquoi étudier Cérès ?	65
IV.1.b	Propriétés physiques par imagerie	66
IV.1.c	Étude de surface par imagerie	73
IV.1.d	Étude de surface par spectro-imagerie	78
IV.1.e	Recherche de trace de sublimation de glace d'eau	79
IV.1.f	Conclusions	81
IV.2	L'astéroïde (2) Pallas	83
IV.2.a	Pallas, le petit frère de Cérès	83
IV.2.b	Les propriétés physiques de (2) Pallas	83
IV.2.c	Distribution d'albédo à la surface	92
IV.2.d	Conclusions	94
IV.3	L'astéroïde (4) Vesta	96
IV.3.a	Vesta, corps parent des météorites achondrites	96
IV.3.b	Première observation d'un astéroïde par spectro-imagerie	97
IV.3.c	Distribution des minéraux à la surface de (4) Vesta	101
IV.3.d	Analyse de la pente spectrale de (4) Vesta	105
IV.3.e	Discussion	108
IV.3.f	Conclusions	113
IV.4	L'astéroïde (41) Daphne	114
IV.4.a	Vers une étude statistique des astéroïdes	114
IV.4.b	Observations	114
IV.4.c	Comparaison des méthodes et biais associés	116
IV.4.d	Spin, forme et dimensions de (41) Daphne	120
IV.4.e	Satellite, masse et densité	122
IV.4.f	Conclusions et perspectives	123



IV.1 La planète naine (1) Cérès

IV.1.a Pourquoi étudier Cérès ?

Cérès fut le premier astéroïde à être découvert en 1801 [Piazzi, 1802]. D’abord planète, puis astéroïde [Herschel, 1802], il est maintenant considéré comme étant une planète-naine [Green, 2006], au même titre que (134340) Pluton, ou encore (136199) Eris... La taille de Cérès le situe à mi-chemin entre planétésimal et planète. Nous avons alors un arrêt sur image lors de l’évolution débouchant sur la création d’une planète [Cellino et al., 2006]. Comprendre la formation de Cérès peut également nous apporter plus d’information sur la manière dont les composés organiques sont arrivés sur Terre. Le “grand” diamètre angulaire de Cérès à l’opposition ($\sim 0.6''$) ainsi que sa forte magnitude apparente à l’opposition ($M_v = 7-9$) en ont fait une cible privilégiée d’observation et d’essai de nouvelles techniques depuis sa découverte.

Ainsi, les premiers spectres visible et proche infrarouge de Cérès ont été réalisés dans les années 1970 [Chapman et al., 1973; Johnson et al., 1975; Larson et al., 1979]. Cérès fut alors associé aux météorites CC, en raison de son faible albédo [Stier and Traub, 1978] et de son spectre plat et dépourvu de fortes bandes d’absorption. C’est la découverte d’une forte bande d’absorption à environ $3.07 \mu\text{m}$ dans son spectre par Lebofsky [1978] qui développa fortement l’intérêt porté à (1) Cérès. En effet, Lebofsky [1978] fut le premier à associer cette bande avec la présence de minéraux hydratés sur Cérès. D’autres études sont ensuite venues confirmer la présence d’une telle bande d’absorption [Feierberg et al., 1980; Lebofsky et al., 1981], qui fut alors interprétée comme étant la signature de glace d’eau ou givre à la surface de Cérès ; ces auteurs prédisant même l’existence possible d’une calotte polaire. Les études de cette bande se sont succédées, permettant de lier sa présence avec celle de minéraux hydratés ou résultant d’altération aqueuse [Feierberg et al., 1980; Jones et al., 1990; Sato et al., 1997]. En 1992, King et al. [1992] montra la ressemblance entre la bande d’absorption de Cérès et celle de la saponite, un phyllosilicate riche en ammoniac, dont la présence a été suggérée dans les météorites CI et CV, sous classes des météorites CC [Zolensky and McSween Jr., 1988]. Plus tard, Vernazza et al. [2005] trouvèrent qu’un mélange de glace d’eau cristalline et d’asphaltite irradiée (composé organique hydrocarboné) ajustait mieux le spectre de la bande à $3.07 \mu\text{m}$. Si cette approche a l’avantage de rendre compte de l’altération des surfaces par le vent solaire (ainsi qu’exposé dans le chapitre I.3.b) ; la présence de glace en surface suppose la présence des bandes d’absorption typiques de la glace dans le proche infrarouge, non observées. Rivkin et al. [2006] ont ensuite découvert que l’adjonction de quelques pour-cent de carbonates à la composition de Cérès (phyllosilicates riches en fer) fournissait une meilleure modélisation de son spectre. Cohen et al. [1998] avaient déjà suggéré la présence possible de carbonates à partir de la détection de structures d’émission dans l’infrarouge moyen (8 à $13 \mu\text{m}$). Cette interprétation permet également d’expliquer la présence de faibles bandes d’absorption dans le spectre visible et proche infrarouge de Cérès : coupure à $0.4 \mu\text{m}$, et bandes autour de $0.60 \mu\text{m}$, $0.67 \mu\text{m}$ et $1 \mu\text{m}$ [Feierberg et al., 1980; Golubeva et al., 1983; Vilas and Gaffey, 1989; Vilas and McFadden, 1992]. Si une composition globale de Cérès proche des météorites CC et hydratée fait consensus, elle n’en reste pas moins vague à ce jour.

La présence d’eau, ou d’autres éléments volatiles, sous forme de glace dans le sous-sol de Cérès était également suggérée par la faible densité de celui-ci (aux alentours de $2 \times 10^3 \text{ kg.m}^{-3}$). En effet, étant données la taille et la masse de Cérès, la pression interne est suffisamment élevée pour que la porosité sur de grandes échelles (macro-porosité) soit nulle [Britt et al., 2002]. La densité de Cérès est donc directement liée (sans le biais induit par la macro-porosité présent pour les petits astéroïdes) à celles de ses composants. Le scénario de formation et d’évolution de Cérès proposé est alors le suivant : Cérès s’est accreté à partir d’un mélange de minéraux anhydres, de matière organique et de glace d’eau [modèle général de formation des astéroïdes de type C: Fanale and Salvail, 1989]. En effet, Mousis and Alibert [2005] et Mousis et al. [2008] ont montré que des planétésimaux composés de glaces ont pu être formés à des distances héliocentriques bien supérieures (jusqu’à 15 UA) puis migrer jusqu’à la position actuelle de Cérès en conservant une partie de leur volatiles. Ensuite, la distance héliocentrique de Cérès est suffisante pour lui avoir épargné un réchauffement trop important durant la phase T Tauri du Soleil [Ghosh et al., 2006] et la perte de ses éléments volatiles. Ces éléments auraient alors survécus dans le sous-sol de Cérès jusqu’à nos jours, bien que celui-ci orbite autour du Soleil à l’intérieur de la limite des glaces (définie par la distance au Soleil à laquelle la température vaut celle de condensation de la glace, à environ 5 UA). Ce scénario n’est pas dénué de fondements, surtout depuis la découverte par Hsieh and Jewitt [2006] de comètes au sein de la ceinture principale d’astéroïdes.



Si ce scénario est cohérent, il n'explique pas la présence possible de glace à la surface de Cérès (supposée responsable de la bande à $3.07 \mu\text{m}$). En effet, à moins de 5 UAs du Soleil, celle-ci se sublime en un temps très court [Fanale and Salvail, 1989]. Il est alors proposé que la glace enfouie dans le manteau de Cérès migre vers la surface et se sublime continuellement [Nazzario et al., 2003]. Un modèle détaillé de l'intérieur de Cérès par McCord and Sotin [2005] a montré qu'une telle hypothèse est possible, et que la quantité d'eau perdue de cette manière est en réalité négligeable devant la masse de Cérès. En d'autres termes, Cérès n'aurait pas épuisé ses ressources en glace même en tenant en compte d'un dégazage durant les 4.5×10^9 ans d'âge du système solaire. Si ceci est vrai, alors la glace détectée peut provenir de cratères d'impact récents, ou de craquelures dans le manteau de Cérès. Cette glace sublimée doit alors pouvoir être détectée au voisinage de Cérès. Et en effet, une détection marginale de vapeur d'eau près des régions polaires de Cérès a été rapportée au début des années 1990 par A'Hearn and Feldman [1992]. Néanmoins, cette détection est unique et n'était ni confirmée ni infirmée au début de ma thèse (je reviens sur ce point dans la partie IV.1.e).

Tous ces points ont motivé la NASA à sélectionner Cérès pour être visité par la sonde spatiale Dawn [Russell et al., 2004; Rayman et al., 2006]. L'étude *in situ* de Cérès devrait apporter des réponses définitives quant à sa structure interne et la présence de glace à sa surface, entre autres. La sonde Dawn a été lancée en Septembre 2007 [Russell et al., 2007b] et va tout d'abord visiter (4) Vesta en 2011 avant d'étudier (1) Cérès à partir de 2015 [Russell et al., 2006, 2007a].

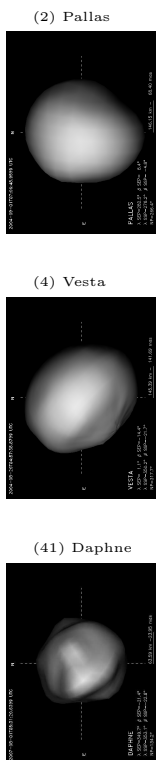
IV.1.b Propriétés physiques par imagerie

La densité de Cérès (autour de $2 \times 10^3 \text{ kg.m}^{-3}$) a toujours été un argument fort en faveur de la présence de matériaux volatils, supposément stockés dans des cavités proches de sa surface. Néanmoins, une mesure précise du volume est nécessaire pour calculer la densité d'un objet. De plus, les modèles de McCord and Sotin [2005] prédisant des rapports de diamètre équatorial sur polaire différents suivant la structure interne de Cérès (homogène ou différencié), la mesure de la taille et forme de Cérès est de première importance pour comprendre sa structure interne. De manière similaire, la détermination de la direction de son axe de rotation est requise pour contraindre les phénomènes saisonniers, comme l'émission de vapeur d'eau (détectée par A'Hearn and Feldman [1992], voir partie IV.1.e).

Les observations de Cérès que j'ai utilisées ont été obtenues au W. M. Keck Observatory en 2002 [Dumas et al., 2003]. A cette époque, les propriétés physiques de Cérès (taille, forme et spin) avaient été mesurées à de nombreuses reprises de manière indirecte [e.g. Barnard, 1895; Johnston et al., 1982; Johnson et al., 1983], et les seules mesures directes réalisées par interférométrie [Tokovinin, 1980], occultation stellaire [Millis et al., 1987], et OA [Saint-Pé et al., 1993a; Drummond et al., 1998] demandaient à être confirmées (Fig. IV.1). Par exemple, l'orientation de son axe de rotation (les coordonnées du pôle) avait fait le sujet de diverses études (articles précédemment cités), sans qu'un réel consensus ne soit dégagé. De plus, l'avènement des grands télescopes optiques (W. M. Keck, VLT...) permettait une résolution spatiale jamais obtenue jusqu'alors, laissant envisager une meilleure précision sur ces mesures, ainsi qu'une étude détaillée de sa surface. Une telle possibilité avait été esquissée lors de la découverte d'une marque sombre à la surface de (1) Cérès, grâce à des observations conduites avec le HST [Parker et al., 2002]. Les résultats que je présente ici ont faits l'objet d'une publication [Carry et al., 2008], que je présente dans l'annexe C.

Observations : les observations ont été réalisées au W. M. Keck Observatory avec la caméra NIRC2 les 22 et 28 Septembre 2002, soit une semaine avant l'opposition de Cérès (le 5 Octobre 2002). Je liste les conditions d'observation dans la Table IV.1 (la masse d'air a varié tout au long des observations en restant toujours inférieur à 1.65). Les conditions atmosphériques étaient également optimum, avec un seeing inférieur à la seconde d'arc. Trois filtres proche infrarouge furent utilisés : J, H et K ; combinés avec la taille de pixel la plus fine : 9.942 mas/pixel . Je décris les caractéristiques de chaque filtre dans la Table IV.2.

J'ai réduit ces données en suivant le protocole décrit au chapitre II.4.c. Afin d'obtenir une estimation du ciel, Cérès était imagé en différents points du détecteur au cours des observations. Des étoiles de



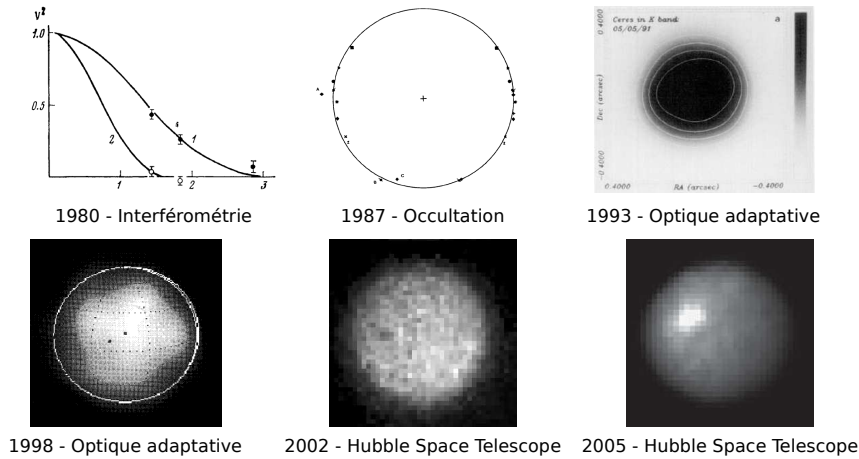


FIG. IV.1: Panorama des observations directes de (1) Cérès. Par interférométrie, Tokovinin [1980] avait évalué une limite inférieure au diamètre de Cérès (courbe de visibilité du haut) de 981 km. L’occultation de BD+8°471 [Millis et al., 1987] montra que Cérès était bien représenté par un ellipsoïde oblongue. Néanmoins, la mesure des trois axes n’était que marginale, trois occultations étant nécessaires pour contraindre complètement le système [Drummond and Cocke, 1989]. Les années 90 virent l’apparition de l’OA, mais les premières observations [Saint-Pé et al., 1993a] ne permirent pas de mesures précises. Il faudra attendre la fin des années 90 pour obtenir la première détermination basée sur toute une nuit d’observation [Drummond et al., 1998]; puis les années 2000 pour les observations HST [Parker et al., 2002; Thomas et al., 2005] et la détection de marques d’albédo.

Date (UTC)	r (UA)	Δ (UA)	Mv (mag.)	α (°)
2002 Sep 22	1.98	2.94	7.71	7.01
2002 Sep 28	1.97	2.97	7.62	5.67

TAB. IV.1: Distances géocentrique (r) et héliocentrique (Δ), magnitude apparente dans le visible (Mv) et angle de phase (α) de Cérès pour les deux dates d’observation (données en UTC).

Filtre	λ_c (μm)	$\Delta\lambda$ (μm)	Θ (km)
J	1.248	0.163	37.2
H	1.633	0.296	47.9
K	2.124	0.351	64.6

TAB. IV.2: Longueur d’onde centrale (λ_c) et bande passante ($\Delta\lambda$) pour chacun des filtres utilisé lors des observations de Cérès en 2002 avec NIRC2. L’élément de résolution spatiale (Θ , en kilomètres), calculé comme étant égal à la limite de diffraction du télescope (λ/D , où λ est la longueur d’onde des observations et D le diamètre du télescope) est également reporté.

référence étaient également observées régulièrement afin d’estimer la PSF de chaque observation lors de la déconvolution (voir chapitre III.1). J’ai alors pu travailler avec 360 images de Cérès au cours de sa rotation (Fig. IV.2) dont la résolution spatiale était équivalente à la limite de diffraction d’un télescope de 10 m opérant dans le proche infrarouge (voir chapitre II.2.a et Table IV.2).

Coordonnées du pôle : comme je l’ai déjà mentionné, l’orientation de Cérès dans l’espace faisait l’objet de débats. Ceci est parfaitement illustré dans la Fig. IV.3 où on peut voir la représentation des solutions d’alors couvrir plus de 90° sur le ciel à un instant donné : 25 Juin 1995 à 10:10 UTC [Parker



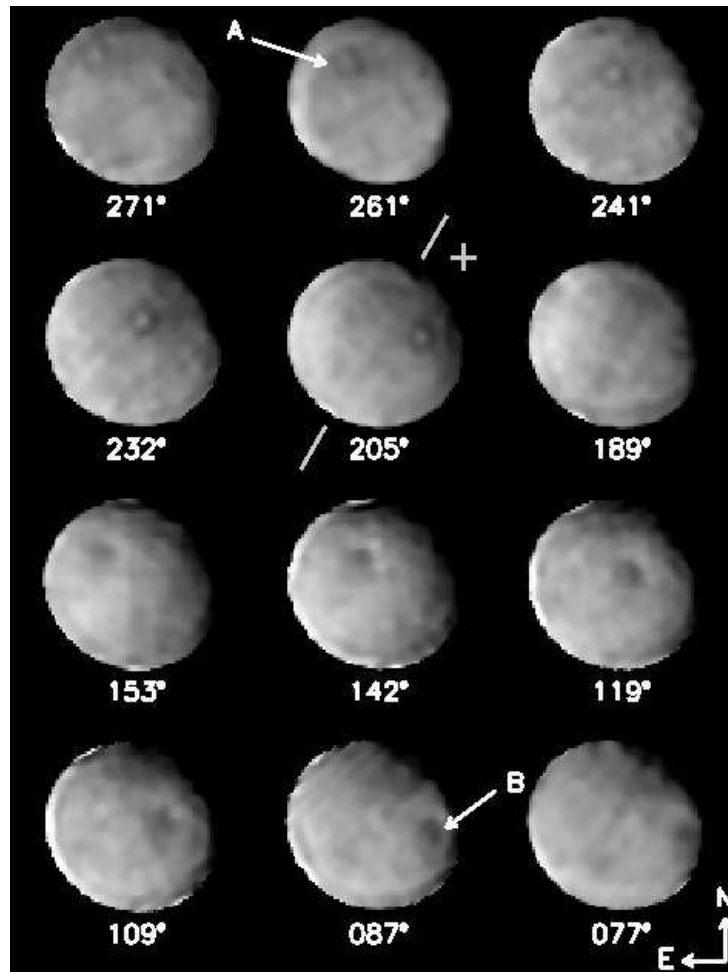
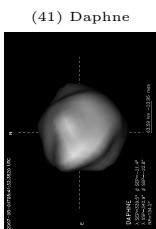
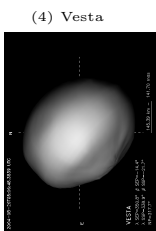
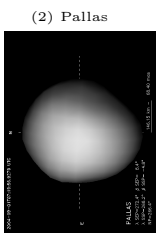


FIG. IV.2: Exemple d'images de (1) Cérés obtenues en bande K au W. M. Keck. Les observations couvrent deux tiers de la rotation de Cérés ($\sim 200^\circ$). J'ai reporté la longitude du point sub-terrestre (SEP_λ) sous chaque vue. La latitude au moment des observations était de $SEP_\beta = +8^\circ$. L'axe de rotation (ainsi que le pôle positif) sont représentés tel qu'ils apparaissaient lors des observations. Le contraste et la luminosité des images ont été choisis de manière à rendre les détails de surface visibles, parfois au détriment de la représentation du limbe. Les deux marques d'albédo libellées A et B ont été utilisées pour déterminer la direction du pôle de rotation (voir également Fig. IV.4). Dernier point, les sursauts de luminosité présents au limbe de certaines images sont des artefacts dus à la déconvolution qu'il convient d'exclure de l'étude (voir la discussion au chapitre III.1).



et al., 2002].

Afin de déterminer les coordonnées du pôle de Cérés, j'ai utilisé la méthode des points de contrôle décrite au chapitre III.2.a. J'ai pour cela choisi deux marques d'albédo aisément reconnaissables dont le contraste permettait de déterminer avec précision leur position sur le disque apparent. Je les présente dans la Fig. IV.4 au côté d'un schéma représentant leur mouvement apparent tout au long des observations superposé à un modèle de Cérés.

Les coordonnées ainsi déterminées sont situées dans un cône de 5° autour de $(\lambda_0, \beta_0) = (7^\circ, +83^\circ)$ dans un repère lié à l'écliptique (ECJ2000). Ceci entraîne une très faible obliquité d'environ 4° . Les variations saisonnières sur Cérés sont donc de faible amplitude. Cette faible obliquité était attendue compte tenu des propriétés thermiques de Cérés observées [Spencer, 1990]. De plus, l'orientation ainsi déterminée est en parfait accord avec celle déterminée lors des observations réalisées par le HST [Parker et al., 2006] en 2003-2004 : les coordonnées du pôle (α_0, δ_0) se situent dans un cône de 5° autour de $(288^\circ, +66^\circ)$



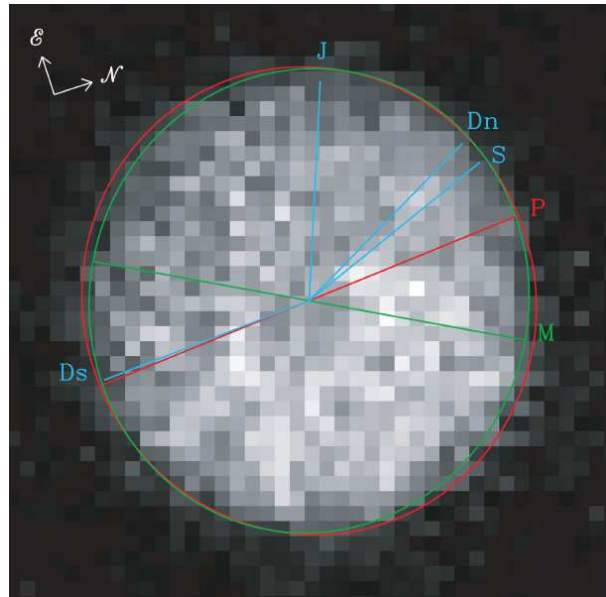


FIG. IV.3: Figure extraite de [Parker et al. \[2002\]](#) représentant l'absence totale de consensus sur les coordonnées du pôle de Cérés. Chaque lettre correspond à la position du pôle positif prédite par divers auteurs comme suit : P [[Parker et al., 2002](#)], Dn & Ds [pour deux déterminations ambiguës du pôle, [Drummond et al., 1998](#)], M [[Millis et al., 1987](#)], J [[Johnson et al., 1983](#)] et S [[Saint-Pé et al., 1993a](#)].

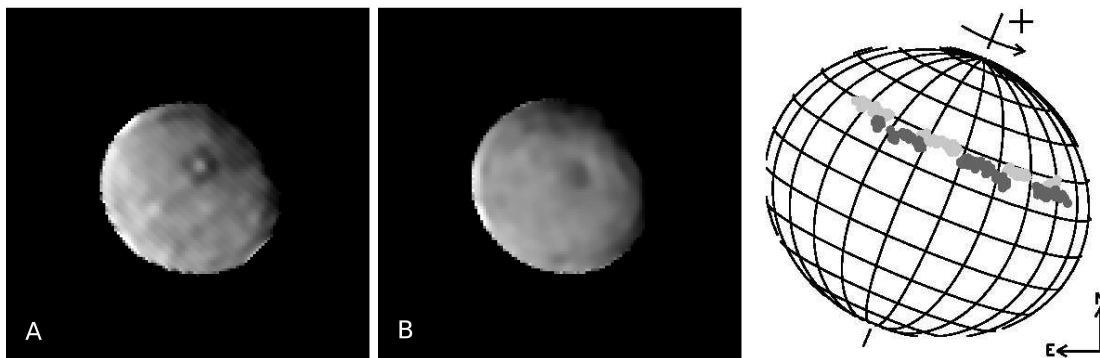


FIG. IV.4: Les deux marques d'albédo utilisées comme points de contrôle lors cette analyse. Ces marques sont respectivement libellées A et B dans la Fig. IV.2 et sont représentées en gris clair et gris foncé face au modèle de Cérés à droite.

pour les observations OA contre $(291^\circ, +59^\circ)$ pour le HST [[Thomas et al., 2005](#)], exprimées dans un repère lié au plan équatorial terrestre [EQJ2000, voir la recommandation de l'UAI, [Seidelmann et al., 2007](#)]. Ces coordonnées ont été à nouveau déterminées en combinant l'ensemble des observations passées par [Drummond and Christou \[2008\]](#) et la solution trouvée $(\alpha_0, \delta_0) = (293^\circ, +63^\circ) \pm 4^\circ$ confirme celle déterminée grâce aux données présentées ici.

Période sidérale : jusqu'à l'étude de la période de rotation par [Chamberlain et al. \[2007\]](#), la période sidérale de Cérés communément admise était celle déterminée par l'analyse des courbes de lumière de Cérés obtenues en 1975-1976 [[Tedesco et al., 1983](#)]. Cette nouvelle détermination offrait trois ordre de grandeurs de précision supplémentaires sur la période, celle-ci passant alors de 9.075 ± 10^{-3} h à 9.074170 ± 10^{-6} h.





Époque	(JD)	Date (UTC)	SEP _λ (°)
t ₁	2 452 539.894 02	22 Sep. 2002 - 09:27	234.6 ± 2
t ₂	2 452 545.915 46	28 Sep. 2002 - 09:58	261.4 ± 2
t ₃	2 453 002.241 28	28 Dec. 2003 - 17:47	22.6 ± 5

TAB. IV.3: Longitude du point sub-terrestre (SEP_λ) pour les trois époques (t₁ and t₂ au W. M. Keck, t₃ avec le HST). En utilisant t₁ comme référence, la phase sidérale de Cérés aux temps t₂ and t₃ peut être obtenue en ajoutant +1.3° et -98.7° aux valeurs de la longitude du SEP, prenant en compte les positions relative de la Terre et de Cérés.

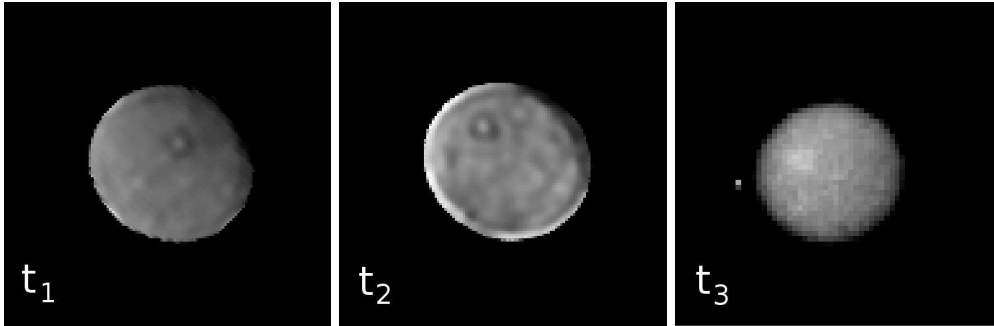


FIG. IV.5: Les trois images utilisées comme références temporelles afin de chronométrer la période de rotation de (1) Cérés. Les dates t₁, t₂ et t₃ sont données dans la Table IV.3. t₁ et t₂ proviennent du W. M. Keck et t₃ du HST publié par [Li et al., 2006a]. Les positions sur le disque apparent des marques d'albédo furent utilisées pour déterminer la longitude du point sub-terrestre (SEP_λ) au moment des observations.

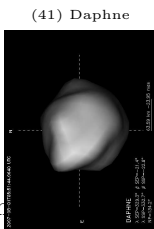
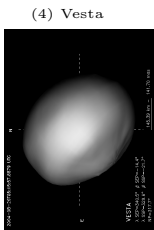
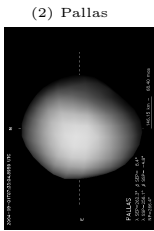
Une telle précision était devenue atteignable grâce à l'étendue temporelle des observations de Cérés : les courbes de lumière utilisées par Chamberlain et al. [2007] couvrent en effet 50 ans, correspondant à plus de 48 000 rotations de l'astéroïde sur lui-même.

Les images du disque résolu de Cérés fournissent un moyen précis et indépendant de chronométrer la rotation de Cérés. J'ai pour cela utilisé deux images provenant des observations réalisées au W. M. Keck en 2002, ainsi qu'une image prise au HST en Décembre 2003 [Thomas et al., 2005; Li et al., 2006a; Parker et al., 2006] depuis l'archive *Small Bodies Node*¹ [j8p502amq_iof.fit, GO programme 9748, voir Li et al., 2006b, et la Table IV.3]. J'ai utilisé deux marques d'albédo visibles dans ces trois images (présentées dans la Fig. IV.5) pour mesurer précisément la phase de rotation de Cérés à ces trois époques (Table IV.3). L'écart de temps entre les observations au W. M. Keck (2002) et celles du HST (2003) est suffisant pour détecter une erreur sur la détermination de la période de Cérés sur plus de 1000 rotations.

J'ai ensuite utilisé le générateur d'éphémérides Eproc [Berthier, 1998] afin de prédire la longitude du SEP aux temps t₂ et t₃ à partir de la valeur mesurée en t₁ et d'une valeur de la période sidérale (P_s). J'ai alors cherché la valeur de P_s qui minimisait la différence ΔSEP_λ entre les SEP_λ observées et calculées. Ces calculs sont basés sur la solution de pôle décrite dans la Table IV.5 et la période de P_s = 9.075 ± 10⁻³ h [Tedesco et al., 1983] comme valeur initiale. La Table IV.4 montre les valeurs de période sidérale (P_s) en accord avec les SEP_λ observées aux diverses époques d'observations.

La valeur de la période sidérale de Cérés qui ajuste au mieux mes observations est P_s = 9.074 10^{+0.000 10}_{-0.000 14} h. La faible erreur de mesure (~ 10⁻⁴ h soit 0.5 s) provient principalement de l'incertitude sur les longitudes (Table IV.3) et rend possible la prédiction de la longitude du SEP de Cérés avec une incertitude de seulement 40° durant les dix prochaines années. Je reporte toutes les informations sur le pôle de (1) Cérés dans la Table IV.5

¹<http://pdssbn.astro.umd.edu/>





P_s (h)	$SEP_\lambda(t_2)$ ($^\circ$)	ΔSEP_λ ($^\circ$)	$SEP_\lambda(t_3)$ ($^\circ$)	ΔSEP_λ ($^\circ$)
9.066 588	255.1	6.3	17.9	4.7
9.066 685	255.1	6.3	22.6	0.0
9.066 780	255.1	6.3	27.2	-4.6
9.074 000	259.8	1.6	17.8	4.8
9.074 090	259.8	1.6	22.1	0.5
9.074 100	259.8	1.6	22.6	0.0
9.074 110	259.8	1.6	23.1	0.5
9.074 200	259.9	1.6	27.5	-4.9
9.081 526	264.4	-3.0	17.9	4.7
9.081 526	264.5	-3.1	22.6	0.0
9.081 526	264.6	-3.2	27.2	-4.6

TAB. IV.4: Périodes sidérales de Cérès en accord avec les observations du disque résolu, en utilisant la référence $SEP_\lambda(t_1) = 234.6^\circ$ (t_1 est défini dans la Table IV.3). Les longitudes du point sub-terrestre (SEP_λ) sont calculée pour les époques t_2 et T_3 et comparées aux mesures (différence ΔSEP_λ). Je n'ai gardé que les périodes sidérales prédisant des SEP_λ à l'intérieur des erreurs de mesure. La solution retenue est marquée en gras.

P_s (h)	α_0 ($^\circ$)	δ_0 ($^\circ$)	λ_0 ($^\circ$)	β_0 ($^\circ$)	W_0 ($^\circ$)
9.0741 ± 10^{-4}	288 ± 5	$+66 \pm 5$	7 ± 5	$+83 \pm 5$	-46 ± 2

TAB. IV.5: Période sidérale (P_s), coordonnées du pôle dans le repère lié à l'équateur J2000.0 (α_0 , δ_0) et à l'écliptique (λ_0 , β_0), ainsi que l'angle de rotation initial (W_0) à l'époque de référence (J2000.0) [voir Seidelmann et al., 2007, pour la définition de ces grandeurs].

Taille et forme : entre les observations au W. M. Keck et le début de mes travaux, (1) Cérès avait fait l'objet d'observations supplémentaires avec le HST en 2003 [Parker et al., 2006] et au VLT en 2005 [Erard et al., 2005]. Ses dimensions ainsi que la direction de son axe de rotation avaient été mesurés [Thomas et al., 2005].

J'ai mesuré les dimensions de Cérès en utilisant la méthode d'évolution du limbe présentée au chapitre III.2.b. La mesure des dimensions était toutefois simplifiée par la connaissance des coordonnées du pôle (par méthode des points de contrôle, voir Fig. IV.4). En mesurant l'écart entre le contour de Cérès et une ellipse (Fig. IV.6), j'ai pu montrer que Cérès est exempt de relief à grande échelle (la résolution des observations est d'environ 30-40 km). La modélisation de Cérès sous la forme d'un ellipsoïde tri-axial est donc parfaitement justifiée et la méthode ne souffre pas du biais possible lié à une représentation simpliste de sa forme. Cette absence de détection de relief est en accord avec le calcul de la hauteur maximale d'un relief d'environ 10-20 km [voir Johnson and McGetchin, 1973].

La meilleure représentation de Cérès est une sphère oblongue, dont les demi-axes sont $a = b = 479.7$ km et $c = 444.4$ km, avec une déviation standard sur ces mesures de 2.3 et 2.1 km respectivement. Les dimensions obtenues par Thomas et al. [2005] à partir d'observations HST sont plus grandes d'environ 10 km. Si cette différence ne correspond qu'à 2% du rayon moyen de Cérès, elle correspond à un écart de $5\text{-}\sigma$ entre les deux résultats. Ceci est révélateur d'une tendance dans la communauté à sous-estimer les barres d'erreurs. Avec des barres d'erreur correctement définies, l'accord devrait se produire à $3\text{-}\sigma$ maximum. Ici, la déviation rapportée est bien inférieure à la taille des pixels (un 7^{ème} pour le Keck et un 15^{ème} dans le cas du HST, voir la Table IV.6), eux-mêmes inférieurs à l'élément de résolution (environ 50 km dans les deux cas). Ceci traduit le fait que les erreurs rapportées ne prennent en compte que la dispersion des mesures, sans faire cas des erreurs systématiques provenant des méthodes ; comme discuté dans le chapitre III.3.c.



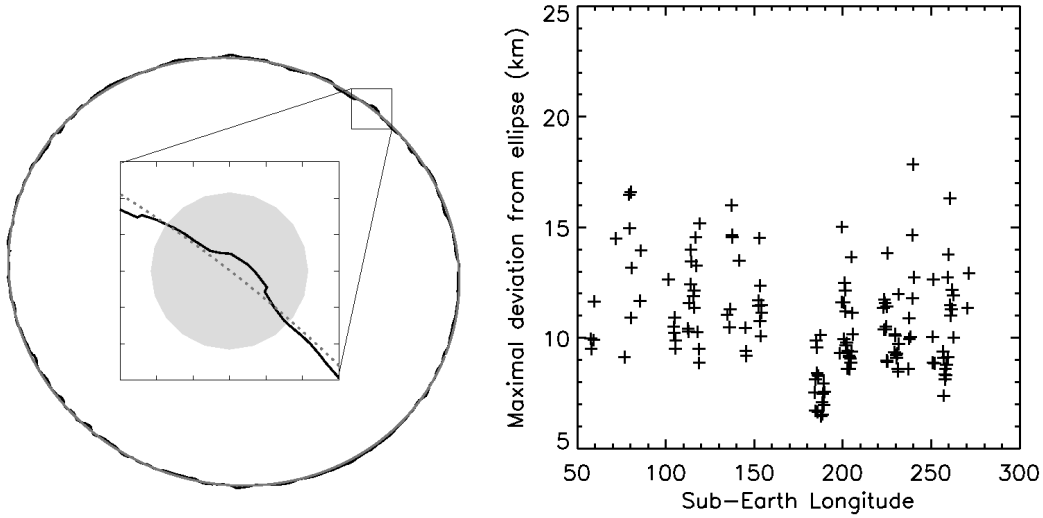


FIG. IV.6: A gauche, le contour de Cérés extrait par la LoG en noir (voir chapitre III.3.a), avec l'ellipse ajustée en gris pointillé. On peut voir dans le zoom (partie encadrée centrale) que les déviations à l'ellipse observées sont bien plus petites que l'élément de résolution (ici en bande J, représenté par le disque gris). La partie de droite présente la déviation maximale observée en fonction de la longitude du point sub-terrestre (SEP_{λ}). Aucune déviation supérieure à 18 km n'a été détectée. L'élément de résolution en bande J étant d'environ 36 km (Table IV.2), les déviations mesurées peuvent être réelles comme être du bruit à haute fréquence spatiale.

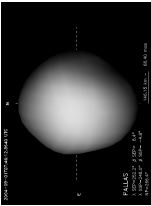
Quantité (km)	Imagerie		Occultation	
	W. M. Keck	HST	Sol.1	Sol.2
a	479.7 ± 2.3	487.3 ± 1.8	479.6 ± 2.4	481.6 ± 2.4
c	444.4 ± 2.1	454.7 ± 1.6	453.4 ± 4.5	450.1 ± 2.0
R	467.6 ± 2.2	476.2 ± 1.7	470.7 ± 3.1	470.8 ± 2.3
pixel	14.3 ± 0.7	33.9×29.6

TAB. IV.6: Demi-grand axe (a), demi-petit axe (c) et rayon équivalent ($R = \sqrt[3]{aac}$) de Cérés à partir des observations au sol (W. M. Keck), de l'étude de [Thomas et al. \[2005\]](#) (HST) et d'occultation stellaire (les deux solutions sont présentées : Sol.1 et Sol.2) [[Millis et al., 1987](#)]. Les tailles de pixel (en kilomètres à la distance de Cérés) pour les observations au Keck et avec le HST sont rapportées pour comparaison.

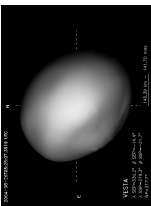
La comparaison des dimensions déterminées par imagerie avec les résultats provenant des occultations stellaires [[Millis et al., 1987](#)] montre également un accord à une dizaine de kilomètres près pour le demi-petit axe et un accord parfait pour le demi-grand axe (Table IV.6). Il est toutefois à noter que la géométrie de l'occultation de 1987 utilisée par [Millis et al. \[1987\]](#) ne permet pas de contraindre le demi-petit axe aussi précisément que le demi-grand axe. Les trois études rapportant des dimensions différentes, il n'est pas aisé de conclure quant à la taille de Cérés. Néanmoins, les différences n'étant que de quelques kilomètres; nous pouvons affirmer que le rayon moyen de Cérés vaut $R \sim 470 \pm 5$ km, soit une détermination précise au pour-cent près.

J'ai ensuite déterminé la densité de Cérés en utilisant une masse de $9.43 \pm 0.07 \times 10^{20}$ kg, obtenue en prenant la moyenne des masses rapportées par [Viateau and Rapaport \[1998\]](#), [Michalak \[2000\]](#) et [Kovačević and Kuzmanoski \[2007\]](#). De nombreuses déterminations de la masse de Cérés ont été réalisées par l'étude de ses interactions gravitationnelles avec Mars et d'autres astéroïdes [[Standish and Hellings, 1989](#); [Sitarski and Todorovic-Juchniewicz, 1992, 1995](#); [Kuzmanoski, 1998](#); [Viateau and Rapaport, 1998](#); [Hilton, 1999](#); [Michalak, 2000](#); [Kovačević and Kuzmanoski, 2005, 2007](#)]. Néanmoins, tout comme pour les mesures de taille, les erreurs systématiques lors de ces déterminations n'ont pas toujours été prises en compte [voir [Mouret et al., 2007](#)]. Ceci ne permet un accord entre plusieurs déterminations qu'à 4- ou 5- σ . Le choix

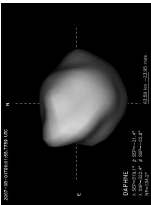
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





présent, s'il est arbitraire, a l'avantage d'éliminer les valeurs éloignées de la masse moyenne.

La densité de (1) Cérès est alors de $\rho = 2206 \pm 43 \text{ kg.m}^{-3}$. Cette valeur est compatible avec la densité des météorites CC [Britt et al., 2002], ainsi qu'avec celle des satellites glacés de Jupiter : Ganymède et Callisto. Cette détermination supporte l'hypothèse de présence de matériaux volatiles sous la surface de Cérès. D'autre part, cette valeur est relativement élevée pour un astéroïde de type C [la valeur moyenne pour cette classe est de $1.4 \times 10^3 \text{ kg.m}^{-3}$, voir Britt et al., 2002]. Néanmoins, les mesures de densité dont nous disposons ayant été majoritairement obtenues dans le cas d'astéroïdes binaires [e.g. Merline et al., 1999; Marchis et al., 2005b, 2008a,b], la densité moyenne que nous observons peut être biaisée. En effet, la plupart des astéroïdes observés sont en réalité de faible taille et présentent peut être de grands vides (macro-porosité), diminuant ainsi la valeur de leur densité. Étant donnée la masse de Cérès, la pression en son intérieur est suffisamment importante pour que sa macro-porosité soit nulle (ou presque). Alors, cette "forte" densité peut être expliquée par une faible porosité par rapport aux autres types C.

Structure interne : en considérant que la forme de Cérès provient d'un équilibre hydrostatique entre sa propre gravité et la force centrifuge produite par sa rotation ; on peut déterminer son coefficient J_2 . Le potentiel gravitationnel d'un corps peut en effet être décomposé en une série de coefficient, le premier étant purement radial et les suivants décrivant l'écart au potentiel radial. Le coefficient J_2 rend ainsi compte de l'aplatissement aux pôles et se calcule comme suit :

$$J_2 = \left[1 - \frac{c}{a} - \frac{2\pi^2 R^3}{P_s^2 \mathcal{G} M} \right] \left[\frac{c}{2a} + \left(\frac{a}{c} \right)^2 \right]^{-1} \quad (\text{Eq. IV.1})$$

où a et c sont les mesures des demi-axes, P_s la période sidérale, $R = \sqrt[3]{aac}$ le rayon moyen, M la masse de Cérès et $\mathcal{G} = 6.67 \times 10^{-11} \text{ m}^3 \text{ kg}^{-1} \text{ s}^{-2}$ la constante de gravitation.

Ce coefficient fournit un moyen de sonder la structure interne de Cérès. Ainsi, McCord and Sotin [2005] ont prédit les valeurs du J_2 pour quatre cas de figures, d'un Cérès homogène ($J_2 = 31.6 \times 10^{-3}$) à différencié, où le noyau est composé d'éléments de plus en plus denses, de la serpentine [Hiroi et al., 1993] ($\rho=2.54 \text{ g.cm}^{-3}$, $J_2 = 32 \times 10^{-3}$) au fer ($\rho=7.9 \text{ g.cm}^{-3}$, $J_2 = 15.9 \times 10^{-3}$). A partir des mesures de rayons (Table IV.6), j'ai dérivé une valeur de $J_2 = 26.70 \pm 0.02 \times 10^{-3}$. Ceci indique que Cérès est un corps différencié, dont la partie centrale est riche en silicates ; en accord avec les mesures HST [Thomas et al., 2005].

IV.1.c Étude de surface par imagerie

L'existence de marques d'albédo à la surface de Cérès avait été suggéré par l'étude de ses courbes de lumière [Tedesco et al., 1983]. En effet, la forme régulière de Cérès ne pouvait expliquer la forme et l'amplitude des courbes de lumière observées. Il était alors admis que celles-ci étaient produites par des différences d'albédo à la surface, estimées à quelques pour-cent.

Les premières cartes de la surface de Cérès ont été obtenues par Li et al. [2006a], à partir d'observations réalisées dans le visible avec le HST. Des variations d'albédo d'environ 6% ont alors été rapportées, définissant des structures locales à la surface de Cérès. De faibles variations spectrales, associées aux différentes régions ont également été observées, sans toutefois permettre une quelconque analyse de composition en raison d'incertitudes trop élevées sur l'albédo. Je présente ici les cartes d'albédo que j'ai réalisées, ainsi que leur analyse.

J'ai utilisé les 360 images de Cérès obtenues au W. M. Keck (Table IV.1) pour créer trois cartes composites (voir chapitre III.4) de la surface de Cérès dans le proche infrarouge. Je présente en Fig. IV.7 ces trois cartes, une par filtre (J, H et K), et en Fig. IV.8 les cartes d'incertitude associées. L'obtention de cartes à différentes longueurs d'onde est primordiale pour d'une part confirmer l'existence des structures observées, et d'autre part pour étudier les variations de composition à la surface.

Ces trois cartes couvrent environ 80% de la surface de Cérès. Elles sont le résultat de la combinaison de 126, 99 et 135 images respectivement. La taille théorique de l'élément de résolution est de 36.8, 47.4 et 62.9 km (correspondant à 4.4° , 5.6° et 7.5° à l'équateur) pour les trois filtres. Bien que l'élément de résolution théorique soit plus fin dans la bande J, on peut voir dans la Fig. IV.7 que la résolution finale est en réalité similaire dans les trois bandes (c'est à dire environ 60 km à l'équateur). La dégradation de

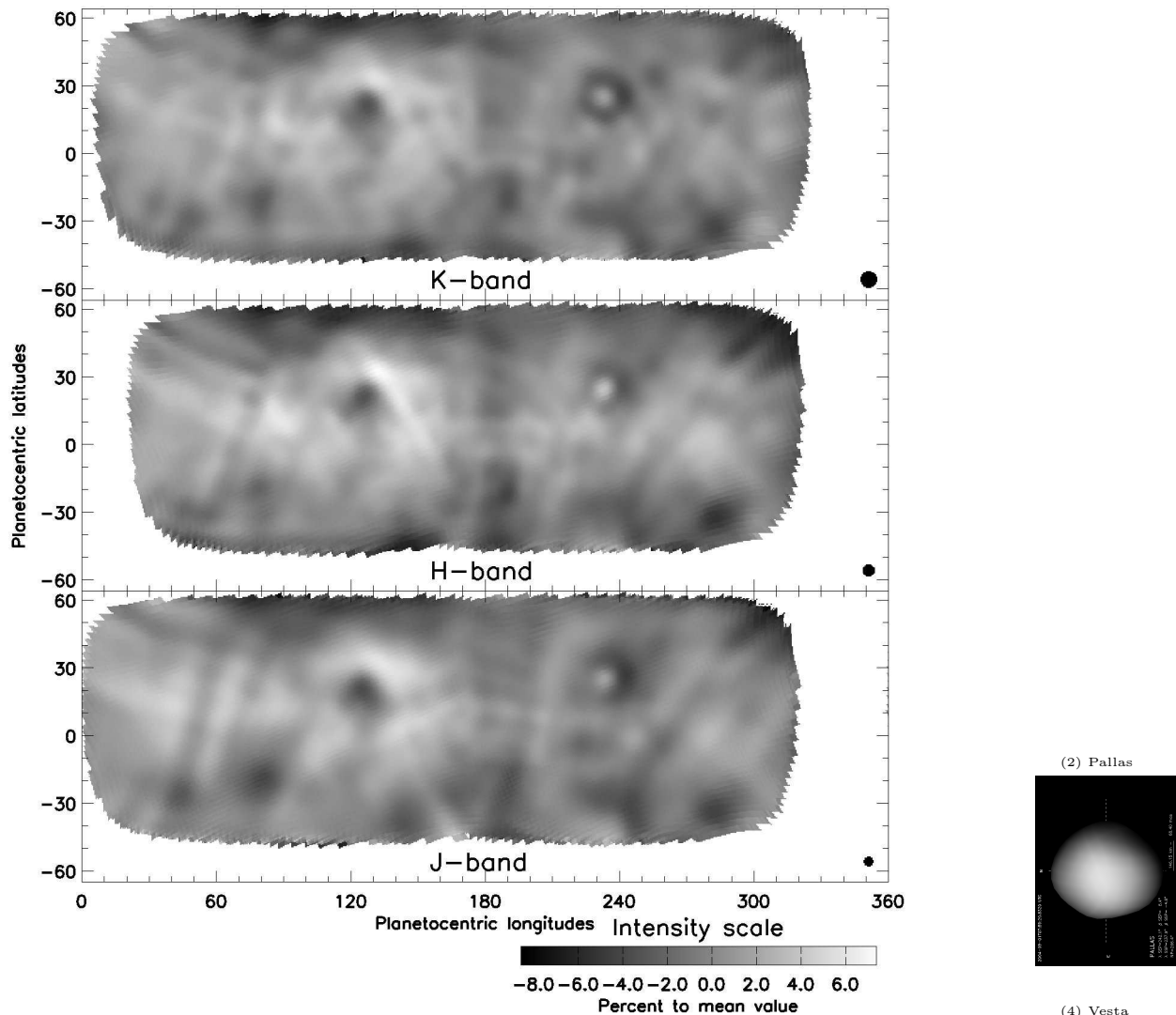


FIG. IV.7: Cartes d'albédo de la surface de Cérès en bandes J, H et K. Ces cartes couvrent environ 80% de la surface de Cérès, et présentent des variations d'albédo de 6% autour de l'albédo moyen. L'élément de résolution théorique pour chaque filtre est représenté dans le coin bas-droit de chaque carte. L'étude des cartes d'incertitude (Fig. IV.8) montre que celle-ci est de 2.5% maximum, bien moindre que les variations observées. Les structures visibles dans ces cartes n'ont donc qu'une faible probabilité d'être des artefacts, mis à part les lignes diagonales visibles dans les cartes en J et H, autour de 60° de longitude. L'échelle de gris est commune aux trois cartes.

la résolution en J et H par rapport à l'élément de résolution théorique vient de la variabilité de la PSF plus importante à ces longueurs d'onde qu'en K. Cette variabilité entraîne alors de plus fortes erreurs de photométrie. Ceci est visible dans les cartes d'incertitude (Fig. IV.8) où la déviation standard des mesures est plus petite que 1% dans le cas des observations en K et monte jusqu'à 2% pour celles en J. De même, l'étude des cartes d'incertitude montre que les structures obliques situées autour de 60° en longitude vues en J et H sont du bruit et doivent être ignorées. La carte en K présente le niveau de bruit le plus bas, dû au meilleur rapport de Strehl fourni par le module d'optique adaptative à ces longueurs d'onde. Cette carte doit donc être considérée comme la plus précise des trois.

L'amplitude des variations d'albédo est de $\pm 6\%$ autour de l'albédo moyen de la surface [en accord avec Li et al., 2006a]. Les marques de surface les plus importantes soutiennent un diamètre d'environ 180 km (les marques A et B, voir les Figs. IV.2 et IV.4) et de nombreuses marques plus petites existent,



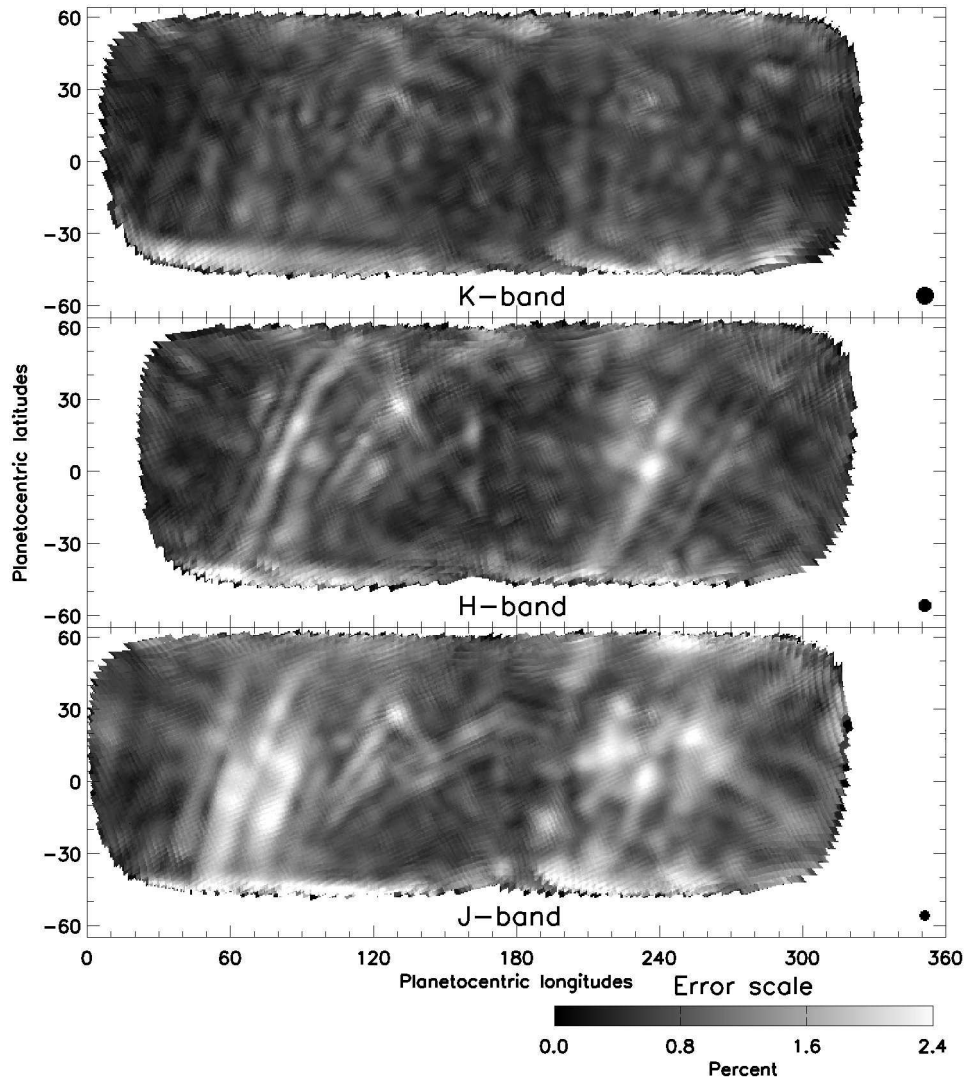


FIG. IV.8: Cartes d'incertitude sur l'albédo pour les trois filtres proche infrarouge. L'échelle de gris représente la valeur de la déviation $1\text{-}\sigma$ observée entre toutes les images se projetant en un point donné de la surface. On peut remarquer que la dispersion des valeurs augmente de la carte en K, à celle en H, à celle en J. Ceci est logique, compte tenu des performances accrues de l'OA aux plus grandes longueurs d'onde. De même, les régions de haute latitude sont plus bruitées que celle à l'équateur, en raison de la géométrie d'observation, proche de l'équateur ($\text{SEP}_\beta = 8^\circ$).

jusqu'à un diamètre d'environ 50 km (limite de détection due à la résolution). Certaines de ces marques peuvent également être vues dans les cartes UV/visibles obtenues avec le HST [Li et al., 2006a] (voir la Fig. IV.9 pour la position des marques notées b_i ou d_i , pour les 6 marques brillantes et 4 sombres respectivement). Parmi celles-ci, le spot sombre avec une tache centrale (marque A) autour de $(235^\circ, +24^\circ)$, la grande région brillante entourant le spot sombre (marque B) situé à $(125^\circ, +20^\circ)$, ou encore la marque sombre située à $(280^\circ, -34^\circ)$. Le fait que ces marques soient visibles à toutes les longueurs d'onde suggère une nature géologique (par opposition à une différence de composition) comme un bassin ou un cratère d'impact. Ainsi, les deux principales structures A (b_4, d_4) et B (d_3 et la région b_2 qui l'entoure) sont référencées comme #5 et #2 par Li et al. [2006a]. Ces deux marques sont remarquables par leur spectre homogène bien qu'elle s'étendent sur de grandes dimensions spatiales ($\phi_A \sim 180$ km et $\phi_B \sim 350$ km). Cette similarité spectrale indique une même composition et/ou histoire de surface sur l'ensemble de





la zone. L'anneau externe de la marque B (b_2) semble également homogène et pourrait être la marque des éjecta liés à un cratère d'impact. De même, la partie centrale de la marque A pourrait être le pic central d'un cratère issu d'un impact très énergétique. Ce pic serait alors plus brillant en raison d'une histoire de surface dépendante de l'altitude : par exemple par mouvement de glissement du régolite vers les zones les plus basses (à plus forte gravité) [de tels mouvements du régolite ont été mis en évidence à la surface du petit astéroïde (25143) Itokawa par Miyamoto et al., 2007].

Néanmoins, les cartes en UV/visible et proche infrarouge présentent des différences : ni la marque claire à ($115^\circ, -30^\circ$), ni la marque sombre à ($45^\circ, +10^\circ$) visibles dans les cartes HST ne sont visibles dans le proche infrarouge. De telles variations spectrales indiquent, elles, des différences de composition entre ces régions. NB : toutes les différences observées ne sont pas à associer aux propriétés de surface. Par exemple, l'anneau sombre de la marque A ($234^\circ, +23^\circ$) n'est pas visible dans les cartes UV/visible car sa taille est comparable à celle de l'élément de résolution fourni par le HST.

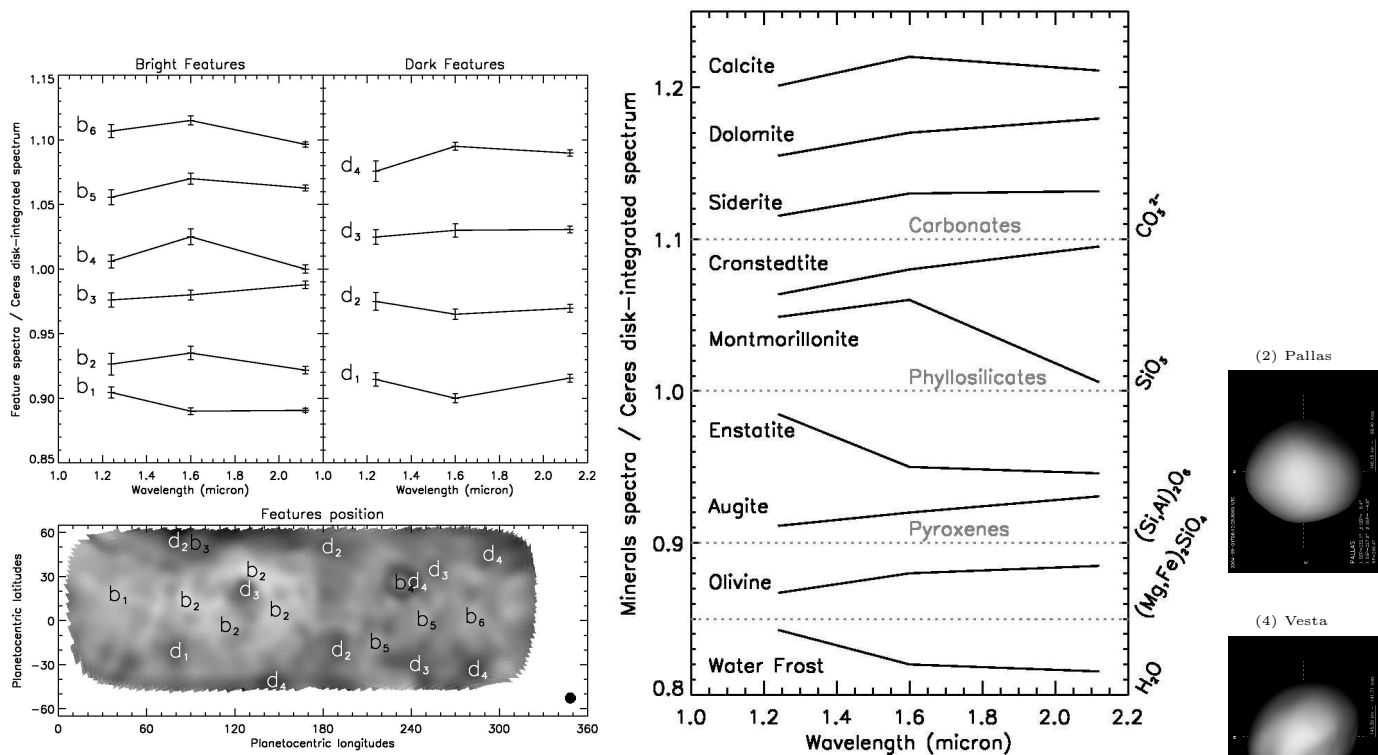
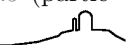


FIG. IV.9: *A gauche* : spectres trois couleurs de 10 régions de Cérés (6 régions brillantes et 4 sombres) ; normalisés au spectre moyen de Cérés. Les numéros b_i et d_i peuvent être utilisés pour situer chaque spectre à la surface de Cérés à l'aide de la carte représentée sous les spectres. *A droite* : spectres trois couleurs de composés obtenus en laboratoire, également normalisés au spectre de Cérés. Je liste dans la Table IV.7 l'origine de ces échantillons ainsi que la fraction utilisée (mélangée à un élément spectralement neutre) pour produire ces spectres. L'erreur sur la photométrie des composés de laboratoire est ici négligeable.

Afin d'étudier la nature des principales marques présentes à la surface de Cérés, j'ai mesuré leurs variations spectrales dans les bandes J, H et K. Chaque valeur photométrique est obtenue en intégrant le flux sur une surface équivalente à l'élément de résolution. L'erreur sur ces mesures est calculée comme $\sqrt{\sum \sigma_i^2}$, où σ_i est la déviation standard de chaque pixel lue sur les cartes d'incertitude (Fig. IV.8). J'ai alors sélectionné 10 marques (6 claires et 4 sombres, libellées b_i et d_i respectivement) et je présente en Fig. IV.9 (à gauche) leur photométrie normalisée au spectre de Cérés, ainsi que leur déviation à 3σ .

Bien que des variations spectrales au cours de la rotation de Cérés n'aient jamais été rapportées, mes données montrent l'existence d'hétérogénéités spectrales à sa surface. L'analyse de la Fig. IV.9 (partie





Composé	Taille de grain (μm)	Abondance (%)	Échantillon numéro
Calcite ^a	0-45	100	C-3A
Dolomite ^a	0-45	50	C-5A
Siderite ^a	0-45	4	C-9A
Cronstedtite ^r	0-45	5	CR-EAC-021
Montmorillonite ^a	0-45	50	PS-2D
Enstatite ^a	0-45	30	IN-10B
Augite ^a	0-45	2	IN-15A
Olivine ^r	0-50	5	DD-MDD-013
Glace d'eau ^a	~ 10	2	FROST.SNW

TAB. IV.7: Tailles de grain et abondances des composés présentés dans la Fig. IV.9. L'abondance correspond à la quantité de composé mélangée à un élément spectralement neutre afin de diminuer le contraste, rendant ainsi compte des possibles différences de tailles de grain (les observations conduites dans l'infrarouge moyen indiquent que la taille des grains composant le régolite de Cérès est nécessairement petite, diminuant ainsi le contraste des bandes d'absorption de son spectre). La dernière colonne indique le nom de l'échantillon tel que référencé dans la librairie spectrale (*a* : ASTER and *r* : RELAB).

de gauche) montre une tendance nette des marques claires (à gauche) à présenter un albédo plus fort en H qu'en J et K (par rapport au reste de la surface). Au contraire, les marques sombres (à droite) ne présentent aucune tendance. Ceci indique peut être une origine commune aux marques claires alors que les régions sombres seraient le résultat de divers processus agissant à la surface.

J'ai ensuite comparé ces points photométriques à ceux de divers composés observés en laboratoire. Étant donnée la résolution spectrale très limitée fournie par ces points, ceux-ci ne pouvaient pas me permettre d'identifier de composé. Je n'ai alors utilisé que des minéraux dont la présence à la surface de Cérès avait déjà été prédite. En particulier, les carbonates comme la sidérite, la dolomite et la calcite dont la présence a été détectée par Rivkin et al. [2006]. L'adjonction de carbonates à une base de phyllosilicates (composés majoritaires supposés de Cérès) fourni en effet un meilleur ajustement au spectre de Cérès dans la région autour de la bande à 3 μm . La présence de ces carbonates explique également certaines bandes d'émissions dans l'infrarouge moyen détectées par Cohen et al. [1998]. J'ai également inclus un orthopyroxène (enstatite) un clinopyroxène (augite) et de l'olivine, qui sont les éléments les plus abondants dans le système solaire; ainsi que de la glace d'eau (givre) en raison des suspicions sur sa présence à la surface de Cérès. Je présente dans la partie de droite de la Fig. IV.9 les spectres "trois points" de ces différents composés.

Bien que l'information minéralogique contenue dans ces spectres à très basse résolution doit être manipulée avec précaution, elle peut tout de même servir à contraindre et discuter la composition de surface de Cérès, via des comparaisons avec des échantillons de laboratoire. Ainsi, l'aspect général des marques claires (Fig. IV.9, à gauche) est similaire à celui des phyllosilicates et carbonates (Fig. IV.9, à droite). Par exemple, la montmorillonite reproduit de manière satisfaisante le spectre de la marque b_4 ainsi que celui de b_2 autour de d_3 . D'autre part, les spectres de la sidérite (une calcite riche en fer), de la cronstedtite (une phyllosilicate riche en fer), ou encore de l'augite (clinopyroxène) ne ressemblent qu'à peu de spectres de Cérès, et ceci pour des abondances très faibles (voir la Table IV.7 qui liste la provenance des composés utilisés ici ainsi que l'abondance utilisée pour produire les spectres de la Fig. IV.9). Ainsi, ces composés ne peuvent être que des composants minoritaires de la surface de Cérès s'ils sont présents. De même, la présence de roches magmatiques comme les pyroxènes et l'olivine n'est pas attendue à la surface d'un astéroïde primitif comme Cérès, et ces composés sont vraisemblablement minoritaires s'ils sont effectivement présents.

L'interprétation des marques sombres est plus complexe. Ainsi, le creux en H qui caractérise la moitié des marques sombres (d_1 et d_2) ne correspond ni aux phyllosilicates, ni aux carbonates qui sont pourtant les composés majoritaires attendus sur Cérès. Une telle chute en H est mieux rendue par l'enstatite; mais la forte densité de celle-ci (3 200 $\text{kg}\cdot\text{m}^{-3}$) et les différences entre le spectre de Cérès et de l'enstatite dans le moyen infrarouge rend caduque sa présence. L'autre composé qui reproduit cette chute en H est la glace d'eau (Fig. IV.9). La glace d'eau n'est stable à la surface de Cérès, mais de la glace "sale" (*i.e.* de



Date (UTC)	Filtre	X	seeing* (")	τ_0^* (ms)	Θ^\dagger (mas)	Θ^\dagger (km)	SEP $_\lambda$ (°)	SEP $_\varphi$ (°)	SSP $_\lambda$ (°)	SSP $_\varphi$ (°)
00:50	H+K	2.01	0.69	3.9	54	72	210.4	3.5	212.1	0.5
01:00	H+K	1.90	0.74	3.6	54	72	203.8	3.5	205.5	0.5
02:00	H+K	1.47	0.65	4.1	55	73	164.1	3.5	165.9	0.5
02:10	H+K	1.42	1.16	2.3	55	73	157.5	3.5	159.3	0.5
03:00	H+K	1.27	0.62	4.3	50	66	124.4	3.5	126.2	0.5
03:10	H+K	1.25	0.61	4.3	50	66	117.8	3.5	119.6	0.5
04:00	H+K	1.19	1.10	2.3	50	66	84.8	3.5	86.6	0.5
04:10	H+K	1.19	1.12	2.2	50	66	78.2	3.5	79.9	0.5
04:40	H+K	1.19	1.04	2.4	50	66	58.3	3.5	60.1	0.5
04:50	H+K	1.20	0.96	2.6	50	66	51.7	3.5	53.5	0.5
05:20	H+K	1.24	0.74	3.3	50	66	31.9	3.5	33.7	0.5
05:30	H+K	1.26	0.72	3.4	50	66	25.3	3.5	27.1	0.5
06:20	H+K	1.40	0.59	4.1	55	73	352.2	3.5	354.0	0.5
06:30	H+K	1.44	0.56	4.3	55	73	345.6	3.5	347.4	0.5
07:10	H+K	1.70	0.46	5.2	57	76	319.1	3.5	321.9	0.5

TAB. IV.8: Conditions lors des observations de (1) Cérès avec SINFONI le 13 Novembre 2007 : masse d'air X , seeing atmosphérique, temps de cohérence (τ_0), élément de résolution en mas sur le ciel et en kilomètres à la surface de Cérès, ainsi que les coordonnées des SSP et SEP. Je ne reporte ici que les observations en H+K, n'ayant pas encore fini la réduction des données prises en bande J.

*comme mesuré à l'observatoire

†mesuré sur les analogues solaires

la glace mélangée avec d'autres minéraux) pourrait être présente de manière transitoire et reproduire le spectre de marques sombres. Un point à considérer en support à cette explication est la haute latitude de ces marques sombres. Aucune n'est située dans la région équatoriale et la plupart se situent à des latitudes plus élevées que 30-40°. Si de la glace (sale ou non) existe sous la surface de Cérès [McCord and Sotin, 2005; Mousis and Alibert, 2005], elle doit être plus stable aux hautes latitudes où la température de la surface est moindre. Néanmoins, ces données ne permettent pas d'affirmer la présence de glace à la surface de Cérès. Des données avec une meilleure résolution spectrale, couplée avec la résolution spatiale fournie par l'OA (par opposition à la spectroscopie sur disque intégré) sont requises pour étudier plus en avant la composition des unités découvertes à la surface de Cérès.

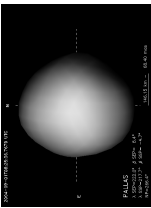
IV.1.d Étude de surface par spectro-imagerie

Les limitations rencontrées lors de l'analyse de la surface par imagerie m'ont conduit à demander du temps à l'ESO pour observer Cérès avec SINFONI, permettant ainsi d'obtenir des spectres de son disque apparent résolu (voir chapitre II.3).

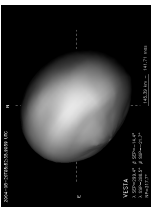
Observations : j'ai observé (1) Cérès avec SINFONI au VLT durant toute la nuit du 13 Novembre 2007 (programme 080.C-0881). Je présente dans la Table IV.8 les conditions atmosphériques lors des observations, ainsi que l'orientation de Cérès par rapport à la Terre et au Soleil. J'ai utilisé le mode optique fournissant la résolution angulaire la plus forte (taille de pixel sur le ciel de 25×12.5 mas), afin d'optimiser la résolution spatiale à la surface de Cérès, ainsi que les réseaux de dispersion J et H+K de manière à couvrir l'ensemble de l'intervalle 1.1 - 2.4 μm (les caractéristiques instrumentales sont les mêmes que pour l'observation de Vesta présentée dans la partie IV.3 et sont résumées dans la Table IV.17). J'ai réduit les données avec la version 2.0.0 du paquet de réduction proposé par l'ESO et la Fig. IV.10 présente un exemple de cube reconstruit.

Analyse de la surface : à l'heure où j'écris ces lignes je n'ai ni terminé la réduction de l'ensemble des données (seules les cubes obtenus avec le réseau H+K ont été réduits), ni proprement analysé celles ré-

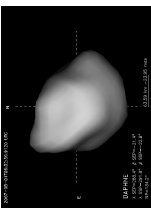
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



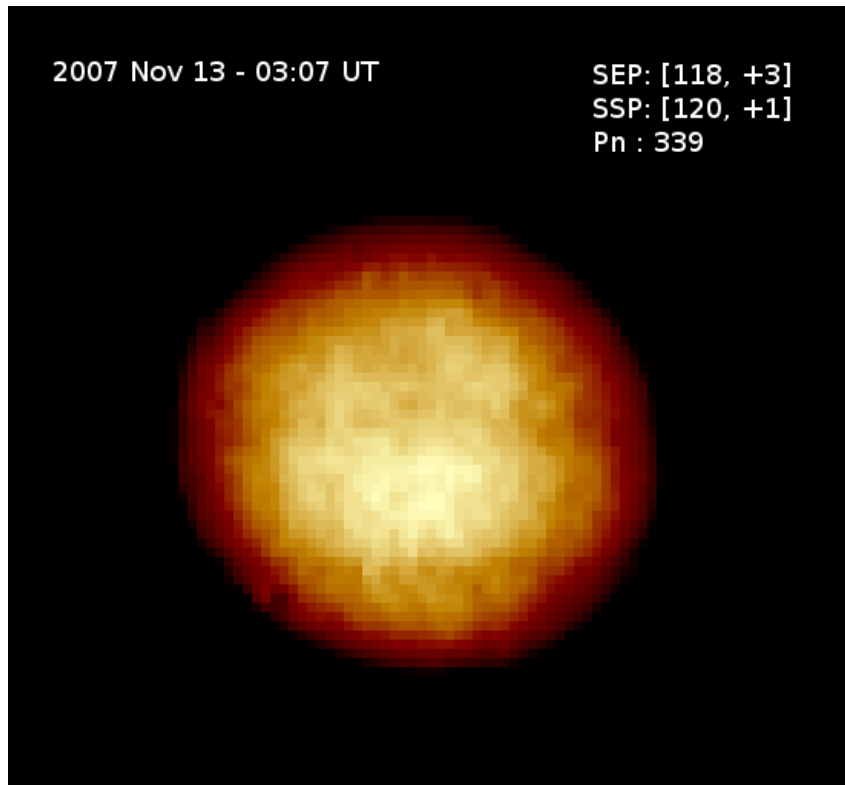


FIG. IV.10: Exemple de spectro-cube de (1) Cérès (additionné le long des longueurs d'onde) obtenu avec SINFONI et le réseau H+K. Afin d'optimiser la résolution spatiale des observations (les spaxels de SINFONI sont rectangulaires), j'ai observé Cérès de manière à créer des cubes (comme celui-ci) à partir d'une mosaïque d'observations élémentaires.

duites. Le type d'analyse auquel je vais procéder sera fortement similaire à celui exposé dans la partie IV.3 sur (4) Vesta. Je vais analyser les spectres contenus par chaque spaxel de chaque cube, puis projeter les informations déterminées sur une carte de manière à produire des cartes d'abondances de la surface de Cérès. Néanmoins, les travaux préliminaires que j'ai réalisés ont dorénavant montré que l'hétérogénéité de la surface de Cérès est moins évidente dans ces données de spectro-imagerie que dans les images présentées dans la section IV.1.c ci-dessus. L'absence de techniques de déconvolution pour les spectro-cube limite ici la résolution spatiale atteinte. Ainsi, je ne peux corriger la "dilution" de l'information spectrale de chaque spaxel dans ces plus proches voisins, avec pour résultat une surface qui semble globalement homogène. Afin d'extraire au mieux l'information contenue dans ces données, la mise au point d'un nouvel algorithme de déconvolution est nécessaire. Cet algorithme pourrait se baser sur *Mistral*, mais implémenté de manière à traiter l'ensemble du cube de donnée en une seule opération au lieu de le traiter image par image. Ceci aurait l'avantage de diminuer de manière drastique le temps d'exécution et d'utiliser une propriété de la PSF : sa taille va être dépendante de la longueur d'onde suivant λ/D (voir le chapitre II.2.a). Je travaille actuellement sur ces données et j'espère tirer des informations pertinentes sur la minéralogie de Cérès dans un futur proche.

IV.1.e Recherche de trace de sublimation de glace d'eau

Comme je l'ai mentionné en section IV.1.a, [A'Hearn and Feldman \[1992\]](#) avaient détecté des molécules OH dans le voisinage du pôle nord de Cérès, dont l'origine était attribuée à la dissociation de molécules d'eau (H_2O) provenant de la sublimation de glace à la surface de Cérès. Cette détection marginale n'avait jamais été confirmée ni infirmée, laissant le champ libre aux spéculations sur sa véracité.

Cette détection méritait d'être confirmée d'autant plus que l'argument énoncé par [A'Hearn and Feld-](#)



Date (UTC)	Δ (UA)	r (UA)	SEP (λ, φ en $^\circ$)	SSP (λ, φ en $^\circ$)	X	seeing ($''$)	Pôle	T_{exp} (m)	Sep. ($''$)	Sep. (km)	Slit ($''$)
1990-01-14 21:36	2.64	1.75	(334, -5)	(345, -3)	-	-	S	550	3	3800	-
1991-05-29 12:00	2.66	1.88	(312, -4)	(328, -1)	-	-	N	450	3	4100	-
2007-10-24 04:45	2.83	1.88	(23, 5)	(16, 1)	1.3	0.6	N	47.5	3	4100	3
2007-10-24 05:38	2.83	1.88	(348, 5)	(341, 1)	1.2	0.8	S	47.5	3	4100	3
2007-12-05 03:21	2.79	1.91	(39, 2)	(50, 0)	1.2	0.9	N	47.5	1.5	2100	1
2007-12-21 02:00	2.78	2.03	(337, 0)	(353, -0)	1.2	0.5	N	47.5	1.5	2200	1
2009-01-25 06:05	2.55	1.71	(81, -8)	(67, -4)	1.6	1.1	N	47.5	0.5	600	1
2009-02-23 06:22	2.55	1.58	(171, -11)	(170, -4)	1.6	0.4	N	47.5	3	3400	1
2009-03-23 02:14	2.55	1.67	(310, -10)	(321, -4)	1.6	0.7	N	47.5	0.5	600	1
2009-04-01 01:43	2.55	1.73	(33, -10)	(48, -4)	1.6	0.6	S	47.5	1	1200	1
2009-04-01 02:42	2.55	1.73	(1, -10)	(15, -4)	1.6	0.6	N	47.5	3	3700	1

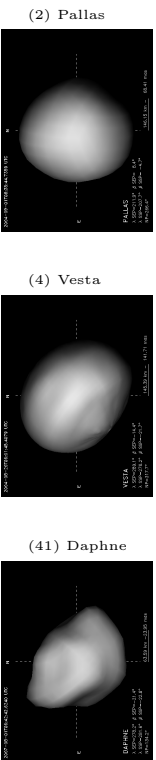
TAB. IV.9: Distance héliocentrique (Δ) et géocentrique (r), coordonnées des points sub-terrestre (SEP) et sub-solaire (SSP), masse d'air (X), seeing lors des observations (listée par date UTC du début des expositions). La position de la fente des spectrographes, près du pôle nord (N) ou sud (S), et la distance entre Cérès et la fente (Sep. en secondes d'arc et kilomètres), ainsi que les temps d'exposition (T_{exp}) sont également rapportée. Dans le cas des observations UVES, la taille de la fente (Slit) est listée afin d'estimer la résolution spectrale (environ 45 000 et 15 000 pour les fentes de 3'' et 1'' respectivement).

man [1992] pour expliquer l'absence de détection au pôle sud était erroné : ils supposèrent que l'hémisphère nord de Cérès était en été lors de leurs observations expliquant l'absence de sublimation au pôle sud alors en plein hiver. Cette supposition était logique étant données les informations alors disponibles sur les coordonnées du pôle de Cérès [Millis et al., 1987; Saint-Pé et al., 1993a]. Néanmoins, les déterminations directes de l'orientation de l'axe de rotation de Cérès [Thomas et al., 2005; Carry et al., 2008] montrent que la situation était exactement inverse lors des observations par A'Hearn and Feldman [1992], avec l'hémisphère sud en été (Table IV.9). Nous avons donc essayé de détecter les raies caractéristiques des molécules OH, traceur de la présence d'eau sublimée, dans le voisinage proche de Cérès.

Observations : nous avons utilisé le spectromètre à haute résolution UVES installé au foyer Nasmyth B de UT2 au VLT en Octobre et Décembre 2007, ainsi qu'en Janvier, Février, Mars et Avril 2009 (programme 080.C-0881). Je liste ces dates ainsi que l'orientation de Cérès dans la Table IV.9. Les conditions atmosphériques étaient optimales pour chaque observation, avec un seeing d'environ 0.6'' (similaire au diamètre angulaire de Cérès), et les observations furent obtenues avec une masse d'air inférieure à 2 (Table IV.9). Afin de sonder l'atmosphère de Cérès (ou l'exosphère suivant si celle-ci est stable ou n'est qu'une transition), nous avons placé la fente d'UVES perpendiculairement à l'axe de rotation de Cérès à quelques secondes d'arc de celui-ci (Table IV.9).

Les données ont été réduites en utilisant le paquet de réduction fournit par l'ESO. Les raies d'OH sont ensuite co-additionnées (afin d'augmenter le rapport signal à bruit et le niveau de détection limite) en prenant soin de rejeter les traces dues aux rayons cosmiques. La réponse des filtres d'UVES ainsi que l'extinction furent corrigées, tout comme la contribution du flux solaire réfléchi par Cérès, en utilisant un spectre solaire de référence translaté à la bonne fréquence Doppler (induite par le mouvement radial de Cérès). La Fig. IV.11 présente le résultat de cette co-addition pour les observations de 2007.

Discussion et perspectives : nous n'avons détecté aucune trace d'OH dans les observations de 2007, induisant une production maximale de 10^{25} molécules d'eau (H_2O) par seconde, à comparer aux 1.4×10^{26} molécules. s^{-1} trouvées par A'Hearn and Feldman [1992]. Ainsi, nos résultats indiquent une production inférieure par un ordre de grandeur au minimum. Ces deux résultats peuvent alors être en accord si la production d'eau est discontinue comme dans le cas d'une plume occasionnée par cryo-volcanisme par exemple. De fait, nos observations de 2007 furent obtenues alors que Cérès était à une distance héliocentrique supérieure à celle des observations réalisées par A'Hearn and Feldman [1992] (Table IV.9). Par analogie au cas cométaire, l'éjection d'eau (dégazage) devrait se produire près du périhélie ; alors, nos



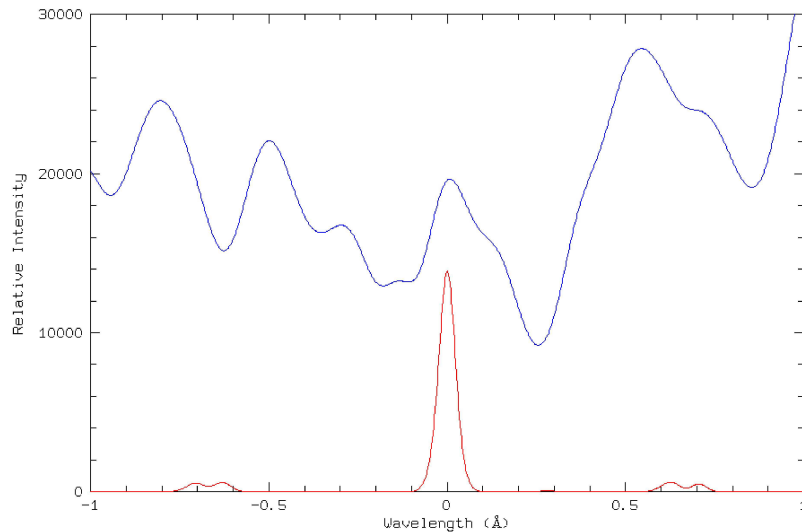


FIG. IV.11: Spectre moyen (en bleu) de la molécule OH obtenu en additionnant la contribution des 14 raies les plus brillantes dans la gamme 307-311 nm et moyenné sur les quatre observations de 2007. Le tracé rouge représente le spectre théorique obtenu de manière similaire pour le taux d'émission rapporté par A'Hearn and Feldman [1992]. Aucune émission d'OH par Cérès n'est détectée ici (observations de 2007).

observations de 2009 ayant été réalisées alors que Cérès était plus proche du Soleil, elles devraient nous permettre de détecter l'émission d'eau si celle-ci se produit réellement.

Nous sommes actuellement en cours de réduction de données et je n'ai toujours pas la réponse à la question d'émission d'eau par Cérès. Néanmoins, je peux dorénavant étudier les différents cas possibles :

1. si nous ne détectons aucune émission, alors la détection de A'Hearn and Feldman [1992] doit être considérée comme erronée ou bien déclenchée par un événement précis, comme un impact par exemple. Dans un tel cas, la spectroscopie des cratères réalisée par la sonde Dawn de la NASA pourra apporter une réponse à la présence de glace dans le sous-sol de Cérès.
2. si nous détectons une émission, alors la présence de glace dans le sous-sol de Cérès sera confirmée et le taux de production pourra être utilisé afin de contraindre la quantité de glace présente ainsi que les modèles thermiques d'évolution de Cérès.

IV.1.f Conclusions

J'ai pu mesurer la taille et la forme de Cérès, supportant ainsi les scénarios indiquant une structure interne différenciée et la présence de matériaux volatiles dans son sous-sol. L'imagerie de sa surface et les couleurs dans le proche infrarouge de certaines marques d'albédo situées aux hautes latitudes sont compatibles avec le spectre de la glace d'eau. L'étude par imagerie du disque résolu de Cérès supporte donc la présence de glace d'eau. En revanche, nos tentatives de détection d'éjection de vapeur d'eau sont toutes négatives actuellement. Ceci peut s'expliquer par le fait que celles-ci furent réalisées alors que Cérès était loin du Soleil et nous devons attendre l'analyse des données les plus récentes (2009) afin de conclure. Finalement, les données par spectro-imagerie devraient me permettre d'étudier plus en détails la composition de surface de Cérès, en particulier la présence de glace à sa surface.

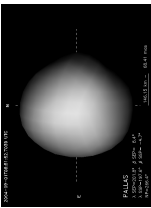
Le cas de Cérès est le parfait exemple de l'intérêt de l'imagerie à haute résolution angulaire du disque apparent des astéroïdes : elle nous fournit une base pour les études ultérieures tout en permettant quelques conclusions. Ainsi, la détermination du pôle est de la plus grande importance pour l'étude son l'environnement (la détection de vapeur d'eau). La mesure de la taille et de la forme fournit des informations sur la structure interne (via les modèles d'évolution) et la composition (via la densité). Finalement, les



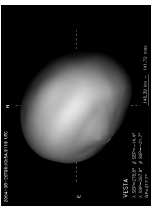


cartes d'albédo nous donne une référence à haute résolution spatiale pour ensuite étudier les spectres des différentes régions.

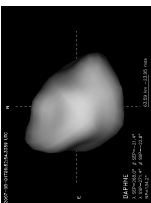
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





IV.2 L'astéroïde (2) Pallas

IV.2.a Pallas, le petit frère de Cérès

Bien qu'il n'y ait pas de relation dans la mythologie grecque entre Cérès, déesse de l'agriculture, et Pallas, le titan père de Sélène; leurs homonymes astéroïdaux sont rarement séparés. Tout comme (1) Cérès, (2) Pallas est un astéroïde dit "primitif" (type B dans la classification de DeMeo et al. [2009]), associé au météorites CC [Larson et al., 1983], et plus précisément aux météorites CM (une sous-classe des météorites CC). Cette association provient du faible albédo de Pallas, de son spectre visible et proche infrarouge globalement exempt de bande d'absorption, et de la présence d'une forte bande d'absorption autour de $3 \mu\text{m}$ [Jones et al., 1990] (comme décrit en introduction au chapitre I.3.b).

Comme dans le cas de Cérès, l'absence notable de fortes signatures spectrales (à l'exception de celle à $3 \mu\text{m}$) rend la détermination de la composition ardue, et celle de Pallas reste incertaine. Cette situation n'est pas aidée par le manque de contrainte sur la densité de Pallas. Premièrement, la détermination de sa masse n'est que marginale, puisque la plupart des mesures sont en désaccord [voir la revue de Hilton, 2002]. Deuxièmement, ce n'est que récemment que des mesures directes de la taille de Pallas ont été réalisées [Drummond and Christou, 2008; Drummond et al., 2009; Schmidt et al., 2009]. En effet, les déterminations antérieures avaient été réalisées à partir de deux occultations [Wasserman et al., 1979; Dunham et al., 1990] quand trois occultations au minimum sont nécessaires [Drummond and Cocke, 1989]. Et les quelques images obtenues avec OA par Saint-Pé et al. [1993b] n'avaient pas la résolution spatiale nécessaire pour conclure sur la taille, forme ou encore les propriétés de rotation de l'astéroïde.

IV.2.b Les propriétés physiques de (2) Pallas

Les similarités entre Cérès et Pallas m'ont naturellement conduit à chercher les images de Pallas disponibles au sein de la communauté, afin d'étudier ses propriétés physiques. Les résultats que je présente ici sont également décrits dans l'article que j'ai écrit pour la revue *Icarus* (accepté pour publication) présenté dans l'annexe C.

Observations : j'ai centralisé des observations à haute résolution angulaire obtenues au W. M. Keck avec NIRC2 ainsi qu'au VLT avec NACO, entre 2003 et 2007. Ces observations couvrent quatre apparitions de Pallas, fournissant ainsi diverses géométries d'observation (voir Table IV.10). Je liste en Table IV.11 les différentes configurations instrumentales utilisées lors de ces observations, et en Table IV.12 les caractéristiques des étoiles de référence (PSFs) utilisées lors de la déconvolution (voir le chapitre III.1). La mesure de la taille apparente de ces étoiles nous renseigne sur la qualité de la correction OA obtenue au moment des observations et ainsi sur la résolution angulaire atteignable. J'ai utilisé les moyens de réduction de données décrits au chapitre II.4, et une sélection d'images de Pallas en bande K peut être trouvée en Fig. IV.12.

Contrairement au cas de Cérès présenté précédemment (partie IV.1), les données n'était pas centrées sur une ou deux nuits d'observation, mais dispersées sur de nombreuses époques, tout en étant moins nombreuses. J'ai alors décidé de combiner ces données avec d'autres sources d'information afin d'en tirer le meilleur parti. Un modèle de forme de Pallas avait déjà été publié par Torppa et al. [2003] à partir de courbes de lumière. J'ai alors décidé d'utiliser conjointement les deux sources d'informations afin de décrire au mieux les propriétés physiques de Pallas : les images fournissent une mesure directe de la taille et du contour de l'astéroïde dans le plan du ciel et les courbes de lumière la façon dont la forme de celui-ci évolue au cours de sa rotation. C'est de l'étude de Pallas qu'est née la méthode KOALA présentée dans le chapitre III.3, développée avec Mikko Kaasalainen (de l'université d'Helsinki).

Mise au point de la méthode KOALA : l'idée de combiner plusieurs sources de données pour contraindre au mieux les propriétés d'un objet n'est pas nouvelle. En revanche, malgré la disponibilité d'observations d'occultation éparses et de nombreuses courbes de lumière, leur combinaison (avec ou sans l'apport d'images) n'a été que peu utilisée, et seulement depuis quelques années. On peut à ce sujet citer l'étude de Descamps et al. [2008] qui, les premiers, ont réellement utilisé les informations contenues dans les courbes de lumière, les images OA et une occultation stellaire pour contraindre la forme de (22) Kalliope et la taille de Linus, son satellite.



Date UTC	Δ (UA)	r (UA)	Mv (mag.)	α ($^\circ$)	ϕ ($''$)	SEP $_\lambda$ ($^\circ$)	SEP $_\varphi$ ($^\circ$)	masse d'air	PSF (Table IV.12)
2003 Oct 10 - 12:00	2.73	1.80	8.25	9.4	0.39	107	-76	1.28	Oct.10- \star 1
2003 Oct 12 - 09:13	2.73	1.80	8.24	9.5	0.39	183	-75	1.40	Oct.12- \star 1
2003 Oct 12 - 11:14	2.73	1.80	8.24	9.5	0.39	90	-75	1.25	Oct.12- \star 2
2005 Feb 02 - 06:30	2.27	1.60	8.04	21.9	0.44	265	+64	1.21	Feb.02- \star 1
2005 Feb 02 - 08:05	2.26	1.60	8.04	21.9	0.49	192	+64	1.05	Feb.02- \star 2
2005 Mar 12 - 06:02	2.34	1.37	7.20	6.9	0.52	54	+64	1.15	Mar.12- \star
2005 Mar 13 - 04:42	2.34	1.37	7.18	6.6	0.52	90	+64	1.21	Mar.13- \star
2005 May 08 - 23:30	2.47	1.77	8.39	20.1	0.40	326	+54	1.74	May.08- \star 1
2005 May 09 - 23:18	2.47	1.78	8.41	20.3	0.40	309	+54	1.80	May.09- \star 1
2006 Aug 16 - 06:55	3.35	2.76	9.85	15.5	0.26	22	+32	1.00	Aug.16- \star 1
2006 Aug 16 - 07:22	3.35	2.76	9.85	15.5	0.26	1	+32	1.01	Aug.16- \star 1
2006 Aug 16 - 07:45	3.35	2.76	9.85	15.5	0.26	343	+32	1.03	Aug.16- \star 1
2006 Aug 16 - 08:12	3.35	2.76	9.85	15.5	0.26	322	+32	1.07	Aug.16- \star 2
2006 Aug 16 - 08:45	3.35	2.76	9.86	15.5	0.26	297	+32	1.13	Aug.16- \star 2
2006 Aug 16 - 09:00	3.35	2.76	9.86	15.5	0.26	285	+32	1.17	Aug.16- \star 3
2006 Aug 16 - 09:18	3.35	2.76	9.86	15.5	0.26	272	+32	1.23	Aug.16- \star 3
2007 Jul 12 - 13:15	3.31	2.69	9.78	15.5	0.26	211	-38	1.03	Jul.12- \star
2007 Nov 01 - 04:30	3.16	2.64	9.68	16.9	0.27	265	-27	1.19	Nov.01- \star
2007 Nov 01 - 06:06	3.16	2.64	9.68	16.9	0.27	191	-27	1.12	Nov.01- \star

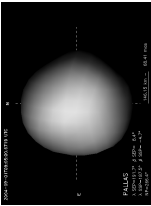
TAB. IV.10: Distance héliocentrique (Δ) et géocentrique (r), magnitude apparente dans le visible (Mv), angle de phase (α), diamètre angulaire (ϕ), coordonnées du SEP (longitude λ et latitude φ) pour chaque époque (rapportée en UTC à l'instant moyen des observations). La masse d'air est également rapportée. La dernière colonne sert de référence pour les PSFs utilisées lors de la déconvolution (voir la Table IV.12 pour une description détaillée des étoiles utilisées).

Le point critique pour l'utilisation généralisée de la combinaison des courbes de lumière avec les images du disque apparent résolu est la mesure du contour présenté par le disque apparent de l'astéroïde (bien souvent différent d'un disque). Contrairement à d'autres groupes qui mesurent la taille apparente des astéroïdes en ajustant une ellipse sur leur disque apparent, ma méthode basée sur la transformée en ondelette (chapitre III.3.a) fournit la véritable forme apparente de l'objet. Ainsi, c'est à partir de ces mesures que la méthode KOALA a été développée (chapitre III.3).

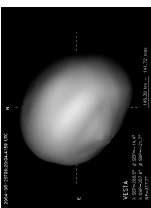
Propriétés de rotation de (2) Pallas : comme mentionné dans le chapitre I.3.a, l'analyse par inversion de courbes de lumière produit parfois deux solutions distinctes ajustant les données de manière également satisfaisante. La discrimination entre la vraie solution et la fictive est alors en général impossible sans l'apport de contraintes extérieures). L'obtention d'images du disque apparent ou l'observation d'occultations stellaires permet alors de choisir entre les deux solutions. En comparant la projection dans le plan du ciel du modèle des courbes de lumière avec les images ou les profils d'occultation, on peut rejeter la solution qui s'en écarte le plus [Cellino et al., 2003; Marchis et al., 2006a]. Si cette simple comparaison permet de choisir la solution de pôle la plus probable, elle ne permet pas d'améliorer le modèle de forme qui sera *a priori* entaché d'erreurs (locales) du à la présence de marques d'albédo (voir ci-après), non prises en compte dans le calcul de l'inversion des courbes de lumière [Kaasalainen and Torppa, 2001]. Dans le cas de Pallas, le nombre important de courbes de lumière et images permettrait une application optimale de la méthode KOALA, et la détermination directe des coordonnées du pôle.

J'ai trouvé que celles-ci se trouvent dans un cône de 5° autour de ($\lambda = 30^\circ$, $\beta = -16^\circ$) dans un repère lié à l'écliptique J2000.0 (Table IV.13). Cette valeur est grossièrement en accord avec la solution (40° , -16°) en coordonnées écliptiques B1950 [équivalent à (41° , -16°) en écliptique J2000.0] déterminée par Kryszczyńska et al. [2007] par synthèse des différentes solutions publiées (principalement par méthodes indirectes). Plusieurs solutions récentes se situent proches de ma détermination. Drummond and Christou [2008] reportent une solution de (32° , -21°) $\pm 6^\circ$ (en écliptique J2000) à partir d'observations

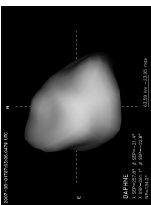
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





Date (UTC)	Inst.	Filtres	λ_c (μm)	$\Delta\lambda$ (μm)	Images #	Θ (km)	ROI (%)
2003 Oct 10 ^a	NIRC2	Kp	2.124	0.35	4	57	60
2003 Oct 12 ^b	NIRC2	Kp	2.124	0.35	9	57	60
2005 Feb 02 ^a	NACO	J	1.265	0.25	8	37	60
2005 Feb 02 ^a	NACO	H	1.66	0.33	12	48	55
2005 Feb 02 ^a	NACO	Ks	2.18	0.35	13	64	50
2005 Mar 12 ^a	NACO	J	1.265	0.25	6	32	60
2005 Mar 12 ^a	NACO	H	1.66	0.33	6	41	60
2005 Mar 12 ^a	NACO	Ks	2.18	0.35	5	54	60
2005 Mar 13 ^a	NACO	J	1.265	0.25	6	32	60
2005 Mar 13 ^a	NACO	H	1.66	0.33	6	41	60
2005 Mar 13 ^a	NACO	Ks	2.18	0.35	6	54	55
2005 May 08 ^c	NACO	J	1.265	0.25	6	41	50
2005 May 08 ^c	NACO	H	1.66	0.33	9	54	55
2005 May 08 ^c	NACO	Ks	2.18	0.35	13	70	50
2005 May 09 ^c	NACO	H	1.66	0.33	9	54	60
2005 May 09 ^c	NACO	Ks	2.18	0.35	6	71	50
2006 Aug 16 ^d	NIRC2	Kp	2.124	0.35	35	88	50
2007 Jul 12 ^e	NIRC2	Kp	2.124	0.35	7	85	50
2007 Nov 01 ^e	NIRC2	Kp	2.124	0.35	19	84	50

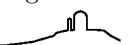
TAB. IV.11: Configuration instrumentale lors des observations de Pallas. Pour chaque époque, je liste l'instrument utilisé (NIRC2 au W. M. Keck et NACO au VLT), le filtre proche infrarouge (avec ses caractéristiques : longueur d'onde centrale λ_c et bande passante $\Delta\lambda$) ; ainsi que le nombre d'images acquises. La taille théorique de l'élément de résolution est également rapportée (évaluée par λ_c/D , où D est le diamètre du miroir primaire) ainsi que la taille de la zone d'intérêt (ROI : en fraction du diamètre apparent, voir le chapitre III.4.b). La taille des pixels sur le ciel est de $0.010''/\text{pixel}$ pour NIRC2 et $0.013''/\text{pixel}$ pour NACO, les deux caméras échantillonnent donc correctement les PSFs dans tous les filtres. Les PIs de ces observations étaient ^aC. Dumas, ^bW. J. Merline, ^cS. Erard, ^dJ. D. Drummond, et ^eA. Conrad.

OA réalisées au Lick Observatory. Les mêmes auteurs [Drummond et al., 2009] ont ensuite reporté une solution de $(34^\circ, -27^\circ) \pm 3^\circ$ à partir d'observations réalisées au W. M. Keck en Août 2006 (inclues dans la présente étude). Ces solutions sont encore une fois globalement en accord avec la valeur reportée ici. On notera toutefois que l'erreur reportée par Drummond et al. [2009] n'inclut pas les erreurs systématiques possibles. Comme la solution obtenue par KOALA se base sur un nombre d'images et de géométries plus important et incorpore l'information provenant des courbes de lumières, la différence entre la solution KOALA et la solution de Drummond et al. [2009] due à l'omission d'erreurs systématiques sur leur set de données plus restreint.

La solution présentée en Table IV.13 implique une forte obliquité de $\sim 84^\circ$, signifiant que les saisons sur Pallas sont très contrastées. De grandes portions de chaque hémisphère subissent de longues périodes d'illumination ou d'ombre constante au cours de la période orbitale de Pallas de 4.6 ans. Les régions polaires restent ainsi éclairées (ou dans l'ombre) pour des durées aussi longues que deux ans.

La forme irrégulière de (2) Pallas : à partir des 51 courbes de lumière disponibles et des 186 images obtenues aux observatoires W. M. Keck et VLT, j'ai créé un modèle de forme de Pallas (visible en mini-animation dans la marge de droite des pages impaires, ainsi qu'en version réelement animée dans l'annexe A.3). La déviation moyenne entre le modèle et le contour mesuré sur les images n'est que de 0.4 pixel, et celle entre le modèle et les courbes de lumière de 0.019 magnitudes. Ce modèle présente des écarts significatifs à un ellipsoïde, confirmant la forme irrégulière vue sur les images (Fig. IV.13).

Si la combinaison des images et des courbes de lumière est presque directe, l'utilisation des cordes d'occultation est plus délicate. En effet, l'information portée par les courbes de lumière et les images



Nom	Date (UTC)	Filtre	Désignation	RA (hh:mm:ss)	DEC (dd:mm:ss)	Mv (mag)	masse d'air	FWHM (mas) (km)	
Oct.10-★1	2003 Oct 10 - 12:12	Kp	HD 13093	02 :07 :47	-15 :20 :46	8.70	1.27	78	102
Oct.12-★1	2003 Oct 12 - 09:04	Kp	HD 7662	01 :16 :26	-12 :31 :50	10.35	1.25	56	73
Oct.12-★2	2003 Oct 12 - 09:25	Kp	HD 12628	02 :03 :25	-17 :01 :59	8.17	1.39	52	68
Feb.02-★1	2005 Feb 02 - 06:59	J	HD 109098	12 :32 :04	-01 :46 :20	7.31	1.16	62	72
Feb.02-★1	2005 Feb 02 - 06:56	H	HD 109098	12 :32 :04	-01 :46 :20	7.31	1.16	62	72
Feb.02-★1	2005 Feb 02 - 06:51	Ks	HD 109098	12 :32 :04	-01 :46 :20	7.31	1.16	64	74
Feb.02-★2	2005 Feb 02 - 08:30	J	HD 109098	12 :32 :04	-01 :46 :20	7.31	1.08	62	71
Feb.02-★2	2005 Feb 02 - 08:27	H	HD 109098	12 :32 :04	-01 :46 :20	7.31	1.08	64	74
Feb.02-★2	2005 Feb 02 - 08:24	Ks	HD 109098	12 :32 :04	-01 :46 :20	7.31	1.08	64	75
Mar.12-★	2005 Mar 12 - 06:28	J	HD 109098	12 :32 :04	-01 :46 :20	7.31	1.10	74	73
Mar.12-★	2005 Mar 12 - 06:25	H	HD 109098	12 :32 :04	-01 :46 :20	7.31	1.10	64	63
Mar.12-★	2005 Mar 12 - 06:21	Ks	HD 109098	12 :32 :04	-01 :46 :20	7.31	1.10	64	63
Mar.13-★	2005 Mar 13 - 05:02	J	HD 109098	12 :32 :04	-01 :46 :20	7.31	1.11	68	67
Mar.13-★	2005 Mar 13 - 05:04	H	HD 109098	12 :32 :04	-01 :46 :20	7.31	1.11	58	57
Mar.13-★	2005 Mar 13 - 05:07	Ks	HD 109098	12 :32 :04	-01 :46 :20	7.31	1.11	53	52
May.08-★1	2005 May 08 - 22:51	H	NGC 2818 TCW E	09 :15 :50	-36 :32 :36	12.21	1.02	51	65
May.08-★1	2005 May 08 - 22:47	Ks	NGC 2818 TCW E	09 :15 :50	-36 :32 :36	12.21	1.02	40	50
May.08-★2	2005 May 09 - 01:58	J	BD+20 2680	12 :05 :53	+19 :26 :52	10.13	1.39	113	145
May.08-★2	2005 May 09 - 01:52	H	BD+20 2680	12 :05 :53	+19 :26 :52	10.13	1.39	67	86
May.08-★2	2005 May 09 - 01:47	Ks	BD+20 2680	12 :05 :53	+19 :26 :52	10.13	1.39	64	82
May.08-★3	2005 May 09 - 03:17	J	BD-06 4131	15 :05 :39	-06 :35 :26	10.33	1.09	79	101
May.08-★3	2005 May 09 - 03:26	H	BD-06 4131	15 :05 :39	-06 :35 :26	10.33	1.09	66	84
May.08-★3	2005 May 09 - 03:38	Ks	BD-06 4131	15 :05 :39	-06 :35 :26	10.33	1.09	64	82
May.09-★1	2005 May 10 - 00:27	H	BD+20 2680	12 :05 :53	+19 :26 :52	10.13	1.47	71	92
May.09-★1	2005 May 10 - 00:05	Ks	BD+20 2680	12 :05 :53	+19 :26 :52	10.13	1.55	62	80
May.09-★2	2005 May 10 - 01:45	H	BD-06 4131	15 :05 :39	-06 :35 :26	10.33	1.40	72	93
May.09-★2	2005 May 10 - 01:56	Ks	BD-06 4131	15 :05 :39	-06 :35 :26	10.33	1.34	60	78
May.09-★3	2005 May 10 - 08:28	H	BD-06 4131	15 :05 :39	-06 :35 :26	10.33	1.92	66	85
May.09-★3	2005 May 10 - 08:38	Ks	BD-06 4131	15 :05 :39	-06 :35 :26	10.33	2.05	63	82
Aug.16-★1	2006 Aug 16 - 07:12	Kp	NLTT 45848	18 :03 :01	+17 :16 :35	9.89	1.01	43	86
Aug.16-★2	2006 Aug 16 - 08:15	Kp	NLTT 45848	18 :03 :01	+17 :16 :35	9.89	1.07	42	83
Aug.16-★3	2006 Aug 16 - 09:22	Kp	NLTT 45848	18 :03 :01	+17 :16 :35	9.89	1.25	42	83
Aug.16-★4	2006 Aug 16 - 10:27	Kp	NLTT 45848	18 :03 :01	+17 :16 :35	9.89	1.63	42	84
Jul.12-★	2007 Jul 12 - 13:10	Kp	G 27-28	22 :26 :34	+04 :36 :35	9.73	1.04	39	76
Nov.01-★	2007 Nov 01 - 04:12	Kp	HD 214425	22 :38 :07	-02 :53 :55	8.28	1.28	44	84

TAB. IV.12: Informations de base : désignation, coordonnées équatoriales (RA, DEC) et magnitude visuelle (Mv) pour toutes les étoiles de référence (PSF) observées (voir Table IV.10). L'heure et la masse d'air de chaque observation sont rapportées, ainsi que la taille des étoiles mesurée sur le ciel (FWHM), en mas et kilomètres à la distance de Pallas. Ces grandeurs permettent d'évaluer la qualité de la correction fournie par l'OA obtenue lors des observations.

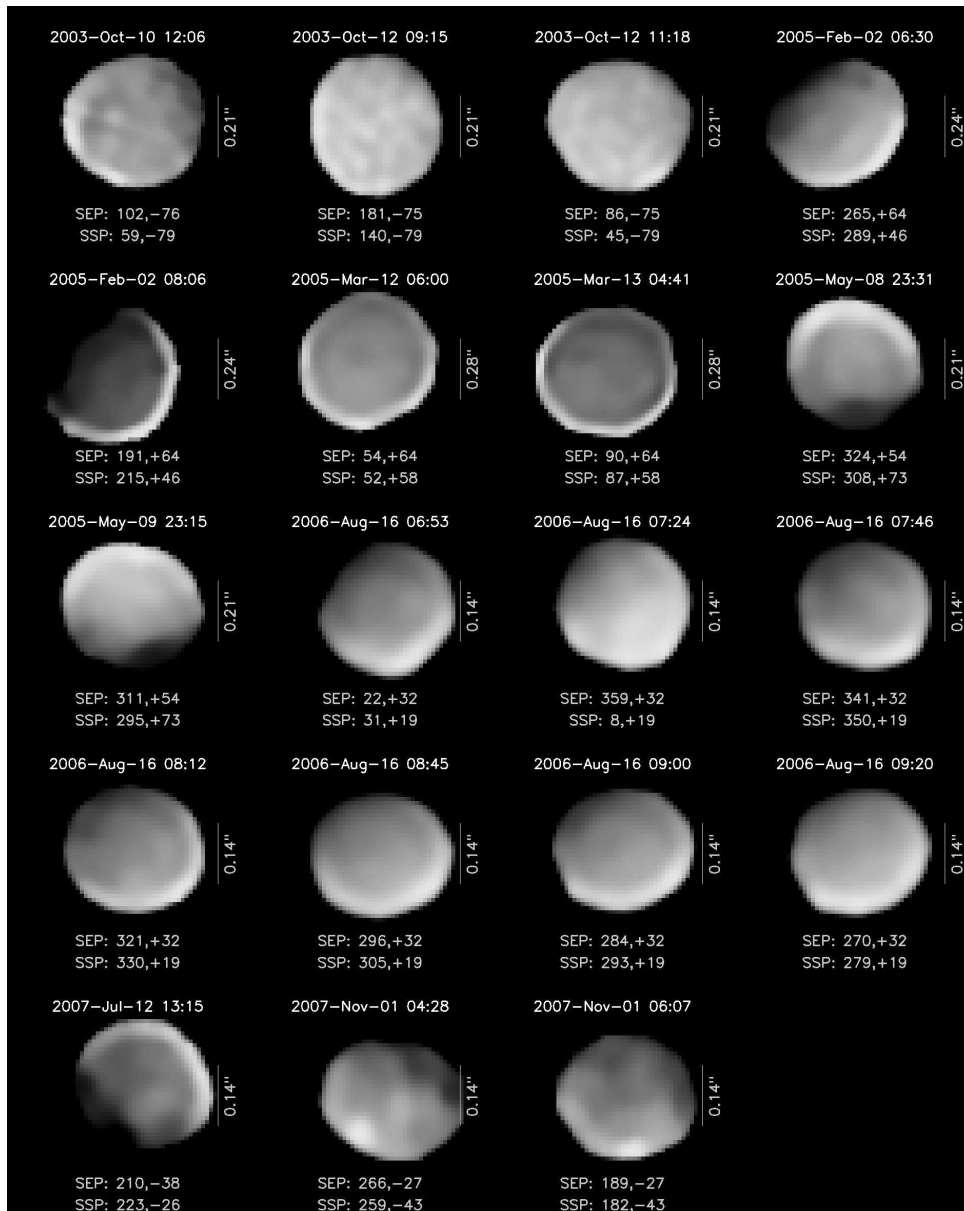


FIG. IV.12: Exemples d'images de (2) Pallas obtenues en bande K. Toutes les images ont été alignées de manière à voir l'axe de rotation de Pallas vertical, pointant vers le haut. La date, l'heure et les coordonnées des SEP et SSP sont données pour chaque image. Le diamètre apparent de Pallas est représenté à taille constante ici, sans tenir compte de sa taille effective lors des observations. Les échelles situées à droite de chaque vue permettent d'évaluer la taille apparente de Pallas lors des observations. Les choix de contraste et de luminosité sont ici arbitraires, de manière à faire ressortir les marques d'albédo à la surface de Pallas. Les sursauts de luminosité parfois présents sur le contour des images sont des artefacts provenant de la déconvolution (voir le chapitre III.1 pour plus de détails).

est bien plus robuste que celle fournie par les cordes d'occultation : la méthode d'extraction de contour présentée dans la partie III.3.a est précise à quelques pour-cent près jusqu'à la limite de diffraction du télescope ; et l'information contenue par les courbes de lumière provient essentiellement de leur forme (aisée à obtenir), et non de leur intensité absolue. Ainsi, ces dernières peuvent être aisément obtenues par des amateurs en comparant le flux de l'astéroïde à celui des étoiles du champs. Néanmoins, ainsi que





P_s (h)	Écliptique (λ_0, β_0 en $^\circ$)	Équatorial (α_0, δ_0 en $^\circ$)	t_0 (JD)	W_0 ($^\circ$)
7.8132214 ± 0.000002	$(30, -16) \pm 5$	$(33, -3) \pm 5$	2433827.77154	38 ± 2

TAB. IV.13: Période sidérale (P_s), coordonnées du pôle en écliptique J2000.0 (λ_0, β_0) et équatorial J2000.0 (α_0, δ_0), et époque de référence t_0 (voir le texte). Je reporte également l'angle de rotation initial (W_0) à l'époque de référence J2000.0, suivant ainsi les recommandations UAI [Seidelmann et al., 2007]. La phase rotationnelle W de Pallas à tout instant peut être calculée ainsi : $W = W_0 + \dot{W} \times d$, où d est le nombre de jours depuis l'époque J2000.0 et \dot{W} est la vitesse de rotation de Pallas : $1105.8036^\circ/\text{jour}$.

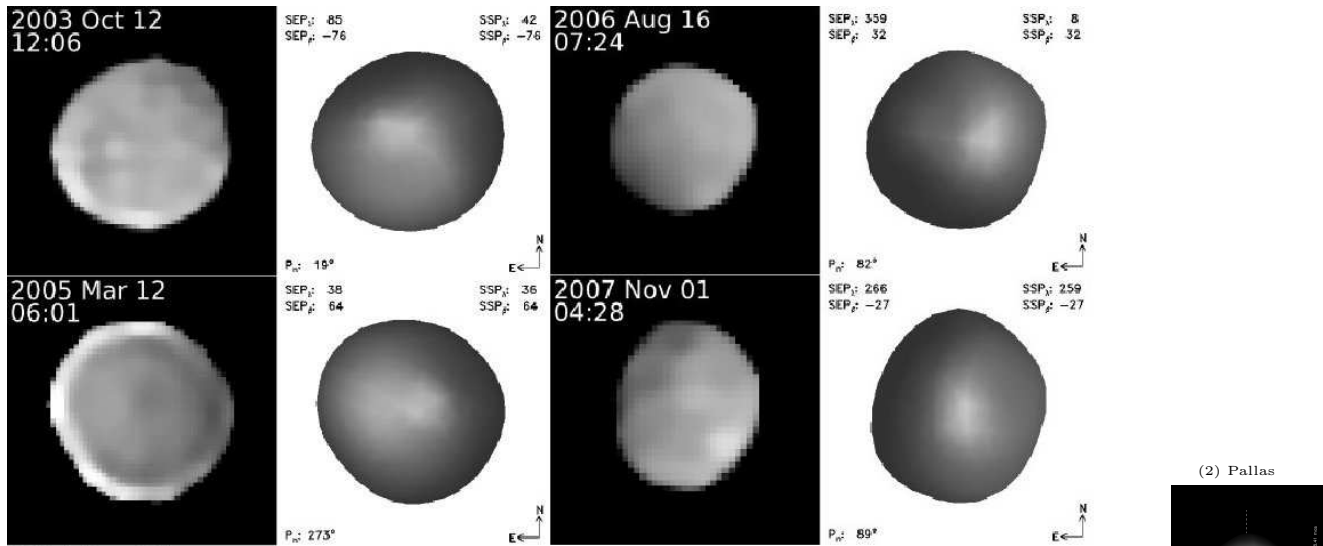
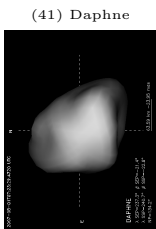
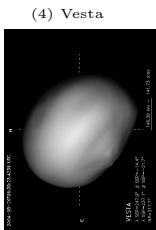
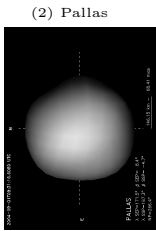


FIG. IV.13: Comparaison des images de Pallas (sur fond noir) avec son modèle de forme (sur fond blanc) pour les quatre apparitions observées : 2003, 2005, 2006 et 2007. La date et l'heure (en UTC) sont rapportées pour chaque époque, ainsi que les coordonnées des SEP et SSP. Les images sont alignées de manière à présenter le repère céleste fixe, avec le nord en haut et l'est à gauche; l'angle au pôle (p_n) est alors rapporté.

présenté dans le chapitre d'introduction (I.3.a), les occultations dépendent de deux quantités : la durée de l'évènement et son timing absolu. C'est le second qui va être critique afin de déterminer la forme de l'astéroïde, et malheureusement, c'est souvent le paramètre le moins bien contraint. Il s'ensuit que si les occultations fournissent un moyen de vérifier les modèles de forme, leur utilisation pour contraindre ceux-ci requiert des évènements fortement couverts, avec du matériel fournissant une mesure très précise de la durée mais également de l'instant de l'évènement : soit uniquement quelques occultations à ce jour.

Je présente en Fig. IV.14 quatre occultations stellaires par Pallas [Dunham and Herald, 2008] incluant les occultations de 1978 et 1983 qui avaient déjà été étudiées, afin de contraindre le diamètre de Pallas par Wasserman et al. [1979], Drummond and Cocke [1989] et Dunham et al. [1990]. J'ai utilisé la méthode de Berthier [1999] pour convertir les temps de disparition et réapparition des étoiles en segments dans le plan du ciel. De manière à quantifier l'accord entre le modèle de forme obtenu par KOALA et les cordes d'occultation, je présente en Fig. IV.15 le rayon du modèle de forme dans le plan du ciel comparé aux extrémités des cordes. L'accord modèle-occultation pour les évènements de 1985 et 2001 est très bon, et quelque peu inférieur pour les occultations de 1978 et 1983. Je liste dans la Table IV.14 la déviation moyenne observée. Les occultations de 1985 et 2001 sont à environ 1σ . Les 3σ pour l'évènement de 1983 sont prometteurs, étant donné que le modèle de forme n'a pas été optimisé pour ajuster ces données (mais les images OA et les courbes de lumière). Si les 6σ pour 1978 semblent indiquer que le modèle ne correspond que faiblement à l'empreinte des cordes, cette valeur est en réalité induite par une seule corde (obtenue par le Kuiper Airborne Observatory) dotée d'une très faible erreur. La déviation moyenne





Date d'occultation (UT)	Cordes (#)	$\langle \sigma_c \rangle$ (km)	RMS (km)	RMS (σ_c)
1978 May 29 - 05 :27 $^\alpha$	7	5.4	12.9	6.1
1978 May 29 - 05 :27 $^\beta$	6	6.2	6.3	1.3
1983 May 29 - 04 :57	130	7.6	9.6	3.7
1985 Oct 24 - 16 :24	3	9.6	6.1	0.8
2001 Jun 09 - 10 :23	3	19.4	7.5	0.6

$^\alpha$ avec la corde du KAO

$^\beta$ sans, et le centre de la figure ajusté en conséquence

TAB. IV.14: Pour chaque occultation, je liste la déviation moyenne quadratique (RMS) des extrémités des cordes avec le contour du modèle. Ces valeurs sont rapportées en kilomètres mais également en fonction de l'incertitude, σ_c , entachant la position des extrémités des cordes. Ainsi, la dernière colonne indique à quelle distance typique les extrémités des cordes sont-elles, exprimée en fonction de l'incertitude des cordes. La colonne intitulée $\langle \sigma_c \rangle$ est la valeur moyenne des incertitudes de l'ensemble des cordes pour chaque occultation. En tenant compte du fait que ces valeurs ne représentent pas la qualité de l'ajustement d'un modèle à des données (le modèle est ajusté à d'autres données : images et courbes de lumière), mais une indication sur comment ce modèle se compare à un autre set de donnée, les déviations rapportées sont raisonnables pour toutes les occultations sauf celle de 1978. Dans ce dernier cas, la déviation est dominée par une seule corde, obtenue par le Kuiper Airborne Observatory (KAO), et se voit sensiblement améliorée si cette corde n'est pas considérée (cas noté $^\beta$).

quadratique en l'absence de cette corde chute à 1.3σ (voir la Table IV.14), ce qui est raisonnable.

La taille moyenne (5-10 km) des déviations observées entre le modèle et les cordes est du même ordre de grandeurs que la possible topographie à la surface de Pallas. Les déviations locales peuvent donc provenir de la présence de relief à l'extension géographique limitée. D'autre part, la déviation moyenne correspond à l'erreur typique de mesure lors des occultations stellaires (≈ 0.3 s). Le potentiel de KOALA est ici démontré : bien que le modèle de forme de Pallas ait été optimisé pour ajuster les données d'imagerie et de photométrie, il décrit de manière sensée les profils des occultations stellaires. Les dimensions et la forme globale du modèle sont ici vérifiées.

Bien que les occultations montrent que le modèle de forme est globalement correct, celui-ci peut présenter des disparités locales là où aucune mesure ne permet de contraindre la forme du limbe. Par exemple, les cordes de l'occultation de 1983 présentent des différences avec le modèle de forme. La concavité présente au limbe sud-est du modèle n'est pas indiquée par les cordes (≈ 20 km de différence). Cette concavité apparaît dans l'hémisphère nord de Pallas, au même emplacement qu'une large marque sombre d'albédo (voir la partie IV.2.c ci-après). Comme la méthode KOALA ne prend pas en compte l'information sur l'albédo (il est supposé homogène à la surface), une marque sombre peut être interprétée comme une dépression si aucune mesure au limbe n'a été effectuée. En effet, la détermination de forme par analyse de courbes de lumière n'est stable que dans le cas de modèles convexes. La méthode KOALA ne se restreint pas aux modèles convexes et permet l'apparition de concavités pour rendre compte des courbes de lumière. Cette approche n'est valide que grâce à l'information apportée par les images, qui vont contraindre la forme et éviter l'apparition d'artefacts (fausses concavités) possiblement introduits par les courbes de lumière seules. Mais dans le cas d'une région de l'astéroïde non imagée, le risque d'artefact est accru. La concavité vue ici est donc vraisemblablement un artefact provenant de l'inversion. Ceci montre le besoin d'incorporer l'information sur l'albédo dans les prochains développement de KOALA.

J'ai ensuite comparé les dimensions du modèle obtenu par KOALA avec celles des récentes études par imagerie : celles-ci sont en accord (à 1σ) avec celles dérivées par Drummond et al. [2009], basées sur les données obtenues au W. M. Keck en 2006 incluses dans mes travaux. La barre d'erreur plus petite obtenue ici pour la dimension au pôle (l'axe c) vient du nombre plus important d'images utilisées ici, et surtout couvrant une gamme plus large de latitudes du SEP (Table IV.10). En revanche, mes résultats sont différents de ceux obtenus avec le HST par Schmidt et al. [2008, $R = 272 \pm 9$ km]. Bien que l'évaluation des erreurs systématiques soit toujours un problème, les différents tests que j'ai réalisés pour la méthode KOALA (voir les chapitres III.3.c et IV.4.c) montrent qu'elles sont vraisemblablement plus petites que la différence de diamètre rapportée. Deux points pourraient expliquer ce désaccord, et sont



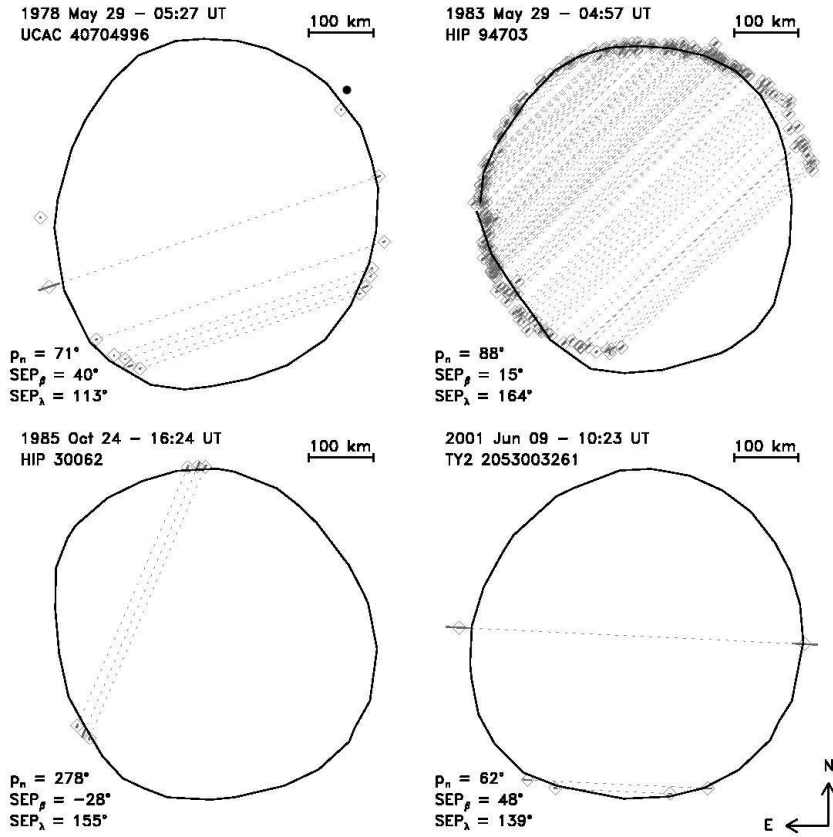
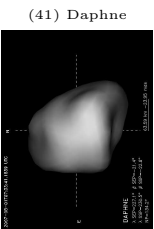
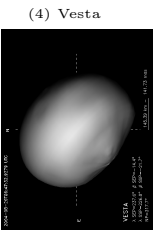
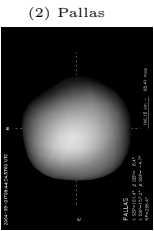


FIG. IV.14: Comparaison du modèle de forme de Pallas aux cordes des quatre occultations observées. Le plan du ciel est orienté comme suit : le nord est vers le haut et l'est à gauche. Les coordonnées des SEP et SSP, ainsi que l'angle au pôle (p_n) sont rapportés pour chaque occultation, au côté de la date exacte de l'évènement et du nom de l'étoile occultée. L'accord en terme de taille est parfait pour les quatre évènements. En revanche, la forme projetée lors de l'occultation de 1983 présente de petites différences (voir le texte pour une discussion à ce sujet). La convention de représentation suivante est commune aux quatre occultations : les losanges représentent les instants de disparition et réapparition, reliés par les traits pointillés, de l'étoile tels que rapportés par les observateurs, et les traits pleins leurs erreurs de mesure.

liés à des systématiques dans les données HST : la PSF de la caméra WFPC est sous-échantillonnée (et la résolution est donc limitée par l'échantillonnage, soit deux pixels représentant environ 149 km, et non plus la résolution du télescope) et les données ne furent pas déconvoluées, entraînant naturellement une surestimation du diamètre [voir la Fig. 3 de [Marchis et al., 2006a](#), par exemple].

En raison de la forte inclinaison de son orbite, Pallas reste hors de la ceinture principale la plupart du temps. La probabilité d'une rencontre proche avec un autre astéroïde est donc assez faible, limitant les possibilités de mesurer sa masse par interactions gravitationnelles. Le résultat est que les déterminations de la masse de Pallas sont en général en désaccord, suivant la méthode utilisée [voir la revue par [Hilton, 2002](#)] : perturbation de l'orbite de Mars [e.g. [Standish and Hellings, 1989](#)], rencontre proche avec d'autres astéroïdes [e.g. [Goffin, 2001](#)], ou encore théorie générale des éphémérides [[Fienga et al., 2008](#)]. Au passage, on remarquera qu'il s'agit vraisemblablement encore une fois de barres d'erreur sous-estimées, qui ne prennent pas en compte les erreurs systématiques.

J'ai choisi d'utiliser une masse de 2.4×10^{20} kg, avec une incertitude de $\pm 0.6 \times 10^{20}$ kg [[Michalak, 2000](#)]. Cette mesure inclut en effet toutes les autres dans sa barre d'erreur, et ce choix me permet alors d'être conservateur dans la détermination de la densité. J'obtiens en effet une densité de $\rho = 3.4 \pm 0.9$ g.cm⁻³, où l'incertitude sur la masse est le facteur limitant.



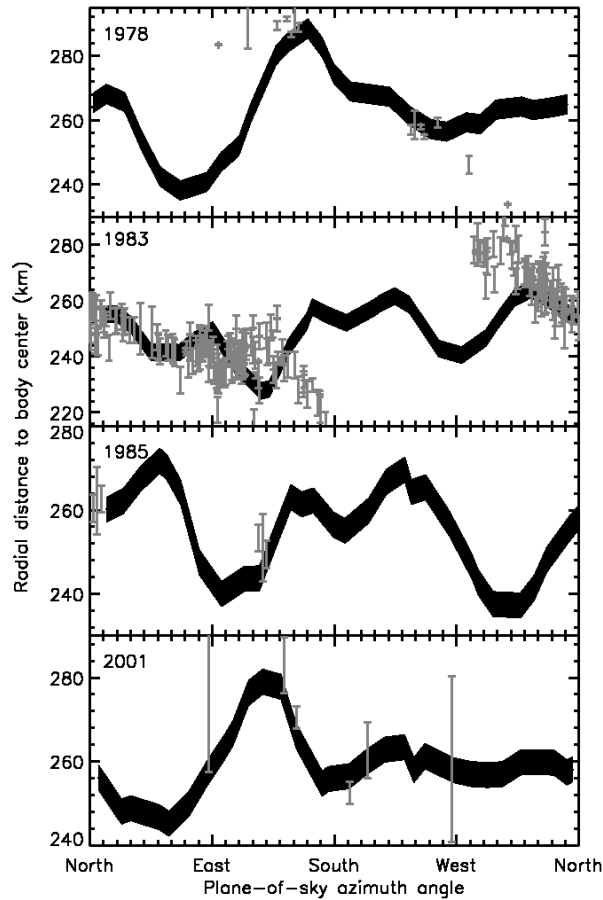


FIG. IV.15: Vues à haute résolution du contour de Pallas lors des quatre occultations présentées dans la Fig. IV.14 représenté ici en fonction d'un angle dans le plan du ciel (mesuré dans le sens direct depuis le nord céleste vers l'est). Les extrémités des cordes et leurs erreurs associées sont représentées par les barres grises verticales. La bande noire correspond au contour de Pallas avec l'incertitude sur ses dimensions (Table IV.15)

Jusqu'à récemment [Schmidt et al., 2008; Drummond et al., 2009], le volume de Pallas n'était que peu contraint : la mesure par IRAS (Infrared Astronomical Satellite) [Tedesco et al., 2002] fournissait une densité $\rho_{\text{IRAS}} = 3.7 \pm 1.1 \text{ g.cm}^{-3}$, et trop peu d'occultations étaient disponibles pour dériver un volume précis comme déjà discuté [voir Drummond and Cocke, 1989]. La densité que j'ai trouvée est en accord avec celle déterminée par Drummond et al. [2009] à 5% près, mais est environ 20% supérieure à celle rapportée par Schmidt et al. [2008]. Cette différence vient évidemment de la différence de mesure du volume (voir Table IV.15). Un consensus sur la masse de Pallas avec des déterminations fiables et précises est maintenant requis pour améliorer la détermination de sa densité.

Avec la présente analyse, la différence entre la densité de Pallas [$3.4 \pm 0.9 \text{ g.cm}^{-3}$] et celle de Cérès [$\sim 2.20 \pm 0.04 \text{ g.cm}^{-3}$, Carry et al., 2008] est remarquable. Comme la macro-porosité de Cérès et Pallas est nulle ou presque [Britt et al., 2002], leur densité est très proche de celles des matériaux qui les composent. Ainsi, cette différence révèle une différence de composition entre ces deux corps. Ceci peut paraître surprenant puisque la composition de ces deux corps était supposé similaire depuis des années [e.g. Larson et al., 1983], et reliée à celles des météorites CC. L'orbite de Pallas étant plus excentrique que celle de Cérès, son périhélie est plus proche du Soleil de 0.4 UA. Cérès a donc pu conserver plus de matériaux hydratés (c'est à dire moins denses) comme il est généralement proposé pour expliquer sa faible densité [e.g. McCord and Sotin, 2005]. Cette interprétation est corroborée par le manque de signature spectrale de matériaux organiques ou de glace dans le spectre proche infrarouge de Pallas [Jones et al.,





	a	b	c	R	a/b	b/c	V
	(km)	(km)	(km)	(km)			($\times 10^6$ km ³)
KOALA	275	258	238	256	1.06	1.09	70
Déviatiion 1σ	4	3	3	3	0.03	0.03	3
Drummond et al. [2009]	274	252	230	251	1.09	1.10	66
Déviatiion 1σ	2	2	7	3	0.01	0.03	2
Schmidt et al. [2009]	291	278	250	272	1.05	1.11	85
Déviatiion 1σ	9	9	9	9	0.06	0.08	8

TAB. IV.15: Solution tri-axiale (a, b, c) pour Pallas. Je rapporte également le rayon moyen $R = \sqrt[3]{abc}$, les rapports des axes et son volume (V), avec les incertitudes associées pour mes travaux. Deux autres déterminations récentes sont listées : W. M. Keck [[Drummond et al., 2009](#)] et HST [[Schmidt et al., 2009](#)]. J'ai évalué l'incertitude sur les dimensions de Pallas en ajustant la taille du modèle de forme à chaque image de manière à représenter au mieux chaque contour. Les dimensions correspondent à la moyenne de ces ajustement et la déviation 1σ rapportée ici correspond à la déviation de ces ajustement.

1990]. J'ai donc pu conclure sur la nature plus sèche de (2) Pallas par rapport à (1) Cérés.

IV.2.c Distribution d'albédo à la surface

De manière similaire à mes travaux sur (1) Cérés (voir partie IV.1), j'ai étudié la distribution en albédo à la surface de Pallas. J'ai pour cela construit des cartes en suivant la méthode exposée dans le chapitre III.4.

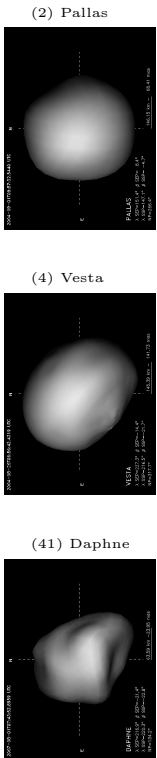
Comme les filtres J et H n'ont été que peu utilisés durant les observations (Table IV.10), la carte en bande K couvre une plus grande portion de la surface de Pallas (80% contre 40% pour J et H). À une plus faible exploration, s'ajoutent des erreurs plus importantes : comme déjà mentionné dans le chapitre III.1, la déconvolution peut générer des artefacts. Bien que je prenne beaucoup de soin lors de la déconvolution et procède à de nombreuses comparaisons des images (afin de repérer les artefacts), leur présence ne peut être exclue. La combinaison de nombreuses images est alors un moyen de déceler et minimiser l'impact de tels artefacts. La faible quantité d'observations en J et H empêche ce processus et les cartes en K doivent être considérées comme les plus précises.

Je présente les cartes en bandes J, H et K dans les Figs. IV.16 et IV.17, résultats de la combinaison de 27, 44 et 115 images respectivement. La résolution spatiale est équivalente dans les trois bandes et vaut ~ 60 km. L'amplitude des variations d'albédo détectées est de $\pm 6\%$ autour de l'albédo moyen de la surface dans chaque bande. Les cartes d'incertitudes (Fig. IV.16 et Fig. IV.17) montrent que l'erreur maximale est de $\sim 4\%$ et que l'erreur est en moyenne plus faible que 2.5% . Les marques d'albédo visibles sont donc réelles.

Pallas présente une grande zone sombre entre 0° et $\sim 120^\circ$ en longitude dans son hémisphère nord, à l'endroit où le modèle de forme présente une sorte de dépression (vue au limbe sud-est de l'occultation de 1981, voir Fig. IV.14). Le fait que cette marque soit visible à toutes les longueurs d'onde suggère que son existence est bien réelle et qu'elle pourrait être associée à une structure géologique tel qu'un cratère d'impact. Néanmoins, comme la méthode KOALA ne prend pas encore en compte les variations d'albédo, cette dépression pourrait en réalité être un artefact lié à la présence de cette marque sombre (comme suggéré par les cordes d'occultation stellaire, voir la Fig. IV.14). La prise en compte dans le futur des variations d'albédo par KOALA nous permettra d'améliorer ce point.

Quelques autres structures sont remarquables, comme le spot sombre (diamètre de ~ 70 km) entouré par une région plus claire (d'environ 180 km dans sa plus grande dimension) autour de $(185^\circ, +50^\circ)$. Ou encore la région claire (d'un diamètre de ~ 110 km) autour de $(300^\circ, +60^\circ)$. Les structures vues dans l'hémisphère sud sont plus dures à interpréter en raison du bruit plus important dans cette région d'une part, et de l'absence totale d'images en J et H couvrant l'hémisphère sud. Ce manque d'observation en J et H rend impossible la vérification de l'existence de ces structures dans les diverses longueurs d'onde.

Au total, la surface de Pallas semble présenter moins de structures de petite taille (comparables à



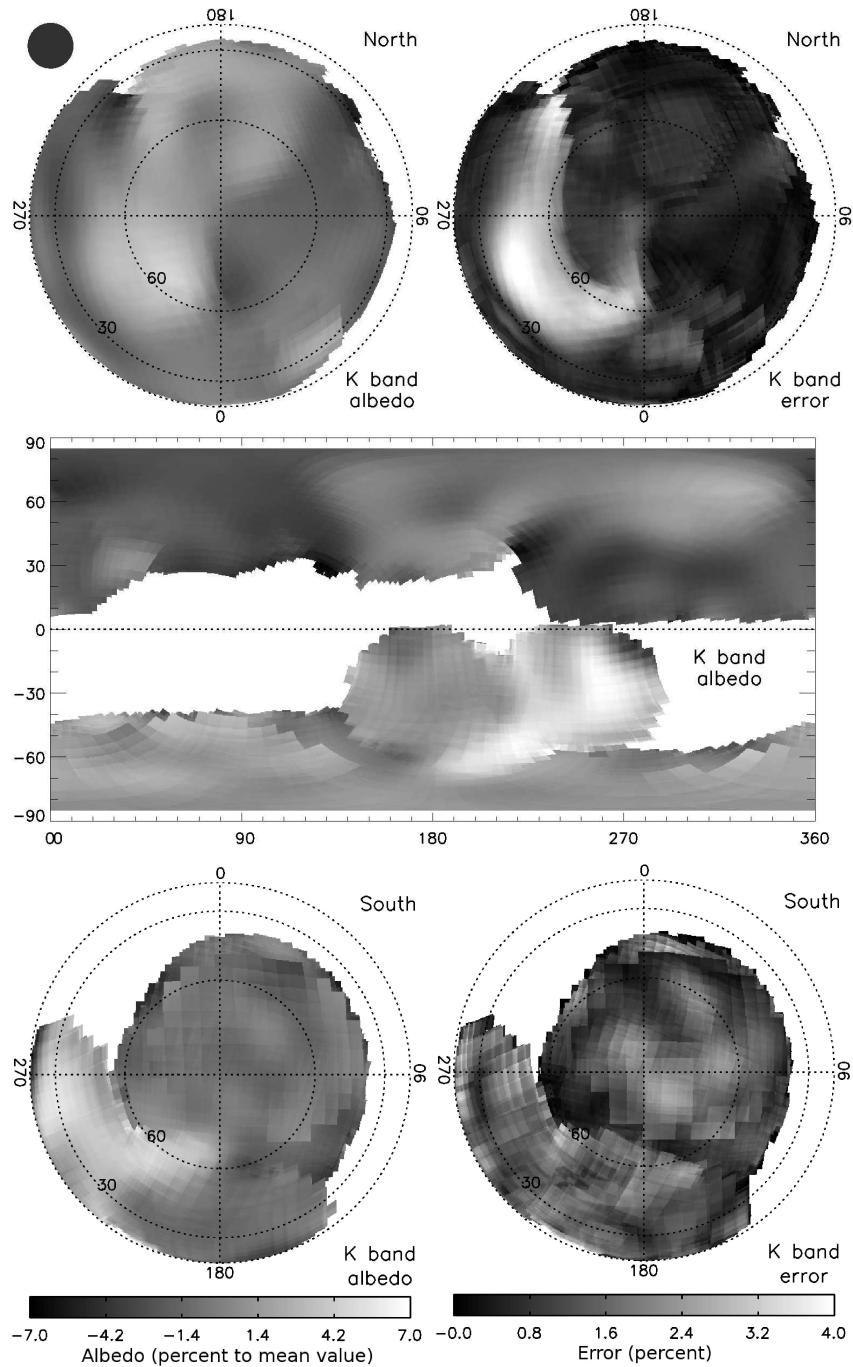


FIG. IV.16: Carte en bande K couvrant $\sim 80\%$ de la surface de Pallas. La partie en blanc n'a pas été imagée du à la définition de la zone d'intérêt (voir le chapitre III.4.b) et à l'orientation spatiale de Pallas durant les observations (Table IV.10). L'élément de résolution Θ (~ 60 km) est reporté dans le coin haut-gauche. L'albédo varie de $\pm 6\%$ autour de l'albédo moyen de la surface, et les erreurs sont limitées à 4% . L'échelle de gris est commune aux trois cartes. Le pôle sud apparaît plus pixelisé que le pôle nord en raison du nombre plus petit d'images disponibles pour cet hémisphère. Les structures visibles dans ces cartes n'ont qu'une faible probabilité d'être des artefacts.

l'élément de résolution) que celle de Cérés [Li et al., 2006a; Carry et al., 2008]. Ceci peut simplement provenir du fait que (2) Pallas, dont la taille est moitié moins grande que celle de (1) Cérés, est ici observé



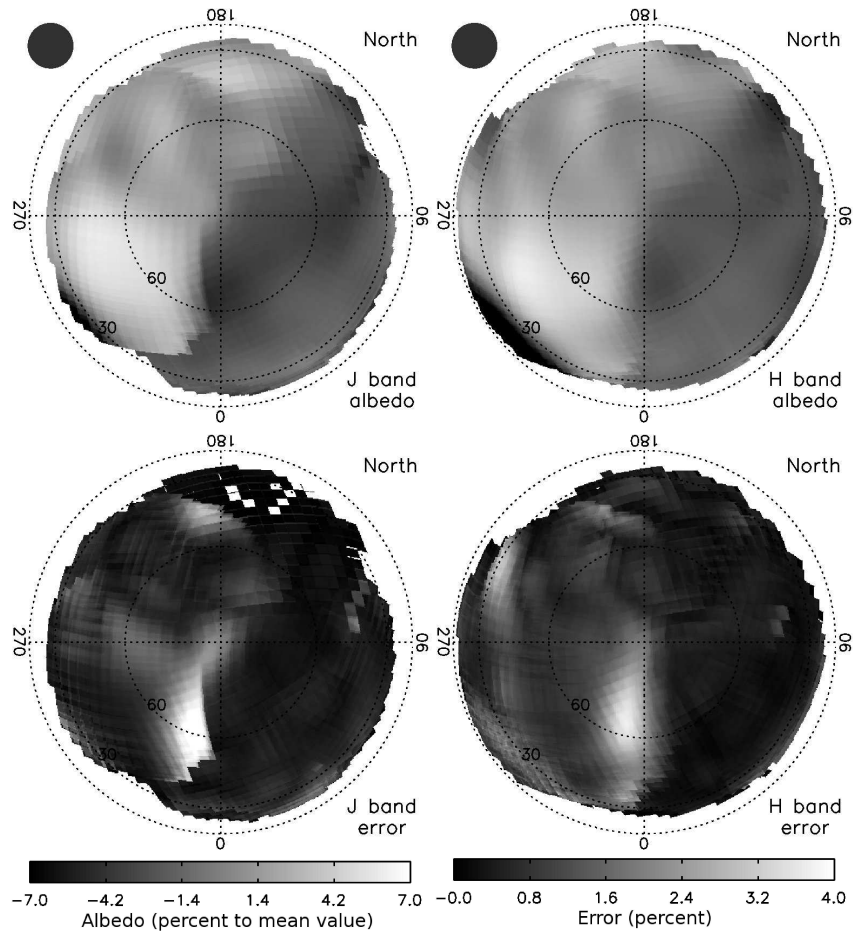


FIG. IV.17: *Idem* qu'en bande K (Fig. IV.16). L'aspect plus grossier de ces cartes provient du nombre inférieur d'images utilisées pour les produire (27 et 44 contre 115 pour les cartes en K). Je ne présente ici que les cartes en projection polaire orthogonale car ni l'hémisphère sud, ni l'équateur n'ont été imagés. Comme en bande K, les variations d'albédo se situent à $\pm 6\%$ autour de la valeur moyenne, et les erreurs sont limitées à 4%.

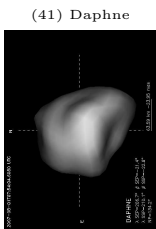
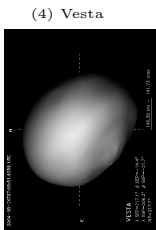
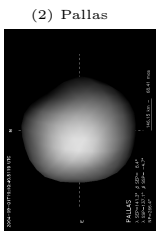
à la même résolution. De manière similaire, (4) Vesta ne présente que peu (ou pas) de structures de petite taille au niveau de résolution angulaire des images présentées ici [voir Binzel et al., 1997; Li et al., 2008].

J'ai également sélectionné quelques régions de l'hémisphère nord (trois sombres et 4 claires) et mesuré leur photométrie relative dans les trois bandes (non présentée ici). Des variations spectrales sont présentes à la surface de Pallas, juste au-dessus du niveau du bruit. Elles ne présentent aucune forme particulière. De telles différences spectrales peuvent être occasionnées par différentes structures morphologiques, compositions, et/ou propriétés du régolite (taille des grains par exemple). Ces variations étant très faibles, il est difficile de les interpréter, surtout vu la faible résolution spectrale et le manque de connaissances sur la composition de Pallas.

IV.2.d Conclusions

Mes travaux sur (2) Pallas ont constitué la première étude utilisant la méthode KOALA (voir le chapitre III.3) permettant de combiner l'information provenant de courbes de lumière et d'images à haute résolution angulaire. Cette méthode m'a permis de dériver les coordonnées du pôle, ainsi que de produire un modèle de forme, fournissant ainsi une mesure du volume de l'astéroïde.

En utilisant toutes les images à haute résolution angulaire obtenues dans le proche infrarouge entre 2003 et 2007, j'ai déterminé que le pôle de (2) Pallas est situé dans un cône de 5° autour de $[30^\circ, -16^\circ]$





dans un repère lié à l'écliptique J2000.0. Cette solution implique une forte obliquité de 84° , induisant de forts effets saisonniers sur Pallas.

Le modèle de forme reproduit parfaitement la forme projetée de Pallas sur le ciel (déviations moyennes de 0.4 pixel), ses courbes de lumière (déviations moyennes de 0.019 mag.) et les profils d'occultation à toutes les époques. Le meilleur ajustement d'un ellipsoïde tri-axial sur ce modèle donne : $a = 275$ km, $b = 258$ km, and $c = 238$ km, me permettant d'estimer la densité de Pallas à 3.4 ± 0.9 g.cm⁻³ [en utilisant $M = (2.4 \pm 0.6) \times 10^{20}$ kg de [Michalak, 2000](#)], où l'incertitude est presque entièrement due à celle sur sa masse. J'interprète cette valeur comme indiquant une nature plus sèche pour Pallas par rapport à Cérès (supporté par les études spectroscopiques). Une telle différence entre la densité de deux grands astéroïdes (exempt de macro-porosités) avec des classes taxonomiques différentes montrent que ces classes sont en effet reliées à la composition [comme déjà observé pour les petits astéroïdes, e.g. [Marchis et al., 2008a](#)]. Alors, des programmes dédiés à l'observation de rencontres proches entre astéroïdes doivent être mis en place [e.g. à partir des observations Gaia, [Mouret et al., 2007](#)] afin d'obtenir plus de masses et améliorer ainsi notre connaissance des densités.

Finalement, mes travaux ont débouché sur les premières cartes d'albédo de Pallas révélant des structures de diamètre 70–180 km avec un contraste en albédo d'environ 6% autour de la valeur moyenne. Des variations spectrales de même amplitude sont également détectées.



IV.3 L'astéroïde (4) Vesta

IV.3.a Vesta, corps parent des météorites achondrites

Avec un diamètre de 529 ± 10 km [Thomas et al., 1997b], Vesta est le second astéroïde en taille au sein de la ceinture principale. Il est le seul astéroïde différencié connu (les indices de la différenciation de Cérés ne sont qu'indirects, voir chapitre IV.1) possédant une structure interne intacte [au contraire des astéroïdes de type M qui sont, on le suppose, des coeurs d'astéroïdes différenciés Bottke et al., 2006]. Son intérieur est probablement composé d'un noyau riche en métaux, d'un manteau et d'une croûte basaltique [voir la revue de Keil, 2002].

La nature basaltique de la surface de Vesta fut découverte dans les années 1970 [McCord et al., 1970] puis confirmée à de nombreuses reprises [Larson and Fink, 1975; McFadden et al., 1977; Feierberg and Drake, 1980; Binzel et al., 1997; Gaffey, 1997; Vernazza et al., 2005]. Alors, et ce durant plusieurs décennies, Vesta fut l'unique astéroïde connu possédant une surface basaltique. Cette situation changea lorsque Binzel and Xu [1993] découvrirent d'autres astéroïdes au sein de la ceinture principale, de petits diamètres (< 10 km), dont la composition est très semblable à celle de Vesta [voir Pieters et al., 2006, pour une revue détaillée]. Jusqu'à la découverte de quelques NEAs de type V [Xu et al., 1995; Binzel et al., 2004; Marchi et al., 2005b], de 1459 Magnya [demi grand axe de 3.14 UA; Lazzaro et al., 2000] et de quelques autres astéroïdes basaltiques dispersés dans la ceinture principale moyenne (voir Fig. I.1) [Moskovitz et al., 2008]; tous les astéroïdes de type V connus étaient membres de la famille de Vesta [appelés Vestoïdes: Williams, 1989; Zappala et al., 1990]. L'origine de cette famille était attribuée à un impact majeur entre Vesta et un autre astéroïde [Marzari et al., 1996]. Cette hypothèse fut confirmée grâce à des observations par imagerie réalisées avec le HST qui montrèrent que le pôle sud de Vesta présente une immense dépression d'un diamètre d'environ 460 km [$1.7 \times$ le rayon de Vesta, Thomas et al., 1997a; Thomas, 1999]. Cette dépression serait un cratère géant, résultat du choc d'un astéroïde de 35 km contre Vesta [Asphaug, 1997].

Les observations par spectroscopie dans le visible [McCord et al., 1970] et le proche infrarouge [Larson and Fink, 1975] ont montré les fortes ressemblances entre le spectre de Vesta et celui, obtenu en laboratoire, des météorites achondrites Howardites, Eucrites et Diogénites (HED). Cette ressemblance amena McCord et al. [1970] à déclarer que Vesta est leur corps parent. Ensuite, des mesures spectrométriques au cours de la rotation de Vesta par Gaffey [1997] et Vernazza et al. [2005] ont confirmé la diversité géologique de Vesta rapportée au début des années 1980 [Gaffey, 1983]. Ces observations ont révélé la nature hétérogène de la surface de Vesta, dont la composition est similaire à celle des météorites HED [voir la revue par Keil, 2002].

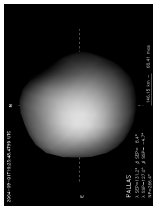
Des observations par imagerie à haute résolution angulaire réalisées dans le visible (quatre filtres centrés sur 0.439, 0.673, 0.953 et 1.042 μm) par le HST [Zellner et al., 1997] ont révélé la présence de marques d'albédo très contrastées à la surface de Vesta [Binzel et al., 1997]. Ces marques ont également été observées dans le proche infrarouge à partir d'images obtenues au W. M. Keck [à 2 et 3.6 μm , Zellner et al., 2005]. Plusieurs scénarios ont été proposés pour expliquer ces fortes variations d'albédo. Binzel et al. [1997] énoncèrent trois mécanismes :

1. différences de composition,
2. différences de taille de grain au sein du régolite,
3. différences dans les processus de space weathering (chapitre I.3.b).

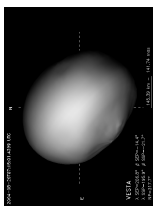
Plus tard, Zellner et al. [2005] proposèrent une explication à ces différences de composition : les régions sombres de Vesta seraient des bassins d'impact, remplies par de la lave basaltique; d'une manière semblable à la création des mers lunaires. L'étude de Thomas et al. [1997a] supporte également une interprétation en terme de composition. Ils trouvèrent une corrélation entre la largeur et la profondeur de la bande à 1 micron (liées à la composition en pyroxènes et olivines) et l'altitude à la surface (par rapport à une surface moyenne). Comme cette corrélation ne fut trouvée que dans la région du cratère situé au pôle sud, elle fut interprétée comme révélant la présence de diverses minéralogies dans la croûte différenciée de Vesta.

Néanmoins, ce scénario n'explique pas les couleurs de Vesta : alors que la caractérisation de la minéralogie de sa surface fut le centre des attentions, peu d'études se sont intéressées aux couleurs de Vesta.

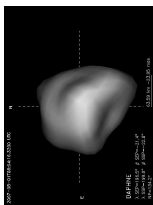
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





L'accord entre le spectre et l'albédo de Vesta et de ceux des météorites HED montre que la surface de Vesta est nécessairement peu altérée par le *space weathering* [Hiroi et al., 1995]. Ainsi, des expériences en laboratoire ont récemment démontré que des différences entre le spectre de Vesta et celui des HED doivent être attendues. Premièrement, Marchi et al. [2005a] irradièrent un échantillon de pyroxène avec un laser. (procédé simulant l'action des ions du vent solaire sur les surfaces du système solaire). Ils observèrent que le spectre de l'échantillon rougissait au fur et à mesure de l'exposition aux ions. Étant donné que le pyroxène est un composant majeur de la surface de Vesta (déterminé par spectroscopie), il paraît logique que le vent solaire altère lui aussi le spectre de Vesta.

Ensuite, Vernazza et al. [2006] réalisèrent la même expérience sur une météorite eucrite afin de simuler l'action du vent solaire sur Vesta. Les météorites eucrites caractérisent correctement la surface de Vesta, et sont supposées venir de Vesta [voir Gaffey, 1997]. Leurs résultats impliquent que si les ions du vent solaire atteignent la surface de Vesta, son spectre en réflectance devrait être plus rouge, et son albédo plus faible. Ainsi, l'accord spectroscopique entre Vesta et les météorites HED implique :

- a. l'existence de processus qui rajeunissent la surface de Vesta de manière continue ; et/ou
- b. que les ions du vent solaire n'atteignent pas sa surface.

La dispersion orbitale des Vestoïdes montre que la collision qui les créa eu lieu il y a au moins 1 milliard d'année [Marzari et al., 1996; Nesvorný et al., 2008]. Cette durée étant bien supérieure au temps caractéristique d'action du *space weathering* [Brunetto et al., 2006; Vernazza et al., 2006, 2009] ; un rajeunissement récent de la surface Vesta par impact semble peu probable. D'autre part, Shestopalov and Golubeva [2008] ont proposé une autre explication, elle aussi liée à l'impact qui créa les Vestoïdes. Leur scénario implique que de nombreux débris de petite taille éjectés lors de l'impact au pôle sud soient restés dans la sphère d'influence gravitationnelle de Vesta. Des rencontres proches avec d'autres astéroïdes déclencheraient alors la chute de fragments sur Vesta, fournissant un bombardement continu dont l'effet serait de mixer son régolite et d'effacer les marques du *space weathering*. Néanmoins, la quantité de débris et leur temps de vie en orbite autour de Vesta restent à évaluer, et cette explication n'est que qualitative à l'heure actuelle.

Finalement, Vernazza et al. [2006] suggérèrent l'existence d'un champ magnétique protégeant une grande portion de la surface de Vesta des ions du vent solaire. La force de ce champ ne serait que de 0.2 micro-Tesla à la surface, valeur 100 à 1000 fois inférieure au champ magnétique lunaire. La force de ce scénario est qu'il explique à la fois le spectre global de Vesta, dépourvu de marques dues au *space weathering*, et l'existence de fortes variations d'albédo, occasionnées par l'alternance de régions protégées ou non. Chapman [2004] avait parfaitement résumé la grande question soulevée par cet astéroïde ainsi : "Given that its basaltic surface is roughly similar to the lunar surface, which is intensely space weathered, why is Vesta not ? [Étant donné que sa surface basaltique est globalement similaire à la surface lunaire, fortement affectée par le *space weathering*, pourquoi Vesta n'est-il pas altéré ?]"

Mes travaux ont portés sur l'étude des premières données jamais obtenues par spectro-imagerie sur un astéroïde. Ces observations réalisées dans le proche infrarouge (J : [1.1-1.4] μm et H+K : [1.5-2.4] μm) m'ont permis d'étudier :

1. les variations de composition à la surface de Vesta. Le but étant de relier différentes régions de la surface aux sous-classes des Howardites, Eucrites et Diogénites (HED) et aux pyroxènes (orthopyroxènes et clinopyroxènes). Aucun effort pour détecter l'olivine n'a été réalisé, la couverture en longueur d'onde n'y étant pas appropriée.
2. les variations de pente spectrale. Celle-ci peut être induite par (a) des différences de composition et/ou (b) des différences d'âge de surface [en terme de *space weathering*, voir Brunetto et al., 2006].

Ces observations aident également à la préparation de la mission Dawn de la NASA, lancée en Septembre 2007 et dont l'arrivée à Vesta est prévue pour 2011 [Russell et al., 2004].

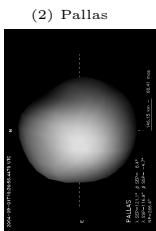
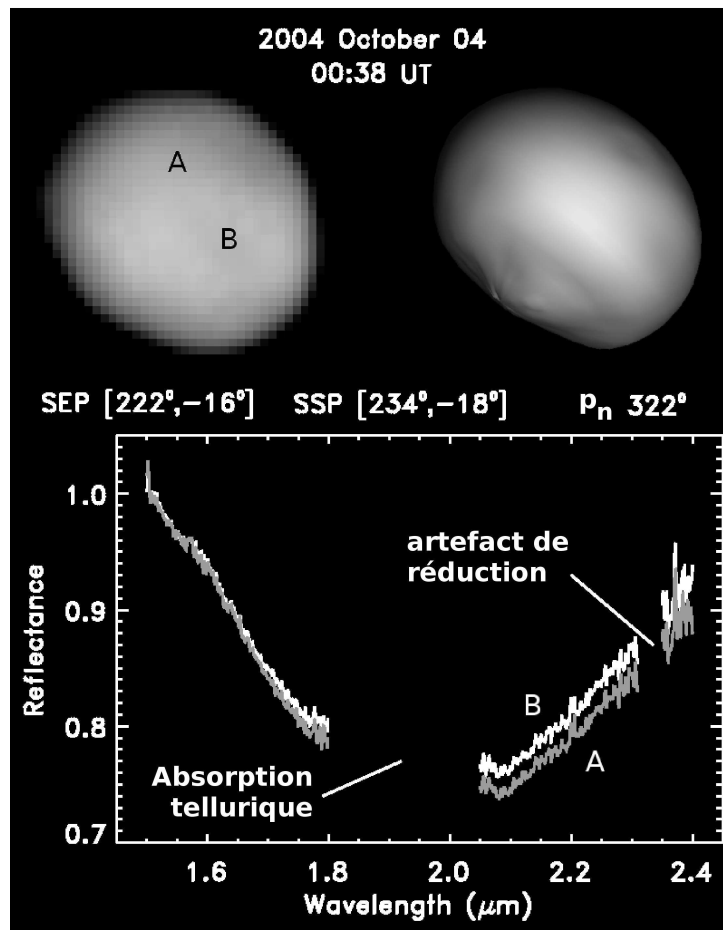
IV.3.b Première observation d'un astéroïde par spectro-imagerie

Observations : les observations que je présente ici ont été obtenues avec le spectro-imageur SINFONI lors de sa phase de vérification scientifique (numéro de programme 060.A-9041) durant la seconde moitié

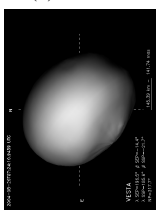


de 2004. Nous avons observé Vesta à trois reprises², les 21 et 23 Août 2004, ainsi que le 4 Octobre (Table IV.16). Ces dates se situent à cheval à environ un mois de l'opposition de Vesta (le 13 Septembre 2004).

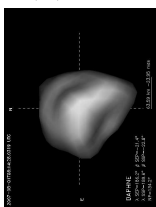
Les conditions atmosphériques lors des observations du 23 Août étant mauvaises, je me suis concentré sur l'étude des deux autres dates. Les choix instrumentaux furent les suivants : afin d'optimiser la résolution spatiale sur le disque apparent de Vesta ($\sim 0.55''$), nous avons utilisé le mode angulaire le plus piqué de SINFONI (taille de pixel sur le ciel de 25×12.5 mas) ainsi que résumé dans la Table IV.17. Les réseaux de dispersion J et H+K, optimisés de manière à couvrir les fenêtres atmosphériques du même nom (voir chapitre II.1.a), furent utilisés de manière à couvrir l'intervalle de longueur d'onde $1.1\text{-}2.4 \mu\text{m}$ en seulement deux expositions. La Fig. IV.18 présente un exemple de cube de données reconstruit.



(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne

FIG. IV.18: *Haut-gauche* : spectro-cube de Vesta obtenu avec le réseau H+K le 4 Octobre 2005 UTC, coconditionné suivant les longueurs d'onde afin d'obtenir une image. *Haut-droite* : modèle de forme de Vesta [défini par [Thomas et al., 1997b](#)] obtenu avec le générateur d'éphémérides Eproc de l'IMCCE (je présente également une petite animation de la rotation de ce modèle dans la marge droite des pages impaires de cette thèse). J'ai également reporté les coordonnées des SEP et SSP (longitude, latitude) ainsi que l'angle au pôle p_n . Chaque spaxel de l'image est un spectre comme illustré dans la partie du bas (tous les spectres obtenus en H+K ont été normalisés à l'unité à $1.5 \mu\text{m}$). J'ai dégradé la résolution spectrale en utilisant un filtre médian (d'une taille de 8 pixels le long de la direction spectrale) afin d'améliorer le rapport signal à bruit des données. Enfin, deux intervalles de longueur d'onde ont été omis de l'étude : de 1.8 à $2.05 \mu\text{m}$, du à l'absorption tellurique ; et autour de $2.33 \mu\text{m}$, où la reconstruction du cube entraînait un sursaut de flux inexplicé.

²les données sont disponibles sur l'archive de l'ESO depuis Décembre 2004 au numéro de programme 060.A-9041





Date UTC	Réseau	Δ (UA)	r (UA)	α ($^\circ$)	ϕ ($''$)	SEP $_\lambda$ ($^\circ$)	SEP $_\varphi$ ($^\circ$)	X	Θ^\dagger ($''$)	(km)
2004 Aug 21 - 04:59	H+K	2.35	1.41	12	0.55	179	-15	1.13	0.084	144
2004 Aug 21 - 08:28	J	2.35	1.41	12	0.55	304	-15	1.14	0.218	371
2004 Aug 21 - 08:46	H+K	2.35	1.41	12	0.55	285	-15	1.18	0.084	144
2004 Oct 04 - 00:20	J	2.39	1.45	11	0.53	240	-15	1.34	0.053	92
2004 Oct 04 - 00:33	H+K	2.39	1.45	11	0.53	226	-15	1.29	0.055	95

TAB. IV.16: Distance héliocentrique (Δ) et géocentrique (r), angle de phase (α), diamètre angulaire (ϕ) et coordonnées du SEP* (longitude λ et latitude φ) de Vesta pour chaque époque (rapportée en UTC). La masse d'air (X) et l'élément de résolution (Θ) à 1.2 μm et 2.2 μm (pour les réseaux en J et H+K respectivement) sont également listés, en seconde d'arc sur le ciel et kilomètres à la surface de Vesta.

† évalué sur les cubes des analogues solaires.

*le système de coordonnées est planétocentrique comme recommandé par l'UAI [Seidemann et al., 2007].

Réseau	λ (μm)	$\lambda/\Delta\lambda$	Taille des pixels (mas/pix)	Champs de vue (secondes d'arc carrées)
J	1.10-1.40	~ 3000	25 \times 12.5	0.8 \times 0.8
H+K	1.45-2.45	~ 1500	25 \times 12.5	0.8 \times 0.8

TAB. IV.17: Couverture en longueur d'onde (λ), résolution spectrale ($\lambda/\Delta\lambda$), taille des pixels (en milli-secondes de degré par pixel) et taille du champ de vue pour chaque mode spectroscopique utilisé pour l'observation de Vesta avec SINFONI.

Réduction des données : la complexité de l'instrument, combinant deux modes (imagerie et spectroscopie), ne rend pas aisée la réduction des données. L'ESO fourni alors un ensemble de programmes permettant la réduction. J'ai utilisé la version 1.8.2 du paquet de réduction. Au moment des observations, SINFONI était encore équipé d'un détecteur de classe "ingénierie" [Bonnet et al., 2004], parfait pour les qualifications techniques du moment mais qui présentait une large bande de mauvais pixels qui affectent toutes les données pour des longueurs d'onde supérieures à 1.35 et 2.4 μm , pour les réseaux J et H+K respectivement. Les observations en J présentaient également un bruit additionnel aux courtes longueurs d'onde (1.1-1.17 μm), que j'ai donc exclu de l'étude. Finalement, les tables de distorsion et distances inter-fentes que j'ai utilisées ont été fournies par l'équipe de test de l'instrument [H. Bonnet, communication privée]. Les étapes basiques de la réduction (images de courant sombre, cartes de champ plat et calibration en longueur d'onde grâce à l'observation de lampes à l'argon et au xénon) ont été obtenues et réalisées via la procédure standard de calibration scientifique de SINFONI. Pour chaque paire d'observation ciel-objet, j'ai réduit et reconstruit les cubes de données grâce au paquet de réduction fourni par l'ESO.

À cause de la réfraction atmosphérique, la position de l'objet n'est pas fixée dans les spectro-cubes. Elle présente au contraire une légère dérive avec la longueur d'onde suivant la valeur de l'angle parallactique. J'ai donc réaligné chaque cube de donnée en calculant la corrélation entre chaque tranche d'égale longueur d'onde et une tranche de référence.

De manière à obtenir le spectre en réflectance de Vesta et le corriger de l'absorption de l'atmosphère, des étoiles de référence (analogues au Soleil) furent observées immédiatement avant et/ou après chaque observation de Vesta, à une masse d'air similaire (Table IV.18). Le spectre de ces étoiles de référence fut extrait en utilisant une ouverture choisie comme un compromis entre le flux maximum récolté et le minimum de contribution résiduelle du ciel (principe de la photométrie d'ouverture). Dans le cas de mauvaises conditions atmosphériques, c'est à dire fort seeing et temps de corrélation court, le flux des analogues solaires était tronqué par le petit champs de vue de SINFONI (0.8'' \times 0.8''). Autre effet pernicieux, le seeing et le rapport de Strehl ne sont pas constants avec la longueur d'onde. La partie tronquée de la lumière n'est donc pas la même à chaque longueur d'onde, introduisant ainsi une pente sur les spectres finaux



(Fig. IV.19). J'ai corrigé cet effet en divisant le spectre des analogues solaire par une simple fonction linéaire. Au final, l'ouverture d'extraction et la fonction linéaire ont été choisies (Fig. IV.20) de manière à produire des spectres de Vesta cohérents avec les mesures obtenues précédemment [par spectroscopie du disque non résolu spatialement, Vernazza et al., 2005]. J'ai finalement normalisé chaque spectre à l'unité aux longueurs d'onde 1.17 et 1.5 μm pour les réseaux J et H+K respectivement.

De manière similaire aux besoins de la cartographie (chapitre III.4.b), l'anneau extérieur du disque

Désignation	RA (hh:mm:ss)	DEC (dd:mm:ss)	Type spectral	Mv (mag.)	Date (UTC)	Filtre	masse d'air
HD 1835	00 :22 :52	-12 :12 :34	G5V	6.4	2004 Aug 21 - 05 :35	H+K	1.10
HD 1835	00 :22 :52	-12 :12 :34	G5V	6.4	2004 Aug 21 - 09 :06	J	1.17
HD 1835	00 :22 :52	-12 :12 :34	G5V	6.4	2004 Aug 21 - 09 :13	H+K	1.19
HD 1461	00 :18 :42	-08 :03 :11	G0V	6.5	2004 Oct 04 - 00 :54	H+K	1.52
HD 1461	00 :18 :42	-08 :03 :11	G0V	6.5	2004 Oct 04 - 01 :04	J	1.45

TAB. IV.18: Caractéristiques des observations des analogues solaires utilisées dans cette étude. Pour chaque observation, je liste la désignation de l'étoile, ces coordonnées équatoriales(ascension droite RA et déclinaison DEC), type spectral et magnitude visuelle (Mv). La date, le filtre et la masse d'air sont également rapportés.

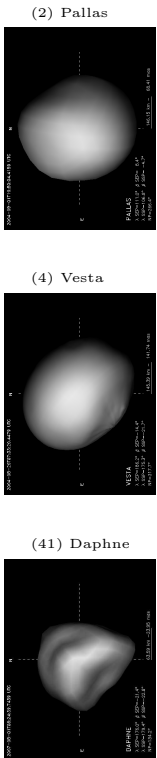
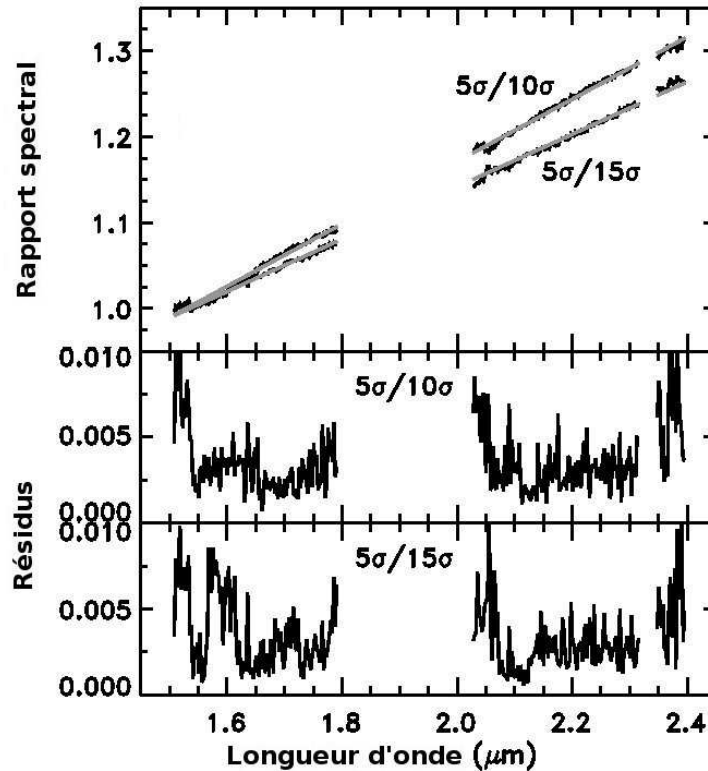


FIG. IV.19: Rapport du spectre de étoile de référence (HD 1835) pour les observations d'Août 2004 à lui-même. Les ouvertures utilisées pour extraire le spectre correspondent à 5, 10 et 15 fois la taille de l'étoile sur la gamme H+K (mesurée comme sa déviation standard). J'ai calculé la régression linéaire de chaque rapport, et je présente les résidus de ces rapports à la loi linéaire dans le panneau du bas. On peut alors remarquer que suivant la taille de l'ouverture choisie pour extraire le flux stellaire : (i) une forte pente est introduite sur l'ensemble du domaine spectral et (ii) cet effet est presque entièrement linéaire. Cet effet fut corrigé en divisant le spectre des analogues solaires par une simple fonction linéaire de manière à ajuster la pente des spectres de Vesta aux observations pré-existantes [Vernazza et al., 2005].



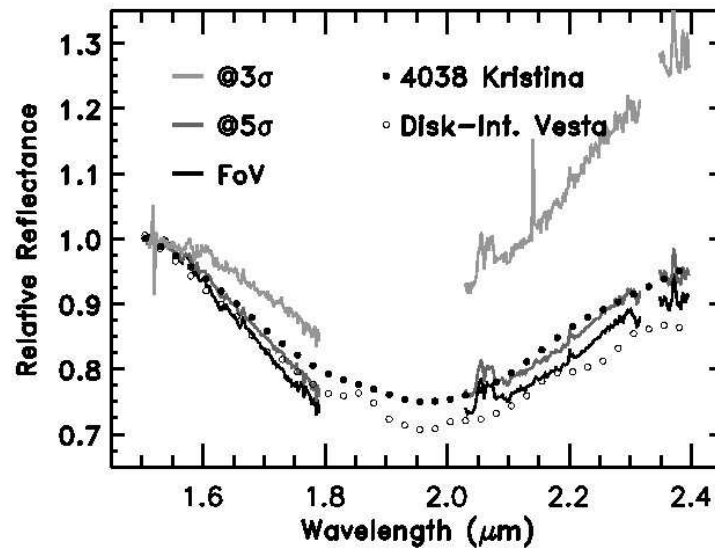


FIG. IV.20: Complément à la Fig. IV.19. Je présente ici trois spectres de Vesta obtenus sans la correction linéaire appliquée aux étoiles de référence. Les lignes continues représentent ces spectres pour les observations de Vesta le 4 Octobre 2004 (ici intégré sur l'entièreté du disque apparent) pour diverses ouverture d'extraction (FoV signifiant que le spectre de l'étoile fut obtenu en intégrant le flux sur l'ensemble du champ de vue). Je montre pour comparaison un spectre de Vesta (cercles) obtenu par spectroscopie à longue fente par [Vernazza et al. \[2005\]](#), et le spectre du petit Vestoïde 4038 Kristina (disque), connu pour être fortement rouge (voir la section IV.3.e pour plus d'informations sur cet astéroïde). Le besoin de correction de la pente des spectres des analogues solaires est ici évident.

apparent de Vesta était inutilisable car peu fiable. J'ai donc défini une zone d'intérêt correspondant à la forme projetée de Vesta réduite à 60% de son rayon. Seuls les spaxels internes à cette zone sont inclus dans l'étude présentée ici. Je présente dans les Fig. IV.21 et Fig. IV.22 les spectres réduits et corrigés dans les deux gammes de longueur d'onde : J et H+K respectivement.

Au vu des difficultés rencontrées lors des observations et de la réduction de données, les mesures que je présente ici n'ont pas vocation à fournir des valeurs absolues de la pente de Vesta ou son exacte composition, mais plutôt comment ces quantités évoluent à sa surface. Néanmoins, toutes les données étant traitées de manière similaire, elles sont auto-consistantes, et les variations observées sont probablement réelles.

IV.3.c Distribution des minéraux à la surface de (4) Vesta

Je présente dans cette partie une analyse minéralogique de la surface de Vesta basée sur les spectres obtenus en H+K. Le but est de relier les différentes régions de Vesta avec les sous-classes des Howardites, Eucrites et Diogénites (HED) et des pyroxènes (orthopyroxènes et clinopyroxènes).

Le spectre des pyroxènes est caractérisé par deux larges bandes d'absorption centrées à 1 et 2 microns. La position exacte du centre de ces bandes contient des informations sur la nature des minéraux [[Adams, 1974](#)]. Dans le cas présent, les absorption telluriques ont fortement dégradé le spectre dans la région centrale (1.8-2.05 μm) de la gamme H+K (voir Fig. IV.18). Ceci interdit toute description détaillée de la teneur en pyroxènes par calcul de la position du centre de bande. Néanmoins, j'ai pu utiliser la forme de la bande pour caractériser la composition en pyroxènes : la pente des ailes de la bande (de part et d'autre du centre) est directement liée à la chimie du pyroxène. Par exemple, une faible pente à gauche suivie d'une forte pente à droite indique une position de bande à courte longueur d'onde (si on suppose une forme gaussienne à la bande, ce qui constitue une hypothèse faible). De manière plus détaillée, la bande d'absorption commence à des longueurs d'onde plus courtes pour les pyroxènes à faible teneur en calcium (c'est à dire les orthopyroxènes) que pour ceux riches en calcium (c'est à dire les clinopyroxènes). Traduit



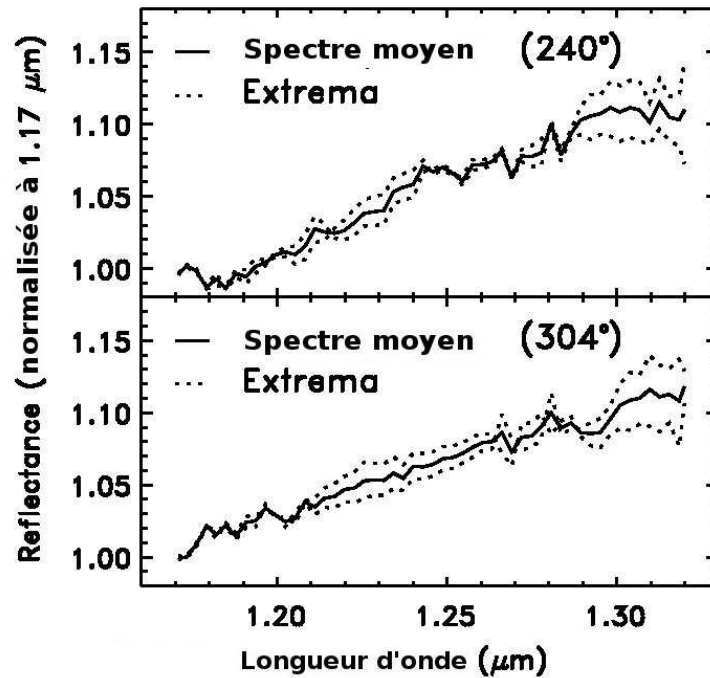


FIG. IV.21: Spectre moyen et extrema normalisés à l'unité à $1.17 \mu\text{m}$. Chaque cadre correspond à un moment donné d'observation, donc à une géométrie donnée comme reporté sur la figure (voir Table IV.16). Les différences de pente à la surface de Vesta sont ici visibles via la dispersion spectrale.

pour les HEDs, la bande d'absorption commence à des longueurs d'onde plus courtes pour les diogénites, suivies par les howardites puis les eucrites [Gaffey, 1997].

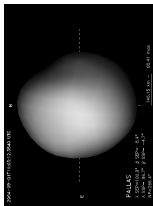
Cette tendance apparaît clairement dans le spectre moyen de chaque classe. J'ai ainsi calculé le spectre moyen de chaque sous-classe des Howardites, Eucrites et Diogénites (HED) en utilisant 20, 20 et 76 échantillons respectivement (provenant de la librairie spectrale RELAB³). Je présente ces spectres en Fig. IV.23, avec celui des météorites augites (clinopyroxènes riches en calcium, moyenne de 6 échantillons provenant de RELAB également). Les spectres sont présentés après division par leur pente moyenne. Celle-ci est calculée comme un continuum linéaire entre 1.5 et $2.5 \mu\text{m}$. Cette normalisation est rendue obligatoire par la coupure à $2.4 \mu\text{m}$ des spectres. En effet, les matériaux composant les eucrites ayant un centre de bande situé à une longueur d'onde plus grande, la bande d'absorption se termine après $2.4 \mu\text{m}$. Ainsi, la bande des matériaux typiques des eucrites serait sous-estimée sans cette correction. Comme j'applique cette normalisation à tous les spectres de Vesta ainsi qu'à ceux des météorites, le set de données devient homogène.

Cette figure montre clairement que la bande d'absorption des diogénites (presque pur orthopyroxène) commence à des longueurs d'onde plus courtes que celle des howardites (mélange de diogénites et eucrites), puis des eucrites (principalement du clinopyroxène). C'est à dire, pour l'aile de gauche, la pente la plus faible est trouvée pour les diogénites, suivies des howardites puis eucrites. De manière similaire, la pente la plus forte pour l'aile droite revient aux diogénites, suivies des howardites puis des eucrites. Tout ceci est en accord avec la discussion sur les centres de bande et leurs valeurs rapportées pour ces classes de météorites [Gaffey, 1997].

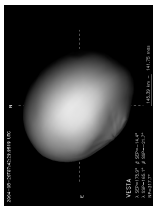
Si cette méthode de caractérisation spectrale par comparaison des ailes de bandes semble fonctionner graphiquement et produire des résultats cohérents avec les calculs de centre de bande, il est intéressant de procéder à un test plus rigoureux. Ainsi, j'ai essayé d'ajuster le spectre moyen des howardites avec un mélange de diogénites et d'eucrites (Fig. IV.24). Le fait de retrouver la forme de la bande des

³<http://www.planetary.brown.edu/relab/>

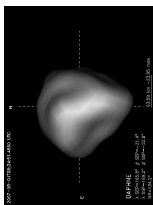
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



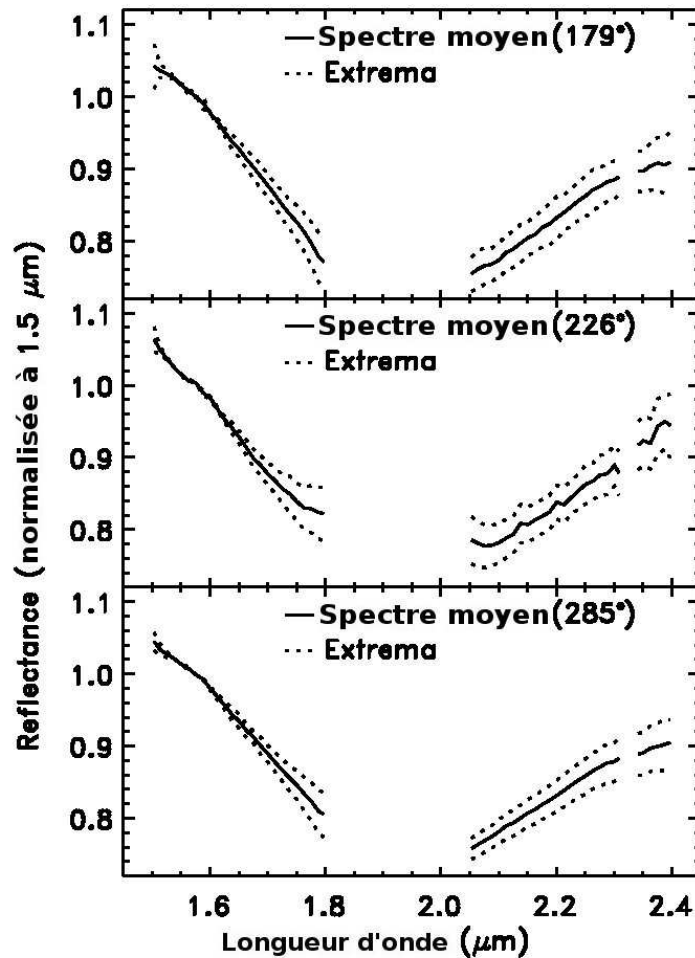


FIG. IV.22: Spectre moyen et extrema normalisés à l'unité à $1.5 \mu\text{m}$. Chaque cadre correspond à une géométrie donnée comme reporté sur la figure (voir Table IV.16). L'hétérogénéité de la surface de Vesta se voit ici par les différences forme présenté par la bande à 2 microns (vu ici par l'enveloppe des extrema en traits pointillés).

howardites avec cette méthode (pour des quantités raisonnables de diogénites et eucrites : $\sim 1/3, 2/3$) est un support fort à l'analyse des spectres de Vesta bien que la valeur du centre de bande soit inaccessible (pour tant que seule la minéralogie du pyroxène soit concernée). Fort de ce test, j'ai pu comparer les spectres de Vesta à ceux des météorites obtenus en laboratoire.

J'ai premièrement extrait les spectres de chaque spaxel, en incluant pour chacun la contribution des spaxels voisins. Le flux résultant est la moyenne de tous les spaxels inclus dans l'élément de résolution, pondérée par une gaussienne dont la déviation standard est fixée au seeing corrigé par OA mesuré sur les étoiles de référence (Table IV.16). Je présente tous ces spectres après division par leur pente spectrale en Fig. IV.23. Ensuite, j'ai ajusté à chacun de ces spectres une combinaison linéaire des spectres moyens des météorites diogénites et eucrites (dont la pente fut retirée de manière idoine à celle des spectres de Vesta). Le contraste (c'est à dire la profondeur de bande) de ces spectres moyens a été préalablement ajusté (par test de χ^2) à celui de chaque spectre de Vesta. Ceci afin de compenser les effets de profondeur de bande occasionnés par les différences de grains possibles entre les échantillons de laboratoire et la surface de Vesta. Je présente en Fig. IV.25 deux exemples de ces ajustements des spectres de Vesta par un mélange linéaire des spectres de météorites dont les proportions sont déterminées par moindre carré.

Au final, la surface de Vesta est globalement homogène avec la longitude, en accord avec les résultats



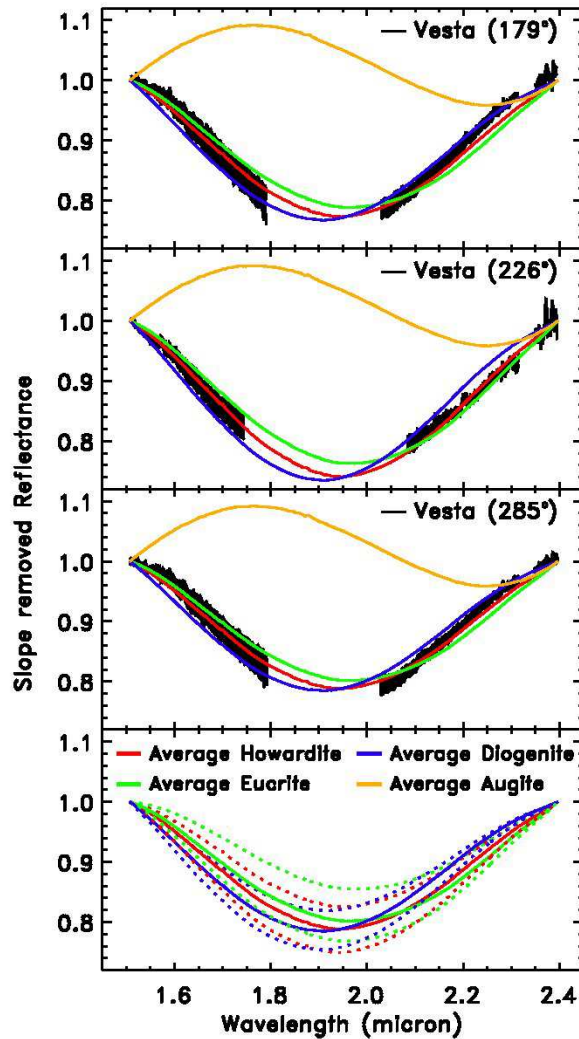
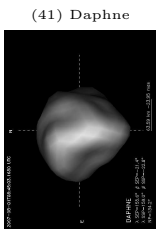
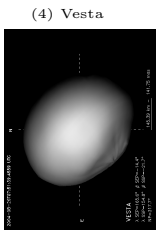
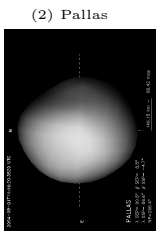


FIG. IV.23: Spectres de Vesta pour les trois observations effectuées avec le réseau H+K (voir Table IV.17) après division par leur pente moyenne (voir le texte). Chaque spectre représenté ici intègre la contribution de ses plus proches voisins contenus dans l'élément de résolution. Pour chaque observation, j'ai également représenté les spectres moyens des météorites HED et augites après division de leur pente moyenne et ajustement de leur contraste à celui de Vesta. Le dernier cartouche représente les spectres des météorites HEDs ainsi que leur déviation standard. Cette dernière est fortement influencée par les différences de tailles de grain [Hiroi et al., 1994], masquant ainsi l'influence de la minéralogie. Ainsi, même si les trois classes se chevauchent complètement près du centre de bande, elles se distinguent proche des bords. Par simple comparaison des spectres, on peut voir que la composition de Vesta ne va être faite ni de pure eucrite, ni de pure diogénite, mais plus d'un mélange (comme le spectre d'howardite présenté ici).

de Binzel et al. [1997] ne rapportant aucune variation de la bande à 1 micron sur la gamme de longitude observée ici. Ceci se traduit par une composition relativement homogène, faite de matériaux semblables aux météorites howardites (mélange de 1/3 de diogénites avec 2/3 d'eucrites, voir la Fig. IV.25). Néanmoins, j'ai pu remarquer la présence d'une tendance nord-sud où la quantité de diogénite s'accroît vers le sud. A l'extrême sud des observations à ma disposition (-50°), cette concentration atteint 50% du mélange. J'ai aussi pu noter la présence d'une plus forte concentration de diogénites dans les mélanges dans la zone située autour de ($180^\circ, -25^\circ$). La concentration en diogénites atteint 76% cette fois. À partir d'observation du disque intégré de Vesta au cours de sa rotation, Gaffey [1997] avait rapporté la présence



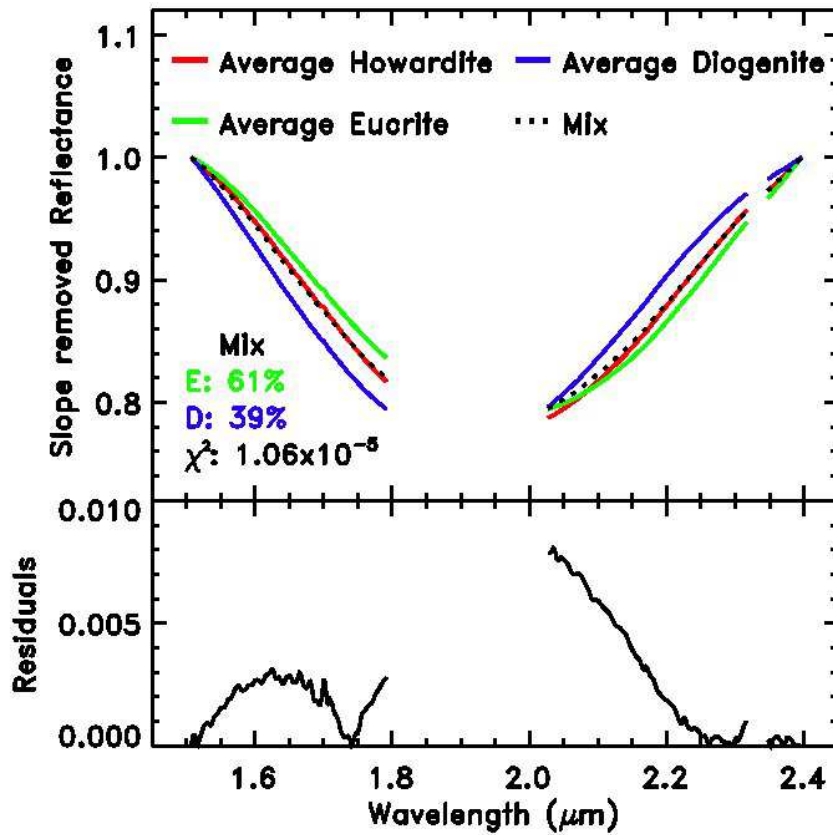


FIG. IV.24: Méthode d'étude minéralogique par ajustement de la forme de la bande à 2 micron du pyroxène. Cette méthode permet de quantifier les proportions respectives des météorites diogénites et eucrites nécessaires pour produire une forme donnée de bande d'absorption à 2 μm . Le cartouche du haut montre le spectre moyen des météorites Howardites, Eucrites et Diogénites (HED) utilisées dans mon étude. Le trait pointillé noir représente le meilleur ajustement des météorites howardites par un mélange de 39% de diogénites et 61% d'eucrites. Comme l'indique le χ^2 , ainsi que le cartouche du bas montrant les résidus de cet ajustement, la méthode permet parfaitement de retrouver le spectre des howardites.

d'un tel spot riche en diogénite à cette longitude. Les observations avec SINFONI nous permettent de confirmer la présence d'un tel ensemble et de le situer dans l'hémisphère sud de Vesta.

Finalement, aucune des régions observées ne suggère la présence de clinopyroxènes (pyroxènes riches en calcium) : le spectre des augites est en tout point différent de ceux de Vesta.

IV.3.d Analyse de la pente spectrale de (4) Vesta

La pente du continuum spectral dans le visible et le proche infrarouge peut être influencée par la composition ou les propriétés de la surface (taille de grain, porosité) et/ou par l'action du *space weathering*. Je présente dans cette section les mesures de la pente spectrale, puis discute ses possibles origines dans la section suivante (IV.3.e).

J'ai restreint l'analyse de la pente spectrale à l'intervalle défini par le réseau J (1.17-1.32 μm). En effet, les variations minéralogiques (détectées en section IV.3.c) peuvent élargir ou réduire la taille de la bande à 2 microns, affectant ainsi la mesure de la pente dans cette gamme de longueur d'onde (réseau H+K).

Premièrement, j'ai calculé la pente (par régression linéaire sur l'intervalle 1.17-1.32 μm) de chaque spectre inclus dans les spectro-cubes. Les spectres ont été extraits de manière similaire à celle présentée dans l'analyse de la composition (partie IV.3.c), avec les tailles d'éléments de résolution déterminées en



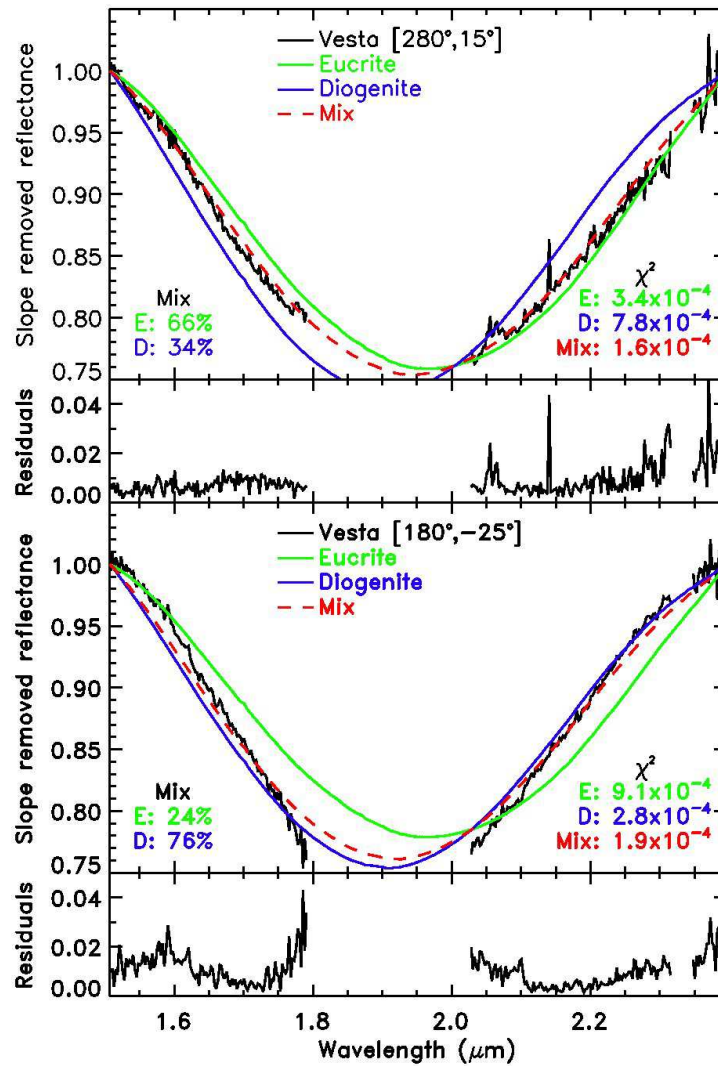
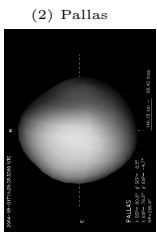


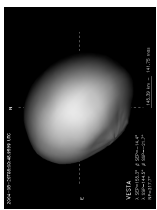
FIG. IV.25: Exemples d'ajustement d'un mélange de diogénites et d'eucrites aux spectres de Vesta. Pour chaque exemple, j'ai représenté les spectres des météorites, avec leur contraste ajusté. Ensuite, je reporte les valeurs des χ^2 mesurant l'écart entre le spectre de Vesta et celui des météorites ainsi que du mélange. Les proportions de diogénites et eucrites utilisées pour chaque mélange sont également rapportées. Finalement, je présente sous chaque ajustement leurs résidus. La première partie montre un exemple typique de la surface de Vesta, où un mélange de 2/3 d'eucrites avec 1/3 de diogénites (proche des météorites howardites donc) fourni le meilleur ajustement au spectre de Vesta. La seconde partie montre la petite zone riche en diogénites située autour de $(180^\circ, -25^\circ)$. Là, un mélange de plus forte concentration en diogénites ($\sim 3/4$) représente mieux (χ^2 environ 2 fois moindre) la bande à 2 microns de Vesta que le mélange précédent. La tendance nord-sud rapportée ici (voir le texte) suit la même tendance : la concentration en diogénites augmente vers le sud, jusqu'à atteindre 50%.

bande J (voir Table IV.16, de 90 à 70 km). J'ai ensuite créé une image fausse couleur pour chaque cube, où la valeur de chaque pixel correspond à la pente calculée au spaxel correspondant.

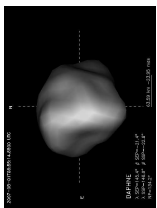
Ensuite, j'ai réalisé une carte à partir de ces images, en utilisant la projection cylindrique équidistante et les méthodes exposées dans le chapitre III.4. Bien que la faible résolution spatiale obtenue en Août empêche une description précise de la surface, j'ai remarqué que la partie est (limitée par la longitude 260° E) est sensiblement plus rouge que la partie ouest. C'est à dire que la pente spectrale y est légèrement supérieure : pentes de 0.6 à 0.8 à l'est contre 0.5 à 0.7 à l'ouest (l'erreur de mesure est négligeable devant les variations, bien que la pente absolue puisse être biaisée, voir ci-dessus :IV.3.b). Ceci est en accord avec



(4) Vesta



(41) Daphne





de précédents résultats qui indiquaient que cette région avait une forte pente spectrale dans le visible : par spectroscopie du disque intégré [Fig. 5 de Gaffey, 1997], courbes de lumière dans l'ultra-violet [Fig. 1 de Hendrix et al., 2003] et imagerie du disque apparent [marques A et B de la Fig. 3 de Binzel et al., 1997].

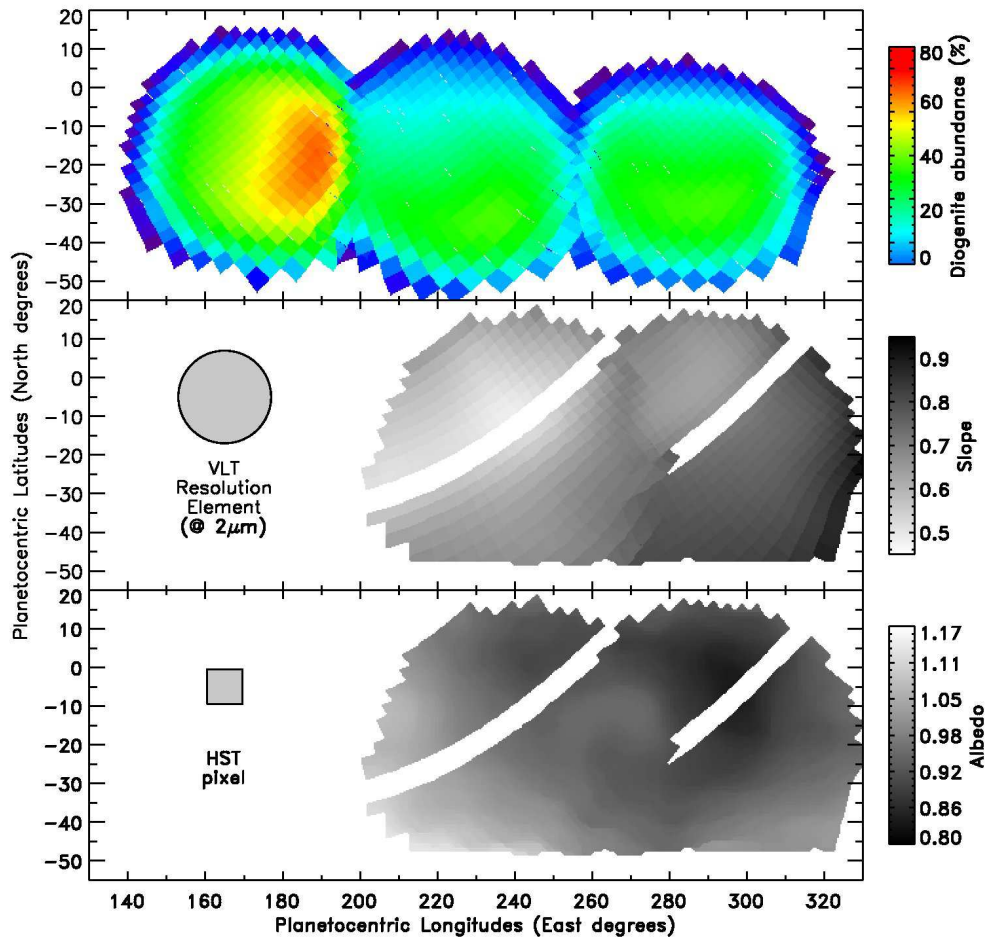


FIG. IV.26: Comparaison de la répartition de l'abondance en diogénite (*en haut*), de la pente spectrale (*au milieu*), et des marques d'albédo (*en bas*) [mesurée par le HST, Li et al., 2008], à la surface de Vesta. Je reporte la taille du plus petit élément de résolution obtenu au VLT (la taille de celui de la partie est se compare à la taille de la zone d'intérêt). Je présente aussi la taille des pixels lors des observations du HST [~ 39 km, Li et al., 2008], leurs observations ayant alors une résolution similaire (il faut 2 pixels pour échantillonner convenablement un signal). Les lignes diagonales non représentées dans la carte de pente spectrale correspondent aux lignes centrales des cubes. Je les ai éliminées de l'étude à cause du bruit bien supérieur qu'elles présentaient, interdisant toute analyse spectrale. La répartition en diogénite est constante suivant les longitudes, ainsi que celle en eucrite (obtenue par 100% - abondance en diogénite). Une petite région riche en matériaux similaires aux diogénites est visible autour de (180° , -25°). Les contours vus en bleu de la carte d'abondance sont des artefacts dus à la proximité du bord du disque apparent. L'incertitude sur l'abondance est évaluée à 10-20% à partir de l'analyse des régions communes aux divers cubes. Les pentes spectrales mesurées vont de 0.5 à 0.8 (voir également la Fig. IV.21) et l'échelle de gris est définie comme suit : les régions sombres correspondent aux fortes pentes spectrales et *vice versa* pour les régions claires.

Finalement, j'ai également projeté en carte les compositions en diogénites et eucrites déterminées par analyse de la bande à 2 micron (voir section IV.3.c). J'ai enfin comparé ces cartes avec :

- la carte d'albédo de Li et al. [2008], obtenue grâce à des observations réalisées avec le HST à 440 nm durant l'opposition de Vesta en 2007 [McFadden et al., 2007]. La partie commune entre leur



- étude et celle que je présente ici correspond à 14% de la surface totale de Vesta.
- b. la topographie de Vesta déterminée par [Thomas et al., 1997a].

Je présente ces cartes dans la Fig. IV.26, à l'exception de la carte topographique qui fut présentée par Thomas et al. [1997a]. La distribution géographique des différentes quantités montre qu'il n'y a aucune relation entre la distribution des matériaux (abondance en diogénites) et les autres paramètres : les coefficients de corrélation sont de 0.07, 0.22 et -0.04 entre la composition et la pente spectrale, l'albédo et la topographie respectivement. De manière similaire, je n'ai pas trouvé de relation entre la distribution de l'albédo et la topographie (coefficient de corrélation de -0.13). Finalement, deux tendances sont à noter :

- les régions de basse altitude ont des spectres rouges (coefficient de corrélation de -0.6)
- les pentes spectrales les plus fortes se situent dans les régions les plus sombres (coefficient de corrélation de -0.3)

IV.3.e Discussion

Pour résumer la situation, la surface de Vesta présente :

1. des fortes variations d'albédo [Binzel et al., 1997; Zellner et al., 2005]
2. des variations de pente spectrale dans le visible [Binzel et al., 1997] et le proche infrarouge (voir section IV.3.d)

Le domaine de longueur d'onde fourni par SINFONI étant limité, je ne peux complètement écarter une origine minéralogique à ces variations de pente spectrale et d'albédo observées. Néanmoins, sur la zone observée ici, ces variations ne peuvent être imputées à des variations de composition du pyroxène, composant principal de Vesta. Il est également à noter qu'aucune observation du disque intégré de Vesta n'a rapporté de variations spectrales dans la gamme de longitude considérée ici [voir Gaffey, 1997]. Deux relations reliant la pente spectrale avec la topographie et avec l'albédo sont remarquées. Je discute ici les possibilités de leur origine.

Vesta devrait-il être altéré par le space weathering ? la surface des corps du système solaire qui ne sont pas protégés par une atmosphère ou une magnétosphère est exposée au flux d'ions du vent solaire. Les effets spectraux dus à ce bombardement continu des ions du vent solaire et des particules interplanétaires (le *space weathering*) ont été étudiés afin de déterminer les liens entre les propriétés spectrales de météorites et les données spectroscopiques des astéroïdes. Ainsi, les expériences en laboratoire ont montré que le *space weathering* peut expliquer les différences spectrales observées entre la classe de météorite la plus peuplée, les chondrites ordinaires (OC), et la surface de leurs corps parents présumés (astéroïdes de type S) [Pieters et al., 2000; Sasaki et al., 2001; Marchi et al., 2005a; Strazzulla et al., 2005]. Le *space weathering* explique également les différences spectrales observées entre la couche superficielle et les roches enfouies à la surface de la Lune [Pieters et al., 2000; Blewett et al., 2007].

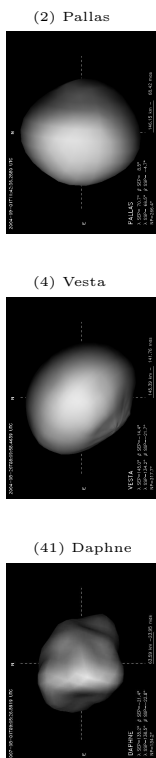
Simulant le bombardement ionique en laboratoire, Vernazza et al. [2006] exposèrent la météorite Bereba (une eucrite, dont l'origine présumée est Vesta) à un flux d'ions et montrèrent que son corps parent devrait être plus altéré qu'il n'apparaît (c'est à dire que son spectre en réflectance devrait être plus rouge et son albédo plus faible), comme déjà remarqué par le passé [e.g. Chapman, 2004]. Ceci est également visible en comparant (4) Vesta⁴ et les météorites HED dans un diagramme pente spectrale vs albédo (présenté en Fig. IV.27). Le choix de la comparaison de Vesta aux météorites achondrites est encore une fois dicté par la ressemblance minéralogique trouvée entre eux [e.g. McCord et al., 1970]. L'action du *space weathering* est illustrée dans cette figure par :

- le petit Vestöïde (4038) Kristina⁵, altéré par le *space weathering* [type Vw voir la taxonomie de DeMeo et al., 2009].
- l'eucrite Bereba [de Vernazza et al., 2006] avant (B₀) et après irradiation (B₁) en laboratoire.

J'ai premièrement cherché les tendances entre la pente spectrale et l'albédo (j'ai utilisé la valeur de la réflectance absolue à 0.55 μm pour cela) des météorites HED. Les coefficients de corrélation sont de

⁴données visibles de SMASS [Bus and Binzel, 2002b] et proche infrarouge de Vernazza et al. [2005]

⁵données visibles de SMASS et proche infrarouge de R. P. Binzel [communication personnelle]



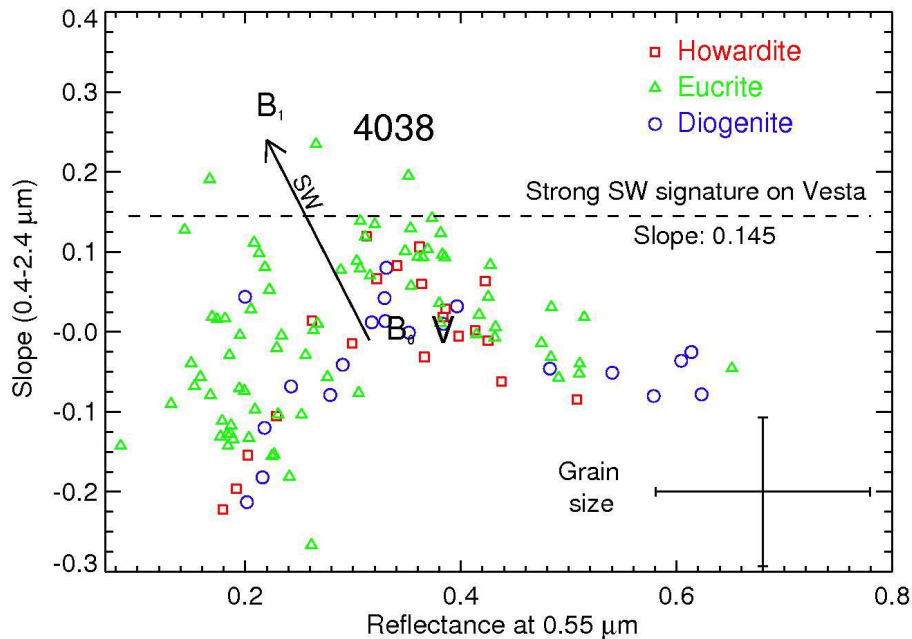


FIG. IV.27: Pente spectrale (déterminée sur le domaine 0.4-2.4 μm en fonction de la réflectance absolue (albédo) à 0.55 μm pour les météorites howardites (20) eucrites (76) et diogénites (20) cataloguées dans la base de donnée RELAB. Je rapporte ici les résultats d'irradiation sur la météorites eucrite Bereba, avant (B_0) et après (B_1) [extrait de Vernazza et al., 2006]. L'action du space weathering est symbolisée par la flèche noire reliant ces deux points. Le comportement global de (4) Vesta est également indiqué (par la lettre V) ainsi que celui du petit Vestoïde (4038) Kristina. Il est à noter que l'albédo de Kristina est inconnu à ce jour ; sa position sur l'axe des abscisses est donc arbitraire. Comme la composition de Vesta est similaire à celle des HED, et que 97.5% de celles disponibles sur RELAB ont une pente spectrale inférieure à 0.145 (traits pointillés horizontaux), toute région de Vesta ayant une pente spectrale supérieure à cette valeur limite doit être considérée comme affectée par le space weathering

0.5 pour les howardites, de 0.28 pour les eucrites et 0.14 pour les diogénites. De manière intéressante, ces valeurs sont strictement positives, bien que faibles, dénotant une variation jointe (l'albédo augmente en même temps que la pente spectrale). Ceci est particulièrement vrai pour les eucrites et les diogénites. L'action du space weathering génère une tendance opposée : diminution de l'albédo avec l'augmentation de la pente spectrale (soit une corrélation négative) ; comme celles trouvées pour Vesta.

À partir de la distribution de la pente spectrale des météorites HED, il est possible de déterminer une valeur limite de pente spectrale à partir de laquelle la surface de Vesta doit être considérée comme altérée par le space weathering. D'après l'analyse minéralogique présentée ci-dessus (section IV.3.c), la composante principale de la surface de Vesta semble être similaire aux météorites howardites, en accord avec les études précédentes [par exemple, Gaffey, 1997]. La ligne en traits pointillés de la Fig. IV.27 représente cette limite (pente spectrale de 0.145) qui représente la pente la plus forte mesurée pour les howardites (qui inclus également la pente la plus forte des diogénites). Cette limite englobe 97.5% des météorites HED disponibles sur RELAB. Seules trois météorites, les eucrites Padvarninkai (MB-TXH-096-A), LEW87004 (MP-TXH-079-A) et Bouvante (MP-TXH-090-A) présentent une pente plus forte.

Ensuite, (4) Vesta et (4038) Kristina ont des pentes spectrales très différentes (0.01 contre 0.26), ce malgré une composition similaire (globalement similaire aux météorites howardites et diogénites, voir l'analyse de bande présentée dans le Fig. IV.28). Alors que Vesta se situe au milieu du domaine des





météorites HED, la pente de (4038) Kristina le situe bien au-dessus de n'importe quel échantillon⁶. Ce résultat basé sur les domaines visible et proche infrarouge confirme ceux basés sur le visible uniquement [Hiroi and Pieters, 1998]. On peut enfin remarquer que la différence de pente spectrale observée entre (4) Vesta et (4038) Kristina est extrêmement similaire à celle entre la météorite Bereba avant et après irradiation (Fig. IV.27). Ceci est en réalité le cas général pour les Vestoides, dont la pente spectrale est bien plus importante que celle des HEDs mesurée en laboratoire, et ressemble plus à celle des sols lunaires [voir la Fig. 3 dans Hiroi and Pieters, 1998]. Ainsi, la forte pente spectrale des Vestoides, qui est bien supérieure à celle des météorites HED :

1. montre clairement que leur surface est altérée par le *space weathering* (avec la même différence de pente que celle observée entre les astéroïdes de type S et les météorites chondrites ordinaires) ;
2. supporte les résultats des expériences en laboratoire qui prédisent le rougissement des surfaces riches en pyroxène dans l'espace [Marchi et al., 2005a; Vernazza et al., 2006] ; et
3. renforce l'étrangeté de Vesta : pourquoi n'est-il pas rouge ?

Au vu de ces différents points, seuls deux scénarios peuvent à la fois expliquer l'aspect non altéré de Vesta, l'hétérogénéité de sa surface, les relations trouvées entre topographie, pente spectrale et albédo, et l'aspect altéré des Vestoides. Le premier scénario implique une migration du régolite à la surface de Vesta occasionnée par des activités sismiques [Shestopalov and Golubeva, 2008]. Le second prédit l'existence d'un champs magnétique fossile à la surface de (4) Vesta [Vernazza et al., 2006]

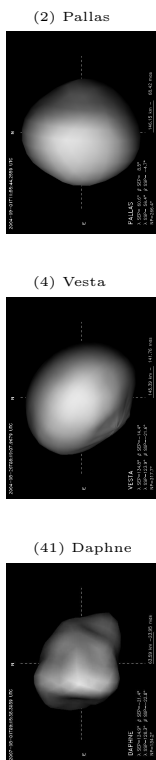
Activités sismiques : comme proposé par Shestopalov and Golubeva [2008], la relaxation dynamique du cratère géant situé au pôle sud peut produire des secousses sismiques sur le long terme. Asphaug [1997] avait calculé un temps dynamique d'environ 6×10^8 ans (cette valeur dépend fortement de la viscosité de la croûte de Vesta pour laquelle nous n'avons qu'une estimation grossière). Alors, le cratère pourrait ne pas être relaxé et produire des activités sismiques de nos jours. Un effet de ces secousses pourrait être des glissements de terrain, triant le régolite suivant l'altitude. Alors, le régolite affecté par le *space weathering* s'accumulerait dans les régions de basse altitude alors que du régolite serait continuellement découvert dans les régions de plus haute altitude. Ce scénario explique la relation trouvée ici entre la topographie et la pente spectrale, ainsi que l'hétérogénéité de la surface de Vesta et son aspect globalement non altéré par le *space weathering*. Dernier point, une telle activité sismique n'est pas attendue sur les Vestoides et ce scénario est donc compatible avec leurs couleurs.

Néanmoins, deux points sont problématiques : 1) le manque de corrélation entre l'albédo et la topographie et 2) l'âge du cratère. Dans l'hypothèse d'un tri du régolite, les matériaux altérés s'accumulent dans les régions de basse altitude (suggéré par la corrélation entre la pente spectrale et la topographie). Si ceci est vrai, alors la répartition en albédo et la topographie devraient également être liées, mais ce n'est pas le cas. L'autre point concerne l'échelle de temps : les simulations dynamiques liant Vesta et les Vestoides montrent que l'impact eu lieu il y a au moins 1 milliard d'années [Marzari et al., 1996; Carruba et al., 2005]. Cette durée excède le temps de relaxation dynamique par un facteur 2 au moins.

Champs magnétique: Vernazza et al. [2006] suggèrent l'existence d'un champs magnétique d'au moins 0.2 micro Tesla à la surface de Vesta (cette valeur est similaire à celle des champs magnétiques locaux trouvés sur la Lune, elle-même quelques centaines de fois inférieure à la valeur du champ magnétique terrestre). Ce champ magnétique pourrait être un champ fossilisé à l'intérieur de blocs de matériaux magnétisés. Le résultat serait alors une succession de magnétosphères locales. Dans ce cas, les ions du vent solaire pourraient atteindre la surface par les pôles de ces multiples champs magnétiques. Un tel scénario implique la présence de régions sombres et claires, associées à des variations de pente spectrale [suivant la tendance des pyroxènes irradiés, comme décrit par Marchi et al., 2005a; Brunetto et al., 2006].

De telles alternances des propriétés de surface ont déjà été observées sur la Lune, en absence de topographie : des régions claires (protégées du vent solaire ?) appelées "swirls" (lieu d'anomalie magnétique corrélé à une surface de fort albédo) ont été découvertes au milieu des sombres mers lunaires (non protégées ?) [voir par exemple Blewett et al., 2007; Richmond and Hood, 2008, et citations incluses].

⁶la pente spectrale moyenne pour les trois classes de météorites est respectivement : -0.02 pour les howardites, 0.00 pour les eucrites et -0.04 pour les diogénites (avec une déviation standard de 0.10, 0.10 et 0.07).



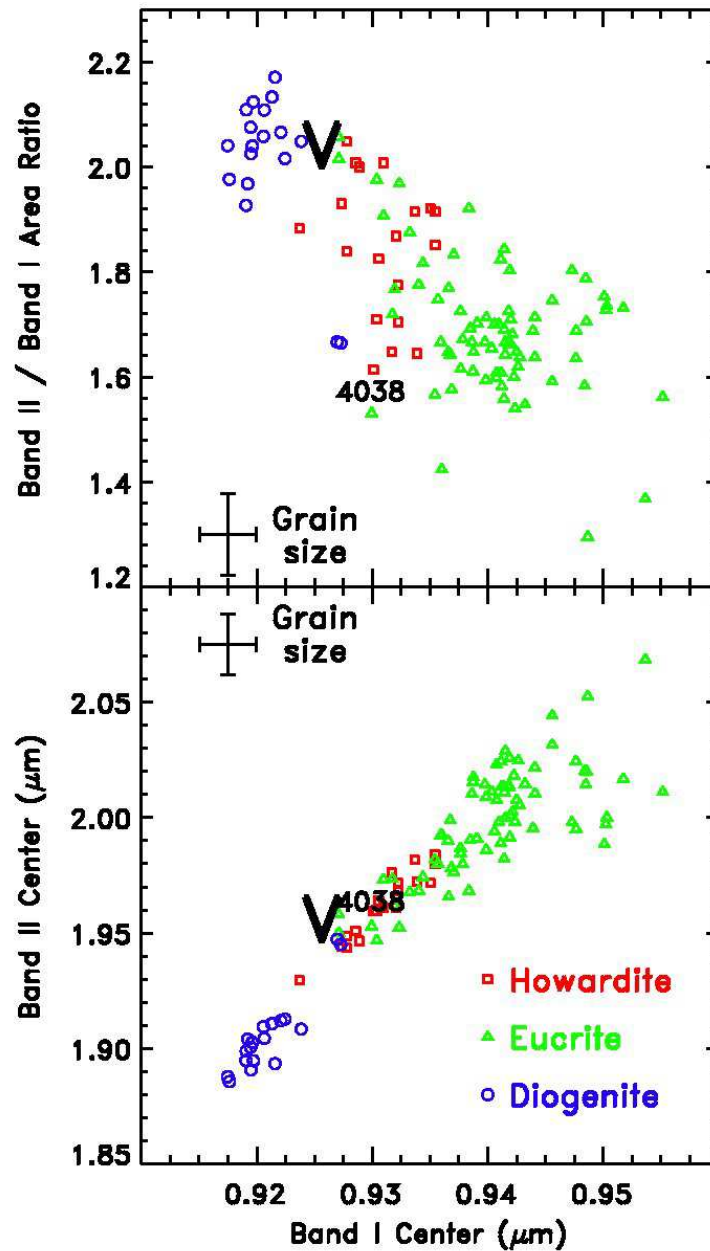
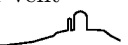


FIG. IV.28: *Cartouche du bas* : Centre de bande II du pyroxène vs le centre de la bande I [voir Gaffey et al., 2002, pour une description de cette méthode] pour les météorites HED présentes dans la base de données RELAB (20, 20, 76 échantillons respectivement). *Cartouche du haut* : Rapport de surface de bande (en anglais BAR) vs le centre de la bande I pour les mêmes échantillons. Étant donné que les spectres de la base de données RELAB s'arrêtent à $2.6 \mu\text{m}$, la bande à 2 microns n'est pas entièrement couverte pour certains échantillons, il est donc possible que leur BAR soit sous-évalué. Je reporte également la valeur de (4) Vesta dans le cas de son disque intégré et celle du petit Vestöide (4038) Kristina, permettant une détermination grossière de sa composition : principalement howardites et diogénite, comme son corps parent Vesta. Comme les échantillons de RELAB sont disponibles à diverses tailles de grain, je reporte l'influence de la taille des grains (déviations standard) sur chaque graphique.

On pourrait objecter contre ce scénario que les Vestöides, étant des morceaux éjectés de la croûte de Vesta, devraient également posséder un champ magnétique et donc être protégés des effets du vent





solaire. Néanmoins, même si les Vestoïdes possèdent un champ magnétique fossile, ils ne devraient pas être protégés de l'action du vent solaire. Ceci vient du fait que l'intensité d'un champ magnétique est inversement proportionnelle à la quantité de matériel aimanté, donc à l'inverse de la taille de l'objet au cube. Étant donnée la taille des Vestoïdes (< 10 km), la force du champ magnétique requise pour protéger leur surface devrait être bien plus grande (environ 1000 fois supérieure) à celle requise pour protéger la surface de Vesta ($0.2 \mu\text{T}$). Il est donc peu probable que les Vestoïdes soient protégés contre les effets du *space weathering*.

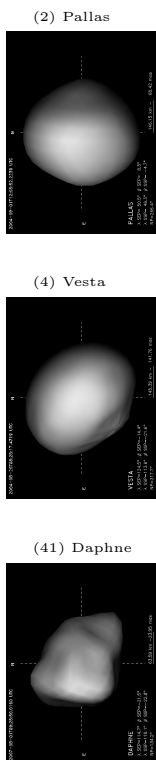
Ainsi, ce scénario peut à la fois expliquer l'aspect non altéré de Vesta sans conséquences sur les couleurs des Vestoïdes, l'hétérogénéité de la distribution en albédo et pente spectrale à sa surface, ainsi que leur corrélation. La présence champs magnétiques locaux, associé à une activité sismique, peut expliquer les propriétés de (4) Vesta.

Limitations observationnelles : bien que l'analyse et les conclusions qui s'en suivent soient celles qui semblent les plus logiques et probables, elles souffrent de limitations observationnelles :

- **Domaine spectral :** la pente spectrale a été calculée sur un intervalle spectral réduit (1.17 - $1.32 \mu\text{m}$), et l'analyse minéralogique n'a sondé qu'un intervalle limité (1.5 - $1.8 \mu\text{m}$ et 2.05 - $2.4 \mu\text{m}$). Ainsi, les tendances de pente spectrale et albédo peuvent être induites par des différences de composition non détectées. Néanmoins, la gamme de longitude étudiée ici a été rapportée comme homogène à partir de son observation par spectroscopie du disque intégré de Vesta [Gaffey, 1997].
- **Résolution spatiale :** les cartes d'albédo et de pente spectrale sont toutes les deux limitées par une résolution spatiale "*macroscopique*" (de l'ordre de quelques dizaines de kilomètres). Par exemple, la résolution spatiale obtenue en Août (partie est) est si faible qu'aucune variation ne peut être vue, entraînant une pente uniforme de 0.7 . Plus important encore, cette limitation en résolution empêche la recherche d'un lien topographique avec ces marques d'albédo (par exemple de jeunes cratères ou des terrains très pentus). De même, la morphologie détaillée des marques d'albédo brillantes ne peut être utilisée pour reconnaître des swirls [dont la forme est extrêmement typique Blewett et al., 2007]. Ainsi, le swirl lunaire le plus étendu (Reiner Gamma Formation) est environ de même taille (87×110 km) que l'élément de résolution le plus petit obtenu ici (90×90 km).
- **Région observée :** les observations présentées ici ne couvrent qu'une petite portion de la surface de Vesta située autour du méridien 260°E , correspondant à l'hémisphère "sombre" de Vesta [see Binzel et al., 1997; Li et al., 2008]. Afin de mieux caractériser la relation entre la pente spectrale et l'albédo, des observations spectroscopiques couvrant une plus grande portion de la surface de Vesta (particulièrement les régions fortement contrastées en albédo) sont nécessaires. Dès le début de ma thèse, nous avons proposé de telles observations avec Pierre Vernazza à l'ESO, malheureusement sans succès.

Étant données ces remarques, il est difficile de conclure de manière définitive sur les relations entre l'albédo, la pente spectrale, la composition et la topographie. Néanmoins, les données indiquent un lien entre l'albédo et la pente spectrale, ainsi qu'entre la topographie et la pente spectrale. Ces relations ne pouvant être reliées à la composition, je suggère qu'elle sont reliées à des processus inhibant/effaçant l'effet du *space weathering* à la surface de Vesta [en accord avec les résultats de Binzel et al., 1997]. Ni le domaine spectral (1.17 - $1.32 \mu\text{m}$ pour le calcul de pente), ni la résolution spatiale (≥ 100 km), ni la couverture spatiale (14% de la surface de Vesta) ne permettent de conclure en toute confiance.

Néanmoins, les méthodes exposées ici, appliquées à des données possédant une meilleure résolution spatiale ainsi qu'une couverture spectrale plus étendue permettraient sûrement de répondre à la question de l'immunité de Vesta au *space weathering*. De telles données vont être fournies par la mission Dawn, dès 2011. La présence d'un magnétomètre à bord de la sonde aurait été l'instrument parfait pour tester ce scénario, mais cet instrument ne fait malheureusement pas partie de la charge utile de Dawn. L'existence ou non d'un champ magnétique à la surface de Vesta pourra néanmoins toujours être testée en étudiant la corrélation entre la pente spectrale et l'albédo en l'absence de variation de composition et de topographie ainsi qu'exposé ici.





IV.3.f Conclusions

Cette étude constitue la première observation du disque résolu d'un astéroïde par spectro-imagerie depuis le sol. Les observations de (4) Vesta ont été obtenues dans le proche infrarouge (1.1-2.4 μm) avec SINFONI au VLT de l'ESO. Ces observations ne couvrent qu'une petite fraction de la surface de Vesta (environ 16% et 23% pour les observations en J et H+K) avec une résolution spatiale équivalente maximale de $\sim 90 \times 90$ km. La composition de Vesta est globalement compatible avec celle des météorites howardites, bien que la présence d'une petite région de composition plus proche à celle des diogénites soit suggérée autour de (180°E, -25°S). On notera que la gamme spectrale étudiée n'est pas sensible à la présence d'olivine.

J'ai étudié la relation entre les distributions spatiales de la pente spectrale (dans le proche infrarouge) et de l'albédo visuel et trouvé une tendance marginale : la pente spectrale devient plus forte avec les plus faibles albédo. Cette tendance confirme les résultats de Binzel et al. [1997] basés sur des observations en imagerie réalisées avec le HST dans le visible. Néanmoins, la résolution et la couverture spatiale limitées interdisent toute conclusion définitive. Ainsi, je ne peux conclure sur l'origine des fortes variations d'albédo présentes à la surface de Vesta. Cependant, la méthode décrite ici fournit un moyen d'étudier les variations de composition ou d'âge (en terme de *space weathering*). L'application des méthodes présentées ici sur les données fournies par la sonde Dawn de la NASA dont l'arrivée en orbite de (4) Vesta est prévue pour Octobre 2011 permettra certainement de statuer sur l'origine des variations d'albédo et de pente spectrale à la surface de Vesta.



IV.4 L'astéroïde (41) Daphne

IV.4.a Vers une étude statistique des astéroïdes

La population des petits corps est tellement importante (Table I.1) que sa compréhension doit nécessairement passer par une analyse statistique de ses membres. Les corps les plus grands comme (1) Cérés ou encore (4) Vesta sont des exceptions car ils présentent des caractéristiques plus évoluées et nous renseignent sur les processus de formation planétaire. Mais l'étude individuelle de la grande majorité des astéroïdes ne présente *a priori* que peu d'intérêt : la connaissance des propriétés physiques d'un astéroïde donné trouve son attrait dans l'information apportée sur l'ensemble de la population et non sur l'objet lui-même. À titre d'exemple, l'étude des coordonnées du pôle de rotation des astéroïdes (311) Claudia et (321) Florentina (entre autres) est plus intéressante pour les informations qu'elle nous apporte sur l'effet YORP au sein de la famille de Koronis [Slivan et al., 2003] que pour la connaissance de l'orientation de ces astéroïdes.

C'est dans ce sens que les grands projets de catalogues de l'ensemble de la sphère céleste comme Gaia ou Pan-STARRS vont jouer un rôle crucial dans l'étude des petits corps. En effet, la détection de plusieurs dizaines de milliers d'astéroïdes, ainsi que la mesure des dimensions, de la taille et des vecteurs de rotation d'entre 10 000 et 100 000 astéroïdes est attendue [Durech et al., 2005; Mignard et al., 2007]. Le retour scientifique sur la dynamique des petits corps, sur les forces non gravitationnelles (telles que Yarkovski et YORP), leur masse [Mouret et al., 2007]... va être considérable. Néanmoins, dans le cas de Gaia, le mode de prise de données est très particulier, et ne fournira qu'une seule dimension par observation. Une évaluation poussée des biais possibles est alors nécessaire avant même le lancement de la mission (prévu pour 2012). Dans le cas contraire, toutes les déterminations pourraient être faussées et rendre cet ensemble de détermination d'un intérêt limité. Ce fut le cas par exemple des mesures du diamètre de 2228 astéroïdes par le satellite IRAS pour lesquels des biais atteignant 20% ont été trouvés [e.g. Marchis et al., 2006a]. Ainsi, si les diamètres IRAS fournissent une détermination de la taille absolue de ces astéroïdes, celle-ci est grossière et demande à être affinée au cas par cas.

Les images du disque résolu fournissent une mesure directe (au contraire des mesures photométriques fournies par IRAS, Gaia ou Pan-STARRS) et précise des dimensions et de la forme des astéroïdes (voir chapitre III.3.c). Alors, l'analyse d'un ensemble statistiquement conséquent d'astéroïdes par imagerie fournit une base de calibration pour tous les projets photométriques à venir [voir Carry, 2008]. Les propriétés physiques d'environ 200 astéroïdes peuvent être dérivées avec la méthode KOALA (chapitre III.3) avec les grands télescopes actuels (miroir de 10 m). De plus, l'imagerie permettant la détection de satellites (chapitre I.3.a), l'observation de ces 200 astéroïdes fournit également une base statistique sur la binarité des astéroïdes.

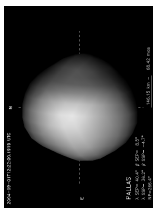
IV.4.b Observations

Je participe à un programme d'observation dont le but est d'imager tous les astéroïdes dont le disque apparent peut être résolu depuis la Terre et à chercher d'éventuels satellites [voir Conrad et al., 2009, pour quelques exemples de résultats]. Ce programme utilise les grands télescopes au sol équipés d'OA comme le W. M. Keck, le Gemini et le VLT, nécessaires pour obtenir la résolution angulaire requise à l'étude des astéroïdes dont le diamètre (angulaire) est compris entre 100 et 500 mas.

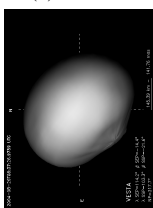
L'astéroïde (41) Daphne fut observé dans le cadre de ce programme en Janvier 2008, puis en Mars de la même année au W. M. Keck. La distance Terre-Daphne étant particulièrement favorable durant cette opposition (l'orbite de Daphne est fortement excentrique : $e = 0.27$), nous avons pu découvrir un satellite orbitant autour de Daphne [Conrad et al., 2008]. Afin de contraindre l'orbite de ce satellite et donc déterminer la masse du système, nous avons ensuite obtenu du temps supplémentaire pour imager ce système au W. M. Keck et au VLT en Avril et Mai. Je résume les conditions d'observation pour chaque date dans la Table IV.19. Je reporte également les informations sur les PSFs observées dans la Table IV.20, fournissant une évaluation de la qualité de la correction de l'OA au moment des observations.

Les observations furent réalisées avec les instruments NIRC2 au W. M. Keck et NACO au VLT avec une échelle de 9.942 ± 0.050 et 13.27 ± 0.050 mas par pixel respectivement. Les configurations des instruments (filtres...) sont listées dans la Table IV.21. J'ai ensuite réduit les données en utilisant la

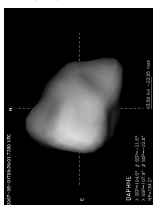
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



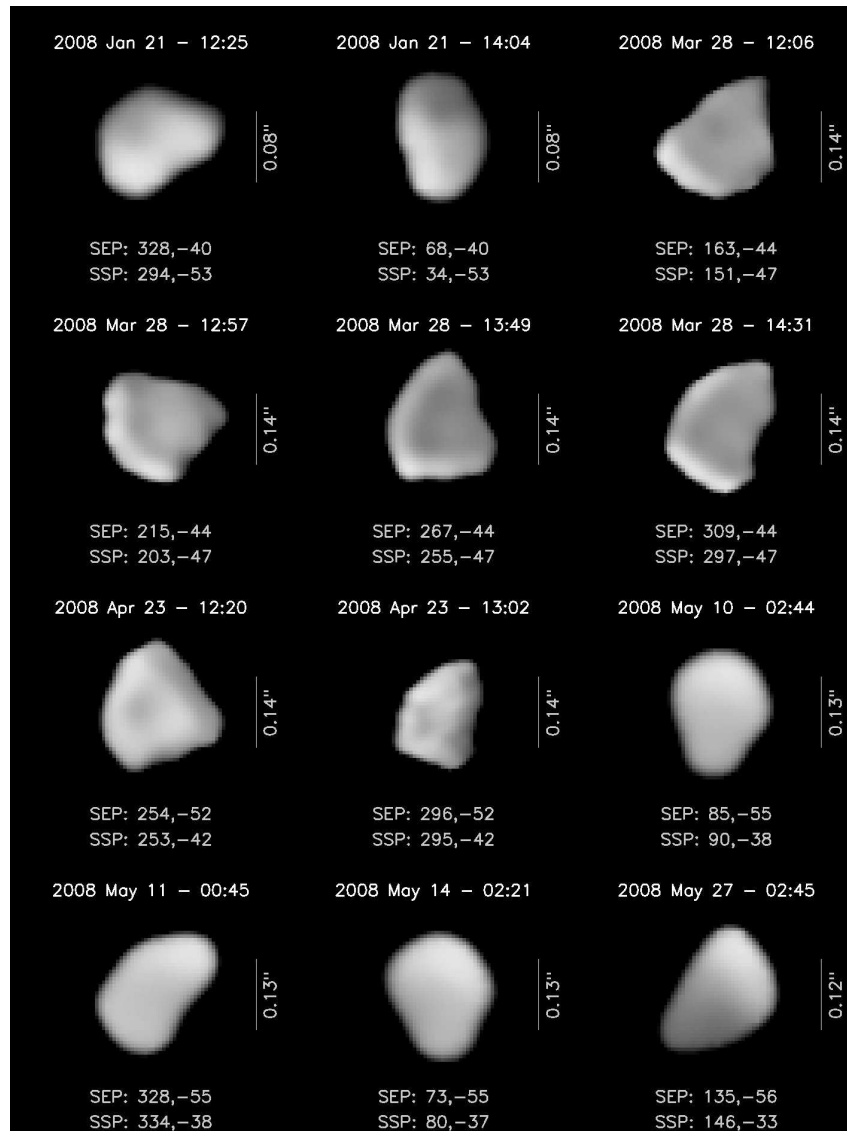


FIG. IV.29: Exemples d'images de (41) Daphne obtenues en bande K au W. M. Keck et VLT. Toutes les images ont été alignées de manière à avoir la projection de l'axe de rotation de Daphne vertical, pointant vers le haut. La date, l'heure et les coordonnées des SEP et SSP sont rapportées pour chaque image. Le diamètre apparent de Daphne est représenté à taille constante ici afin de suivre les structures à sa surface lors de la rotation. Les échelles situées à droite de chaque vue permettent d'évaluer la taille effective de (41) Daphne lors des observations. Les choix de contraste et de luminosité sont ici arbitraires, de manière à faire ressortir les marques d'albédo à la surface. Les sursauts de luminosité parfois présents sur le contour des images sont des artefacts provenant de la déconvolution (voir le chapitre III.1 pour plus de détails).

méthode présentée dans le chapitre II.4, puis restauré leur résolution angulaire optimale en appliquant l'algorithme de déconvolution Mistral (chapitre III.1). Au final, j'ai obtenu 219 images de (41) Daphne, couvrant 17 géométries (listées dans la Table IV.19) entre Janvier et Mai 2008. Une date supplémentaire fut observée le 2 Juin 2008, mais les conditions atmosphériques étaient médiocres et je n'ai pas utilisé ces données pour contraindre les propriétés physiques de Daphne. Je présente quelques exemples de ces images dans la Fig. IV.29 La résolution angulaire de ces images est rapportée dans la Table IV.21, évaluée par λ/D , avec λ la longueur d'onde de l'observation et D le diamètre du miroir primaire du télescope.



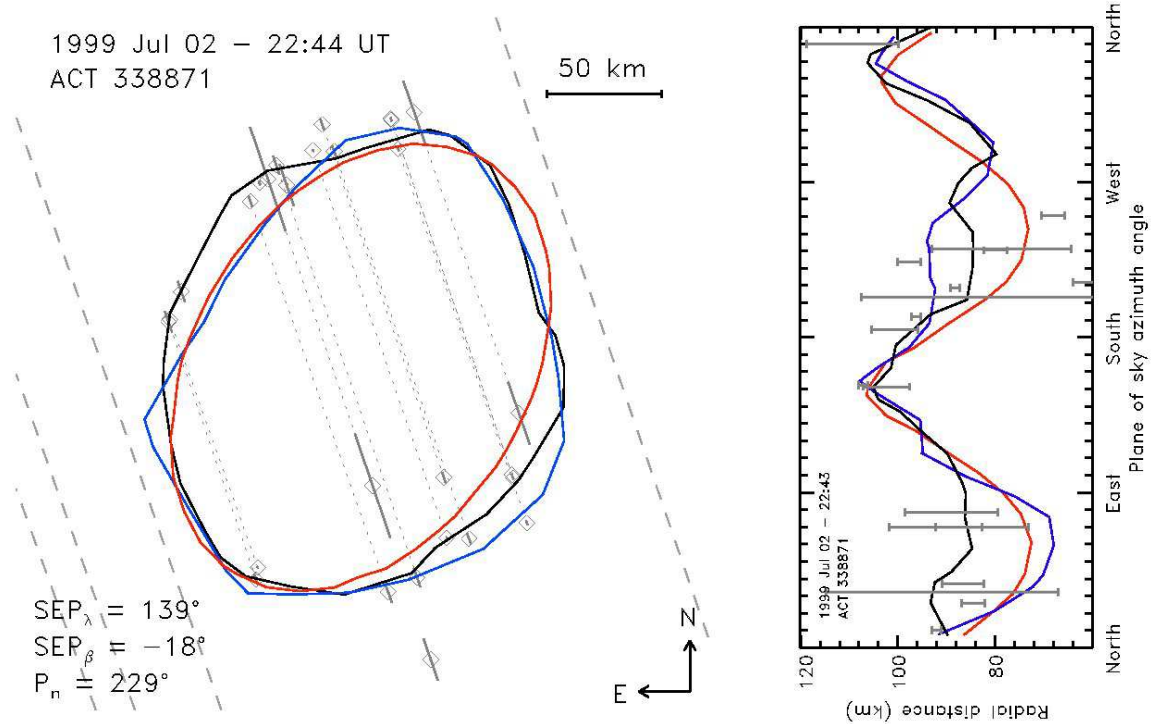
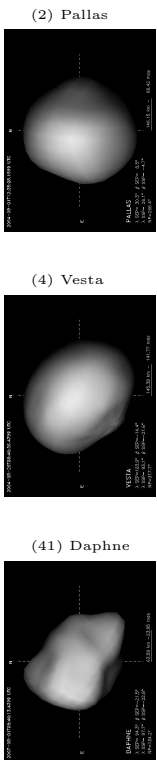


FIG. IV.30: Occultation de l'étoile ACT 338871 par (41) Daphne le 2 Juillet 1999, représentée dans le plan du ciel à gauche et en représentation azimutale à droite (comme décrit dans le cas de Pallas dans les Figs IV.14 et IV.15). J'ai utilisé la méthode de Berthier [1999] pour convertir les temps de disparition et réapparition de l'étoile [fournis par Dunham and Herald, 2008] en segments dans le plan du ciel. Les lignes discontinues grises représentent des cordes négatives (étoile non occultée), les pointillés gris les cordes observées et les traits gris leur incertitude associée. Les losanges marquent les instants exacts rapportés par les observateurs. Les lignes continues montrent l'aspect prédit des trois modèles présentés ici : en rouge le modèle ellipsoïdal, en bleu le modèle obtenu par inversion de courbes de lumière (aux dimensions ajustées au diamètre IRAS) et en noir le modèle obtenu par KOALA. La petite corde située au sud de Daphne est un événement secondaire rapporté par un seul observateur. Cette corde constitue effectivement une détection du satellite de Daphne qui nous a permis de mieux contraindre sa période orbitale (voir Fig. IV.36).



IV.4.c Comparaison des méthodes et biais associés

Je présente ici une comparaison des résultats fournis par : 1) l'inversion de courbes de lumière [Kasalainen et al., 2002b], 2) l'étude de l'évolution du limbe à partir d'images du disque résolu (hypothèse d'ellipsoïdité, voir chapitre III.2.b), et 3) la méthode KOALA (chapitre III.3). Le but est d'évaluer l'importance relative des erreurs systématiques par rapport aux erreurs "internes" dans la détermination des coordonnées du pôle, de la forme et des dimensions. Je m'appuie pour cela sur l'occultation de l'étoile ACT 338871 le 2 Juillet 1999 par (41) Daphne (Fig. IV.30). Cette occultation est malheureusement la seule disponible avec plus de deux cordes observées. Bien que la forme fournie par les occultations stellaires ne soit pas dépourvue de biais (chapitre I.3.a), elle n'en constitue pas moins un moyen indépendant de contrôle des résultats obtenus (orientation générale du pôle de rotation et forme à un instant donné).

Coordonnées du pôle : on peut voir dans la Table IV.22 l'accord complet entre les trois méthodes sur les coordonnées du pôle. En effet, les trois solutions ne sont différentes que de 2° au plus. De plus, l'orientation des modèles de forme au moment de l'occultation de Juillet 1999 (Fig. IV.30) est en accord avec le tracé des cordes alors obtenues, confirmant les solutions rapportées. Comme les approches par inversion de courbes de lumière et par imagerie seule (évolution du limbe) sont radicalement différentes





et se basent des données observationnelles distinctes, leur accord à un tel niveau de précision montre que la détermination des coordonnées du pôle n'est pas biaisée. La même conclusion s'applique à la méthode KOALA et ainsi, bien que les incertitudes rapportées dans la Table IV.22 ne tiennent compte que des erreurs internes, ces valeurs peuvent être assimilées à l'incertitude absolue atteignable (les erreurs systématiques étant nulles ou très faibles). La plus grande précision obtenue sur la période de rotation par KOALA est le simple résultat d'une plus longue base temporelle des données : de 1976 pour les premières courbes de lumière à 2008 pour les images à haute résolution angulaire. Ainsi, un changement de seulement 10^{-6} h sur la période se traduit en une différence de rotation de 16° après 30 ans, détectable sur les images et les courbes de lumière. Tout ceci montre :

- que les coordonnées des pôles déduites par ces trois méthodes sont fiables et
- que le pôle et la période sidérale de (41) Daphne sont maintenant complètement contraints.

Dimensions : je compare ensuite les résultats de détermination des dimensions dans la Table IV.23. Les dimensions rapportées pour l'inversion de courbes de lumière (LC) sont basées sur une mise à l'échelle du modèle au diamètre IRAS [Tedesco et al., 2002, 2004, avec la mise à jour des magnitudes absolues]. Premièrement, l'accord en terme de rayon moyen est parfait (inférieur à $1-\sigma$) à partir des mesures OA. Ces valeurs sont également en accord avec le diamètre de 181 km déterminé par les mesures IRAS. Mais cet accord s'arrête là car les dimensions des axes (qui représentent la forme globale de Daphne) montrent des écarts supérieurs aux incertitudes. Ceci révèle clairement l'existence d'erreurs systématiques dans ces méthodes. J'ai alors essayé d'évaluer leur importance relative grâce aux cordes d'occultations (Fig. IV.30). Bien qu'une seule occultation stellaire soit disponible pour (41) Daphne, celle-ci fut bien couverte et nous permet de remarquer plusieurs points :

1. la meilleure représentation de la silhouette dessinée par les cordes d'occultation provient du modèle dérivé par KOALA.
2. le modèle dérivé par évolution du limbe est trop petit suivant la direction des cordes (SO-NE). En considérant l'orientation de Daphne lors de l'occultation, ceci se traduit par une sous estimation du petit axe c dans cette représentation (le rapport b/c est donc surestimé).
3. la forme conique du modèle obtenu par inversion des courbes de lumière est trop pointue pour rendre compte des cordes d'occultation.

J'interprète ces différences ainsi : l'hypothèse d'une forme régulière ellipsoïdale n'est pas valide dans le cas de (41) Daphne. En effet, les grandes concavités présentes à sa surface (voir la description du modèle de forme dans la partie IV.4.d) produisent de grandes zones ombrées à grand angle de phase (comme lors des observations de Janvier 2008 : $\alpha = 26^\circ$). La représentation en ellipsoïde va alors sous-estimer l'effet de l'angle de phase et la détermination des dimensions sera alors biaisée. Néanmoins, les volumes dérivés par les trois méthodes sont en parfait accord. Ceci montre que si la modélisation par un ellipsoïde ne parvient pas à rendre compte convenablement de la forme (générale) d'un astéroïde si celui-ci est trop irrégulier, l'évaluation de son volume reste pertinente.

Dans le cas de l'inversion de courbes de lumière, la condition imposée de convexité [pour raison de convergence de l'algorithme Kaasalainen and Torppa, 2001] va nécessairement introduire un biais dès lors que d'importantes concavités sont présentes. Dans le cas présent, la forme conique trop prononcée indique que les rapports a/b et b/c sont surestimés : les différences entre les dimensions déterminées par inversion de courbes de lumière et par KOALA sont en effet de 4.5, -5.5 et -3.8% Ceci pose à nouveau la question de la validité de l'approche convexe soulevée au chapitre I.3.a. Aucune incertitude n'est associée aux dimensions et à la forme dans l'inversion de courbes de lumière ; néanmoins, les résultats obtenus ici montrent que si les dimensions sont biaisées, leur valeur se trouve à environ 5% de la meilleure solution. Il faudrait plus d'exemples pour tirer des conclusions solides, mais étant donnée la forme hautement non convexe de Daphne, une limite supérieure d'environ 10% me semble raisonnable pour l'incertitude liée aux axes des modèles tirés des courbes de lumières.

Modèle de forme : je présente dans les Figs. IV.31 et IV.32 l'ensemble des courbes de lumière utilisées par Kaasalainen et al. [2002b] et pour la présente étude avec KOALA. J'ai également représenté

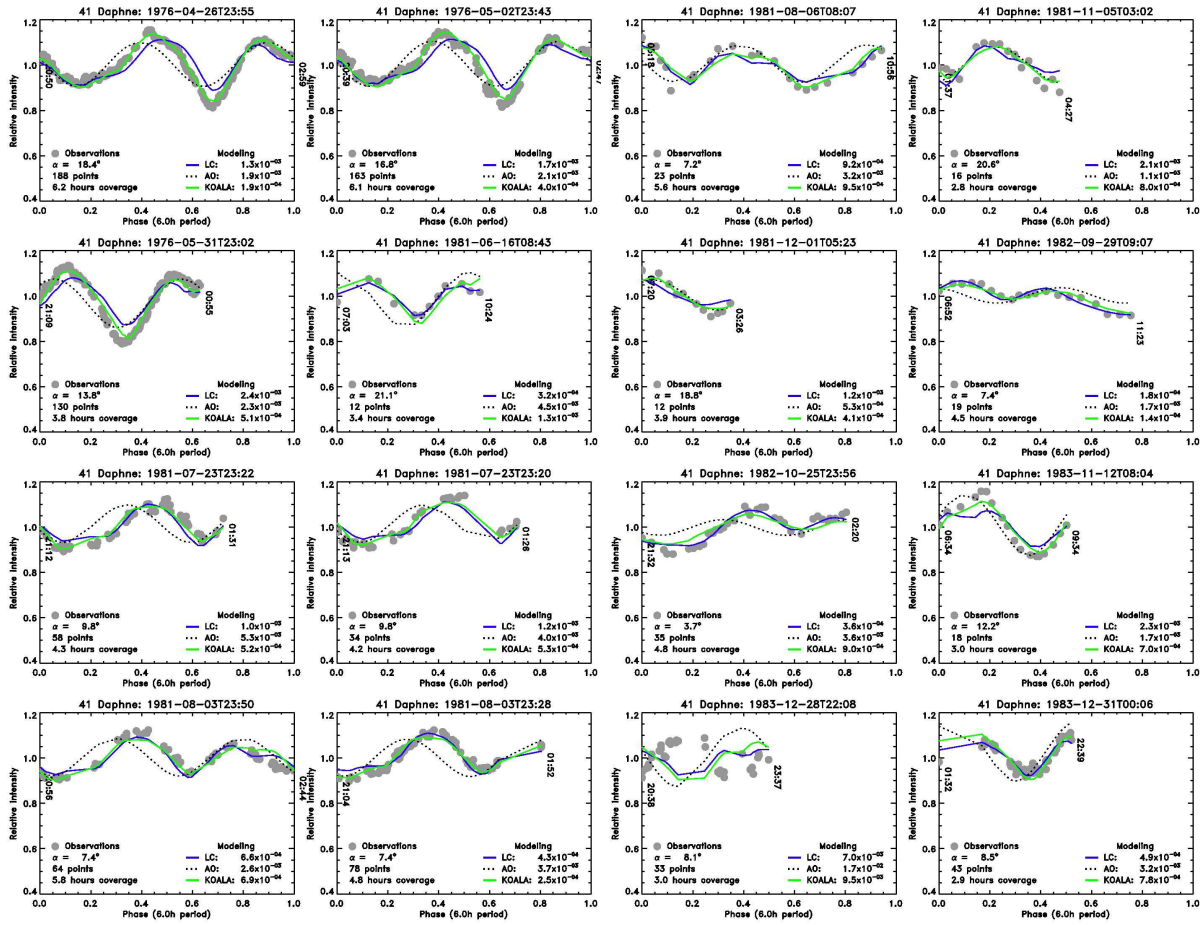
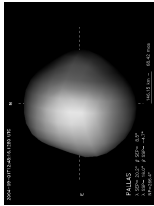


FIG. IV.31: Ensemble des courbes de lumière de (41) Daphne utilisées dans cette étude. Cette figure présente les observations de 1978 à 1983 et la Fig. IV.32 celles de 1984 à 1988. L'aspect asymétrique des courbes de lumières indique une forme très irrégulière et fut même interprété à tort comme indiquant que (41) Daphne était un astéroïde binaire [Kaasalainen et al., 2002b]. Pour chaque courbe de lumière (pointillé gris), je représente les courbes de lumière synthétiques provenant des trois modèles présentés dans la partie IV.4.c : courbes de lumière (LC - en bleu), imagerie avec hypothèse d'ellipsoïdité (AO - pointillés noirs) et KOALA (en vert). Pour chacun de ces modèles, je reporte le χ^2 pour chaque observations. Quelques informations basiques sont également listées pour chaque observation, comme l'angle de phase, la durée de l'observation et la densité de mesure (nombre de points).

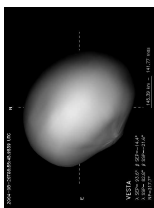
les courbes synthétiques produites par les trois modèles de forme associés aux trois méthodes (simplement libellés LC, AO et KOALA et présentés dans la Fig. IV.33. Le modèle obtenu par KOALA est disponible de manière animée dans l'annexe A.3). La qualité du rendu des courbes de lumières va croissante du modèle ellipsoïdal (AO), au convexe (LC), puis au concave (KOALA). Ceci illustre parfaitement l'influence des hypothèses de moins en moins contraignantes pour ces trois méthodes, laissant ainsi une plus grande liberté au modèle de forme pour décrire la forme réelle de l'astéroïde (point confirmé par l'occultation stellaire, Fig. IV.30).

La forme imposée dans la représentation ellipsoïdale produit des courbes de lumières symétriques et interdit toute description de la forme. Cette représentation est donc la moins à même de décrire la forme d'un corps irrégulier (qui est le cas général). Ensuite, l'inversion de courbes de lumière produit un meilleur résultat puisque le modèle est construit de manière à les ajuster. Néanmoins, l'hypothèse de convexité se révèle ici trop forte et l'ajout d'une autre source de donnée (les images) montre que le modèle ne décrit pas correctement la forme réelle de l'astéroïde (l'information contenue par les courbes

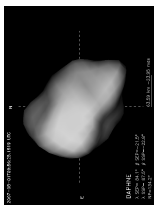
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



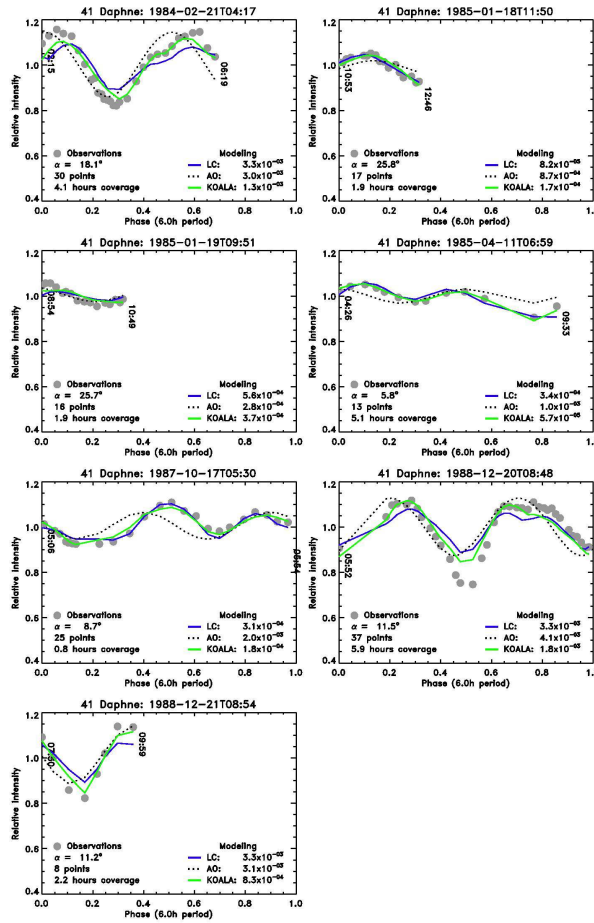
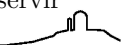


FIG. IV.32: Suite de la Fig. IV.31 pour les courbes de lumière de 1984 à 1988.

de lumière n'est assez contraignante ici). Seule l'approche combinée des images et des courbes de lumière fournit une description satisfaisante, dont les résultats sont également en accord avec une troisième source d'information (occultation).

Bien que les résultats obtenus avec KOALA soient très encourageant [voir également Descamps et al., 2009]; il est déjà possible de voir où cette méthode trouvera sa limite : l'albédo est supposé uniforme à la surface. Ainsi, si aucune mesure de la forme n'est fournie par des images, une marque d'albédo peut être interprétée à tort comme une dépression, comme précédemment discuté dans le cas de (2) Pallas. Néanmoins, comme seule une faible minorité de petits corps présente des hétérogénéités sur leur surface, ce point reste mineur. En effet, il est communément attendu que la plupart des petits corps ne présente aucune variation de surface, les observations réalisées jusqu'à présent ne recensant qu'une poignée d'objets hétérogènes [Jewitt, 2008].

Conclusions : chacune des trois méthodes étudiées ici semble déterminer les coordonnées des pôles de rotation des astéroïdes avec une précision de quelques degrés de manière non biaisée. Ensuite, la méthode KOALA est la seule à ajuster convenablement l'ensemble des sources de données : courbes de lumière, images et occultations stellaires. L'inversion des courbes de lumière ne peut déterminer la taille absolue des corps (et donc leur volume) et la représentation en ellipsoïde ne peut décrire correctement la forme d'un corps dès lors que celui-ci est irrégulier. Néanmoins, les hypothèses des méthodes s'appuyant uniquement sur les courbes de lumière ou sur les images du disque résolu étant plus fortes, elles permettent de travailler sur un ensemble de données plus réduit. Ainsi, l'hypothèse d'ellipsoïdité permet de déterminer le volume d'un astéroïde de manière non biaisée; et les dimensions et coordonnées du pôle peuvent ensuite servir



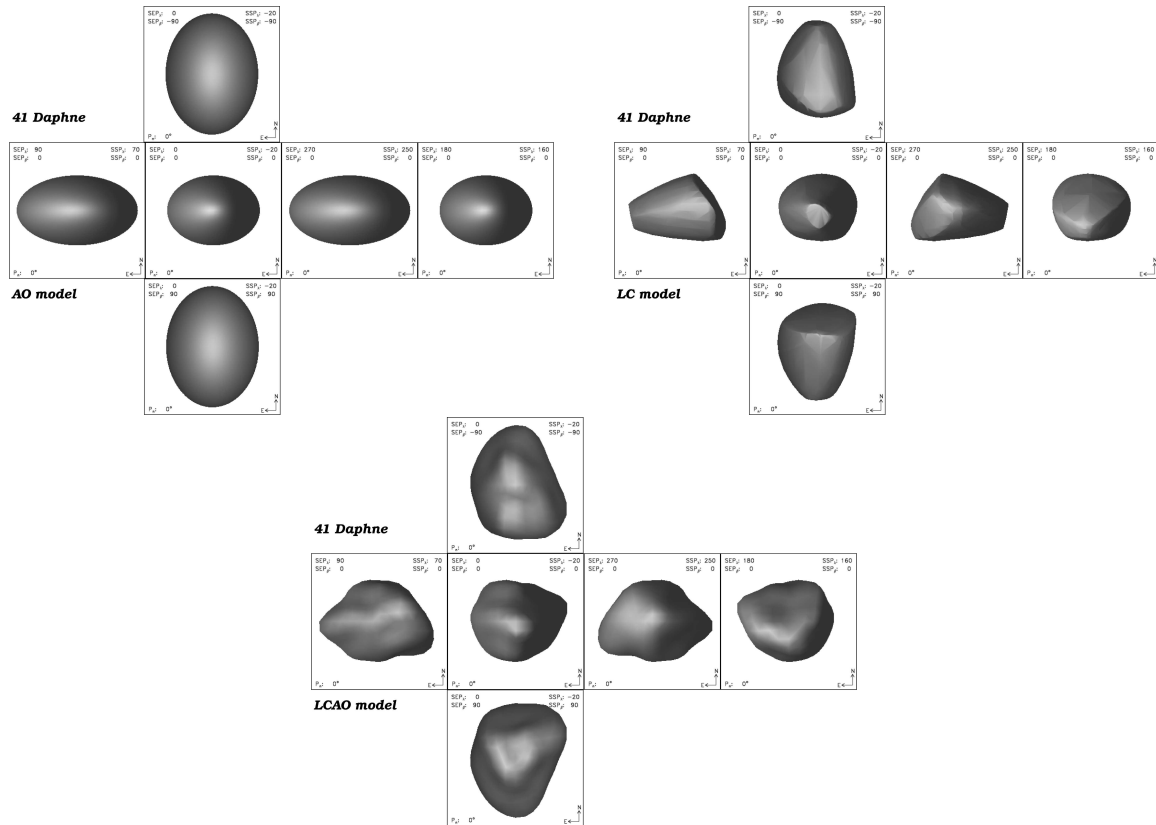


FIG. IV.33: Les trois modèles de forme de (41) Daphne discutés ici. Chaque modèle est représenté sous six angles différents (depuis chacune des extrémités de ses trois axes principaux). Pour chaque vue, les coordonnées des points sub-terrestre (SEP) et sub-solaire (SSP) sont rapportés. En haut à gauche : le modèle ellipsoïdal ; en haut à droite : le modèle obtenu par inversion des courbes de lumière de [Kasalainen et al., 2002b] ; et en bas : le modèle obtenu avec KOALA.

de valeurs initiales pour la méthode KOALA.

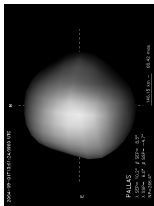
Il est finalement à noter que les différences observées entre les résultats des trois méthodes sont occasionnées par la forme hautement non convexe de (41) Daphne. Il faut donc prendre les résultats fournis par les méthodes d'inversion de courbes de lumière et d'évolution du limbe avec précaution lorsque le corps étudié n'est plus une surface convexe sans variations d'albédo. Malheureusement, le niveau de concavité d'un astéroïde ne peut être deviné par avance, bien que la présence de concavités soit plus attendue dans le cas des petits corps où la gravité n'est plus assez forte pour relaxer la forme ($\phi \leq 200$ km).

IV.4.d Spin, forme et dimensions de (41) Daphne

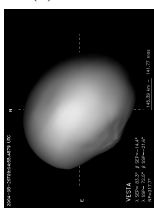
La forme irrégulière de (41) Daphne était suggérée par les images (Fig. IV.29) et par ses courbes de lumière (Fig. IV.31 & IV.32). Je base donc la description présente sur les résultats obtenus par la méthode KOALA ; les deux autres méthodes étant incapables de décrire la forme concave de (41) Daphne (voir partie IV.4.c).

Le modèle de forme dérivé est présenté dans la Fig. IV.33 et en animation dans la marge droite des pages impaires de cette thèse. Malgré la forme très irrégulière de (41) Daphne, ce modèle ajuste les contours mesurés sur les images avec une déviation moyenne de seulement 0.4 pixel! On peut voir l'ajustement parfait des contours par le modèle dans la Fig. IV.34, et celui des courbes de lumière dans les Figs. IV.31 et IV.32. Daphne est un astéroïde à la forme irrégulière présentant de fortes déviations par

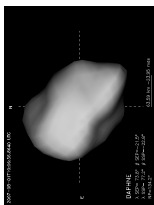
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



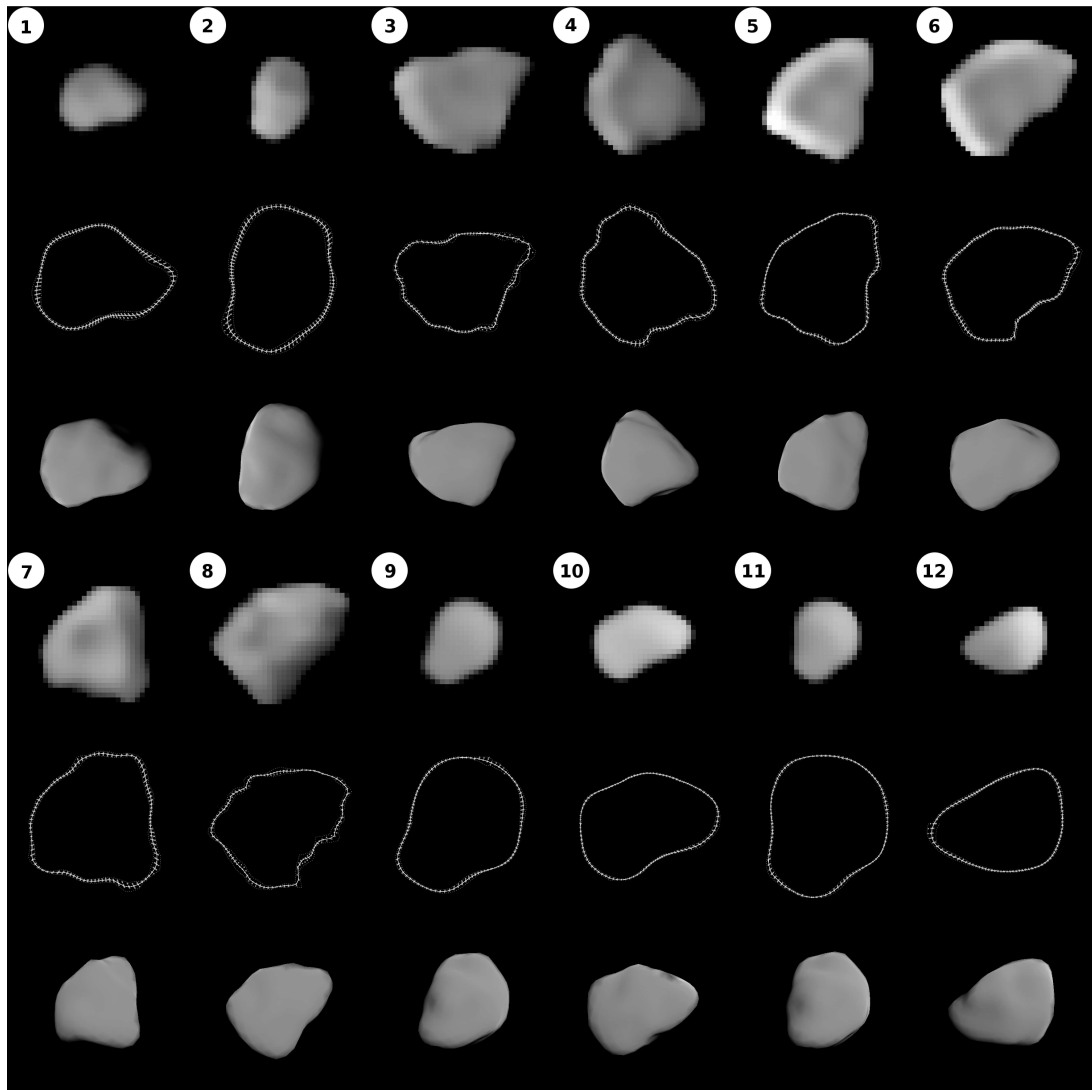
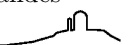


FIG. IV.34: Exemple d'images de (41) Daphne (lignes 1 et 4) et de leurs contours (lignes 2 et 5) au modèle de forme (lignes 3 et 6). La fidélité de la représentation des images fournie par le modèle de forme est bien visible ici. Les numéros correspondent à la première colonne de la Table IV.19 et permettent de retrouver les conditions d'observation pour chaque image, ainsi que les coordonnées du SEP.

rapport à un ellipsoïde. Afin de décrire ces déviations, j'ai produit une carte de son relief (Fig. IV.35) à partir de la méthode de calcul de hauteur dynamique présentée par [Thomas \[1993\]](#). Bien que d'un rayon moyen d'environ 92 km seulement, la gamme de relief à sa surface est de ± 25 km autour d'une surface ellipsoïdale de référence. Deux structures sont particulièrement remarquables :

- le "nez" situé à 0° en longitude, entouré par trois dépressions situées en $(40^\circ, -30^\circ)$, $(70^\circ, +40^\circ)$ et $(310^\circ, -30^\circ)$. Cette structure est confirmée par les cordes d'occultation (Fig. IV.30) qui montrent la dépression autour du nez dans la partie nord de l'occultation (correspondant à l'hémisphère sud de Daphne). C'est en raison de cette structure que le modèle obtenu par inversion des courbes de lumière était trop conique : la signature d'un cône pointu dans les courbes de lumière singe celle du nez.
- la grande dépression centrée sur 180° en longitude. [Kaasalainen et al. \[2002b\]](#) avaient déjà suggéré la présence d'une dépression à partir de leur étude des courbes de lumière : la présence de grandes



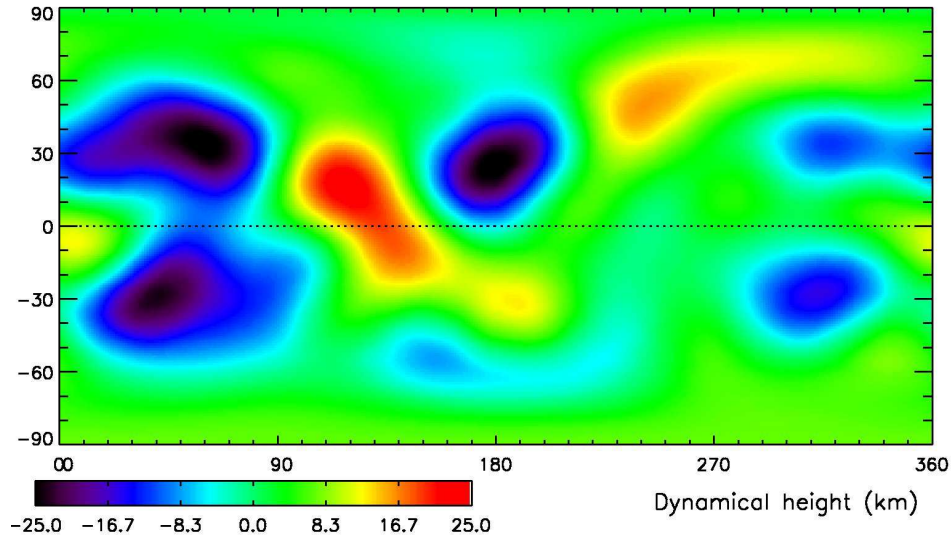


FIG. IV.35: Carte de hauteur dynamique de (41) Daphne [suivant [Thomas, 1993](#)]. Les variations d'altitude couvrent une gamme de -25 à +25 km autour de la surface ellipsoïdale de référence (rayon moyen 92 km). On voit aisément la dépression située autour de 180° de longitude, ainsi que les dépressions et la protubérance formant le nez autour de 0° de longitude. L'aspect anguleux de la face "arrière" (autour de 180°) de Daphne est ici illustrée par les structures d'altitude autour de 120° et 270° de longitude.

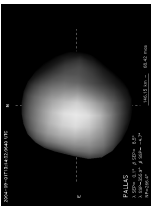
surfaces planes est souvent révélateur d'une concavité. Ils montrèrent également qu'une marque brillante d'albédo était probablement située au même emplacement et que cette structure était vraisemblablement un cratère d'impact. La dépression trouvée ici confirme leur hypothèse.

La présence d'une grande dépression n'est pas sans rappeler les énormes cratères découverts sur (253) Mathilde lors de son survol par la sonde *NEAR Shoemaker* [Veverka et al., 1997]. En effet, (41) Daphne et (253) Mathilde sont deux astéroïdes du complexe C (type Ch et Cb dans les taxonomies de DeMeo et al. [2009] et Bus and Binzel [2002a] respectivement) et une forte macroporosité est donc attendue [Britt et al., 2002]. À partir d'expériences de formation de cratère en laboratoire, Housen et al. [1999] ont montré que le mécanisme de formation des cratères n'était pas le même suivant la porosité : par éjection pour les surfaces solides et par compaction pour les matériaux présentant une forte porosité. Ils concluent donc que les cratères se forment par éjection dans le cas des astéroïdes de type S et par compaction pour les astéroïdes de type C. Cette capacité des astéroïdes de type C explique la présence de plusieurs cratères de taille comparable à celle de l'astéroïde. Ici, de tels impacts pourraient être responsables des concavités présentes à la surface de Daphne et expliqueraient ainsi sa forme irrégulière.

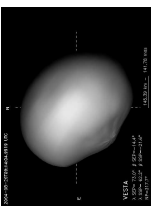
IV.4.e Satellite, masse et densité

Je présente une image de la découverte du satellite de (41) Daphne [Conrad et al., 2008] dans la Fig. IV.36 (en bas à droite). À partir de la mesure des positions relatives de Daphne et de son satellite (Fig. IV.36) nous avons pu contraindre leur orbite mutuelle. La projection en arrière dans le temps de l'orbite est compatible avec la détection du satellite lors de l'occultation de 1999 (corde secondaire présentée dans la Fig. IV.37). Alors, nous avons utilisé ce point astrométrique supplémentaire afin de mieux contraindre la période de l'orbite du satellite de Daphne et je présente ses paramètres orbitaux dans la Table IV.24 pour une solution orbitale circulaire (excentricité e nulle). Bien que ni les orbites excentriques, ni l'influence de la forme de Daphne n'aient pas encore été explorées (ce travail est en cours à l'heure où j'écris ces lignes), cette orbite nous permet de déterminer la masse de Daphne (en supposant que la masse du système est portée par le corps principal, dont le diamètre est évalué à ~ 100 fois celui du satellite).

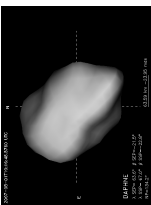
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



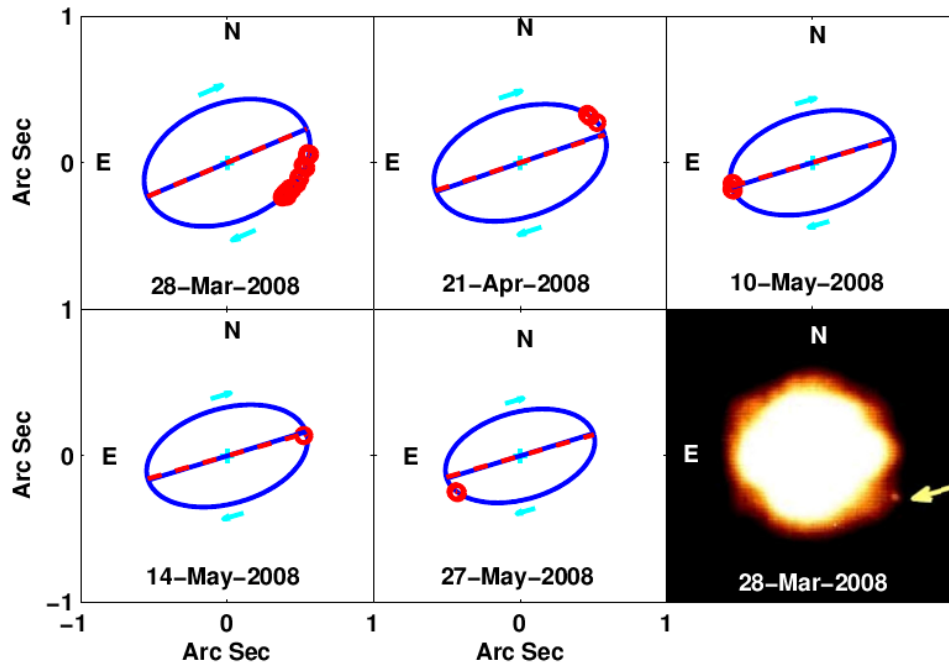


FIG. IV.36: *En bas à droite* : image de (41) Daphne et de son satellite (indiqué par la flèche) lors de sa découverte le 28 Mars 2008 [Conrad et al., 2008]. *Autres cadres* : vues schématiques de l’orbite du satellite (en bleu) à différentes dates telle que déterminée. Les positions du satellite utilisées pour contraindre l’orbite sont représentées par les cercles rouges.

La masse est évaluée à $6.31 \pm 0.11 \times 10^{18}$ kg, soit une densité de $1.9 \pm 0.1 \text{ g.cm}^{-3}$ (en utilisant un volume de $3.25 \times 10^{15} \text{ m}^3$ obtenu par KOALA, voir ci-dessus). Cette mesure représente la troisième détermination de la densité d’un astéroïde de type Ch [dans la taxonomie de DeMeo et al., 2009], les deux autres étant (121) Hermione [$\rho = 1.4_{-0.2}^{+0.5} \text{ g.cm}^{-3}$, voir Descamps et al., 2009] et (130) Elektra [$\rho = 1.3 \pm 0.3 \text{ g.cm}^{-3}$ (en utilisant le diamètre déterminé par OA), voir Marchis et al., 2008b]. Daphne serait donc plutôt dense pour un astéroïde de type Ch (bien qu’il soit difficile de tirer une quelconque conclusion avec seulement trois individus). Néanmoins, la densité moyenne des astéroïdes binaires de type C au sens large (*i.e.* C, Ch, et Cb) est de $\approx 1.2 \pm 0.4 \text{ g.cm}^{-3}$, confirmant le fait que cette forte densité est peu commune [bien que compatible avec celle des météorites CC, voir Britt et al., 2002]. Alors, si les cratères se forment par compaction dans le cas des types C comme proposé par Housen et al. [1999], alors ceux-ci augmentent la densité totale du corps en éliminant la porosité présente. Daphne pourrait alors avoir été plus compacté (impacts géants sur la face “arrière” et “avant” : autour du nez) et/ou s’être formé à partir d’éléments légèrement plus denses. L’étude détaillée de la forme d’astéroïdes binaires de type C nous permettrait de vérifier s’il y a un lien entre le nombre de cratères géants (si présents) et la valeur de la densité, testant ainsi cette hypothèse.

IV.4.f Conclusions et perspectives

L’étude de (41) Daphne par la méthode KOALA nous montre que la détermination de la taille, forme et propriétés de rotation fournie par cette méthode peut être considérée comme valide et robuste, même dans le cas d’un objet présentant de grande concavités. Ceci ouvre de nombreuses possibilités quant à l’étude statistique des astéroïdes et la calibration des bases de données de diamètre comme celles fournies par IRAS et les futurs projets Gaia et Pan-STARRS.

La découverte d’un autre astéroïde de type Ch binaire dont le corps central peut être spatialement résolu nous permet de dériver une mesure précise de sa densité et ainsi d’améliorer nos connaissances



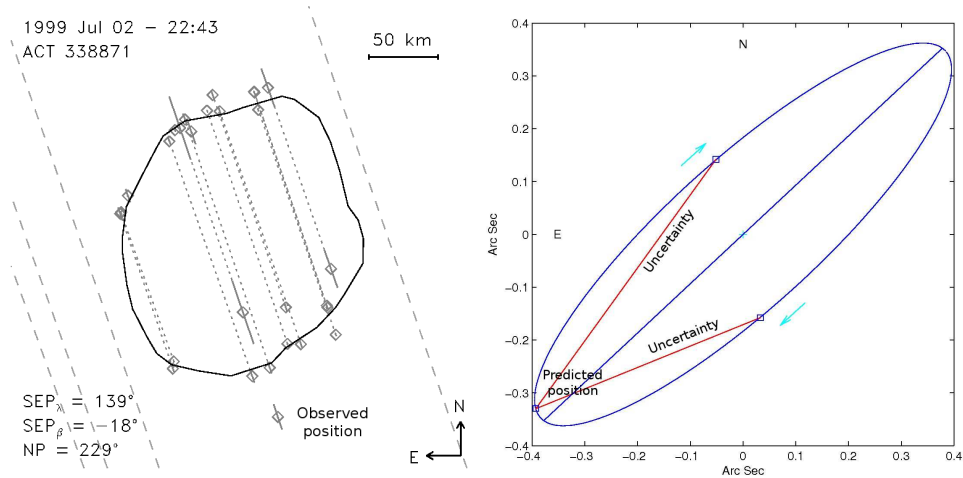
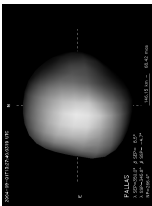


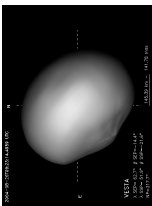
FIG. IV.37: À gauche : vue de l'occultation de 1999 (voir Fig. IV.30) avec le contour du modèle de forme obtenu par KOALA. La corde secondaire visible au sud de Daphne nous permet d'extraire la position relative du satellite par rapport au primaire. À droite : vue schématique de l'orbite du satellite de Daphne (déterminée à partir des observations de 2008), projetée à l'époque de l'occultation. La position prédite du satellite se trouve au sud-est de Daphne, mais la grande incertitude sur la période (en ne prenant en compte que les données de 2008) permet à celui-ci de se trouver tout au long d'une demi-orbite. La corde secondaire indique que le satellite se trouvait en réalité au sud (notre première détermination de la période était trop élevée) et nous a permis de mieux contraindre la période orbitale du satellite. Les paramètres de l'orbite du satellite sont répertoriés dans la Table IV.24.

sur cette classe par l'adjonction d'une nouvelle mesure de densité. D'autre part, la présence de cratères géants n'est pas sans rappeler (253) Mathilde [Thomas et al., 1999] ou (511) Davida [Conrad et al., 2007]. La capacité des astéroïdes de type C à souffrir plusieurs impacts sans pour autant être détruit supporte l'idée selon laquelle il s'agit de corps hautement poreux.

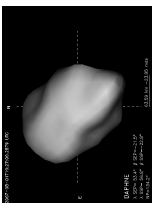
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne

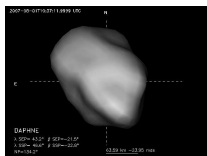


	Date (UTC)	Δ (UA)	r (UA)	α ($^\circ$)	Mv (mag)	ϕ ($''$)	X	SEP $_\lambda$ ($^\circ$)	SEP $_\varphi$ ($^\circ$)	SSP $_\lambda$ ($^\circ$)	SSP $_\varphi$ ($^\circ$)	PSF
①	2008 Jan 21 - 12:23	2.19	1.78	26.2	11.3	0.16	1.74	50	-61	96	-52	Jan-21★
	2008 Jan 21 - 13:21	2.19	1.78	26.2	11.3	0.16	1.37	351	-61	38	-52	Jan-21★
②	2008 Jan 21 - 14:02	2.19	1.78	26.2	11.3	0.16	1.24	311	-61	357	-52	Jan-21★
③	2008 Mar 28 - 12:10	2.06	1.09	8.9	9.5	0.25	1.42	218	-49	230	-54	Mar-28★
④	2008 Mar 28 - 12:55	2.06	1.09	8.9	9.5	0.25	1.13	173	-49	185	-54	Mar-28★
⑤	2008 Mar 28 - 13:47	2.06	1.09	8.9	9.5	0.25	1.25	121	-49	133	-54	Mar-28★
	2008 Mar 28 - 14:10	2.06	1.09	8.9	9.5	0.25	1.34	98	-49	110	-54	Mar-28★
⑥	2008 Mar 28 - 14:30	2.06	1.09	8.9	9.5	0.25	1.44	78	-49	90	-54	Mar-28★
	2008 Mar 28 - 14:55	2.06	1.09	8.9	9.5	0.25	1.62	52	-49	64	-54	Mar-28★
⑦	2008 Apr 23 - 12:20	2.03	1.06	10.1	9.5	0.25	1.30	141	-45	129	-51	Apr-23★1
	2008 Apr 23 - 12:40	2.03	1.06	10.1	9.5	0.25	1.40	122	-45	110	-51	Apr-23★1
⑧	2008 Apr 23 - 13:00	2.03	1.06	10.1	9.5	0.25	1.53	101	-45	89	-51	Apr-23★1
⑨	2008 May 10 - 02:45	2.02	1.13	17.9	9.9	0.24	1.20	313	-43	289	-48	May-10★2
	2008 May 10 - 03:15	2.02	1.13	17.9	9.9	0.24	1.20	282	-43	258	-48	May-11★
⑩	2008 May 11 - 00:44	2.02	1.13	17.9	9.9	0.24	1.42	71	-43	46	-48	May-11★
⑪	2008 May 14 - 02:20	2.02	1.14	19.2	10.0	0.22	1.21	327	-42	300	-47	May-14★
⑫	2008 May 27 - 02:44	2.01	1.23	23.6	10.3	0.21	1.26	265	-42	233	-44	May-27★

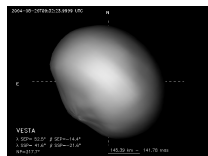
TAB. IV.19: Distance héliocentrique (Δ) et géocentrique (r), angle de phase (α), magnitude apparente dans le visible (Mv), diamètre angulaire (ϕ), et coordonnées des points point sub-terrestre (Sub-Earth Point: SEP) et point sub-solaire (Sub-Solar Point: SSP) (longitude λ et latitude φ) pour chaque époque (donnée en UTC). Les chiffres entourés dans la première colonne indiquent les douze époques représentées dans la Fig. IV.29 (dans l'ordre). Toutes les observations ont été obtenues au W. M. Keck à l'exception de celles de Mai 2008 qui furent réalisées au VLT de l'ESO.

Nom	Date (UTC)	Filtre	Désignation	RA (hh :mm :ss)	DEC (dd :mm :ss)	V (mag.)	X	FWHM (mas) (km)	
Jan.21-★	2008 Jan 21 - 14 :14	Kp	HIP 56350	11 :33 :04	+12 :09 :14	12.49	1.03	41	53
Mar.28-★	2008 Mar 28 - 13 :15	Kp	1495-1515-1	15 :41 :43	+15 :18 :47	10.10	1.01	46	36
Apr.23-★1	2008 Apr 23 - 13 :40	H	HD 165046	18 :04 :27	-09 :58 :11	9.74	1.17	40	31
Apr.23-★2	2008 Apr 23 - 13 :35	Kp	HD 165046	18 :04 :27	-09 :58 :11	9.74	1.17	41	32
Apr.23-★3	2008 Apr 23 - 14 :55	H	HD 165046	18 :04 :27	-09 :58 :11	9.74	1.17	41	32
Apr.23-★4	2008 Apr 23 - 14 :40	Kp	HD 165046	18 :04 :27	-09 :58 :11	9.74	1.16	108	84
May.10-★1	2008 May 10 - 03 :00	H	HD 120365	13 :48 :51	+09 :42 :48	7.33	1.21	52	42
May.10-★2	2008 May 10 - 03 :30	H	HD 120365	13 :48 :51	+09 :42 :48	7.33	1.21	50	41
May.11-★	2008 May 11 - 01 :00	H	HD 120365	13 :48 :51	+09 :42 :48	7.33	1.47	60	49
May.14-★	2008 May 14 - 02 :35	H	HD 120365	13 :48 :51	+09 :42 :48	7.33	1.22	49	40
May.27-★	2008 May 27 - 03 :00	H	HD 120365	13 :48 :51	+09 :42 :48	7.33	1.24	51	45

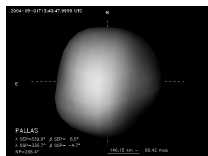
TAB. IV.20: Informations de bases (désignation, coordonnées équatoriales et magnitude visuelle) sur les étoiles utilisées comme PSFs lors des observations de Daphne. Pour chaque PSF, la date et le filtre utilisé sont listés pour chaque observation, ainsi que la masse d'air. Enfin, la taille apparente (FWHM) sur le ciel et projetée à la distance de Daphne est également rapportée afin d'évaluer la qualité de la correction OA au moment des observations.



(41) Daphne



(4) Vesta



(2) Pallas



Date (UTC)	Inst.	Filtre	λ_c (μm)	$\Delta\lambda$ (μm)	Images #	Θ (km)
2008 Jan 21	NIRC2	Kp	2.12	0.35	37	58
2008 Mar 28	NIRC2	J	1.25	0.16	10	20
2008 Mar 28	NIRC2	H	1.63	0.30	65	27
2008 Mar 28	NIRC2	Kp	2.12	0.35	34	36
2008 Apr 23	NIRC2	H	1.63	0.30	33	26
2008 Apr 23	NIRC2	Kp	2.12	0.35	1	35
2008 May 11	NACO	H	1.66	0.33	23	28
2008 May 14	NACO	H	1.66	0.33	8	28
2008 May 27	NACO	H	1.66	0.33	8	31

TAB. IV.21: Caractéristiques des filtres (longueur d'onde centrale λ_c et bande passante $\Delta\lambda$) pour chaque instrument (NIRC2 au W. M. Keck et NACO au VLT), nombre d'image et taille de l'élément de résolution (Θ) pour chaque époque (donnée en UTC).

	P_s (h)	λ_0 ($^\circ$)	β_0 ($^\circ$)	α_0 ($^\circ$)	δ_0 ($^\circ$)	W_0 ($^\circ$)
LC	5.98798 ± 10^{-5}	198 ± 5	-32 ± 5	185 ± 5	-36 ± 5	242 ± 2
OA	5.98798 ± 10^{-5}	199 ± 1.2	-32 ± 1.2	183 ± 1.2	-37 ± 1.2	242 ± 2
KOALA	5.987980 ± 10^{-6}	198 ± 3	-31 ± 3	183 ± 3	-35 ± 3	242 ± 2

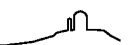
TAB. IV.22: Coordonnées du pôle dans un repère écliptique (λ, β) ainsi qu'équatorial (α, δ) liés à l'époque J2000 pour chacune des méthodes discutées dans le texte : inversion de courbes de lumière (LC) [Kaasalainen et al., 2002b], hypothèse d'ellipsoïdité (OA) et méthode KOALA. La période sidérale de rotation (P_s) ainsi que l'angle de rotation absolu à l'époque J2000 (W_0). La phase rotationnelle (W) de (41) Daphne peut alors s'obtenir en calculant : $W = 1442.89^\circ \times d$, où d est le nombre de jours écoulés depuis l'époque J2000.0.

	a/b	b/c	a (km)	b (km)	c (km)	R (km)	V ($\times 10^{15} \text{ m}^3$)
LC	1.31	1.20	116	85	75	91	3.24
1- σ	-	-	-	-	-	-	-
OA	1.30	1.33	120	91	69	91	3.15
1- σ	0.01	0.06	1	1	6	3	0.14
KOALA	1.23	1.16	111	90	78	92	3.25
1- σ	0.04	0.04	2	2	1	2	0.18

TAB. IV.23: Dimensions des différents axes (a , b et c) et leurs rapports (a/b et b/c), rayon moyen ($R = \sqrt[3]{abc}$) et volume de (41) Daphne pour les trois méthodes d'analyse : inversion de courbe de lumière [Kaasalainen et al., 2002b], évolution du limbe (chapitre III.2.b) et KOALA (chapitre III.3.b). NB : l'inversion des courbes de lumière ne fournissant aucune mesure absolue des dimensions, j'ai ajusté la taille de ce modèle au diamètre moyen dérivé par IRAS [182 km, Tedesco et al., 2002, 2004]. Les erreurs rapportées ici quantifient la déviation des modèles aux observations. Une discussion avancée sur les erreurs systématiques est disponible dans le corps du texte.

P_o (j)	a (km)	i ($^\circ$)	N ($^\circ$)	Écliptique (λ_0, β_0 en $^\circ$)	Équatorial (α_0, δ_0 en $^\circ$)
1.138298 ± 0.000002	469 ± 3	132.7 ± 0.6	272.2 ± 0.7	$(202, -38) \pm 1$	$(182, -43) \pm 1$

TAB. IV.24: Période orbitale (P_o), demi-grand axe (a), inclinaison (i), excentricité (e), noeud (N) et coordonnées du pôle de l'orbite du satellite de (41) Daphne (en écliptique et équatorial J2000.0).



Chapitre V

Ouverture à d'autres techniques

Durant ces trois ans, j'ai également participé à des projets n'utilisant pas l'imagerie à haute résolution angulaire. En effet, à chaque question scientifique va correspondre un besoin d'information précis, et donc une stratégie d'observation pour obtenir ces renseignements. J'ai donc utilisé les techniques de photométrie, d'astrométrie et de spectroscopie dans le moyen infrarouge pour tenter de répondre aux questions scientifiques suivantes :

- 1) la famille dynamique du TNO (136108) Haumea est-elle réellement une famille ? J'ai donc caractérisé le lien entre les candidats et Haumea en recherchant de la glace d'eau à leur surface, 2) quelle est la source d'énergie à l'origine de la structure cristalline de la glace présente en surface de Haumea et de ses satellites (V.1) ? et 3) est-il possible d'étendre la gamme de longueur d'onde vers l'infrarouge moyen pour étudier la minéralogie des astéroïdes (V.2) ?

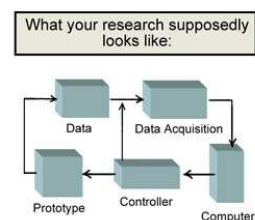


Figure 1. Experimental Diagram



Figure 2. Experimental Mess

Sommaire

V.1	Le trans-Neptunien (136108) Haumea (2003 EL ₆₁)	129
V.1.a	Un objet unique dans la ceinture de Kuiper	129
V.1.b	Étude photométrique de la famille de (136108) Haumea	130
V.1.c	Spectro-imagerie du système triple (136108) Haumea	134
V.2	Composition des astéroïdes dans le moyen infrarouge	138
V.2.a	Pourquoi étendre la gamme de longueur d'onde ?	138
V.2.b	Les astéroïdes de type S comme étalon	138
V.2.c	Discussion	140
V.2.d	Conclusion	142



V.1 Le trans-Neptunien (136108) Haumea (2003 EL₆₁)

V.1.a Un objet unique dans la ceinture de Kuiper

Le TNO (136108) Haumea (2003 EL₆₁) fut découvert en 2004 (contrairement à ce que sa désignation laisse supposer) et 2005 par deux équipes différentes. Sa magnitude apparente (il s'agit du troisième trans-Neptunien par ordre de luminosité) et sa distance indiquèrent alors qu'il s'agissait d'un objet de taille comparable à celle de (134340) Pluton. L'étude de ses courbes de lumière montra que sa période de rotation est étonnamment courte ; ~ 3.9 h pour un diamètre d'environ 1400 km, faisant de Haumea le corps de plus de 100 km du système solaire tournant le plus rapidement sur lui-même [Rabinowitz et al., 2006]. L'amplitude et la forme de ses courbes de lumière montra également que (136108) Haumea est un corps très allongé, en forme de ballon de rugby, avec une variation hémisphérique d'albédo [Rabinowitz et al., 2006; Lacerda et al., 2008].

L'étude spectroscopique d'Haumea dans le visible et proche infrarouge [Barkume et al., 2006; Trujillo et al., 2007; Merlin et al., 2007] montra que sa surface est majoritairement composée de glace d'eau, sous forme cristalline et amorphe [dans des proportions similaires, voir Pinilla-Alonso et al., 2009]. Or, la présence de glace d'eau sous forme cristalline n'est pas attendue à cette distance du Soleil. En effet, les rayons cosmiques et le vent solaire vont détruire la structure cristalline de la glace et la transformer en glace amorphe, sur une échelle de temps de quelques millions à quelques centaines de millions d'années [Mastrapa and Brown, 2006]. Et bien que la cristallisation de la glace d'eau soit une réaction exothermique, elle nécessite une certaine énergie d'activation. Ainsi, le temps caractéristiques (t_c) de cristallisation (où l'ensemble de la glace amorphe se transforme en glace cristalline) est donné par

$$t_c = \Lambda.e^{-\frac{E_A}{kT}} \quad (\text{Eq. V.1})$$

où $\Lambda = 9.5410^{-14}$ s est une constante, et $-\frac{E_A}{k} = 5370$ K est l'énergie d'activation de la réaction. Ces quantités furent mesurées en laboratoire par Schmitt et al. [1988] entre autres. La température fournie par le rayonnement solaire est d'environ 50 K à la distance héliocentrique de Haumea. La durée de la réaction de cristallisation à cette température est plus longue que l'âge du système solaire. Des températures de 80 et 90 K induisent respectivement des temps caractéristiques de $\sim 10^8$ et $\sim 10^5$ ans respectivement. On peut donc conclure que un apport de température d'environ 35-40 K doit être fourni à Haumea pour expliquer la présence de glace cristalline à sa surface. Ceci indique donc la présence d'une source d'énergie permettant la conversion de la glace amorphe en cristalline.

À partir d'observations par imagerie à haute résolution angulaire, Brown et al. [2005] découvrirent un satellite, Hi'iaka, autour de Haumea, bientôt suivi d'un second, Namaka [Brown et al., 2006]. La mesure de leur flux relatif dans le proche infrarouge (1.1 et 1.6 μm) indique que le rapport de taille entre Haumea et ses satellites est de 1 : 0.29 : 0.14 [Fraser and Brown, 2009], soit un rayon d'environ 200 et 100 km pour Hi'iaka et Namaka respectivement (les estimations de taille supposent un rayon de ~ 690 km pour Haumea et le même albédo pour les trois objets). La mesure de la différence de flux entre 1.1 et 1.6 μm leur permit de détecter la présence de glace d'eau sur les deux satellites [confirmant le résultat de Barkume et al., 2006, sur Hi'iaka], toutefois sans indication sur la structure de cette glace (cristalline ou amorphe). Les mesures successives des positions relatives de Haumea et de ses deux satellites ont également permis à Ragozzine and Brown [2009] de contraindre leurs orbites et de mesurer ainsi la masse de (136108) Haumea. La densité dérivée est comprise entre 2.5 et $3.3 \times 10^3 \text{ kg.m}^{-3}$, où l'incertitude est presque entièrement due à l'incertitude sur la détermination de la taille d'Haumea, obtenue de manière indirecte [Rabinowitz et al., 2006].

Tout d'abord cette densité est élevée par rapport aux autres grands TNOs : ~ 2.0 et $\sim 2.3 \times 10^3 \text{ kg.m}^{-3}$ pour (134340) Pluton et (136199) Éris. Mais surtout, elle est révélatrice de la structure différenciée de Haumea : les spectres de sa surface indiquent une composition faite de 90% de glace d'eau [Barkume et al., 2006; Trujillo et al., 2007; Merlin et al., 2007; Pinilla-Alonso et al., 2009] dont la densité est proche de 1000 kg.m^{-3} . Alors, seule la présence de matériaux plus denses à l'intérieur d'Haumea peut expliquer sa forte densité. Actuellement, il est acquis que les objets au sein de ceinture de Kuiper se forment à partir d'un mélange de silicates et de glaces, avec une domination des glaces. Pourquoi ce rapport serait-il inversé dans le cas de Haumea ?





Pour expliquer la formation des deux satellites, [Brown et al. \[2006\]](#) invoqua un impact majeur dans l'histoire d'Haumea. Les satellites se seraient alors formés par accrétion des éjecta du cratère de cet impact. Ce scénario fournit également une explication pour les autres propriétés étranges de Haumea : l'impact aurait arraché une grande partie de sa matière, expliquant ainsi sa forme et sa densité (seules les couches externes auraient été emportées, laissant une majorité de silicates) et lui aurait transféré du moment cinétique, le plaçant ainsi dans cet état de rotation très rapide. Ce scénario devient d'autant plus plausible quand un groupe d'objet put être relié dynamiquement à (136108) Haumea, faisant de lui le premier corps parent d'une famille dans la ceinture de Kuiper [[Brown et al., 2007](#); [Ragozzine and Brown, 2007](#)].

Ce scénario permet d'expliquer toutes les propriétés spécifiques à Haumea, sauf la présence de glace d'eau sous forme cristalline à sa surface. En effet, la dispersion des objets indique que l'impact a eu lieu il y a au moins un milliard d'années, durée durant laquelle la glace a pu s'amorphiser. Quelle est la source d'énergie permettant la cristallisation ? Y a-t-il assez d'éléments radioactifs, ou bien les effets de marées entre Haumea et ses satellites fournissent-ils assez d'énergie ? D'autre part, quelle est la structure de la glace à la surface des satellites ?

V.1.b Étude photométrique de la famille de (136108) Haumea

La liste des candidats possible à la famille de Haumea proposée par [Brown et al. \[2007\]](#) et [Ragozzine and Brown \[2007\]](#) était basée sur des critères dynamiques uniquement. Nous avons alors observé 22 de ces objets (voir également l'article soumis à A&A présenté en annexe C) afin d'obtenir leurs couleurs dans le visible et le proche infrarouge et vérifier leur origine commune [[Cellino et al., 2002](#)].

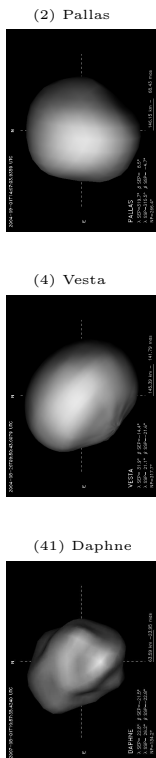
Observations : nous avons observé 22 TNOs dans le visible (B, V, R, i) avec EFOSC2 à La Silla et dans le proche infrarouge (J, CH₄) avec High Acuity Wide field K-band Imager (Hawk-I) au VLT entre Juin 2008 et Janvier 2009 (Tables V.1 et V.2). L'ensemble des couleurs nous permet d'identifier les objets similaires à Haumea, et la différence J-CH₄ la présence de glace d'eau (voir la description de Hawk-I au chapitre II.3). Je présente ces observations comparées au spectre de Haumea [provenant de [Merlin et al., 2007](#)] dans la Fig. V.1.

Identification : la simple comparaison des couleurs de ces objets avec le spectre de Haumea présentée dans la Fig. V.1 permet d'identifier les corps rattachés à Haumea et les intrus. En effet, comme souligné par [Cellino et al. \[2002\]](#), l'identification de familles ne peut s'appuyer sur les seuls liens dynamiques et doit être vérifiée par photométrie ou spectroscopie, tous les membres de la famille possédant un spectre globalement similaire.

La détermination de l'existence réelle de cette famille est ici facilitée par la relative faible importance et la distribution aléatoire des TNOs couverts de glace au sein de la ceinture de Kuiper. En effet, les objets présentant la signature de la glace d'eau (dans le proche infrarouge) possèdent tous un spectre visible plat, sans pente ni absorption [et appartient donc à la classe BB, voir [Fulchignoni et al., 2008](#)]. Or, cette classe représente au maximum 20% des TNOs observés. Ensuite, analysant la distribution des corps glacés, [Barucci et al. \[2008a\]](#) ne trouvèrent aucune tendance pour leur répartition dans la ceinture de Kuiper (ni avec leurs propriétés physiques comme le diamètre...). Alors, la concentration autour de Haumea d'objets présentant de la glace d'eau (dans une proportion supérieure aux ≈20% communs à l'ensemble de la ceinture de Kuiper) confirme l'existence de la famille, et nous fournit un moyen simple d'identifier ses membres des intrus.

Nous avons alors confirmé l'appartenance à la famille de Haumea pour 7 TNOs pour lesquels des mesures de couleurs ou de spectres avaient été réalisées [e.g. [Barkume et al., 2008](#)], ainsi que pour 2 nouveaux objets. Nous avons également repéré 13 intrus dont les couleurs indiquent clairement qu'ils ne sont pas originaires de Haumea. Je résume toutes ces informations dans la Table V.3.

À partir de l'étude statistique de la période de rotation des individus d'une population, il est possible de contraindre leur densité sous certaines hypothèses sur leur forme [e.g. [Jewitt, 2008](#)]. Notre programme d'observations comportait l'obtention de courbes de lumière afin de contraindre la densité des membres de la famille de Haumea et ainsi vérifier le scénario proposé par [Brown et al. \[2006\]](#) selon lequel ils seraient formés des couches externes de Haumea. Dans un tel cas, leur densité devrait être proche de 1000 kg.m⁻³





	Objet (#) (Désignation)	Δ (AU)	r (AU)	α (°)	Époques (#)
<i>3 - 5 Juin 2008, EFOSC2</i>					
	206249 1998 HL ₁₅₁	38.9	38.2	1.0	2 × <i>BVRi</i>
	213138 1999 OH ₄	39.1	39.6	1.3	<i>BVRi</i>
	213140 1999 OK ₄	46.4	45.8	1.1	<i>BVRi</i>
	86047 1999 OY ₃	40.1	39.7	1.3	11 × <i>R</i>
	130391 2000 JG ₈₁	34.8	33.8	0.5	<i>BVRi</i>
	225841 2001 FU ₁₇₂	31.8	30.9	1.0	<i>BVRi</i>
	242457 2002 GH ₃₂	43.1	42.2	0.7	3 × <i>BVi</i> , 18 × <i>R</i>
	136108 Haumea	51.1	50.6	1.0	<i>BVRi</i>
	263969 2003 HA ₅₇	32.7	32.0	1.3	<i>BVRi</i>
	263966 2003 HX ₅₆	46.5	45.9	1.0	2 × <i>BVRi</i>
	288553 2004 PT ₁₀₇	38.3	37.9	1.4	4 × <i>BVi</i> , 24 × <i>R</i>
	308952 2005 GE ₁₈₇	30.8	29.9	0.9	3 × <i>BVi</i> , 33 × <i>R</i>
<i>30 Août - 1 Septembre 2008, EFOSC2</i>					
	204975 1996 RQ ₂₀	39.6	39.0	1.1	4 × <i>R</i>
	213138 1999 OH ₄	39.1	38.2	0.6	2 × <i>BVRi</i>
	86177 1999 RY ₂₁₅	35.8	34.8	0.2	21 × <i>R</i>
	224522 2001 QC ₂₉₈	40.6	39.6	0.3	17 × <i>R</i>
	265974 2003 QX ₉₁	33.6	32.6	0.5	4 × <i>R</i>
	270380 2003 SQ ₃₁₇	39.3	38.3	0.6	15 × <i>R</i>
	120347 2004 SB ₆₀	44.0	43.1	0.6	16 × <i>R</i>
	308952 2005 GE ₁₈₇	30.8	31.1	1.7	17 × <i>R</i>
	202421 2005 UQ ₅₁₃	48.8	48.1	0.8	10 × <i>R</i>
<i>9 Septembre 2008, Hawk-I</i>					
	86047 1999 OY ₃	40.2	39.4	0.8	J, CH ₄
	86177 1999 RY ₂₁₅	35.8	34.8	0.3	J, CH ₄
	224522 2001 QC ₂₉₈	40.6	39.6	0.2	J, CH ₄
	55636 2002 TX ₃₀₀	41.4	40.6	0.8	J, CH ₄
	120178 2003 OP ₃₂	41.4	40.6	0.6	J, CH ₄
	270380 2003 SQ ₃₁₇	39.3	38.3	0.4	J, CH ₄
	136199 Eris	96.7	95.9	0.4	J, CH ₄
	273281 2003 UZ ₁₁₇	39.4	38.9	1.3	J, CH ₄
	288553 2004 PT ₁₀₇	38.3	37.4	0.7	J, CH ₄
	308952 2005 GE ₁₈₇	30.8	31.3	1.6	J, CH ₄
	202421 2005 UQ ₅₁₃	48.8	48.0	0.7	J, CH ₄
<i>29 - 31 Décembre 2008, EFOSC2</i>					
	20161 1996 TR ₆₆	40.3	40.0	1.4	2 × <i>BVRi</i>
	181855 1998 WT ₃₁	38.0	37.3	1.0	2 × <i>BVi</i> , 10 × <i>R</i>
	207882 1999 CD ₁₅₈	47.6	46.5	0.6	<i>BVi</i> , 24 × <i>R</i>
	212779 2000 CG ₁₀₅	46.8	46.1	0.8	2 × <i>BVi</i> , 22 × <i>R</i>
	271910 2003 TH ₅₈	36.0	35.1	0.5	2 × <i>BVi</i> , 23 × <i>R</i>
	303586 2005 CB ₇₉	40.1	39.3	0.9	<i>BVi</i> , 2 × <i>R</i>
<i>4 Janvier 2009, Hawk-I</i>					
	55565 2002 AW ₁₉₇	46.6	45.8	0.7	J, CH ₄
	136108 Haumea	51.1	51.1	1.1	J, CH ₄
	271910 2003 TH ₅₈	36.0	35.1	0.7	J, CH ₄
	303586 2005 CB ₇₉	40.0	39.2	0.8	J, CH ₄

TAB. V.1: Distances héliocentrique (Δ) et géocentrique (r), angle de phase (α) et nombre d'époques observées pour chaque date pour l'ensemble des objets présentés ici.





Filtre	Instrument	λ_c (μm)	$\Delta\lambda$ (μm)
B	EFOSC2	0.440	0.094
V	EFOSC2	0.548	0.113
R	EFOSC2	0.643	0.165
i	EFOSC2	0.793	0.126
J	Hawk-I	1.258	0.154
CH ₄	Hawk-I	1.575	0.112

TAB. V.2: Longueur d'onde centrale (λ_c) et bande passante ($\Delta\lambda$) pour chaque filtre utilisé dans cette étude.

(glace d'eau pure). Malheureusement, les conditions météorologiques nous ont interdit d'observer durant 7 des 14.5 nuits à notre disposition et seuls 7 objets ont pu être suivis afin d'obtenir leur courbes de lumière. De ces objets, seuls deux sont des membres confirmés de la famille de Haumea (1999 OY₃ et 2003 SQ₃₁₇), les cinq autres étant des intrus. Nous n'avons donc pas pu étudier contrairement la densité des éjecta de Haumea.

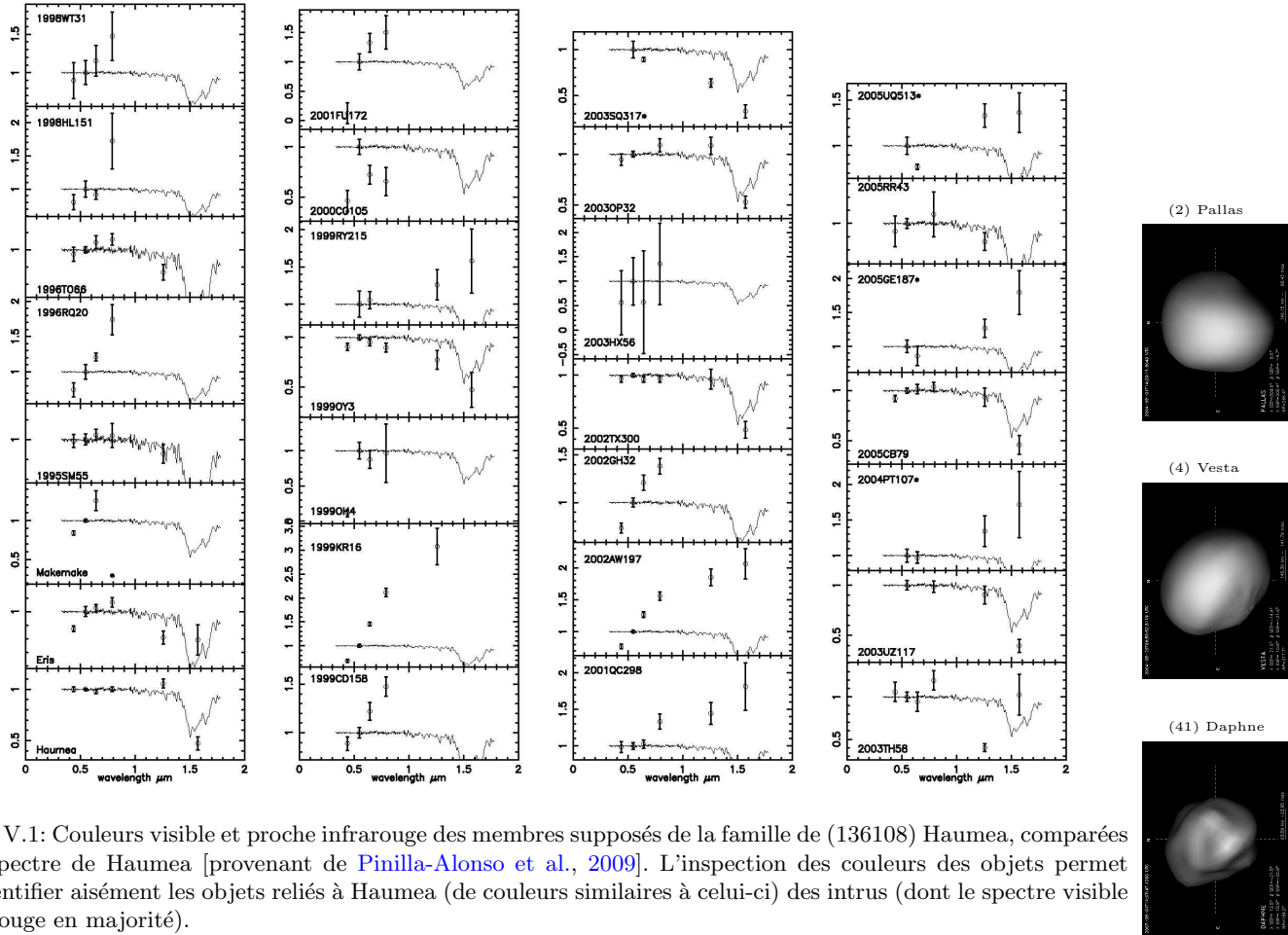


FIG. V.1: Couleurs visible et proche infrarouge des membres supposés de la famille de (136108) Haumea, comparées au spectre de Haumea [provenant de Pinilla-Alonso et al., 2009]. L'inspection des couleurs des objets permet d'identifier aisément les objets reliés à Haumea (de couleurs similaires à celui-ci) des intrus (dont le spectre visible est rouge en majorité).

Conclusions : les mesures présentées ici montrent qu'environ la moitié des objets répertoriés par Ragozzine and Brown [2007] peuvent effectivement être reliés à (136108) Haumea. L'existence de cette famille est donc démontrée et celle-ci constitue la première découverte dans la ceinture de Kuiper. L'im-



(#)	Objet (Désignation)	penne (%/100 nm)	(J-CH ₄)	membre ?
24835	1995 SM ₅₅ [†]	0.12	–	O
204975	1996 RQ ₂₀	2.76	–	N
19308	1996 TO ₆₆ [†]	0.24	–	O
20161	1996 TR ₆₆			?
	1997 RX ₉			?
211180	1998 HL ₁₅₁	0.36	–	O ?
181855	1998 WT ₃₁	1.71	–	?
207882	1999 CD ₁₅₈	1.74	–	?
40314	1999 KR ₁₆	4.12	–	N
208271	1999 OH ₄	0.57	–	?
	1999 OK ₄			?
86047	1999 OY ₃ [†]	-0.07	-0.26 ± 0.36	O
86177	1999 RY ₂₁₅	0.55	0.52 ± 0.22	N
212779	2000 CG ₁₀₅	-0.63	–	O ?
130391	2000 JG ₈₁			?
	2001 FU ₁₇₂		–	?
224522	2001 QC ₂₉₈	-7.30	0.52 ± 0.14	N
55565	2002 AW ₁₉₇	2.29	0.39 ± 0.08	N
242457	2002 GH ₃₂	-8.91	–	?
55636	2002 TX ₃₀₀ [†]	0.36	-0.47 ± 0.13	O
136108	Haumea [†]	-0.01	-0.60 ± 0.11	O
263969	2003 HA ₅₇			?
263966	2003 HX ₅₆	1.73	–	?
120178	2003 OP ₃₂ [†]	-1.27	-0.51 ± 0.08	O
265974	2003 QX ₉₁	-5.89	–	?
270380	2003 SQ ₃₁₇	0.00	-0.45 ± 0.20	O
271910	2003 TH ₅₈	0.46	1.29 ± 0.20	N
273281	2003 UZ ₁₁₇ [†]	0.00	-0.62 ± 0.12	O
288553	2004 PT ₁₀₇	-0.32	0.54 ± 0.22	N
120347	2004 SB ₆₀	1.07	–	?
303586	2005 CB ₇₉	0.34	-0.50 ± 0.17	O
136472	Makemake	-1.75	–	?
308952	2005 GE ₁₈₇	-1.46	0.65 ± 0.14	N
145453	2005 RR ₄₃ [†]			O
202421	2005 UQ ₅₁₃	-2.40	0.30 ± 0.12	N
136199	Eris	0.60	0.25 ± 0.11	–

TAB. V.3: Penne visible et différence de couleur J-CH₄ pour l'ensemble des membres supposés de la famille de (136108) Haumea, ainsi que (136199) Eris. La dernière colonne statue sur l'appartenance confirmée (O) ou non (N) à la famille. Les objets pour lesquels aucune observation n'est disponible ou ne permet de conclure sont notés par “?”.

[†] Listés comme membres par [Ragozzine and Brown \[2007\]](#).





portance de l'étude des familles est considérable; c'est à partir de l'étude des familles que les liens météorites-astéroïdes commencent à être compris [e.g. Binzel and Xu, 1993] ainsi que les processus non gravitationnels [e.g. Slivan et al., 2003; Vernazza et al., 2009]. La découverte d'une famille dans la ceinture de Kuiper offre la possibilité de mieux comprendre les processus s'y déroulant, en particulier la dynamique [Levison et al., 2008]

V.1.c Spectro-imagerie du système triple (136108) Haumea

Comme précisé dans les chapitres IV.1.d et IV.3, la technique de spectro-imagerie permet de combiner les avantages de l'imagerie, en fournissant des informations localisées spatialement, et de la spectroscopie, avec une résolution spectrale permettant l'analyse de la composition. C'est donc le moyen adéquat pour étudier la glace à la surface de Haumea et de ses satellites, ainsi que la dynamique du système.

Observations : nous avons observé (136108) Haumea le 15 Mars 2007 lors de la vérification scientifique du mode d'OA assisté par LGS de l'instrument SINFONI au VLT. La boucle OA était fermée sur l'étoile artificielle et Haumea fut lui-même utilisé comme TTS (voir chapitre II.2) afin de fournir une correction OA optimale. Les conditions atmosphériques étaient extrêmement bonnes avec un seeing de 0.5-0.6". Le réseau H+K fut utilisé afin de couvrir les bandes atmosphériques H et K, couvrant le domaine 1.5-2.4 μm , simultanément. L'échelle des pixels fut choisie à 100 mas/pixel comme compromis entre la résolution spatiale et la quantité de flux reçu par pixel (afin d'optimiser le rapport signal à bruit des spectres). L'étoile HD 142093 ($M_v \sim 7.4$, G2V) fut observée juste après Haumea (mais en mode NGS) à une masse d'air similaire afin de corriger le spectre d'Haumea des contributions solaire et tellurique.

Les observations furent réduites en utilisant la version 1.9.3 du paquet de réduction de données fourni par l'ESO. La carte des mauvais pixels, de courant sombre et de champs plat ainsi que la calibration en longueur d'onde furent obtenues par la procédure standard de l'ESO. À chaque observation de Haumea et de l'étoile de référence fut alors soustrait une image du ciel, obtenue proche en temps et distance sur le ciel, et les effets de champs plat et mauvais pixels furent corrigé. La qualité de la soustraction du fond du ciel fut améliorée en utilisant la correction des résidus du ciel du paquet de réduction ainsi qu'en soustrayant le niveau médian de l'image à chaque longueur d'onde dans les cubes. La Fig. V.2 présente ces observations comparées aux résultats obtenus sans correction par OA.

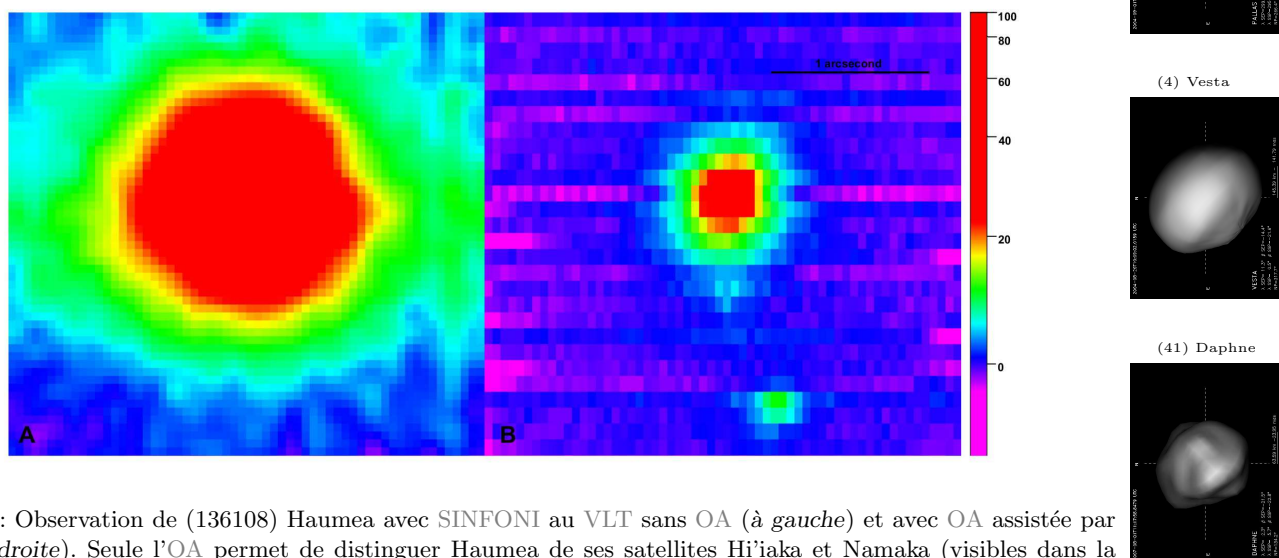


FIG. V.2: Observation de (136108) Haumea avec SINFONI au VLT sans OA (à gauche) et avec OA assistée par LGS (à droite). Seule l'OA permet de distinguer Haumea de ses satellites Hi'iaka et Namaka (visibles dans la partie de droite).

Structure de la glace d'eau : nous avons modélisé les spectres de Haumea et de son principal satellite Hi'iaka en utilisant le modèle de transfert radiatif de Hapke [1993] avec comme paramètres la taille des



grains et les abondances relatives des différents composés (voir Table V.4 pour les résultats des modèles). La présence de glace d'eau à la surface de Haumea et de Hi'iaka découverte par [Barkume et al. \[2006\]](#) et [Fraser and Brown \[2009\]](#) est confirmée (Fig. V.3). Les données nous permettent même d'aller plus loin et de caractériser la structure de la glace à la surface de Hi'iaka. Tout comme Haumea, Hi'iaka est recouvert (ou entièrement composé) de glace d'eau à 99%. Cette glace est majoritairement sous forme cristalline (comme l'indique la forte signature à $1.65 \mu\text{m}$ dans les spectres, voir Fig V.3). Néanmoins, si environ 20% de glace amorphe est nécessaire pour reproduire le spectre de Haumea, le spectre d'Hi'iaka peut s'expliquer par la seule présence de glace cristalline [en accord avec les récents résultats de [Pinilla-Alonso et al., 2009](#), sur Haumea].

Au vu de la durée de vie de la glace cristalline avant amorphisation sous l'effet des particules chargées du vent solaire, il apparaît que la surface de Haumea et de Hi'iaka (et probablement Namaka) sont récentes ou rafraîchies. Nous savons par simulation dynamique que l'impact qui créa la famille de Haumea et les satellites eux-mêmes s'est produit il y a trop longtemps (~ 1 milliard d'années) pour en être responsable. Le cryo-volcanisme est une autre possibilité : l'ammoniac descend la température du point triple de l'eau et favorise ainsi la présence de geysers ou volcanisme dans les milieux froids. Néanmoins, l'absence de signature d'ammoniac (autour de $2.2\text{-}2.3 \mu\text{m}$) dans les spectres d'Haumea et d'Hi'iaka limite la présence de ce composé carboné à quelques pour-cent [$\leq 5\%$, voir [Pinilla-Alonso et al., 2009](#)].

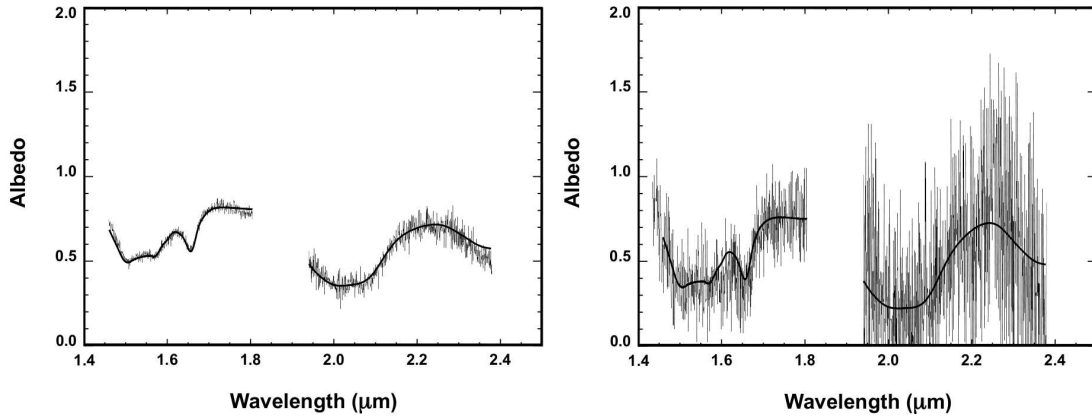
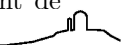


FIG. V.3: Spectres observés (lignes bruitées) et synthétiques (ligne noire lisse) d'Haumea (à gauche) et de son satellite principal Hi'iaka (à droite) extrait des observations SINFONI (Fig. V.2). Les bandes de la glace d'eau sont visibles autour de 1.5 et $2.0 \mu\text{m}$. La signature de la structure cristalline de la glace d'eau est également visible à $1.65 \mu\text{m}$ sur les deux spectres.

	Composé	Taille de grain (μm)	Abondance (%)
Haumea	glace cristalline	30	78
	glace amorphe	40	21
	carbone amorphe	10	1
Hi'iaka	glace cristalline	55	99
	carbone amorphe	10	1

TAB. V.4: Composés utilisés pour modéliser les spectres de Haumea et Hi'iaka (Fig. V.3), ainsi que les tailles de grain et abondances utilisées pour produire les spectres synthétiques présentés dans la Fig. V.3. L'utilisation du carbone amorphe est nécessaire pour ajuster l'albédo du spectre synthétique à celui de $p_V = 0.59$, déterminé par [Stansberry et al. \[2008\]](#).

Orbite des satellites de Haumea : j'ai utilisé les capacités d'imagerie à haute résolution angulaire de SINFONI afin d'extraire les positions relatives d'Haumea et de ses deux satellites. Au moment de



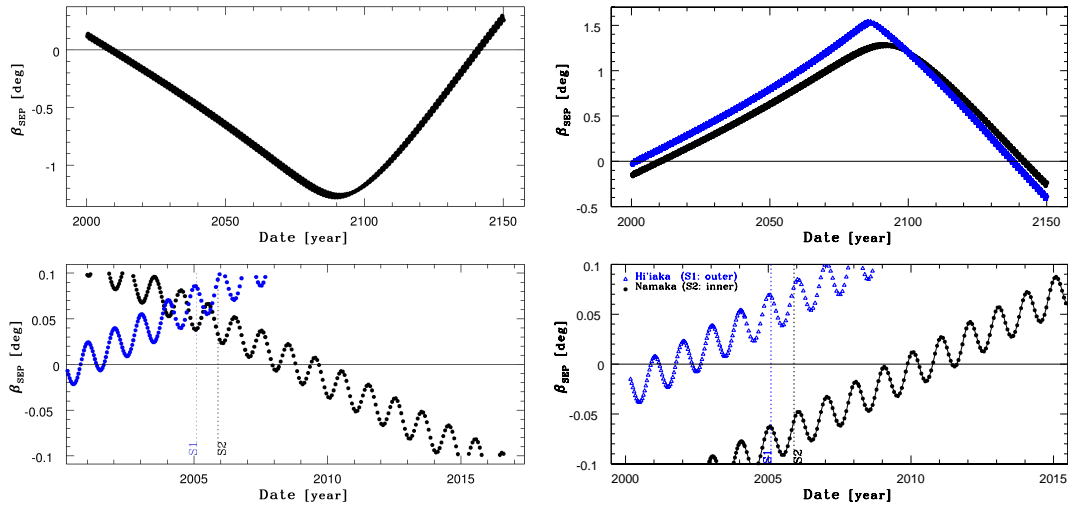


FIG. V.4: Prédiction des équinoxes des satellites de Haumea. Les ordonnées représentent la latitude (β) du point sub-terrestre (SEP) de l'orbite des satellites ; ainsi, une valeur de 0 indique que Haumea, le satellite et la Terre sont alignés : il y a éclipse. Les satellites Hi'iaka et Namaka sont représentés par les marques bleues et noires respectivement. Les cartouches du haut représentent la valeur de la latitude du SEP sur une demi-orbite de Haumea autour du Soleil (~ 150 ans) et ceux du bas la période contemporaine (2000-2015). Les traits pointillés verticaux indiquent les dates de découvertes de satellites. À gauche : prédiction des éclipses pour une solution obtenue à partir de la mesure astrométrique de cette étude et de celles de [Brown et al. \[2005, 2006\]](#). À droite : même chose à partir des solutions orbitales de [Ragozzine and Brown, 2009](#). Dans les deux cas des événements mutuels ont lieu actuellement et jusqu'en 2010 environ.

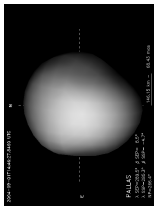
ces observations, seuls quelques points astrométriques étaient disponibles pour ce système [[Brown et al., 2005, 2006](#)] et un relevé supplémentaire en 2007 permettait de contraindre fortement les orbites. J'ai alors trouvé que le satellite le plus brillant (S1 : Hi'iaka) se trouvait à $(-0.''277 \pm .01 \text{ E}, -1.''318 \pm .01 \text{ N})$ et le satellite le plus faible (S2 : Namaka) était à $(+0.''026 \pm .02 \text{ E}, -0.''528 \pm .03 \text{ N})$ de 136108 Haumea. L'incertitude légèrement supérieure dans la direction nord-sud étant occasionnée par la taille rectangulaire des spaxels de SINFONI.

En utilisant la méthode de [Hestroffer et al. \[2005\]](#) pour dériver les orbites des deux satellites, nous avons alors pu complètement contraindre l'orbite de Hi'iaka. Diverses solutions étant néanmoins possibles pour l'orbite de Namaka, incluant des orbites circulaires ou très excentriques, progrades ou rétrogrades... Certaines de ces orbites indiquaient l'existence d'éclipses mutuelles entre Haumea et Namaka sur la période 2008-2010 (Fig. V.4, à gauche). L'observation par courbes de lumière de tels événements permettant de contraindre les tailles relatives des objets [[Descamps et al., 2008](#)] ; leur observation est de la plus haute importance (surtout dans le cas des TNOs où de tels événements n'arrivent que tous les 150 ans environ). Nous avons alors obtenu du temps d'observation en Juin et Juillet 2008 avec NACO au VLT pour mieux contraindre l'orbite de Namaka et les dates d'éclipses. Malheureusement, le module laser d'UT4 ne fonctionna pas durant la période de visibilité d'Haumea et aucune observation ne put être réalisée. D'autre part, M. Brown et ses collègues ont pu observer Haumea et ses satellites à diverses reprises durant cette période et l'orbite des satellites et maintenant complètement contrainte [voir la Table 2 de [Ragozzine and Brown, 2009](#)]. [Fabrycky et al. \[2008\]](#) prédisent les dates de ces événements (Fig. V.4, à droite) afin qu'ils puissent être couverts par la communauté.

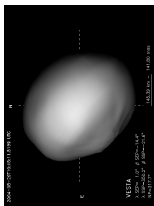
Origine de la structure cristalline : ainsi que présenté ci-dessus, la glace d'eau à la surface de Haumea, observée dans une structure cristalline. est attendue sous forme amorphe. Je discute ici des diverses sources d'énergie possiblement responsable de la cristallisation de la glace en surface d'Haumea.

Les éléments radioactifs comme ^{40}K , ^{232}Th et ^{238}U ayant une période de radioactivité très longue, ils

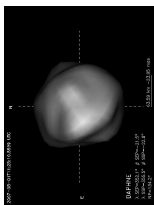
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





peuvent encore produire de la chaleur par émission radioactive de nos jours. L'énergie dégagée dépend principalement de la masse de silicates (environ $4.5 \times 10^{-12} \text{ W.kg}^{-1}$ de roche). Alors, en supposant qu'environ la moitié de Haumea est faite de silicates, l'énergie disponible est de l'ordre de $9 \times 10^9 \text{ W}$. L'énergie disponible pour les satellites doit être moindre puisque la fraction de silicate en leur sein est plus faible (formés à partir de la glace externe de Haumea). Ainsi, une fraction de 10% de silicate entraîne une énergie par radiation d'environ 10^6 W pour Hi'iaka. D'autre part, les marées produites par les satellites sur Haumea induisent une énergie maximale d'environ $5 \times 10^9 \text{ W}$ dans le cas d'une rotation non synchrone [voir la partie 11 de [Ferraz-Mello et al., 2008](#)]. Réciproquement, les marées produites par Haumea sur Hi'iaka produisent une énergie d'environ 10^7 W dans celui-ci, un ordre de grandeur plus important que celle produite par des éléments radioactifs.

En considérant que l'énergie de marée se dissipe dans la glace uniquement (la glace d'eau est plus facilement déformable que la roche), et la capacité thermique massique de la glace ($c_p \sim 2000 \text{ J.K}^{-1}.\text{kg}^{-1}$), on obtient un réchauffement d'environ $10^{-15} \text{ K.s}^{-1}$ pour Haumea, et $10^{-16} \text{ K.s}^{-1}$ pour Hi'iaka. Alors, il faudrait de l'ordre de 10^7 ans à Haumea et 10^8 ans à Hi'iaka pour se réchauffer de 50 K. Ces valeurs sont des limites supérieures puisqu'ici je ne considère pas l'apport en énergie dû aux éléments radioactifs (leur adjonction diminue ces temps de moitié environ). Alors, les effets de marée peuvent expliquer la présence de glace cristalline à la surface de Haumea, mais ceci devient plus litigieux pour Hi'iaka (tout en restant possible).

Ces calculs se basent sur de nombreuses hypothèses quant à la rotation des satellites de Haumea, et la forme de celui-ci. Alors, une étude de la forme et du spin de Haumea, ainsi que du spin de ses satellites (en particulier pour savoir si ceux-ci sont en rotation synchrone) est maintenant requise pour mieux évaluer l'énergie apportée par les marées. De telles études seront possibles avec les futurs grands télescopes au sol, ou avec le développement de l'OA dans le visible. La présente étude permet néanmoins de montrer que les marées peuvent fournir l'énergie nécessaire à la cristallisation de la glace et doivent être considérées.



V.2 Composition des astéroïdes dans le moyen infrarouge

V.2.a Pourquoi étendre la gamme de longueur d'onde ?

Le meilleur moyen de déterminer la composition des astéroïdes est d'étudier leur spectre en réflectance. Comme présenté au chapitre II.1.a, les bandes d'absorption caractéristiques des transitions électroniques et des vibrations des molécules se situent dans les domaines de longueurs d'onde du visible (0.4-0.8 μm) et du proche infrarouge (0.8-5 μm). L'étude de ces signatures spectrales permet d'identifier les matériaux présents à la surface d'un corps et donc de connaître sa composition. Cette analyse peut se faire en comparant le spectre des astéroïdes avec ceux de météorites mesurés en laboratoire, approche qui a conduit à l'association des HED avec (4) Vesta et qui a soulevé le problème du *space weathering* pour expliquer le lien entre les météorites OCs et les astéroïdes de type S. Un autre moyen est de modéliser le spectre d'un corps à partir de divers constituants dont les spectres ont été obtenus séparément en laboratoire et dont le spectre du mélange provient d'un modèle optique [e.g. Hapke, 1993].

Ces méthodes ont permis d'analyser et de quantifier la composition des astéroïdes du complexe S (S, Q, R, A...) riches en olivines et en pyroxènes. En revanche, la composition des astéroïdes du complexe C nous échappe toujours. Ceci est dû à l'absence de bandes d'absorption dans les domaines visible et proche infrarouge pour ces types d'astéroïdes. Si quelques signatures typiques de la glace d'eau et des carbonates (composé chimique comprenant un ion carbonate : CO_3^{2-}) ont été découvertes dans la gamme 3-5 μm par Rivkin et al. [2002] et Rivkin et al. [2006], ces composés ne peuvent expliquer à eux seuls la composition complète des astéroïdes lorsqu'ils sont présents (abondances inférieures à 10%). Comme les silicates présentent également des structures spectrales caractéristiques (bandes d'émissions) dans le moyen infrarouge (5-30 μm), l'infrarouge moyen (thermique) des astéroïdes représente une gamme de longueur d'onde accessible depuis le sol nous permettant d'étudier la composition des astéroïdes [comme les succès dans le cas de Mars le laissent supposer. Voir Milam et al., 2001, par exemple].

Néanmoins, les premières études réalisées sur des astéroïdes [e.g. Dotto et al., 2000; Lim et al., 2005; Emery et al., 2006; Barucci et al., 2008b] ne sont pas parvenues à identifier clairement la minéralogie des objets étudiés en raison de la difficulté à reconnaître et caractériser une bande lorsque celle-ci est présente. Difficulté favorisée par la faible amplitude des structures dans le moyen infrarouge (de quelques pour-cent) requérant un rapport signal à bruit très élevé. L'étude à laquelle j'ai participé avait pour but de déterminer si la spectroscopie dans le moyen infrarouge peut fournir un moyen d'analyse performant de la composition des astéroïdes. Je présente l'article soumis à Icarus dans l'annexe C.

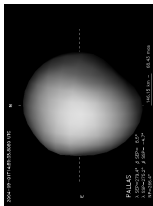
V.2.b Les astéroïdes de type S comme étalon

Nous avons utilisé les astéroïdes de type S afin de tester la pertinence des informations minéralogiques dérivées par analyse du spectre moyen infrarouge d'astéroïdes. L'abondance relative des composés principaux (olivine et pyroxène) de ces astéroïdes peut être déterminée à quelques pour-cent près [Vernazza et al., 2008; Binzel et al., 2009] à partir de leur spectre visible et proche infrarouge (Fig. V.5). La comparaison des informations apportées par les différents domaines (visible/proche infrarouge et moyen infrarouge) nous permettra de statuer sur l'apport du moyen infrarouge en terme d'étude minéralogique.

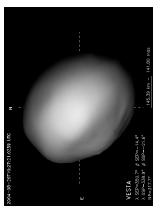
Nous avons observé les astéroïdes (7) Iris, (11) Parthenope et (43) Adriane avec MIRSI à l'IRTF en Mars et Juillet 2008 entre 8 et 13 μm (Fig. V.6, à droite). Nous avons suivi les procédures standards d'observation et de réduction de données dans l'infrarouge moyen [une description pédagogique peut être trouvée dans Lim et al., 2005]. Nous avons également utilisé des données réduites (Fig. V.6, à droite) provenant des archives publiques du télescope spatial Spitzer obtenues avec l'instrument IRS dans la même gamme de longueur d'onde (voir le chapitre II.3 pour une description des instruments).

On peut tout d'abord remarquer que bien que les astéroïdes présentés ici aient un spectre similaire dans le visible et le proche infrarouge (Fig. V.5), leurs spectres dans l'infrarouge moyen présentent des différences (Fig. V.6). La composition de ces astéroïdes étant similaire à quelques pour-cent près, les différences observées dans l'infrarouge moyen indiquent que ce domaine de longueur est influencé par d'autres facteurs que la seule composition. Ainsi, Hunt and Logan [1972] ont montré que la taille des grains influence fortement la forme et le contraste des structures spectrales dans l'infrarouge moyen. Plus tard, Salisbury and Eastes [1985] montrèrent que la porosité des matériaux produit le même effet.

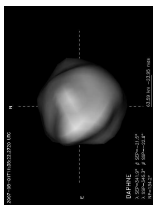
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



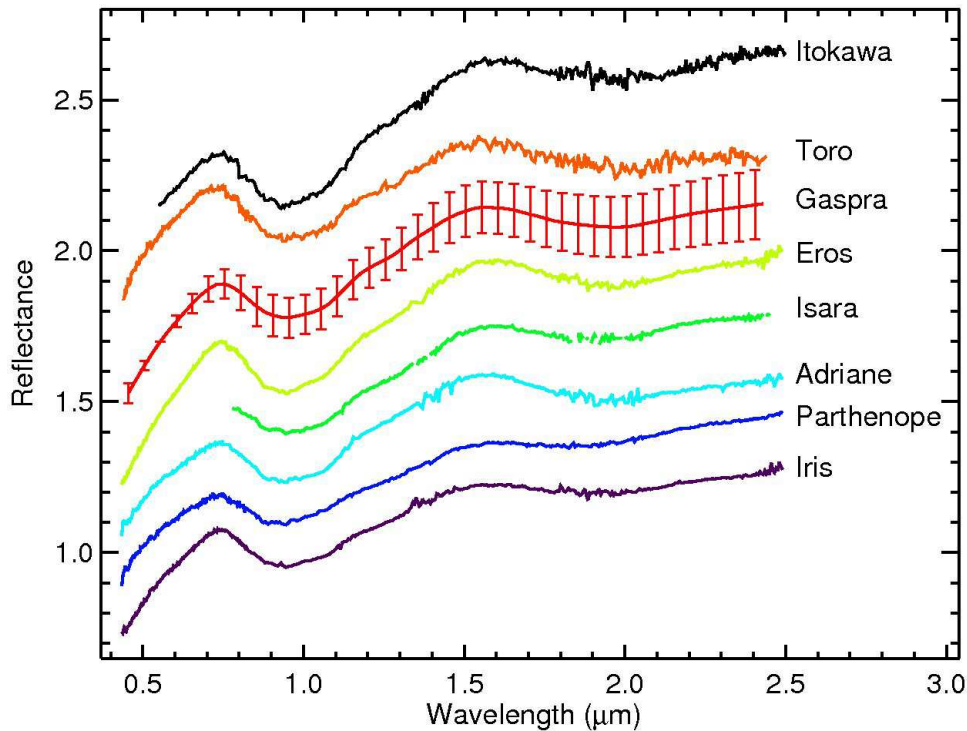


FIG. V.5: Spectres visible et proche infrarouge pour les astéroïdes de type S utilisés comme objets tests dans cette étude. On peut voir ici l'uniformité des spectres indiquant une composition similaire (à quelques pour-cent près : le rapport olivine sur olivine + pyroxène est compris entre 75 et 80% pour tous ces objets).

Finalement, [Kirkland et al. \[2001\]](#) relient la diminution du contraste des spectres à la porosité des agrégats/matériaux. Le fait que les spectres présentés en [Fig. V.6](#) soient faiblement contrastés montrent que les astéroïdes observés possèdent un régolite poreux composé de petits grains. De fait, les études réalisées sur les astéroïdes au cours des dernières décennies ont toutes rapporté une amplitude maximale de 10% pour les variations spectrales, 15% dans le cas de (21) Lutetia, lorsque celles-ci sont détectées [[Gillett and Merrill, 1975](#); [Feierberg et al., 1983](#); [Green et al., 1985](#); [Cohen et al., 1998](#); [Dotto et al., 2000](#); [Lim et al., 2005](#); [Emery et al., 2006](#); [Barucci et al., 2008b](#)], indiquant que les astéroïdes sont majoritairement recouverts d'un régolite fin et/ou poreux.

Le but étant de déterminer si l'infrarouge moyen peut fournir des informations minéralogiques, nous avons utilisé le modèle d'analyse spectrale de [Ramsey and Christensen \[1998\]](#). Ce modèle utilise une combinaison linéaire de spectres obtenus en laboratoire pour représenter les spectres observés. La validité de ce modèle fut montrée pour les tailles importantes de particules (diamètre supérieur à 50 μm) pour lesquelles la composition peut être déterminée jusqu'à une précision de l'ordre de quelques pour-cent [[Ramsey and Christensen, 1998](#); [Hamilton and Christensen, 2000](#)]. En revanche, dans le cas des petites tailles de grains qui nous intéressent ici, l'effet de la taille des grains devient importante [changeant radicalement la forme des spectres, voir la [Fig. 5](#) dans [Hunt and Logan, 1972](#)] et l'utilisation de ce modèle devient plus ardue.

Nous avons utilisé la bibliothèque spectrale *Aster* et la base de données en émissivité de Berlin [[Maturilli et al., 2008](#)] pour obtenir les spectres d'échantillons de référence. La liste des échantillons se trouve dans le manuscrit de l'annexe C et permet de remonter à la taille de grain des échantillons utilisés. Nous avons utilisé les spectres

- d'olivine et de pyroxène : les composants majoritaires ($\sim 90\%$) des astéroïdes de types S
- des météorites OCs, dont les astéroïdes de types S sont les corps parents
- des météorites CCs, qui n'ont aucun rapport avec les astéroïdes de types S, afin de tester la capacité



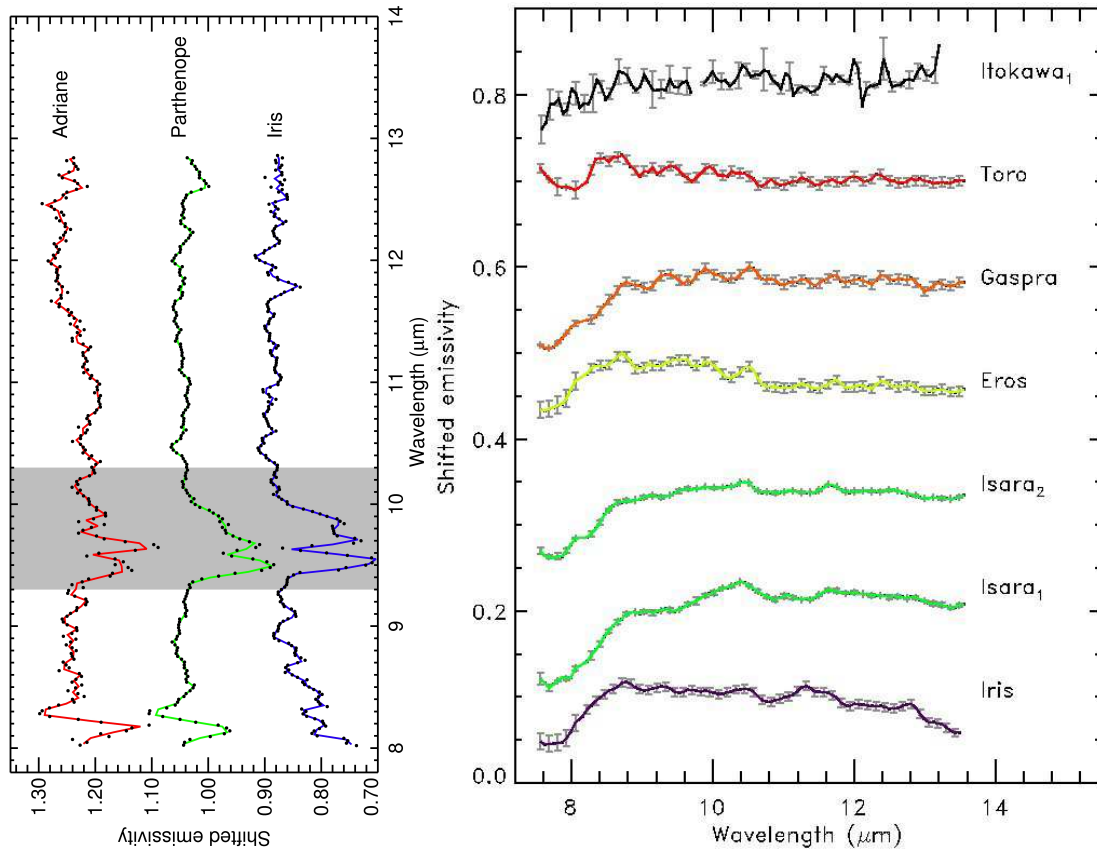


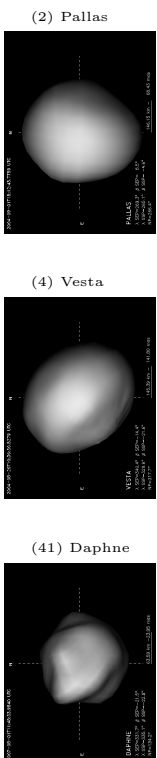
FIG. V.6: Spectres en émission des astéroïdes de type S utilisés dans cette étude. La partie de gauche présente les trois astéroïdes observés avec MIRSI à l'IRTF et celle de droite ceux provenant des archives de Spitzer, observés avec IRS. Un point important est à remarquer : bien que ces astéroïdes aient tous la même composition (à quelques pour-cent) ainsi que déterminé dans le visible et proche infrarouge, leurs spectres dans l'infrarouge moyen sont sensiblement différents.

de discrimination de l'infrarouge moyen

La Fig. V.7 présente ces analyses pour cinq astéroïdes observés avec Spitzer et la Fig. V.8 pour les trois astéroïdes observés à l'IRTF. Tout d'abord, comme on pouvait s'y attendre, le modèle choisi toujours les échantillons dont les grains sont de petites taille ($\leq 70 \mu\text{m}$) au détriment des grandes tailles de grain, aux variations spectrales plus marquées. Ensuite, le mélange d'olivine et pyroxène fourni en général la meilleure représentation des spectres des astéroïdes comme il se doit. Fâcheusement, les concentrations relatives des deux minéraux sont inversées par rapport à celles déterminées dans le proche infrarouge. La détermination des abondances est alors biaisée d'environ 40%! Ensuite, si les météorites OCs sont celles dont la composition est la plus proche des astéroïdes, leur ajustement aux spectres n'est guère meilleur que celui fourni par les CCs (voir les valeurs de χ^2 dans les Figs. V.7 et V.8).

V.2.c Discussion

L'étude des astéroïdes de type S montre qu'il est difficile, voire impossible d'associer un astéroïde (ou une classe taxonomique) avec un type de météorites donné à partir de leur spectre dans l'infrarouge moyen uniquement. D'autre part, dans le cas d'école où les composés sont connus, la détermination des abondances se révèle bien moins précise que celle fournie par l'analyse des spectres visible et proche infrarouge (biais de 30-40%). Ceci montre que les déterminations minéralogiques réalisées dans l'infrarouge moyen uniquement sur des corps dont la surface est recouverte de poussière fine doivent obligatoirement être validées dans un autre domaine spectral (i.e. le visible et proche infrarouge). Par exemple [Sprague](#)



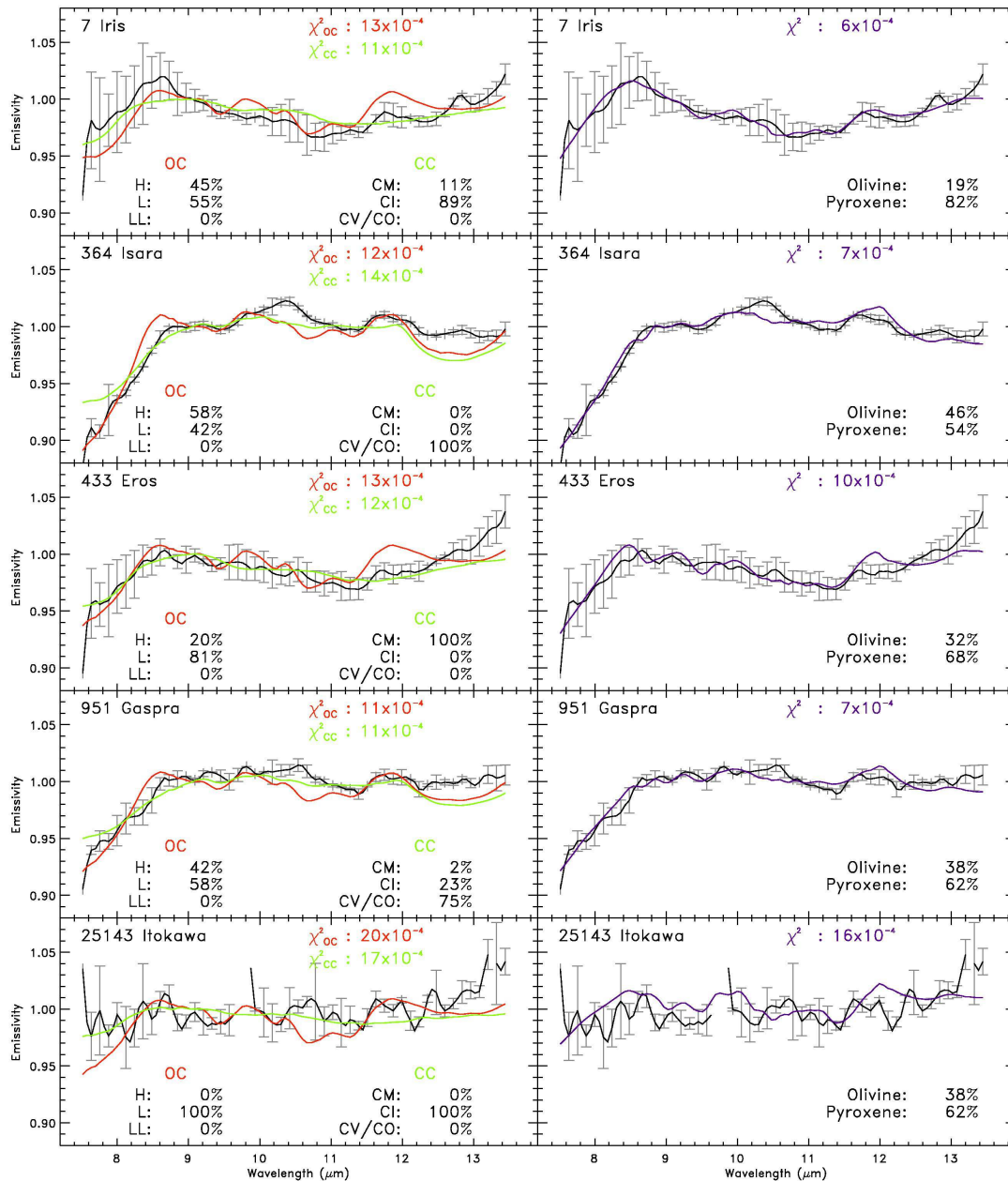


FIG. V.7: Analyse minéralogique de cinq astéroïdes observés par IRS à bord de Spitzer. La colonne de gauche présente l'ajustement des spectres des astéroïdes par un mélange de météorites OC ou CC (spectres provenant de Aster), et celle de droite l'ajustement des spectres par un mélange d'olivine et de pyroxène (spectres de Aster et de la base de données en émissivité de Berlin [Maturilli et al., 2008]). Le χ^2 ainsi que les abondances relatives des composés individuels sont rapportés pour chaque mélange.

et al. [2009] montrèrent ainsi que des compositions complètement différentes (riches ou pauvres en pyroxènes, en olivine...) expliquent de manière tout aussi acceptable les spectres de Mercure dans l'infrarouge moyen, sans que ces compositions soient compatibles avec les spectres observés dans le proche infrarouge [Vernazza et al., 2010].

On pourrait arguer ici que le modèle de mélange linéaire [Ramsey and Christensen, 1998] est trop simpliste et qu'un modèle plus évolué prenant en compte les effets de la diffraction se produisant au niveau



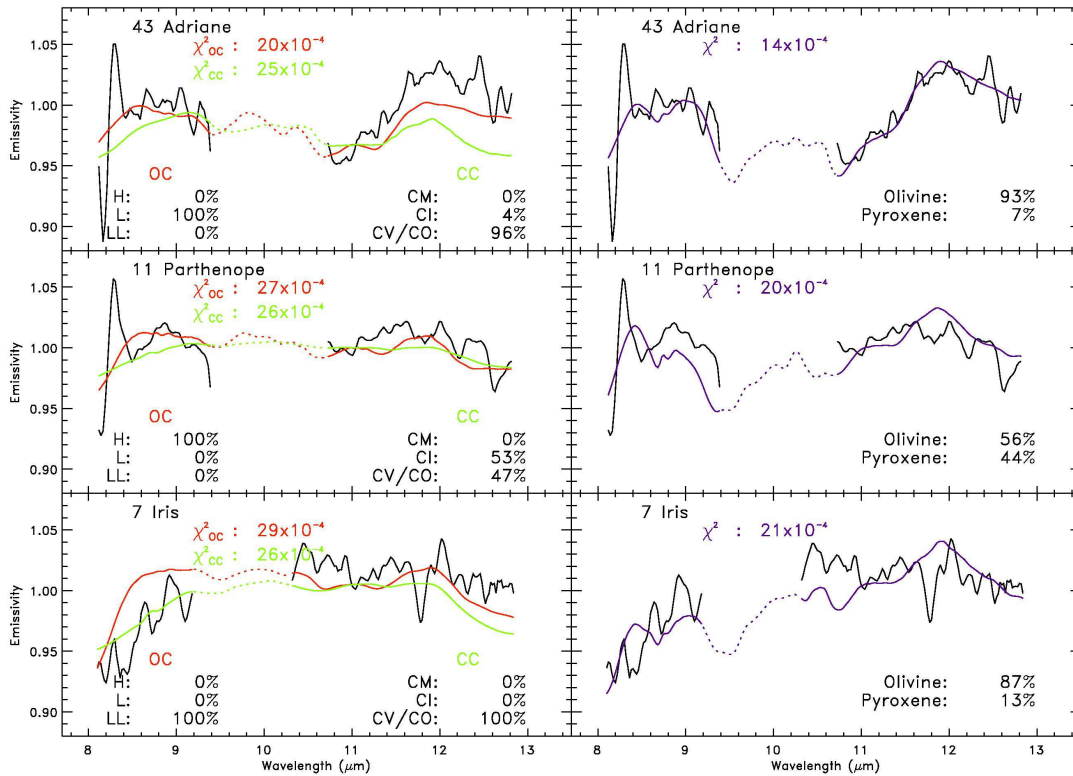


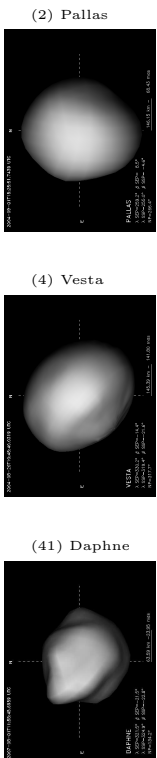
FIG. V.8: Figure similaire à la Fig. V.7 pour les trois astéroïdes observés avec MIRS1 à l'IRTF. Les spectres sont ici bien plus bruités car ils sont affectés par l'absorption tellurique d'une part, et la bande du SiO des étoiles de référence utilisées pour calibrer les données. À ce sujet, voir les travaux de Cohen et collaborateurs dans les années 1990 sur dix articles dans le but de calibrer les étoiles standards de l'infrarouge moyen [dont Cohen et al., 1992; Cohen and Davies, 1995; Cohen et al., 1998].

des particules pourrait permettre l'identification de minéraux dans cette gamme de longueur d'onde. Les études de laboratoire laissent cependant à penser que ce ne sera pas le cas : Mustard and Hays [1997] comparèrent divers spectres d'olivine provenant de trois laboratoires différents (voir leur Fig. 6). On peut alors remarquer que ces spectres ne sont pas tous similaires suivant leur provenance. Leurs différences viennent alors de la méthode utilisée pour préparer les échantillons et donc de leurs propriétés (distribution de la taille de grain, porosité de la poudre...). Ceci renforce l'idée selon laquelle les spectres dans l'infrarouge moyen sont plus sensibles aux propriétés des matériaux qu'à leur composition (dans le cas des petites tailles de grain).

Afin de pouvoir comparer les spectres d'astéroïdes à des éléments observés en laboratoire, il faudrait disposer d'une quantité énorme de spectres d'échantillons, préparés avec le plus grand soin : avec des tailles de grain de 5 μm en 5 μm (de 0 à 60 μm environ), dans des états de porosité et d'empilement divers (tassé, poreux, en couches...). Cette condition réalisée, il devrait être possible d'interpréter convenablement les spectres obtenus dans l'infrarouge moyen, tant en terme de propriétés du régolite qu'en terme de composition.

V.2.d Conclusion

Cette étude montre que la spectroscopie de la surface des petits corps dans l'infrarouge moyen uniquement (8-13 μm) analysée au moyen du modèle d'analyse spectrale de Ramsey and Christensen [1998] peut difficilement être envisagée comme solution pour déterminer leur composition à l'heure actuelle. En effet, le travail présenté ici supporte clairement les études en laboratoire [telles que Hunt and Logan, 1972;





[Mustard and Hays, 1997](#)] à partir de données observationnelles d'astéroïdes obtenues avec les instruments les plus performants à l'heure actuelle et avec un rapport signal à bruit jamais présenté jusqu'à présent.

Tous ces travaux montrent que cette gamme de longueur d'onde est fortement influencée par les propriétés des matériaux (taille de grain, porosité), et dans une moindre mesure par leur composition. Ainsi, cette gamme se révèle être un outil utile de comparaison des propriétés du régolite d'astéroïdes de même composition : des spectres similaires dans l'infrarouge moyen indiquant des propriétés idoine (ou des grains de grande taille) et des spectres distincts soulignant les différences entre les deux régolites.

Ainsi, toute étude minéralogique se basant sur l'infrarouge moyen doit vérifier ses résultats avec des spectres dans le visible et le proche infrarouge. De plus, étant donnée l'importance des propriétés physiques du régolite dans ces spectres, toute détermination doit être prise avec précaution, afin de ne pas interpréter les signatures propres à la porosité des matériaux, taille des grains (tant en laboratoire qu'à la surface des astéroïdes) comme révélatrice d'une composition. De nombreux travaux d'analyse en laboratoire sont ainsi nécessaires pour palier les obstacles qui limitent actuellement l'utilisation de cette gamme de longueur d'onde pour l'étude des astéroïdes.

Néanmoins, cette conclusion ne diminue en rien la portée de cette gamme de longueur d'onde pour la détermination de l'albédo ou du diamètre des corps. D'autre part, les modèles thermophysiques développés par [Lagerros \[1996, et suivants\]](#) permettent d'étudier les propriétés physiques du régolite (inertie thermique, capacité calorifique...) à partir de spectres dans l'infrarouge moyen [voir [Harris and Lagerros, 2002](#); [Müller and Barnes, 2007](#), par exemple]. De nombreuses informations peuvent donc être extraites de ce domaine de longueur d'onde, mais les études de composition restent délicates.

Chapitre VI

Conclusion et perspectives

Durant ma thèse, j'ai étudié les propriétés physiques des astéroïdes, principalement au moyen d'imagerie à haute résolution angulaire assistée par optique adaptative. J'ai tout d'abord pu étudier les trois principaux astéroïdes de la ceinture principale, concentrant environ 40% de la masse de la ceinture principale : (1) Cérès [26%, [Michalak, 2000](#)], (2) Pallas [6%, [Goffin, 2001](#)], et (4) Vesta [7%, [Michalak, 2000](#)].

L'étude par imagerie de (1) Cérès a révélé qu'il s'agit d'un corps dépourvu de macro relief probablement différencié. L'étude des couleurs des marques d'albédo à sa surface montre que certaines marques sombres présentes aux hautes latitudes pourraient être faites d'un mélange de glace d'eau et de matériaux sombres (silicates et carbonates). L'étude des spectro-images que j'ai obtenues avec SINFONI me permettra dans un futur proche de mieux contraindre et comprendre la composition de surface de cette planète naine. D'autre part, la mesure des coordonnées du pôle et de la période de rotation réalisée à partir de ces images permet de préparer l'étude de Cérès par la sonde *Dawn* dont l'arrivée dans le voisinage de Cérès est prévue pour 2015. Finalement, je suis impliqué dans une tentative de détection d'éjection de vapeur d'eau. Une telle détection nous permettrait de statuer enfin sur la présence de matériaux volatiles dans le sous-sol de Cérès comme l'indique sa densité.

Ensuite, les images de (2) Pallas combinées avec les courbes de lumière m'ont permis de déterminer ses dimensions à un niveau de précision jamais atteint. Le modèle de forme alors dérivé ainsi que la solution de pôle sont les seuls à reproduire de manière satisfaisantes les observations de courbes de lumière, par imagerie et les occultations stellaires. La méthode novatrice que j'ai en partie développée alors, appelée Knitted Occultation, Adaptive optics and Light-curve Approach (KOALA) permet, à partir des trois sources de données citées ci-dessus, la détermination de la taille, forme et propriétés de rotation des astéroïdes avec une incertitude de seulement quelques pour-cent. Je me suis particulièrement attaché à caractériser les biais et erreurs systématiques de cette méthode afin qu'elle puisse ensuite servir de référence. J'ai alors pu remarquer que les barres d'erreur rapportées dans la communauté sont souvent sous estimées et qu'il est nécessaire de prendre en compte les erreurs systématiques dans le calcul de l'erreur finale. L'utilisation de cette méthode m'a permis de déterminer la densité de Pallas et j'ai pu montrer que celle-ci est différente de celle de Cérès, révélant une différence fondamentale de composition et/ou structure de ces deux astéroïdes primitifs.

Enfin, l'observation par spectro-imagerie de (4) Vesta a rendu possible l'étude de la distribution minéralogique à sa surface. J'ai également pu étudier les processus à l'origine des fortes variations d'albédo à sa surface, en lien avec les variations topographiques et de pente spectrale. Le présence d'un champs magnétique à la surface de Vesta pourrait expliquer les propriétés spectroscopiques observées de sa surface, apparemment non affectée par le *space weathering*.

La méthode KOALA au développement de laquelle j'ai participé s'est révélée très robuste dans le cas de l'étude de l'astéroïde (41) Daphne, alors que celui-ci possède une forme hautement non convexe. Cette méthode a le potentiel pour devenir une méthode de référence et d'être utilisée afin de calibrer les déterminations de forme, taille et spin qui seront fournies pour de très nombreux (centaines de milliers) astéroïdes par les projets de cartographie complète du ciel comme Gaia [[Mignard et al., 2007](#)] ou Pan-



STARRS [Jedicke et al., 2007]. Ceci offre la possibilité d'étudier de manière statistique les distributions en taille et spin des astéroïdes, avec tous les retours scientifiques qui en découlent [effets non gravitationnels, tests de la relativité générales... Mignard et al., 2007].

C'est principalement dans cette direction que j'oriente ma recherche actuellement, avec pour but la détermination des propriétés physiques (en particulier le volume) d'un grand nombre d'astéroïdes pour lesquels on attend une détermination de la masse dans les années à venir. En effet, les projets comme Gaia vont observer des rencontres proches entre de nombreux astéroïdes, et la détermination de la masse de plusieurs dizaines d'astéroïdes appartenant à diverses classes taxonomiques est attendue. La mesure précise de leur volume est alors la clef pour connaître leur densité. Comme je l'ai mentionné en introduction (chapitre I.3.b), les astéroïdes sont classés suivant une taxonomie basée uniquement sur leurs propriétés spectrales dans le visible et proche infrarouge. La disponibilité attendue d'un grand nombre de densités va certainement nous permettre d'affiner nos connaissances sur la composition des astéroïdes et par là même, sur les liens entre leur composition et leur taxonomie. Ceci représente un bond en avant dans notre compréhension de la répartition en éléments au sein du système solaire à l'heure actuelle, et de la nébuleuse de laquelle sont issues les planètes.

Les deux grands axes de mes projets actuels et futurs sont donc les suivant : 1) l'observation systématique par imagerie, courbes de lumière et occultation des principaux astéroïdes de la ceinture principale en synergie avec les grands projets photométriques, et 2) l'amélioration de l'outil KOALA, permettant l'utilisation d'un plus grand nombre de sources de données. En effet, si KOALA est la méthode qui intègre le plus de variables à l'heure actuelle, des versions futures pourraient tirer parti des observations interférométriques (sur des astéroïdes au diamètre apparent plus petit, chose qui devient possible avec le VLTI, le Large Binocular Telescope...), l'infrarouge moyen (pour la mesure de l'albédo et des contraintes supplémentaires sur les dimensions), les mesures photométriques éparses (dont la quantité va devenir astronomiques avec la mise en place des grands projets comme Pan-STARRS et l'Observatoire Virtuel)...

L'outil KOALA (dans sa version actuelle ou après les améliorations citées) sera également très utile pour l'étude des objets lointains comme les Troyens, les Centaures et surtout les TNOs lorsque les très grands télescopes comme le Thirty Meters Telescope ou bien encore le European-Extremely Large Telescope de l'ESO seront construits (prochaine décennie), ou lorsque que la technologie permettra la réalisation de l'OA dans le visible (avec le gain en résolution apporté par une longueur d'onde plus courte que dans l'infrarouge). Alors, la surface des grands objets lointains comme (134340) Pluton, ou (136108) Haumea pourra être étudiée de manière similaire aux travaux que j'ai présenté sur (1) Cérès au chapitre IV.1, permettant de répondre aux questions sur les processus d'évolution ayant lieu à ces grandes distances héliocentriques, comme le cryo-volcanisme par exemple.

Finalement, les autres projets dans lesquels je me suis investi (l'étude minéralogique des astéroïdes par spectroscopie dans l'infrarouge moyen et photométrie de TNOs de la famille de (136108) Haumea) m'ont permis d'apprendre d'autres techniques observationnelles qui pourront être utilisées dans un futur proche. Par exemple, le filtre CH₄ de Hawk-I utilisé pour l'étude de la famille de Haumea s'est révélé être un traceur efficace de la glace d'eau. Ainsi, la photométrie d'objets de la ceinture principale externe va permettre de suivre l'abondance de la glace d'eau en fonction de la distance au Soleil, donnée encore une fois cruciale pour la compréhension de la formation de notre système planétaire.

Bibliographie

- Adams, J. B. (1974). Visible and near-infrared diffuse reflectance spectra of pyroxenes as applied to remote sensing of solid objects in the solar system. *Journal of Geophysical Research*, 79 :4829–4836.
- A’Hearn, M. F. and Feldman, P. D. (1992). Water vaporization on Ceres. *Icarus*, 98 :54–60.
- Asphaug, E. (1997). Impact origin of the Vesta family. *Meteoritics and Planetary Science*, 32 :965–980.
- Barkume, K. M., Brown, M. E., and Schaller, E. L. (2006). Water Ice on the Satellite of Kuiper Belt Object 2003 EL₆₁. *Astrophysical Journal*, 640 :L87–L89.
- Barkume, K. M., Brown, M. E., and Schaller, E. L. (2008). Near-Infrared Spectra of Centaurs and Kuiper Belt Objects. *Astronomical Journal*, 135 :55–67.
- Barnard, E. E. (1895). Micrometrical determinations of the diameters of the Minor Planets Ceres (1), Pallas (2), Juno (3), and Vesta (4), made with the filar micrometer of the 36-inch Equatorial of the Lick Observatory; and on the albedos of those planets. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 56 :55–63.
- Barucci, M. A., Brown, M. E., Emery, J. P., and Merlin, F. (2008a). Composition and Surface Properties of Transneptunian Objects and Centaurs. *The Solar System Beyond Neptune*, pages 143–160.
- Barucci, M. A., Fornasier, S., Dotto, E., Lamy, P. L., Jorda, L., Groussin, O., Brucato, J. R., Carvano, J. M., Alvarez-Candal, A., Cruikshank, D. P., and Fulchignoni, M. (2008b). Asteroids 2867 Steins and 21 Lutetia : Surface composition from far infrared observations with the Spitzer space telescope. *Astronomy and Astrophysics*, 477(2) :665–670.
- Belton, M. J. S. and Carlson, R. (1994). 1993 (243) 1. *IAU Circular*, 5948 :2.
- Benner, L. A. M., Ostro, S. J., Magri, C., Nolan, M. C., Howell, E. S., Giorgini, J. D., Jurgens, R. F., Margot, J.-L., Taylor, P. A., and Busch, M. K. (2008). Near-Earth asteroid surface roughness depends on compositional class. *Icarus*, 198 :294–304.
- Berthier, J. (1998). Définitions relatives aux éphémérides pour l’observation physique des corps du système solaire. *Notes scientifique et techniques du Bureau des longitudes*, S061.
- Berthier, J. (1999). Principe de réduction des occultations stellaires. *Notes scientifique et techniques du Bureau des longitudes*, S064.
- Berthier, J., Hestroffer, D., Carry, B., Āurech, J., Tanga, P., Delbo, M., and Vachier, F. (2008). A Service of Position and Physical Ephemerides Computation Dedicated to the Small Bodies of the Solar System. *LPI Contributions*, 1405 :8374.
- Binzel, R. P., Gaffey, M. J., Thomas, P. C., Zellner, B. H., Storrs, A. D., and Wells, E. N. (1997). Geologic Mapping of Vesta from 1994 Hubble Space Telescope Images. *Icarus*, 128 :95–103.
- Binzel, R. P., Rivkin, A. S., Stuart, J. S., Harris, A. W., Bus, S. J., and Burbine, T. H. (2004). Observed spectral properties of near-Earth objects : results for population distribution, source regions, and space weathering processes. *Icarus*, 170 :259–294.

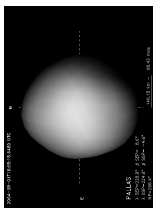


- Binzel, R. P., Rivkin, A. S., Thomas, C. A., Vernazza, P., Burbine, T. H., DeMeo, F. E., Bus, S. J., Tokunaga, A. T., and Birlan, M. (2009). Spectral properties and composition of potentially hazardous Asteroid (99942) Apophis. *Icarus*, 200 :480–485.
- Binzel, R. P. and Xu, S. (1993). Chips off of Asteroid 4 Vesta : Evidence for the parent body of basaltic achondrite meteorites. *Science*, 260(5105) :186–191.
- Blewett, D. T., Hawke, B. R., Richmond, N. C., and Hughes, C. G. (2007). A magnetic anomaly associated with an albedo feature near Airy crater in the lunar nearside highlands. *Geophysical Research Letters*, 34 :24206–24212.
- Bonnet, H., Abuter, R., Baker, A., Bornemann, W., Brown, A., Castillo, R., Conzelmann, R. D., Damster, R., Davies, R., Delabre, B., Donaldson, R., Dumas, C., Eisenhauer, F., Elswijk, E., Fedrigo, E., Finger, G., Gemperlein, H., Genzel, R., Gilbert, A., Gillet, G., Goldbrunner, A., Horrobin, M., Ter Horst, R., Huber, S., Hubin, N. N., Iserlohe, C., Kaufer, A., Kissler-Patig, M., Kragt, J., Kroes, G., Lehnert, M. D., Lieb, W., Liske, J., Lizon, J.-L., Lutz, D., Modigliani, A., Monnet, G. J., Nesvadba, N., Patig, J., Pragt, J., Reunanen, J., Röhrle, C., Rossi, S., Schmutz, R., Schoenmaker, T., Schreiber, J., Stroebele, S., Szeifert, T., Tacconi, L., Tecza, M., Thatte, N. A., Tordo, S., van der Werf, P., and Weisz, H. (2004). First light of SINFONI at the VLT. *The Messenger*, 117 :17–24.
- Bonnet, H., Ströbele, S., Biancat-Marchet, F., Brynnel, J., Conzelmann, R. D., Delabre, B., Donaldson, R., Farinato, J., Fedrigo, E., Hubin, N. N., Kasper, M. E., and Kissler-Patig, M. (2003). Implementation of MACAO for SINFONI at the VLT, in NGS and LGS modes. *SPIE*, 4839 :329–343.
- Bottke, Jr., W. F. (2007). Asteroids : Spun in the sun. *Nature*, 446 :382–383.
- Bottke, Jr., W. F. and Melosh, H. J. (1996). The formation of asteroid satellites and doublet craters by planetary tidal forces. *Nature*, 381(6577) :51–53.
- Bottke, Jr., W. F., Nesvorný, D., Grimm, R. E., Morbidelli, A., and O’Brien, D. P. (2006). Iron meteorites as remnants of planetesimals formed in the terrestrial planet region. *Nature*, 439 :821–824.
- Britt, D. T., Yeomans, D. K., Housen, K. R., and Consolmagno, G. J. (2002). Asteroid Density, Porosity, and Structure. *Asteroids III*, pages 485–500.
- Brown, M. E., Barkume, K. M., Ragozzine, D., and Schaller, E. L. (2007). A collisional family of icy objects in the Kuiper Belt. *Nature*, 446 :294–296.
- Brown, M. E., Bouchez, A. H., Rabinowitz, D. L., Sari, R., Trujillo, C. A., van Dam, M. A., Campbell, R. D., Chin, J. C. Y., Hartman, S. K., Johansson, E. M., Lafon, R. E., Le Mignant, D., Stomski Jr., P. J., Summers, D. M., and Wizinowich, P. L. (2005). Keck Observatory Laser Guide Star Adaptive Optics Discovery and Characterization of a Satellite to the Large Kuiper Belt Pbject 2003 EL₆₁. *Astrophysical Journal*, 632 :L45–L48.
- Brown, M. E., van Dam, M. A., Bouchez, A. H., Le Mignant, D., Campbell, R. D., Chin, J. C. Y., Conrad, A. R., Hartman, S. K., Johansson, E. M., Lafon, R. E., Rabinowitz, D. L., Stomski Jr., P. J., Summers, D. M., Trujillo, C. A., and Wizinowich, P. L. (2006). Satellites of the Largest Kuiper Belt Objects. *Astrophysical Journal*, 639 :43–46.
- Brunetto, R., Vernazza, P., Marchi, S., Birlan, M., Fulchignoni, M., Orofino, V., and Strazzulla, G. (2006). Modeling asteroid surfaces from observations and irradiation experiments : The case of 832 Karin. *Icarus*, 184 :327–337.
- Burbine, T. H. and Binzel, R. P. (2002). Small Main-Belt Asteroid Spectroscopic Survey in the Near-Infrared. *Icarus*, 159 :468–499.
- Bus, S. J. and Binzel, R. P. (2002a). Phase II of the Small Main-Belt Asteroid Spectroscopic Survey : A Feature-Based Taxonomy. *Icarus*, 158 :146–177.

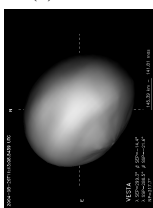


- Bus, S. J. and Binzel, R. P. (2002b). Phase II of the Small Main-Belt Asteroid Spectroscopic Survey : The Observations. *Icarus*, 158 :106–145.
- Bus, S. J., Denault, A. J., Rayner, J. T., Binzel, R. P., and Birlan, M. (2002). Remote observing at the NASA Infrared Telescope Facility (IRTF). *SPIE*, 4845 :94–99.
- Buzzoni, B., Delabre, B., Dekker, H., Dodorico, S., Enard, D., Focardi, P., Gustafsson, B., Nees, W., Paureau, J., and Reiss, R. (1984). The ESO Faint Object Spectrograph and Camera (EFOSC). *The Messenger*, 38 :9–13.
- Carruba, V., Michtchenko, T. A., Roig, F., Ferraz-Mello, S., and Nesvorný, D. (2005). On the V-type asteroids outside the Vesta family. I. Interplay of nonlinear secular resonances and the Yarkovsky effect : the cases of 956 Elisa and 809 Lundia. *Astronomy and Astrophysics*, 441 :819–829.
- Carry, B. (2008). High angular-resolution observations of asteroids in the gaia perspective. *Workshop on Earth-based Support to Gaia Solar-System Science*.
- Carry, B., Dumas, C., Fulchignoni, M., Merline, W. J., Berthier, J., Hestroffer, D., Fusco, T., and Tamblyn, P. (2008). Near-Infrared Mapping and Physical Properties of the Dwarf-Planet Ceres. *Astronomy and Astrophysics*, 478(4) :235–244.
- Casali, M., Pirard, J.-F., Kissler-Patig, M., Moorwood, A. F. M., Bedin, L., Biereichel, P., Delabre, B., Dorn, R., Finger, G., Gojak, D., Huster, G., Jung, Y., Koch, F., Lizon, J.-L., Mehrgan, L., Pozna, E., Silber, A., Sokar, B., and Stegmeier, J. (2006). HAWK-I : the new wide-field IR imager for the VLT. *SPIE*, 6269.
- Cellino, A., Bus, S. J., Doressoundiram, A., and Lazzaro, D. (2002). Spectroscopic Properties of Asteroid Families. *Asteroids III*, pages 633–643.
- Cellino, A., Capaccioni, F., Capria, M. T., Coradini, A., De Sanctis, M. C., Keller, H. U., Prettyman, T. H., Raymond, C. A., and Russell, C. T. (2006). Understanding the origin of the asteroids through the study of Vesta and Ceres : The role of DAWN. *Advances in Geoscience*, 3 :287–298.
- Cellino, A., Diolaiti, E., Ragazzoni, R., Hestroffer, D., Tanga, P., and Ghedina, A. (2003). Speckle interferometry observations of asteroids at TNG. *Icarus*, 162 :278–284.
- Chamberlain, M. A., Sykes, M. V., and Esquerdo, G. A. (2007). Ceres lightcurve analysis—Period determination. *Icarus*, 188(2) :451–456.
- Chapman, C. R. (1996). S-Type Asteroids, Ordinary Chondrites, and Space Weathering : The Evidence from Galileo’s Fly-bys of Gaspra and Ida. *Meteoritics and Planetary Science*, 31 :699–725.
- Chapman, C. R. (2004). Space Weathering of Asteroid Surfaces. *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, 32 :539–567.
- Chapman, C. R., McCord, T. B., and Johnson, T. V. (1973). Asteroid spectral reflectivities. *Astronomical Journal*, 78 :126–140.
- Chapman, C. R., Merline, W. J., and Thomas, P. C. (1999). Cratering on Mathilde. *Icarus*, 140 :28–33.
- Cheng, A. F. (2002). Near Earth Asteroid Rendezvous : Mission Summary. *Asteroids III*, pages 351–366.
- Cheng, A. F. and Barnouin-Jha, O. S. (1999). Giant Craters on Mathilde. *Icarus*, 140 :34–48.
- Cohen, M. and Davies, J. K. (1995). Spectral Irradiance Calibration in the Infrared - V. The role of UKIRT and the CGS3 spectrometer. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 276 :715–722.
- Cohen, M., Walker, R. G., and Witteborn, F. C. (1992). Spectral Irradiance Calibration in the Infrared. II - Alpha Tau and the recalibration of the IRAS low resolution spectrometer. *Astronomical Journal*, 104 :2030–2044.

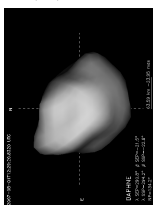
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



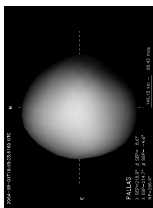


- Cohen, M., Witteborn, F. C., Roush, T. L., Bregman, J. D., and Wooden, D. H. (1998). Spectral Irradiance Calibration in the Infrared. VIII. 5-14 Micron Spectroscopy of the Asteroids Ceres, Vesta, and Pallas. *Astronomical Journal*, 115 :1671–1679.
- Conan, J.-M., Fusco, T., Mugnier, L. M., and Marchis, F. (2000). MISTRAL : Myopic deconvolution method applied to ADONIS and to simulated VLT-NAOS images. *The Messenger*, 99 :38–45.
- Conrad, A. R., Dumas, C., Merline, W. J., Drummond, J. D., Campbell, R. D., Goodrich, R. W., Le Mignant, D., Chaffee, F. H., Fusco, T., Kwok, S. H., and Knight, R. I. (2007). Direct measurement of the size, shape, and pole of 511 Davida with Keck AO in a single night. *Icarus*, 191(2) :616–627.
- Conrad, A. R., Keck Observatory, W. M., Merline, W. J., Drummond, J. D., Tamblyn, P. M., Dumas, C., Carry, B., Campbell, R. D., Goodrich, R. W., Owen, W. M., and Chapman, C. R. (2008). S/2008 (41) 1. *IAU Circular*, 8930 :2–2.
- Conrad, A. R., Merline, W. J., Drummond, J. D., Carry, B., Dumas, C., Campbell, R. D., Goodrich, R. W., Chapman, C. R., and Tamblyn, P. M. (2009). Recent Results from Imaging Asteroids with Adaptive Optics. In *Lunar and Planetary Institute Science Conference Abstracts*, volume 40 of *Lunar and Planetary Inst. Technical Report*, page 2414.
- Dekker, H., D’Odorico, S., Kaufer, A., Delabre, B., and Kotzlowski, H. (2000). Design, construction, and performance of UVES, the echelle spectrograph for the UT2 Kueyen Telescope at the ESO Paranal Observatory. *SPIE*, 4008 :534–545.
- DeMeo, F. E., Binzel, R. P., Slivan, S. M., and Bus, S. J. (2009). An extension of the Bus asteroid taxonomy into the near-infrared. *Icarus*, 202 :160–180.
- Demura, H., Kobayashi, S., Nemoto, E., Matsumoto, N., Furuya, M., Yukishita, A., Muranaka, N., Morita, H., Shirakawa, K., Maruya, M., Ohyama, H., Uo, M., Kubota, T., Hashimoto, T., Kawaguchi, J., Fujiwara, A., Saito, J., Sasaki, S., Miyamoto, H., and Hirata, N. (2006). Pole and Global Shape of 25143 Itokawa. *Science*, 312 :1347–1349.
- Descamps, P., Marchis, F., Durech, J., Emery, J. P., Harris, A. W., Kaasalainen, M., Berthier, J., Teng-Chuen-Yu, J.-P., Peyrot, A., Hutton, L., Greene, J., Pollock, J., Assafin, M., Vieira-Martins, R., Camargo, J. I. B., Braga-Ribas, F., Vachier, F., Reichart, D. E., Ivarsen, K. M., Crain, J. A., Nysewander, M. C., Lacluyze, A. P., Haislip, J. B., Behrend, R., Colas, F., Lecacheux, J., Bernasconi, L., Roy, R., Baudouin, P., Brunetto, L., Sposetti, S., and Manzini, F. (2009). New insights on the binary asteroid 121 Hermione. *Icarus*. accepted for publication.
- Descamps, P., Marchis, F., Pollock, J., Berthier, J., Vachier, F., Birlan, M., Kaasalainen, M., Harris, A. W., Wong, M. H., Romanishin, W. J., Cooper, E. M., Kettner, K. A., Wiggins, P., Kryszczyńska, A., Polinska, M., Coliac, J.-F., Devyatkin, A., Verestchagina, I., and Gorsharov, D. (2008). New determination of the size and bulk density of the binary Asteroid 22 Kalliope from observations of mutual eclipses. *Icarus*, 196 :578–600.
- Deutsch, L. K., Hora, J. L., Adams, J. D., and Kassis, M. (2003). MIRSI : a Mid-InfraRed Spectrometer and Imager. *SPIE*, 4841 :106–116.
- Dotto, E., Müller, T. G., Barucci, M. A., Encrenaz, T., Knacke, R. F., Lellouch, E., Doressoundiram, A., Crovisier, J., Brucato, J. R., Colangeli, L., and Mennella, V. (2000). ISO results on bright Main Belt asteroids : PHT-S observations. *Astronomy and Astrophysics*, 358 :1133–1141.
- Drummond, J. D. (2000). Measuring Asteroids with Adaptive Optics. In Ageorges, N. and Dainty, C., editors, *Laser Guide Star Adaptive Optics for Astronomy*, pages 243–262.
- Drummond, J. D. and Christou, J. C. (2008). Triaxial ellipsoid dimensions and rotational poles of seven asteroids from Lick Observatory adaptive optics images, and of Ceres. *Icarus*, 197 :480–496.
- Drummond, J. D., Christou, J. C., and Nelson, J. (2009). Triaxial ellipsoid dimensions and poles of asteroids from AO observations at the Keck-II telescope. *Icarus*. doi :10.1016/j.icarus.2009.02.011.

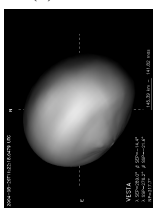


- Drummond, J. D. and Cocke, W. J. (1989). Triaxial ellipsoid dimensions and rotational pole of 2 Pallas from two stellar occultations. *Icarus*, 78 :323–329.
- Drummond, J. D., Fugate, R. Q., Christou, J. C., and Hege, E. K. (1998). Full Adaptive Optics Images of Asteroids Ceres and Vesta ; Rotational Poles and Triaxial Ellipsoid Dimensions. *Icarus*, 132 :80–99.
- Dumas, C., Merline, W. J., Binzel, R. P., Brown, R. H., Fusco, T., and Terrile, R. J. (2003). Multi-color adaptive optics imaging of asteroid 1 Ceres. In *Bulletin of the American Astronomical Society*, AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts, page 956.
- Dunham, D. W., Dunham, J. B., Binzel, R. P., Evans, D. S., Freuh, M., Henry, G. W., A’Hearn, M. F., Schnurr, R. G., Betts, R., Haynes, H., Orcutt, R., Bowell, E., Wasserman, L. H., Nye, R. A., Giclas, H. L., Chapman, C. R., Dietz, R. D., Moncivais, C., Douglas, W. T., Parker, D. C., Beish, J. D., Martin, J. O., Monger, D. R., Hubbard, W. B., Reitsema, H. J., Klemola, A. R., Lee, P. D., McNamara, B. R., Maley, P. D., Manly, P., Markworth, N. L., Nolthenius, R., Oswald, T. D., Smith, J. A., Strother, E. F., Povenmire, H. R., Purrington, R. D., Trenary, C., Schneider, G. H., Schuster, W. J., Moreno, M. A., Guichard, J., Sanchez, G. R., Taylor, G. E., Upgren, A. R., and von Flandern, T. C. (1990). The size and shape of (2) Pallas from the 1983 occultation of 1 Vulpeculae. *Astronomical Journal*, 99 :1636–1662.
- Dunham, D. W. and Herald, D. (2008). Asteroid Occultations V6.0. EAR-A-3-RDR-OCCULTATIONS-V6.0. NASA Planetary Data System.
- Ďurech, J., Grav, T., Jedicke, R., Denneau, L., and Kaasalainen, M. (2005). Asteroid Models from the Pan-STARRS Photometry. *Earth Moon and Planets*, 97 :179–187.
- Ďurech, J. and Kaasalainen, M. (2003). Photometric signatures of highly nonconvex and binary asteroids. *Astronomy and Astrophysics*, 404 :709–714.
- Ďurech, J., Kaasalainen, M., Marciniak, A., Allen, W. H., Behrend, R., Bembrick, C., Bennett, T., Bernasconi, L., Berthier, J., Bolt, G., Boroumand, S., Crespo da Silva, L. D., Crippa, R., Crow, M., Durkee, R., Dymock, R., Fagas, M., Fauerbach, M., Fauvaud, S., Frey, M., Gonçalves, R., Hirsch, R., Jardine, D., Kamiński, K., Koff, R., Kwiatkowski, T., López, A., Manzini, F., Michałowski, T., Pacheco, R., Pan, M., Pilcher, F., Poncy, R., Pray, D. P., Pych, W., Roy, R., Santacana, G., Slivan, S. M., Sposetti, S., Stephens, R., Warner, B. D., and Wolf, M. (2007). Physical models of ten asteroids from an observers’ collaboration network. *Astronomy and Astrophysics*, 465 :331–337.
- Durech, J., Vokrouhlický, D., Kaasalainen, M., Higgins, D., Krugly, Y. N., Gaftonyuk, N. M., Shevchenko, V. G., Chiorny, V. G., Hamanowa, H., Reddy, V., and Dyvig, R. R. (2008a). Detection of the YORP effect in asteroid (1620) Geographos. *Astronomy and Astrophysics*, 489 :L25–L28.
- Durech, J., Vokrouhlický, D., Kaasalainen, M., Weissman, P., Lowry, S. C., Beshore, E., Higgins, D., Krugly, Y. N., Shevchenko, V. G., Gaftonyuk, N. M., Choi, Y.-J., Kowalski, R. A., Larson, S., Warner, B. D., Marshalkina, A. L., Ibrahimov, M. A., Molotov, I. E., Michałowski, T., and Kitazato, K. (2008b). New photometric observations of asteroids (1862) Apollo and (25143) Itokawa - an analysis of YORP effect. *Astronomy and Astrophysics*, 488(1) :345–350.
- Eisenhauer, F., Abuter, R., Bickert, K., Biancat-Marchet, F., Bonnet, H., Brynnel, J., Conzelmann, R. D., Delabre, B., Donaldson, R., Farinato, J., Fedrigo, E., Genzel, R., Hubin, N. N., Iserlohe, C., Kasper, M. E., Kissler-Patig, M., Monnet, G. J., Roehle, C., Schreiber, J., Stroebele, S., Tecza, M., Thatte, N. A., and Weisz, H. (2003). SINFONI - Integral field spectroscopy at 50 milli-arcsecond resolution with the ESO VLT. *SPIE*, 4841 :1548–1561.
- Emery, J. P., Cruikshank, D. P., and van Cleve, J. (2006). Thermal emission spectroscopy ($5.2\text{--}38\ \mu\text{m}$) of three Trojan asteroids with the Spitzer Space Telescope : Detection of fine-grained silicates. *Icarus*, 182 :496–512.
- Erard, S., Forni, O., Ollivier, M., Dotto, E., Roush, T. L., Poulet, F., and Müller, T. G. (2005). The 2004 Opposition of Ceres Observed with Adaptive Optics on the VLT. In *36th Annual Lunar and Planetary Science Conference*, pages 1388–1389.

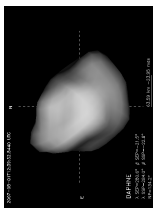
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



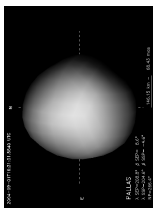


- Fabrycky, D. C., Ragozzine, D., Brown, M. E., and Holman, M. J. (2008). Mutual Events of (136108) 2003 EL₆₁ and S/2005 (136108) 2. *IAU Circular*, 8949.
- Fanale, F. P. and Salvail, J. R. (1989). The water regime of asteroid (1) Ceres. *Icarus*, 82 :97–110.
- Feierberg, M. A. and Drake, M. J. (1980). The meteorite-asteroid connection - The infrared spectra of eucrites, shergottites, and Vesta. *Science*, 209 :805–807.
- Feierberg, M. A., Lebofsky, L. A., and Larson, H. P. (1980). Spectroscopic evidence for aqueous alteration products on the surfaces of low-albedo asteroids. *Geochimica et Cosmochimica Acta*, 45 :971–981.
- Feierberg, M. A., Witteborn, F. C., and Lebofsky, L. A. (1983). Detection of Silicate Emission Features in the 8- to 13-micron Spectra of Main Belt Asteroids. *Icarus*, 56 :393–397.
- Ferraz-Mello, S., Rodríguez, A., and Hussmann, H. (2008). Tidal friction in close-in satellites and exoplanets : The Darwin theory re-visited. *Celestial Mechanics and Dynamical Astronomy*, 101 :171–201.
- Fienga, A., Manche, H., Laskar, J., and Gastineau, M. (2008). INPOP06 : a new numerical planetary ephemeris. *Astronomy and Astrophysics*, 477(1) :315–327.
- Foderà Serio, G., Manara, A., and Sicoli, P. (2002). Giuseppe Piazzi and the Discovery of Ceres. *Asteroids III*, pages 17–24.
- Fraser, W. C. and Brown, M. E. (2009). NICMOS Photometry of the Unusual Dwarf Planet Haumea and its Satellites. *Astrophysical Journal*, 695 :L1–L3.
- Fujiwara, A., Kawaguchi, J., Yeomans, D. K., Abe, M., Mukai, T., Okada, T., Saito, J., Yano, H., Yoshikawa, M., Scheeres, D. J., Barnouin-Jha, O. S., Cheng, A. F., Demura, H., Gaskell, G. W., Hirata, N., Ikeda, H., Kominato, T., Miyamoto, H., Nakamura, R., Sasaki, S., and Uesugi, K. (2006). The Rubble-Pile Asteroid Itokawa as Observed by Hayabusa. *Science*, 312 :1330–1334.
- Fulchignoni, M., Belskaya, I., Barucci, M. A., De Sanctis, M. C., and Doressoundiram, A. (2008). Transneptunian Object Taxonomy. *The Solar System Beyond Neptune*, pages 181–192.
- Fusco, T. (2000). *Correction Partielle Et Anisoplanétisme En Optique*. PhD thesis, Université de Nice Sophia-Antipolis.
- Gaffey, M. J. (1983). The Asteroid (4) Vesta : Rotational Spectral Variations, Surface Material Heterogeneity, and Implications for the Origin of the Basaltic Achondrites. In *Lunar and Planetary Institute Conference Abstracts*, volume 14 of *Lunar and Planetary Institute Conference Abstracts*, pages 231–232.
- Gaffey, M. J. (1997). Surface Lithologic Heterogeneity of Asteroid 4 Vesta. *Icarus*, 127 :130–157.
- Gaffey, M. J., Cloutis, E. A., Kelley, M. S., and Reed, K. L. (2002). Mineralogy of Asteroids. *Asteroids III*, pages 183–204.
- Ghosh, A., Weidenschilling, S. J., McSween Jr., H. Y., and Rubin, A. (2006). Asteroidal Heating and Thermal Stratification of the Asteroid Belt. *Meteorites and the Early Solar System II*, pages 555–566.
- Gillett, F. C. and Merrill, K. M. (1975). 7.5-13.5 micron spectra of Ceres and Vesta. *Icarus*, 26 :358–360.
- Goffin, E. (2001). New determination of the mass of Pallas. *Astronomy and Astrophysics*, 365 :627–630.
- Goldberg, D. M. and Gott, J. R. I. (2006). Flexion and Skewness in Map Projections of the Earth. *ArXiv Astrophysics e-prints*.
- Golubeva, L. F., Omarov, S. Z., and Shestopalov, D. I. (1983). Asteroid symmetry. I - Surface mineralogies of Ceres and Vesta. *Soviet Astronomy*, 27 :83–87.
- Greeley, R. and Batson, R. M. (1990). *Planetary Mapping*. Cambridge University Press.

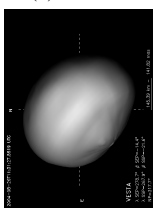


- Green, D. W. E. (2006). (134340) Pluto, (136199) Eris, and (136199) Eris I (Dysnomia). *IAU Circular*, 8747 :1.
- Green, S. F., Eaton, N., Aitken, D. K., Roche, P. F., and Meadows, A. J. (1985). 8- to 13-micron spectra of asteroids. *Icarus*, 62 :282–288.
- Hamilton, V. E. and Christensen, P. R. (2000). Determining the modal mineralogy of mafic and ultramafic igneous rocks using thermal emission spectroscopy. *Journal of Geophysical Research*, 105 :9717–9734.
- Hapke, B. (1993). *Theory of reflectance and emittance spectroscopy*. Cambridge University Press.
- Harris, A., Warner, B., and Pravec, P. (2008). Asteroid Lightcurve Derived Data V10.0. NASA Planetary Data System.
- Harris, A. W. and Lagerros, J. S. V. (2002). Asteroids in the Thermal Infrared. *Asteroids III*, pages 205–218.
- Helpenstein, P., Veverka, J., Thomas, P. C., Simonelli, D. P., Lee, P. D., Klaasen, K., Johnson, T. V., Breneman, H., Head, J. W., and Murchie, S. L. (1994). Galileo photometry of Asteroid 951 Gaspra. *Icarus*, 107 :37–60.
- Hendrix, A. R., Vilas, F., and Festou, M. C. (2003). Vesta's UV lightcurve : hemispheric variation in brightness and spectral reversal. *Icarus*, 162 :1–9.
- Herschel, W. (1802). Observations on the two lately discovered celestial bodies. *Philos. Trans. R. Soc. London*, 2 :213–232.
- Hestroffer, D., Marchis, F., Fusco, T., and Berthier, J. (2002). Adaptive optics observations of asteroid (216) Kleopatra. *Astronomy and Astrophysics*, 294 :339–343.
- Hestroffer, D., Vachier, F., and Balat, B. (2005). Orbit Determination of Binary Asteroids. *Earth Moon and Planets*, 97 :245–260.
- Hilton, J. L. (1999). US Naval Observatory Ephemerides of the Largest Asteroids. *Astronomical Journal*, 117 :1077–1086.
- Hilton, J. L. (2002). Asteroid Masses and Densities. *Asteroids III*, pages 103–112.
- Hiroi, T., Binzel, R. P., Sunshine, J. M., Pieters, C. M., and Takeda, H. (1995). Grain sizes and mineral compositions of surface regoliths of Vesta-like asteroids. *Icarus*, 115 :374–386.
- Hiroi, T. and Pieters, C. M. (1998). Origin of vestoids suggested from the space weathering trend in the visible reflectance spectra of HED meteorites and lunar soils. *Antarctic Meteorite Research*, 11 :163–170.
- Hiroi, T., Pieters, C. M., and Takeda, H. (1994). Grain size of the surface regolith of asteroid 4 Vesta estimated from its reflectance spectrum in comparison with HED meteorites. *Meteoritics*, 29 :394–396.
- Hiroi, T., Pieters, C. M., Zolensky, M. E., and Lipschutz, M. E. (1993). Evidence of thermal metamorphism on the C, G, B, and F asteroids. *Science*, 261(5124) :1016–1018.
- Hom, E. F. Y., Marchis, F., Lee, T. K., Haase, S., Agard, D. A., and Sedat, J. W. (2007). AIDA : an adaptive image deconvolution algorithm with application to multi-frame and three-dimensional data. *Journal of the Optical Society of America A*, 24(6) :1580–1600.
- Houck, J. R., Roellig, T. L., van Cleve, J., Forrest, W. J., Herter, T., Lawrence, C. R., Matthews, K., Reitsema, H. J., Soifer, B. T., Watson, D. M., Weedman, D., Huisjen, M., Troeltzsch, J., Barry, D. J., Bernard-Salas, J., Blacken, C. E., Brandl, B. R., Charmandaris, V., Devost, D., Gull, G. E., Hall, P., Henderson, C. P., Higdon, S. J. U., Pirger, B. E., Schoenwald, J., Sloan, G. C., Uchida, K. I., Appleton, P. N., Armus, L., Burgdorf, M. J., Fajardo-Acosta, S. B., Grillmair, C. J., Ingalls, J. G., Morris, P. W., and Teplitz, H. I. (2004). The Infrared Spectrograph (IRS) on the Spitzer Space Telescope. *Astrophysical Journal Supplement*, 154 :18–24.

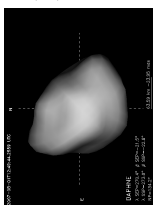
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



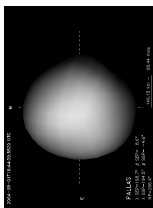


- Housen, K. R., Holsapple, K. A., and Voss, M. E. (1999). Compaction as the origin of the unusual craters on the asteroid Mathilde. *Nature*, 402 :155–157.
- Howell (2001). *CCD in Astronomy*. Cambridge University Press.
- Hsieh, H. H. and Jewitt, D. (2006). A Population of Comets in the Main Asteroid Belt. *Science*, 312 :561–563.
- Hunt, G. R. and Logan, L. M. (1972). Variation of Single Particle Mid-Infrared Emission Spectrum with Particle size. *Applied Optics*, 11(1) :142–147.
- Jedicke, R., Magnier, E. A., Kaiser, N., and Chambers, K. C. (2007). The next decade of Solar System discovery with Pan-STARRS. In Valsecchi, G. B., Vokrouhlický, D., and Milani, A., editors, *IAU Symposium*, volume 236 of *IAU Symposium*, pages 341–352.
- Jenniskens, P., Shaddad, M. H., Numan, D., Elsir, S., Kudoda, A. M., Zolensky, M. E., Le, L., Robinson, G. A., Friedrich, J. M., Rumble, D., Steele, A., Chesley, S. R., Fitzsimmons, A., Duddy, S., Hsieh, H. H., Ramsay, G., Brown, P. G., Edwards, W. N., Tagliaferri, E., Boslough, M. B., Spalding, R. E., Dantowitz, R., Kozubal, M., Pravec, P., Borovicka, J., Charvat, Z., Vaubaillon, J., Kuiper, J., Albers, J., Bishop, J. L., Mancinelli, R. L., Sandford, S. A., Milam, S. N., Nuevo, M., and P., W. S. (2009). The impact and recovery of asteroid 2008 TC₃. *Nature*, 458 :485–488.
- Jewitt, D. C. (2008). Six Hot Topics in Planetary Astronomy. *Small Bodies in Planetary Systems*.
- Johnson, P. E., Kemp, J. C., Lebofsky, M. J., and Rieke, G. H. (1983). 10 micron polarimetry of Ceres. *Icarus*, 56 :381–392.
- Johnson, T. V. and McGetchin, T. R. (1973). Topography on satellite surfaces and the shape of asteroids. *Icarus*, 18 :612–620.
- Johnson, T. V., Veeder, G. J., Loer, S. J., and Matson, D. L. (1975). Asteroids - Infrared photometry at 1.25, 1.65, and 2.2 microns. *Astrophysical Journal*, 197(1) :527–531.
- Johnston, K. J., Seidelmann, P. K., and Wade, C. M. (1982). Observations of 1 Ceres and 2 Pallas at centimeter wavelengths. *Astronomical Journal*, 87 :1593–1599.
- Jones, T. D., Lebofsky, L. A., Lewis, J. S., and Marley, M. S. (1990). The composition and Origin of the C,P and D Asteroids : Water as Tracer of Thermal Evolution in the Outer Belt. *Icarus*, 88 :172–193.
- Kaasalainen, M. (2009). Maximum compatibility estimates and shape reconstruction with boundary curves and volumes of generalized projections. *Inverse Problems and Imaging*.
- Kaasalainen, M., Ďurech, J., Warner, B. D., Krugly, Y. N., and Gaftonyuk, N. M. (2007). Acceleration of the rotation of asteroid 1862 Apollo by radiation torques. *Nature*, 446 :420–422.
- Kaasalainen, M., Mottola, S., and Fulchignoni, M. (2002a). Asteroid Models from Disk-integrated Data. *Asteroids III*, pages 139–150.
- Kaasalainen, M. and Torppa, J. (2001). Optimization Methods for Asteroid Lightcurve Inversion - I. Shape Determination. *Icarus*, 153 :24–36.
- Kaasalainen, M., Torppa, J., and Muinonen, K. (2001). Optimization Methods for Asteroid Lightcurve Inversion - II. The Complete Inverse Problem. *Icarus*, 153 :37–51.
- Kaasalainen, M., Torppa, J., and Piironen, J. (2002b). Binary structures among large asteroids. *Astronomy and Astrophysics*, 383 :L19–L22.
- Kaasalainen, M., Torppa, J., and Piironen, J. (2002c). Models of Twenty Asteroids from Photometric Data. *Icarus*, 159 :369–395.

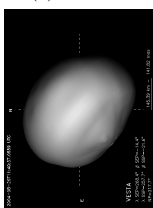


- Kasten, F. and Young, A. T. (1989). Revised optical air mass tables and approximation formula. *Applied Optics*, 28 :4735–4738.
- Keil, K. (2002). Geological History of Asteroid 4 Vesta : The "Smallest Terrestrial Planet". *Asteroids III*, pages 573–584.
- King, T. V., Clark, R. N., Calvin, W. M., Sherman, D. M., and Brown, R. H. (1992). Evidence for ammonium-bearing minerals on Ceres. *Science*, 255 :1551–1553.
- Kirkland, L. E., Herr, K. C., and Salisbury, J. W. (2001). Thermal Infrared Spectral Band Detection Limits for Unidentified Surface Materials. *Applied Optics*, 40(27) :4852–4862.
- Kitazato, K., Abe, M., Ishiguro, M., and Ip, W.-H. (2007). 25143 Itokawa : direct detection of the current decelerating spin state due to YORP effect. *Astronomy and Astrophysics*, 472 :L5–L8.
- Kovačević, A. and Kuzmanoski, M. (2005). The Mass of (1) Ceres Obtained from Four Close Encounters. *Serbian Astronomical Journal*, 171 :37–42.
- Kovačević, A. and Kuzmanoski, M. (2007). A New Determination of the Mass of (1) Ceres. *Earth Moon and Planets*, 100 :117–123.
- Kryszczyńska, A., La Spina, A., Paolicchi, P., Harris, A. W., Breiter, S., and Pravec, P. (2007). New findings on asteroid spin-vector distributions. *Icarus*, 192 :223–237.
- Kuzmanoski, M. (1998). On Interactions Between (1) Ceres and (2) Pallas. *Serbian Astronomical Journal*, 158 :61–66.
- Lacerda, P., Jewitt, D. C., and Peixinho, N. (2008). High-Precision Photometry of Extreme Kbo 2003 EL₆₁. *Astronomical Journal*, 135 :1749–1756.
- Lagerros, J. S. V. (1996). Thermal physics of asteroids. I. Effects of shape, heat conduction and beaming. *Astronomy and Astrophysics*, 310 :1011–1020.
- Larson, H. P., Feierberg, M. A., Fink, U., and Smith, H. A. (1979). Remote spectroscopic identification of carbonaceous chondrite mineralogies Applications to Ceres and Pallas. *Icarus*, 39 :257–271.
- Larson, H. P., Feierberg, M. A., and Lebofsky, L. A. (1983). The Composition of Asteroid 2 Pallas and Its Relation to Primitive Meteorites. *Icarus*, 56 :398–408.
- Larson, H. P. and Fink, U. (1975). Infrared spectral observations of Asteroid 4 Vesta. *Icarus*, 26 :420–427.
- Lazzaro, D., Michtchenko, T., Carvano, J. M., Binzel, R. P., Bus, S. J., Burbine, T. H., Mothé-Diniz, T., Florczak, M., and Angeli, C. A. (2000). Discovery of a Basaltic Asteroid in the Outer Main Belt. *Science*, 288(5473) :2033–2035.
- Lebofsky, L. A. (1978). Asteroid 1 Ceres - Evidence for water of hydration. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 182 :17–21.
- Lebofsky, L. A., Feierberg, M. A., Tokunaga, A. T., Larson, H. P., and Johnson, J. R. (1981). The 1.7- to 4.2-micron spectrum of asteroid 1 Ceres - Evidence for structural water in clay minerals. *Icarus*, 48 :453–459.
- Lenzen, R., Hartung, M., Brandner, W., Finger, G., Hubin, N. N., Lacombe, F., Lagrange, A.-M., Lehnert, M. D., Moorwood, A. F. M., and Mouillet, D. (2003). NAOS-CONICA first on sky results in a variety of observing modes. *SPIE*, 4841 :944–952.
- Levison, H. F. and Morbidelli, A. (2003). The formation of the Kuiper belt by the outward transport of bodies during Neptune's migration. *Nature*, 426 :419–421.
- Levison, H. F., Morbidelli, A., Vokrouhlický, D., and Bottke, Jr., W. F. (2008). On a Scattered-Disk Origin for the 2003 EL₆₁ Collisional FAMILY - An Example of the Importance of Collisions on the Dynamics of Small Bodies. *Astronomical Journal*, 136 :1079–1088.

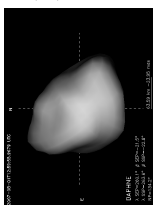
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



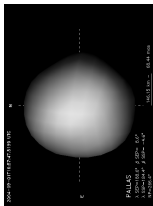


- Li, J.-Y., McFadden, L. A., Parker, J. W., Young, E. F., Stern, S. A., Thomas, P. C., Russell, C. T., and Sykes, M. V. (2006a). Photometric analysis of 1 Ceres and surface mapping from HST observations. *Icarus*, 182 :143–160.
- Li, J.-Y., McFadden, L. A., Thomas, P. C., Mutchler, M. J., Parker, J. W., Young, E. F., Russell, C. T., Sykes, M. V., and Schmidt, B. (2008). Photometric mapping of Vesta from HST observations. *ACM Meeting*. Poster 8288.
- Li, J.-Y., Young, E. F., Thomas, P. C., Parker, J. W., McFadden, L. A., Russell, C. T., Stern, S. A., and Sykes, M. V. (2006b). HST Images, Albedo Maps, and Shape of 1 Ceres. EAR-A-HSTACS-5-CERESHST-V1.0., NASA Planetary Data System.
- Lim, L. F., McConnochie, T. H., Bell, J. F., and Hayward, T. L. (2005). Thermal infrared (8-13 μm) spectra of 29 asteroids : the Cornell Mid-Infrared Asteroid Spectroscopy (MIDAS) Survey. *Icarus*, 173 :385–408.
- Lowry, S. C., Fitzsimmons, A., Pravec, P., Vokrouhlický, D., Boehnhardt, H., Taylor, P. A., Margot, J.-L., Galád, A., Irwin, M., Irwin, J., and Kusnirák, P. (2007). Direct Detection of the Asteroidal YORP Effect. *Science*, 316 :272–.
- Magnusson, P., Barucci, M. A., Drummond, J. D., Lumme, K., and Ostro, S. J. (1989). Determination of pole orientations and shapes of asteroids. *Asteroids II*, pages 67–97.
- Marchi, S., Brunetto, R., Magrin, S., Lazzarin, M., and Gandolfi, D. (2005a). Space weathering of near-Earth and main belt silicate-rich asteroids : observations and ion irradiation experiments. *Astronomy and Astrophysics*, 443 :769–775.
- Marchi, S., Lazzarin, M., Paolicchi, P., and Magrin, S. (2005b). New V-type asteroids in near-Earth space. *Icarus*, 175 :170–174.
- Marchis, F., de Pater, I., Davies, A. G., Roe, H. G., Fusco, T., Le Mignant, D., Descamps, P., Macintosh, B. A., and Prangé, R. (2002). High-Resolution Keck Adaptive Optics Imaging of Violent Volcanic Activity on Io. *Icarus*, 160 :124–131.
- Marchis, F., Descamps, P., Baek, M., Harris, A. W., Kaasalainen, M., Berthier, J., Hestroffer, D., and Vachier, F. (2008a). Main belt binary asteroidal systems with circular mutual orbits. *Icarus*, 196(1) :97–118.
- Marchis, F., Descamps, P., Berthier, J., Hestroffer, D., Vachier, F., Baek, M., Harris, A. W., and Nesvorný, D. (2008b). Main belt binary asteroidal systems with eccentric mutual orbits. *Icarus*, 195(1) :295–316.
- Marchis, F., Descamps, P., Hestroffer, D., and Berthier, J. (2005a). Discovery of the triple asteroidal system 87 Sylvia. *Nature*, 436 :822–824.
- Marchis, F., Hestroffer, D., Descamps, P., Berthier, J., Laver, C., and de Pater, I. (2005b). Mass and density of Asteroid 121 Hermione from an analysis of its companion orbit. *Icarus*, 178(2) :450–464.
- Marchis, F., Kaasalainen, M., Hom, E. F. Y., Berthier, J., Enriquez, J., Hestroffer, D., Le Mignant, D., and de Pater, I. (2006a). Shape, size and multiplicity of main-belt asteroids. *Icarus*, 185(1) :39–63.
- Marchis, F., Wong, M. H., Berthier, J., Descamps, P., Hestroffer, D., Vachier, F., Le Mignant, D., and de Pater, I. (2006b). S/2006 (624) 1. *IAU Circular*, 8732 :1.
- Marzari, F., Cellino, A., Davis, D. R., Farinella, P., Zappala, V., and Vanzani, V. (1996). Origin and evolution of the Vesta asteroid family. *Astronomy and Astrophysics*, 316 :248–262.
- Mastrapa, R. M. E. and Brown, R. H. (2006). Ion irradiation of crystalline H₂O ice : Effect on the 1.65- μm band. *Icarus*, 183 :207–214.
- Maturilli, A., Helbert, J., and Moroz, L. V. (2008). The Berlin emissivity database (BED). *Planetary and Space Science*, 56 :420–425.

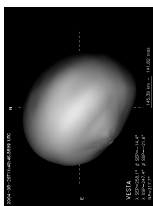


- McCord, T. B., Adams, J. B., and Johnson, T. V. (1970). Asteroid Vesta : Spectral Reflectivity and Compositional Implications. *Science*, 168(3938) :1445–1447.
- McCord, T. B. and Sotin, C. (2005). Ceres : Evolution and current state. *Journal of Geophysical Research (Planets)*, 110 :5009–5023.
- McFadden, L. A., McCord, T. B., and Pieters, C. M. (1977). Vesta - the first pyroxene band from new spectroscopic measurements. *Icarus*, 31(4) :439–446.
- McFadden, L.-A. A., Thomas, P. C., Carcich, B., Mutchler, M. J., Li, J.-Y., Bastien, F., Hamilton, D. P., Parker, J. W., Young, E. F., Sykes, M. V., Schmidt, B., and Russell, C. T. (2007). Observations of Vesta with HST-Wide Field Planetary Camera 2 in 2007. In *Bulletin of the American Astronomical Society*, volume 38 of *Bulletin of the American Astronomical Society*, page 469.
- Merlin, F., Guilbert, A., Dumas, C., Barucci, M. A., de Bergh, C., and Vernazza, P. (2007). Properties of the icy surface of the TNO 136108 (2003 EL₆₁). *Astronomy and Astrophysics*, 466 :1185–1188.
- Merline, W. J., Close, L. M., Dumas, C., Chapman, C. R., Roddier, F., Ménard, F., Slater, D. C., Duvert, G., Shelton, C., and Morgan, T. (1999). Discovery of a moon orbiting the asteroid 45 Eugenia. *Nature*, 401 :565–568.
- Merline, W. J., Conrad, A. R., Keck Observatory, W. M., Drummond, J. D., Tamblyn, P. M., Dumas, C., Carry, B., Campbell, R. D., Goodrich, R. W., Chapman, C. R., and Owen, W. M. (2008). S/2008 (35107) 1. *IAU Circular*, 8977 :2.
- Michalak, G. (2000). Determination of asteroid masses — I. (1) Ceres, (2) Pallas and (4) Vesta. *Astronomy and Astrophysics*, 360 :363–374.
- Mignard, F., Cellino, A., Muinonen, K., Tanga, P., Delbò, M., Dell’Oro, A., Granvik, M., Hestroffer, D., Mouret, S., Thuillot, W., and Virtanen, J. (2007). The Gaia Mission : Expected Applications to Asteroid Science. *Earth Moon and Planets*, 101 :97–125.
- Milam, K. A., McSween Jr., H. Y., Hamilton, V. E., Moersch, J. M., and Christensen, P. R. (2001). Accuracy of plagioclase compositions from laboratory and Mars spacecraft thermal emission spectra. *Journal of Geophysical Research*, 109 :4001–4017.
- Millis, R. L. and Dunham, D. W. (1989). Precise measurement of asteroid sizes and shapes from occultations. *Asteroids II*, pages 148–170.
- Millis, R. L., Wasserman, L. H., Franz, O. G., Nye, R. A., Oliver, R. C., Kreidl, T. J., Jones, S. E., Hubbard, W. B., Lebofsky, L. A., Goff, R., Marcialis, R., Sykes, M. V., Frecker, J., Huntten, D., Zellner, B. H., Reitsema, H. J., Schneider, G. H., Dunham, E., Klavetter, J., Meech, K. J., Oswalt, T. D., Rafert, J., Strother, E. F., Smith, J. A., Povenmire, H. R., Jones, B., Kornbluh, D., Reed, L., Izor, K., A’Hearn, M. F., Schnurr, R. G., Osborn, W., Parker, D. C., Douglas, W. T., Beish, J. D., Klemola, A. R., Rios, M., Sanchez, A., Piironen, J., Mooney, M., Ireland, R. S., and Leibow, D. (1987). The size, shape, density, and albedo of Ceres from its occultation of BD+8 deg 471. *Icarus*, 72 :507–518.
- Miyamoto, H., Yano, H., Scheeres, D. J., Abe, S., Barnouin-Jha, O. S., Cheng, A. F., Demura, H., Gaskell, G. W., Hirata, N., Ishiguro, M., Michikami, T., Nakamura, A. M., Nakamura, R., Saito, J., and Sasaki, S. (2007). Regolith Migration and Sorting on Asteroid Itokawa. *Science*, 316 :1011–1014.
- Moskovitz, N. A., Jedicke, R., Gaidos, E., Willman, M., Nesvorný, D., Fevig, R., and Ivezić, Ž. (2008). The distribution of basaltic asteroids in the Main Belt. *Icarus*, 198 :77–90.
- Mouret, S., Hestroffer, D., and Mignard, F. (2007). Asteroid masses and improvement with GAIA. *Astronomy and Astrophysics*, 472 :1017–1027.
- Mousis, O. and Alibert, Y. (2005). On the composition of ices incorporated in Ceres. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 358 :188–192.

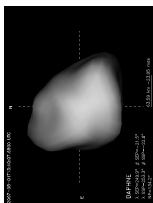
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



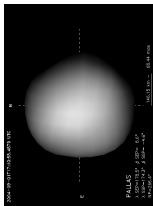


- Mousis, O., Alibert, Y., Hestroffer, D., Marboeuf, U., Dumas, C., Carry, B., Horner, J., and Selsis, F. (2008). Origin of volatiles in the main belt. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 383 :1269–1280.
- Mugnier, L. M., Fusco, T., and Conan, J.-M. (2004). MISTRAL : a Myopic Edge-Preserving Image Restoration Method, with Application to Astronomical Adaptive-Optics-Corrected Long-Exposure Images. *Journal of the Optical Society of America A*, 21(10) :1841–1854.
- Müller, T. G. and Barnes, P. J. (2007). 3.2mm lightcurve observations of (4) Vesta and (9) Metis with the Australia Telescope Compact Array. *Astronomy and Astrophysics*, 467(2) :737–747.
- Mustard, J. F. and Hays, J. E. (1997). Effects of Hyperfine Particles on Reflectance Spectra from 0.3 to 25 μm . *Icarus*, 125 :145–163.
- Nazzario, R., Hyde, T. W., and Barge, L. (2003). Dust grain orbital behavior around Ceres. *Advances in Space Research*, 31 :2591–2597.
- Neslušan, L. (2004). The significance of the Titius-Bode law and the peculiar location of the Earth's orbit. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 351 :133–136.
- Nesvorný, D., Roig, F., Gladman, B. J., Lazzaro, D., Carruba, V., and Mothé-Diniz, T. (2008). Fugitives from the Vesta family. *Icarus*, 193 :85–95.
- Ostro, S. J., Hudson, R. S., Benner, L. A. M., Giorgini, J. D., Magri, C., Margot, J. L., and Nolan, M. C. (2002). Asteroid Radar Astronomy. *Asteroids III*, pages 151–168.
- Ostro, S. J., Hudson, R. S., Nolan, M. C., Margot, J.-L., Scheeres, D. J., Campbell, D. B., Magri, C., Giorgini, J. D., and Yeomans, D. K. (2000). Radar Observations of Asteroid 216 Kleopatra. *Science*, 288 :836–839.
- Ostro, S. J., Margot, J.-L., Benner, L. A. M., Giorgini, J. D., Scheeres, D. J., Fahnestock, E. G., Broschart, S. B., Bellerose, J., Nolan, M. C., Magri, C., Pravec, P., Scheirich, P., Rose, R., Jurgens, R. F., De Jong, E. M., and Suzuki, S. (2006). Radar Imaging of Binary Near-Earth Asteroid (66391) 1999 KW₄. *Science*, 314 :1276–1280.
- Parker, J. W., McFadden, L. A., Russell, C. T., Stern, S. A., Sykes, M. V., Thomas, P. C., and Young, E. F. (2006). Ceres : High-resolution imaging with HST and the determination of physical properties. *Advances in Space Research*, 38 :2039–2042.
- Parker, J. W., Stern, S. A., Thomas, P. C., Festou, M. C., Merline, W. J., Young, E. F., Binzel, R. P., and Lebofsky, L. A. (2002). Analysis of the First Disk-resolved Images of Ceres from Ultraviolet Observations with the Hubble Space Telescope. *The Astronomical Journal*, 123 :549–557.
- Piazzi, G. (1802). Della Scoperta del nuovo pianeta Cerere Ferdinanda ottavo tra i primarij del nostro sistema solare. *Nella Stamperia Reale*, page 65.
- Pieters, C. M., Binzel, R. P., Bogard, D., Hiroi, T., Mittlefehldt, D. W., Nyquist, L. E., Rivkin, A. S., and Takeda, H. (2006). Asteroid-meteorite links : The Vesta conundrum(s). In Lazzaro, D., Ferraz-Mellow, S., and Fernández, J. A., editors, *Asteroids Comets Meteors Proceedings of the 229th Symposium of the International Astronomical Union*, pages 273–288. Cambridge University Press.
- Pieters, C. M., Taylor, L. A., Noble, S. K., Keller, L. P., Hapke, B., Morris, R. V., Allen, C. C., McKay, D. S., and Wentworth, S. (2000). Space weathering on airless bodies : Resolving a mystery with lunar samples. *Meteoritics and Planetary Science*, 35 :1101–1107.
- Pinilla-Alonso, N., Brunetto, R., Licandro, J., Gil-Hutton, R., Roush, T. L., and Strazzulla, G. (2009). The surface of (136108) Haumea (2003 EL₆₁), the largest carbon-depleted object in the trans-Neptunian belt. *Astronomy and Astrophysics*, 496 :547–556.

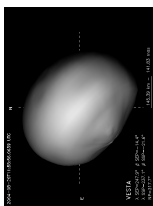


- Pirard, J.-F., Kissler-Patig, M., Moorwood, A. F. M., Biereichel, P., Delabre, B., Dorn, R., Finger, G., Gojak, D., Huster, G., Jung, Y., Koch, F., Le Louarn, M., Lizon, J.-L., Mehrgan, L., Pozna, E., Silber, A., Sokar, B., and Stegmeier, J. (2004). HAWK-I : A new wide-field 1- to 2.5- μm imager for the VLT. *SPIE*, 5492 :1763–1772.
- Pravec, P., Scheirich, P., Kušnirák, P., Šarounová, L., Mottola, S., Hahn, G., Brown, P. G., Esquerdo, G. A., Kaiser, N., Krzeminski, Z., Pray, D. P., Warner, B. D., Harris, A. W., Nolan, M. C., Howell, E. S., Benner, L. A. M., Margot, J.-L., Galád, A., Holliday, W., Hicks, M. D., Krugly, Y. N., Tholen, D. J., Whiteley, R. J., Marchis, F., Degraff, D. R., Grauer, A., Larson, S., Velichko, F. P., Cooney, W. R., Stephens, R., Zhu, J., Kirsch, K., Dyvig, R., Snyder, L., Reddy, V., Moore, S., Gajdoš, Š., Világi, J., Masi, G., Higgins, D., Funkhouser, G., Knight, B., Slivan, S. M., Behrend, R., Grenon, M., Burki, G., Roy, R., Demeautis, C., Matter, D., Waelchli, N., Revaz, Y., Klotz, A., Rieugné, M., Thierry, P., Cotrez, V., Brunetto, L., and Kober, G. (2006). Photometric survey of binary near-Earth asteroids. *Icarus*, 181 :63–93.
- Rabinowitz, D. L., Barkume, K. M., Brown, M. E., Roe, H. G., Schwartz, M., Tourtellotte, S. W., and Trujillo, C. A. (2006). Photometric Observations Constraining the Size, Shape, and Albedo of 2003 EL61, a Rapidly Rotating, Pluto-sized Object in the Kuiper Belt. *Astrophysical Journal*, 639 :1238–1251.
- Ragozzine, D. and Brown, M. E. (2007). Candidate Members and Age Estimate of the Family of Kuiper Belt Object 2003 EL61. *Astronomical Journal*, 134 :2160–2167.
- Ragozzine, D. and Brown, M. E. (2009). Orbits and Masses of the Satellites of the Dwarf Planet Haumea (2003 EL61). *Astronomical Journal*, 137 :4766–4776.
- Ramsey, M. S. and Christensen, P. R. (1998). Mineral Abundance Determination : Quantitative deconvolution of thermal emission spectra. *Journal of Geophysical Research*, 103(1) :577–596.
- Rayman, M., Fraschetti, T., Raymond, C. A., and Russell, C. T. (2006). Dawn : A mission in development for exploration of mail belt asteroids Vesta and Ceres. *Acta Astronautica*, 58 :605–616.
- Richmond, N. C. and Hood, L. L. (2008). A preliminary global map of the vector lunar crustal magnetic field based on Lunar Prospector magnetometer data. *Journal of Geophysical Research*, 113 :2010–2025.
- Riner, M. A., Robinson, M. S., Eckart, J. M., and Desch, S. J. (2008). Global survey of color variations on 433 Eros : Implications for regolith processes and asteroid environments. *Icarus*, 198 :67–76.
- Rivkin, A. S., Howell, E. S., Vilas, F., and Lebofsky, L. A. (2002). Hydrated Minerals on Asteroids : The Astronomical Record. *Asteroids III*, pages 235–253.
- Rivkin, A. S., Volquardsen, E. L., and Clark, B. E. (2006). The surface composition of Ceres : Discovery of carbonates and iron-rich clays. *Icarus*, 185 :563–567.
- Rousset, G., Lacombe, F., Puget, P., Hubin, N. N., Gendron, E., Fusco, T., Arsenault, R., Charton, J., Feautrier, P., Gigan, P., Kern, P. Y., Lagrange, A.-M., Madec, P.-Y., Mouillet, D., Rabaud, D., Rabou, P., Stadler, E., and Zins, G. (2003). NAOS, the first AO system of the VLT : on-sky performance. *SPIE*, 4839 :140–149.
- Russell, C. T., Barucci, M. A., Binzel, R. P., Capria, M. T., Christensen, U., Coradini, A., De Sanctis, M. C., Feldman, W. C., Jaumann, R., Keller, H. U., Konopliv, A. S., McCord, T. B., McFadden, L. A., McKeegan, K. D., McSween, Jr., H. Y., Mottola, S., Nathues, A., Neukum, G., Pieters, C. M., Prettyman, T. H., Raymond, C. A., Sierks, H., Smith, D. E., Spohn, T., Sykes, M. V., Vilas, F., and Zuber, M. T. (2007a). Exploring the asteroid belt with ion propulsion : Dawn mission history, status and plans. *Advances in Space Research*, 40 :193–201.
- Russell, C. T., Capaccioni, F., Coradini, A., Christensen, U., De Sanctis, M. C., Feldman, W. C., Jaumann, R., Keller, H. U., Konopliv, A. S., McCord, T. B., McFadden, L. A., McSween Jr., H. Y., Mottola, S., Neukum, G., Pieters, C. M., Prettyman, T. H., Raymond, C. A., Smith, D. E., Sykes, M. V., Williams,

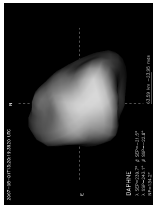
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



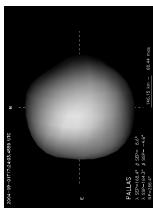


- B. G., and Zuber, M. T. (2006). Dawn Discovery mission to Vesta and Ceres : Present status. *Advances in Space Research*, 38 :2043–2048.
- Russell, C. T., Capaccioni, F., Coradini, A., De Sanctis, M. C., Feldman, W. C., Jaumann, R., Keller, H. U., McCord, T. B., McFadden, L. A., Mottola, S., Pieters, C. M., Prettyman, T. H., Raymond, C. A., Sykes, M. V., Smith, D. E., and Zuber, M. T. (2007b). Dawn Mission to Vesta and Ceres. *Earth Moon and Planets*, 101 :65–91.
- Russell, C. T., Coradini, A., Christensen, U., De Sanctis, M. C., Feldman, W. C., Jaumann, R., Keller, H. U., Konopliv, A. S., McCord, T. B., McFadden, L. A., McSween Jr., H. Y., Mottola, S., Neukum, G., Pieters, C. M., Prettyman, T. H., Raymond, C. A., Smith, D. E., Sykes, M. V., Williams, B. G., Wise, J., and Zuber, M. T. (2004). Dawn : A journey in space and time. *Planetary and Space Science*, 52 :465–489.
- Saint-Pé, O., Combes, M., and Rigaut, F. (1993a). Ceres surface properties by high-resolution imaging from earth. *Icarus*, 105 :271–281.
- Saint-Pé, O., Combes, M., Rigaut, F., Tomasko, M., and Fulchignoni, M. (1993b). Demonstration of adaptive optics for resolved imagery of solar system objects - Preliminary results on Pallas and Titan. *Icarus*, 105 :263–270.
- Salisbury, J. W. and Eastes, J. W. (1985). The effect of particle size and porosity on spectral contrast in the mid-infrared. *Icarus*, 64 :586–588.
- Sasaki, S., Nakamura, K., Hamabe, Y., Kurahashi, E., and Hiroi, T. (2001). Production of iron nanoparticles by laser irradiation in a simulation of lunar-like space weathering. *Nature*, 410 :555–557.
- Sato, K., Miyamoto, M., and Zolensky, M. E. (1997). Absorption bands near 3 μm in diffuse reflectance spectra of carbonaceous chondrites : Comparison with asteroids. *Meteoritics and Planetary Science*, 32 :503–507.
- Scheeres, D. J., Fahnestock, E. G., Ostro, S. J., Margot, J.-L., Benner, L. A. M., Broschart, S. B., Bellerose, J., Giorgini, J. D., Nolan, M. C., Magri, C., Pravec, P., Scheirich, P., Rose, R., Jurgens, R. F., De Jong, E. M., and Suzuki, S. (2006). Dynamical Configuration of Binary Near-Earth Asteroid (66391) 1999 KW4. *Science*, 314 :1280–1283.
- Scheeres, D. J. and Gaskell, R. W. (2008). Effect of density inhomogeneity on YORP : The case of Itokawa. *Icarus*, 198 :125–129.
- Schmidt, B. E., Thomas, P. C., Bauer, J. M., Li, J.-Y., McFadden, L. A., Mutchler, M. J., Parker, J. W., Rivkin, A. S., Russell, C. T., and Stern, S. A. (2008). Hubble Space Telescope perspectives on Pallas. *LPI Contributions*, 1405 :8318.
- Schmidt, B. E., Thomas, P. C., Bauer, J. M., Li, J.-Y., Radcliffe, S. C., McFadden, L. A., Mutchler, M. J., Parker, J. W., Rivkin, A. S., Russell, C. T., and Stern, S. A. (2009). The 3D Figure and Surface of Pallas from HST. In *Lunar and Planetary Institute Science Conference Abstracts*, volume 40 of *Lunar and Planetary Institute Science Conference Abstracts*, pages 2421–2422.
- Schmitt, B., Grim, R., and Greenberg, R. (1988). Spectroscopy and physico-chemistry of CO:H₂O and CO₂:H₂O ices. *Eslab Symposium on Infrared Spectroscopy in Astronomy*.
- Seidelmann, P. K., Archinal, B. A., A'Hearn, M. F., Conrad, A., Consolmagno, G. J., Hestroffer, D., Hilton, J. L., Krasinsky, G. A., Neumann, G., Oberst, J., Stooke, P., Tedesco, E. F., Tholen, D. J., Thomas, P. C., and Williams, I. P. (2007). Report of the IAU/IAG Working Group on cartographic coordinates and rotational elements : 2006. *Celestial Mechanics and Dynamical Astronomy*, 98 :155–180.
- Shestopalov, D. I. and Golubeva, L. F. (2008). Why Vesta's Surface is Unweathered? *LPI Contributions*, 39 :1116–1117.

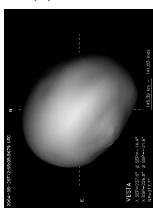


- Shkuratov, Y., Starukhina, L., Hoffmann, H., and Arnold, G. (1999). A Model of Spectral Albedo of Particulate Surfaces : Implications for Optical Properties of the Moon. *Icarus*, 137 :235–246.
- Sitarski, G. and Todorovic-Juchniewicz, B. (1992). Determination of the mass of (1) Ceres from perturbations on (203) Pompeja and (348) May. *Acta Astronomica*, 42 :139–144.
- Sitarski, G. and Todorovic-Juchniewicz, B. (1995). Determination of Masses of Ceres and Vesta from Their Perturbations on Four Asteroids. *Acta Astronomica*, 45 :673–677.
- Silvan, S. M., Binzel, R. P., Crespo da Silva, L. D., Kaasalainen, M., Lyndaker, M. M., and Krčo, M. (2003). Spin vectors in the Koronis family : comprehensive results from two independent analyses of 213 rotation lightcurves. *Icarus*, 162 :285–307.
- Snodgrass, C., Saviane, I., Monaco, L., and Sinclair, P. (2008). EFOSC2 Episode IV : A New Hope. *The Messenger*, 132 :18–19.
- Spencer, J. R. (1990). A rough-surface thermophysical model for airless planets. *Icarus*, 83 :27–38.
- Sprague, A. L., Donaldson Hanna, K. L., Kozłowski, R. W. H., Helbert, J., Maturilli, A., Warell, J. B., and Hora, J. L. (2009). Spectral emissivity measurements of Mercury’s surface indicate Mg- and Ca-rich mineralogy, K-spar, Na-rich plagioclase, rutile, with possible perovskite, and garnet. *Planetary and Space Science*, 57 :364–383.
- Standish, E. M. and Hellings, R. W. (1989). A determination of the masses of Ceres, Pallas, and Vesta from their perturbations upon the orbit of Mars. *Icarus*, 80 :326–333.
- Stansberry, J., Grundy, W., Brown, M. E., Cruikshank, D. P., Spencer, J. R., Trilling, D., and Margot, J.-L. (2008). Physical Properties of Kuiper Belt and Centaur Objects : Constraints from the Spitzer Space Telescope. *The Solar System Beyond Neptune*, pages 161–179.
- Starck, J.-L. (2002). Multiscale Methods in Astronomy : Beyond Wavelets. In Bohlender, D. A., Durand, D., and Handley, T. H., editors, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XI*, volume 281 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, pages 391–400.
- Stier, M. T. and Traub, W. A. (1978). Far-infrared observations of Uranus, Neptune, and Ceres. *Astrophysical Journal*, 226 :347–349.
- Storrs, A. D., Dunne, C., Conan, J.-M., Mugnier, L. M., Weiss, B. P., and Zellner, B. H. (2005). A closer look at main belt asteroids 1 : WF/PC images. *Icarus*, 173(2) :409–416.
- Storrs, A. D., Weiss, B. P., Zellner, B. H., Burleson, W., Sichițiu, R., Wells, E. N., Kowal, C., and Tholen, D. J. (1999). Imaging Observations of Asteroids with Hubble Space Telescope. *Icarus*, 137(2) :260–268.
- Strazzulla, G., Dotto, E., Binzel, R. P., Brunetto, R., Barucci, M. A., Blanco, A., and Orfino, V. (2005). Spectral alteration of the Meteorite Epinal (H5) induced by heavy ion irradiation : a simulation of space weathering effects on near-Earth asteroids. *Icarus*, 174 :31–35.
- Sullivan, R. J., Thomas, P. C., Murchie, S. L., and Robinson, M. S. (2002). Asteroid Geology from Galileo and NEAR Shoemaker Data. *Asteroids III*, pages 331–350.
- Taylor, P. A., Margot, J.-L., Vokrouhlický, D., Scheeres, D. J., Pravec, P., Lowry, S. C., Fitzsimmons, A., Nolan, M. C., Ostro, S. J., Benner, L. A. M., Giorgini, J. D., and Magri, C. (2007). Spin Rate of Asteroid (54509) 2000 PH5 Increasing Due to the YORP Effect. *Science*, 316 :274–277.
- Tedesco, E. F., Noah, P. V., Noah, M., and Price, S. D. (2004). Iras-a-fpa-3-rdr-imps-v6.0. NASA Planetary Data System.
- Tedesco, E. F., Noah, P. V., Noah, M. C., and Price, S. D. (2002). The Supplemental IRAS Minor Planet Survey. *Astronomical Journal*, 123 :1056–1085.

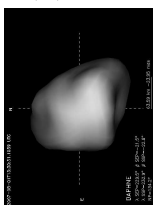
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



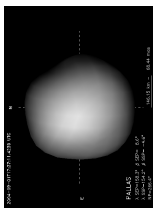


- Tedesco, E. F., Taylor, R. C., Drummond, J. D., Harwood, D., Nickoloff, I., Scaltriti, F., Schober, H. J., and Zappala, V. (1983). Worldwide photometry and lightcurve observations of 1 Ceres during the 1975-1976 apparition. *Icarus*, 54 :23–29.
- Tholen, D. J. and Barucci, M. A. (1989). Asteroid taxonomy. *Asteroids II*, pages 298–315.
- Thomas, P. C. (1993). Gravity, tides, and topography on small satellites and asteroids - Application to surface features of the Martian satellites. *Icarus*, 105 :326–344.
- Thomas, P. C. (1999). Large Craters on Small Objects : Occurrence, Morphology, and Effects. *Icarus*, 142 :89–96.
- Thomas, P. C., Binzel, R. P., Gaffey, M. J., Storrs, A. D., Wells, E. N., and Zellner, B. H. (1997a). Impact excavation on asteroid 4 Vesta : Hubble Space Telescope results. *Science*, 277 :1492–1495.
- Thomas, P. C., Binzel, R. P., Gaffey, M. J., Zellner, B. H., Storrs, A. D., and Wells, E. N. (1997b). Vesta : Spin Pole, Size, and Shape from HST Images. *Icarus*, 128 :88–94.
- Thomas, P. C., Parker, J. W., McFadden, L. A., Russell, C. T., Stern, S. A., Sykes, M. V., and Young, E. F. (2005). Differentiation of the asteroid Ceres as revealed by its shape. *Nature*, 437 :224–226.
- Thomas, P. C., Veverka, J., Bell, J. F., Clark, B. E., Carcich, B., Joseph, J., Robinson, M. S., McFadden, L. A., Malin, M., Chapman, C. R., Merline, W. J., and Murchie, S. L. (1999). Mathilde : Size, Shape, and Geology. *Icarus*, 140 :17–27.
- Tikhonov, A. N. and Arsenine, V. (1974). *Méthode de Résolution de Problèmes mal posés*. Mir :Moscou.
- Tokovinin, A. A. (1980). The diameters of Vesta and Ceres measured by interferometry. *Soviet Astronomy Letters*, 6(2) :100–101.
- Torppa, J., Kaasalainen, M., Michalowski, T., Kwiatkowski, T., Kryszczyńska, A., Denchev, P., and Kowalski, R. (2003). Shapes and rotational properties of thirty asteroids from photometric data. *Icarus*, 164 :346–383.
- Trujillo, C. A., Brown, M. E., Barkume, K. M., Schaller, E. L., and Rabinowitz, D. L. (2007). The Surface of 2003 EL₆₁ in the Near-Infrared. *Astrophysical Journal*, 655 :1172–1178.
- Turner, D. A., Anderson, I. J., Mason, J. C., and Cox, M. G. (2007). An Algorithm for Fitting an Ellipsoid to Data.
- van Dam, M. A., Le Mignant, D., and Macintosh, B. (2004). Performance of the Keck Observatory adaptive-optics system. *Applied Optics*, 43(23) :5458–5467.
- Vernazza, P., Binzel, R. P., Rossi, A., Fulchignoni, M., and Birlan, M. (2009). Solar wind as the origin of rapid reddening of asteroid surfaces. *Nature*, 458 :993–995.
- Vernazza, P., Binzel, R. P., Thomas, C. A., DeMeo, F. E., Bus, S. J., Rivkin, A. S., and Tokunaga, A. T. (2008). Compositional differences between meteorites and near-Earth asteroids. *Nature*, 454 :858–860.
- Vernazza, P., Brunetto, R., Strazzulla, G., Fulchignoni, M., Rochette, P., Meyer-Vernet, N., and Zouganelis, I. (2006). Asteroid colors : a novel tool for magnetic field detection ? The case of Vesta. *Astronomy and Astrophysics*, 451 :43–46.
- Vernazza, P., DeMeo, F. E., Nedelcu, A., Birlan, M., Doressoundiram, A., Erard, S., and Volquardsen, E. L. (2010). Resolved spectroscopy of Mercury in the Near-IR with SpeX/IRTF. *Icarus*. submitted.
- Vernazza, P., Mothé-Diniz, T., Barucci, M. A., Birlan, M., Carvano, J. M., Strazzulla, G., Fulchignoni, M., and Migliorini, A. (2005). Analysis of near-IR spectra of 1 Ceres and 4 Vesta, targets of the Dawn mission. *Astronomy and Astrophysics*, 436 :1113–1121.

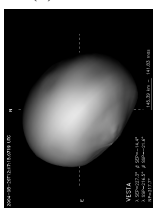


- Veverka, J., Thomas, P. C., Harch, A., Clark, B. E., Bell, J. F., Carcich, B., Joseph, J., Chapman, C. R., Merline, W. J., Robinson, M. S., Malin, M., McFadden, L. A., Murchie, S. L., Hawkins, S. E., Faquhar, R., Izenberg, N., and Cheng, A. F. (1997). NEAR's Flyby of 253 Mathilde : Images of a C Asteroid. *Science*, 278 :2109–2114.
- Viateau, B. and Rapaport, M. (1998). The mass of (1) Ceres from its gravitational perturbations on the orbits of 9 asteroids. *Astronomy and Astrophysics*, 334 :729–735.
- Vilas, F. and Gaffey, M. J. (1989). Phyllosilicate absorption features in main-belt and outer-belt asteroid reflectance spectra. *Science*, 246 :790–792.
- Vilas, F. and McFadden, L. A. (1992). CCD reflectance spectra of selected asteroids. I - Presentation and data analysis considerations. *Icarus*, 100 :85–94.
- Vokrouhlický, D., Brož, M., Bottke, Jr., W. F., Nesvorný, D., and Morbidelli, A. (2006). Yarkovsky/YORP chronology of asteroid families. *Icarus*, 182 :118–142.
- Vokrouhlický, D., Čapek, D., Kaasalainen, M., and Ostro, S. J. (2004). Detectability of YORP rotational slowing of asteroid 25143 Itokawa. *Astronomy and Astrophysics*, 414 :21–24.
- Vokrouhlický, D. and Nesvorný, D. (2008). Pairs of Asteroids Probably of a Common Origin. *Astronomical Journal*, 136 :280–290.
- Walsh, K. J., Richardson, D. C., and Michel, P. (2008). Rotational breakup as the origin of small binary asteroids. *Nature*, 454 :188–191.
- Warner, B. D., Harris, A. W., and Pravec, P. (2009). The asteroid lightcurve database. *Icarus*, 202(1) :134–146.
- Wasserman, L. H., Millis, R. L., Franz, O. G., Bowell, E., White, N. M., Giclas, H. L., Martin, L. J., Elliot, J. L., Dunham, E., Mink, D., Baron, R., Honeycutt, R. K., Henden, A. A., Kephart, J. E., A'Hearn, M. F., Reitsema, H. J., Radick, R., and Taylor, G. E. (1979). The diameter of Pallas from its occultation of SAO 85009. *Astronomical Journal*, 84 :259–268.
- Weidenschilling, S. J. (1980). Hektor - Nature and origin of a binary asteroid. *Icarus*, 44 :807–809.
- Williams, J. G. (1989). Asteroid family identifications and proper elements. *Asteroids II*, pages 1034–1072.
- Witasse, O., Lebreton, J.-P., Bird, M. K., Dutta-Roy, R., Folkner, W. M., Preston, R. A., Asmar, S. W., Gurvits, L. I., Pogrebenko, S. V., Avruch, I. M., Campbell, R. M., Bignall, H. E., Garrett, M. A., van Langevelde, H. J., Parsley, S. M., Reynolds, C., Szomoru, A., Reynolds, J. E., Phillips, C. J., Sault, R. J., Tzioumis, A. K., Ghigo, F., Langston, G., Brisken, W., Romney, J. D., Mujunen, A., Ritakari, J., Tingay, S. J., Dodson, R. G., van't Klooster, C. G. M., Blancquaert, T., Coustenis, A., Gendron, E., Sicardy, B., Hirtzig, M., Luz, D., Negrao, A., Kostiuk, T., Livengood, T. A., Hartung, M., de Pater, I., Ádámkóvics, M., Lorenz, R. D., Roe, H. G., Schaller, E. L., Brown, M. E., Bouchez, A. H., Trujillo, C. A., Buratti, B. J., Caillault, L., Magin, T., Bourdon, A., and Laux, C. (2006). Overview of the coordinated ground-based observations of Titan during the Huygens mission. *Journal of Geophysical Research (Planets)*, 111 :7–19.
- Wong, M. H., Marchis, F., Marchetti, E., Amico, P., Tordo, S., Bouy, H., and de Pater, I. (2008). A shift in Jupiter's equatorial haze distribution imaged with the Multi-Conjugate Adaptive Optics Demonstrator at the VLT. *ArXiv e-prints*.
- Xu, S., Binzel, R. P., Burbine, T. H., and Bus, S. J. (1995). Small Main-belt Asteroid Spectroscopic Survey : Initial results. *Icarus*, 115 :1–35.
- Zappala, V., Cellino, A., Farinella, P., and Knežević, Z. (1990). Asteroid families. I - Identification by hierarchical clustering and reliability assessment. *Astronomical Journal*, 100 :2030–2046.

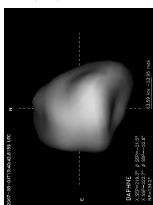
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



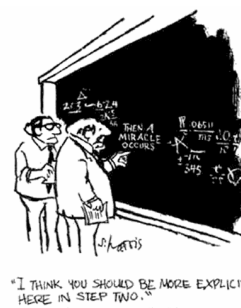


- Zellner, B. H., Albrecht, R., Binzel, R. P., Gaffey, M. J., Thomas, P. C., Storrs, A. D., and Wells, E. N. (1997). Hubble Space Telescope Images of Asteroid 4 Vesta in 1994. *Icarus*, 128 :83–87.
- Zellner, N. E. B., Gibbard, S., de Pater, I., Marchis, F., and Gaffey, M. J. (2005). Near-IR imaging of Asteroid 4 Vesta. *Icarus*, 177 :190–195.
- Zolensky, M. E. and McSween Jr., H. Y. (1988). *Aqueous Alteration*, chapter Aqueous Alteration, pages 114–143. Meteorites and the Early Solar System, Tucson, Arizona 85721, university of arizona press edition.

Annexe A

Quelques informations intéressantes

Je présente dans cette annexe quelques conseils utiles pour l'utilisation de l'algorithme de déconvolution Mistral (A.1), ainsi que les équations permettant d'ajuster un ellipsoïde tri-axial sur un nuage de points (A.2), suivant la méthode présentée par [Turner et al. \[2007\]](#). Enfin, les modèles de forme de (2) Pallas et (41) Daphne sont disponible en animation (version PDF seulement) ou vus en perspective (A.3)



Sommaire

A.1	Utilisation de Mistral	165
A.2	Ajustement d'un ellipsoïde à un nuage de points	166
A.3	Modèles 3d animés de (2) Pallas et (41) Daphne	168



A.1 Utilisation de Mistral

L'algorithme de déconvolution Mistral [Fusco, 2000; Conan et al., 2000; Mugnier et al., 2004] permet de restaurer la résolution angulaire optimale d'observation en s'affranchissant de la réponse impulsionnelle du système optique composé de l'ensemble atmosphère+télescope (chapitre III.1). L'atmosphère étant en évolution constante, l'observation d'étoiles avant et après celles des objets d'intérêt scientifiques fournit non pas la mesure de la réponse impulsionnelle (PSF) mais une estimation de celle-ci. Alors, Mistral évalue par itération successives quelle était la PSF réelle lors de l'observation scientifique afin de déconvoluer l'image par la PSF et remonter à l'objet réel. Pour palier au manque d'information sur l'objet et la PSF, Mistral utilise trois paramètres ajustés par l'utilisateur :

- l'hyperparamètre μ , ajustant la balance entre la fidélité aux données ou à l'information supposée. Les données à fort signal à bruit étant une simple version lissée de l'objet et l'information supposée une somme de points ponctuels, l'hyperparamètre va avoir pour effet de contrôler le rapport entre les hautes et basses fréquences spatiales dans l'image reconstituée. Ses valeurs typiques vont de l'unité à quelques dizaines,
- le seuil δ , définissant pour chaque pixel une limite entre l'utilisation de gradient linéaires et quadratiques pour la distribution en énergie. Ce paramètre est critique pour les objets à bords francs (et surface "lisse") comme les objets du système solaire. Ses valeurs typiques sont de l'ordre de l'unité,
- la régularisation de la PSF ρ , décrivant la connaissance de la PSF (bien que partielle). Ce paramètre peut se voir comme la quantification de l'écart de la réponse impulsionnelle à une distribution de Dirac. Ses valeurs typiques sont de l'ordre de l'unité également.

Ces trois paramètres sont interdépendants et leur valeur doit être ajustée par l'utilisateur. Mistral étant un algorithme itératif, la détermination de ces paramètres peut prendre beaucoup de temps. Mugnier et al. [2004] proposent une manière d'évaluer les paramètres *a priori*, à partir des informations comprises dans les images non déconvoluées. Je présente ici la manière dont je procède afin de déterminer ces trois paramètres interdépendants avec le moins d'essai/erreur possible :

1. j'assigne des valeurs démesurément hautes à δ et ρ (e.g. 1000),
2. j'ajuste μ de manière à ne pas trop régulariser l'objet (galette uniforme), ni trop peu (galette en échiquier),
3. je détermine les valeurs de δ et ρ sans toucher à μ (j'ai toujours observé que les meilleurs résultats s'obtenaient pour $\rho \leq \delta$),
4. j'ajuste à nouveau μ au vu des modifications apportées par les nouvelles valeurs de δ et ρ (ce doit être une correction minime ici)
5. (optionnel) je règle finement les valeurs de δ et ρ . Cette dernière étape permet d'éliminer l'effet de "ringing" parfois présent (sursaut d'intensité au bord du disque apparent).

Si la déconvolution n'est réalisée que pour analyser la forme de l'objet, j'utilise à présent AIDA [Hom et al., 2007] qui règle ces trois paramètres de manière automatique. Je n'utilise Mistral que lorsque je m'intéresse aux propriétés de surface de l'objet, l'implémentation de ce dernier permettant une plus grande liberté de réglage des paramètres.



A.2 Ajustement d'un ellipsoïde à un nuage de points

Bien que la méthode de détermination de la taille et de la forme que j'ai présentée au chapitre III.3 fournisse une description exhaustive d'un objet céleste, il est parfois utile de reporter sa taille sous forme d'un ellipsoïde tri-axial. Ceci permet de comparer les résultats provenant de diverses études rapidement, sans avoir à comparer les modèles de formes dans les détails.

Le problème d'ajustement d'un ellipsoïde tri-axial sur un nuage composé de m points est en réalité un problème complexe. En effet, la recherche des dimensions par moindre carré sur les rayons vecteurs soulève parfois des difficultés numériques et apporte donc des résultats erronés. J'ai donc utilisé la méthode décrite par Turner et al. [2007] que je détaille ici, afin de fournir au lecteur les expressions non explicitées dans l'article.

Un ellipsoïde est couramment défini par 9 paramètres : les coordonnées de son centre (x_c, y_c, z_c) , ses demi-axes ($a \geq b \geq c$) et trois angles $(\theta_x, \theta_y, \theta_z)$ définissant son orientation dans l'espace (correspondant à des rotations autour des axes x, y et z respectivement). Les coordonnées (x, y, z) d'un point appartenant à un ellipsoïde peuvent alors être écrites :

$$\begin{bmatrix} x \\ y \\ z \end{bmatrix} = \mathcal{R}_1 \mathcal{R}_2 \mathcal{R}_3 \begin{bmatrix} a \cos(\beta) \cos(\lambda) \\ b \cos(\beta) \sin(\lambda) \\ c \sin(\beta) \end{bmatrix} + \begin{bmatrix} x_c \\ y_c \\ z_c \end{bmatrix} \quad (\text{Eq. A.1})$$

où $0 \leq \lambda \leq 2\pi$ et $-\pi/2 \leq \beta \leq \pi/2$ sont deux angles paramétriques ("longitude" et "latitude"). Les rotations $\mathcal{R}_i|_{i=1}^3$ sont définies par :

$$\mathcal{R}_1 \begin{bmatrix} c1 & s1 & 0 \\ -s1 & c1 & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{bmatrix}, \mathcal{R}_2 \begin{bmatrix} c2 & 0 & s2 \\ 0 & 1 & 0 \\ -s2 & 0 & c2 \end{bmatrix} \text{ et } \mathcal{R}_3 \begin{bmatrix} 1 & 0 & 0 \\ 0 & c3 & s3 \\ 0 & -s3 & c3 \end{bmatrix} \quad (\text{Eq. A.2})$$

où les notations c_i et s_i signifient $\cos(\theta_i)$ et $\sin(\theta_i)$, avec $i = 1, 2, 3$. A partir de l'équation Eq. A.1, on déduit qu'un point de coordonnées (x, y, z) appartenant à l'ellipsoïde vérifie :

$$\begin{aligned} & \frac{1}{a^2} [(x - x_c)c_1c_2 + (y - y_c)(s_1c_3 - c_1s_2s_3) + (z - z_c)(c_1s_2c_3 + s_1s_3)] \\ & + \frac{1}{b^2} [-(x - x_c)s_1c_2 + (y - y_c)(s_1s_2s_3 + c_1c_3) + (z - z_c)(c_1s_3 - s_1s_2c_3)] \\ & + \frac{1}{c^2} [-(x - x_c)s_2 - (y - y_c)c_2s_3(z - z_c)c_2c_3] = 1 \quad (\text{Eq. A.3}) \end{aligned}$$

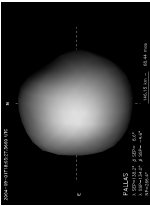
D'autre part, l'expression générale d'un ellipsoïde s'écrit :

$$Ax^2 + By^2 + Cz^2 + Dxy + Exz + Fyz + Gx + Hy + Kz + L = 0 \quad (\text{Eq. A.4})$$

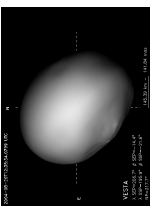
En comparant les coefficients des équations Eq. A.3 et Eq. A.4, on obtient :

$$\begin{aligned} A &= \left(\frac{c_1c_2}{a}\right)^2 + \left(\frac{s_1c_2}{b}\right)^2 + \left(\frac{s_2}{c}\right)^2 \\ B &= \left(\frac{s_1c_3 - c_1s_2s_3}{a}\right)^2 + \left(\frac{s_1s_2s_3 + c_1c_3}{b}\right)^2 + \left(\frac{c_2s_3}{c}\right)^2 \\ C &= \left(\frac{s_1s_3 + c_1s_2c_3}{a}\right)^2 + \left(\frac{c_1s_3 - s_1s_2c_3}{b}\right)^2 + \left(\frac{c_2c_3}{c}\right)^2 \\ D &= \frac{(c_1c_2)(s_1c_3 - c_1s_2s_3)}{a^2} - \frac{(s_1c_2)(s_1s_2s_3 + c_1c_3)}{b^2} + \frac{s_2(c_2s_3)}{c^2} \\ E &= \frac{(c_1c_2)(s_1s_3 + c_1s_2c_3)}{a^2} - \frac{(s_1c_2)(c_1s_3 - s_1s_2c_3)}{b^2} - \frac{(s_2)(c_2c_3)}{c^2} \end{aligned}$$

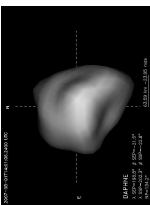
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





$$\begin{aligned}
F &= \frac{(s_1c_3 - c_1s_2s_3)(s_1s_3 + c_1s_2c_3)}{a^2} + \frac{(s_1s_2s_3 + c_1c_3)(c_1s_3 - s_1s_2c_3)}{b^2} + \frac{(c_2s_3)(c_2c_3)}{c^2} \\
G &= \frac{(c_1c_2)}{a^2} [-2x_c(c_1c_2) - y_c(s_1c_3 - c_1s_2s_3) - z_c(s_1s_3 + c_1s_2c_3)] \\
&+ \frac{(s_1c_2)}{b^2} [-2x_c(s_1c_2) + y_c(s_1s_2s_3 + c_1c_3) + z_c(c_1s_3 - s_1s_2c_3)] \\
&+ \frac{(s_2)}{c^2} [-2x_c(s_2) - y_c(c_2s_3) + z_c(c_2c_3)] \\
H &= \frac{(s_1c_3 - c_1s_2s_3)}{a^2} [-x_c(c_1c_2) - 2y_c(s_1c_3 - c_1s_2s_3) - z_c(s_1s_3 + c_1s_2c_3)] \\
&+ \frac{(s_1s_2s_3 + c_1c_3)}{b^2} [-x_c(s_1c_2) - 2y_c(s_1s_2s_3 + c_1c_3) - z_c(c_1s_3 - s_1s_2c_3)] \\
&+ \frac{(c_2s_3)}{c^2} [-x_c(s_2) - 2y_c(c_2s_3) + z_c(c_2c_3)] \\
K &= \frac{(s_1s_3 + c_1s_2c_3)}{a^2} [-x_c(c_1c_2) - y_c(s_1c_3 - c_1s_2s_3) - 2z_c(s_1s_3 + c_1s_2c_3)] \\
&+ \frac{(c_1s_2 - s_1s_2c_3)}{b^2} [+x_c(s_1c_2) - y_c(s_1s_2s_3 + c_1c_3) - 2z_c(c_1s_2 - s_1s_2c_3)] \\
&+ \frac{(c_2c_3)}{c^2} [x_c(s_2) + y_c(c_2s_3) - 2z_c(c_2c_3)] \\
L &= \frac{1}{a^2} \left[\begin{aligned} &x_c^2(c_1c_2)^2 + y_c^2(s_1c_3 - c_1s_2s_3)^2 + z_c^2(s_1s_3 + c_1s_2c_3)^2 \\ &+ x_c y_c (c_1c_2)(s_1c_3 - c_1s_2s_3) + x_c z_c (c_1c_2)(s_1s_3 + c_1s_2c_3) + y_c z_c (s_1c_3 - c_1s_2s_3)(s_1s_3 + c_1s_2c_3) \end{aligned} \right] \\
&+ \frac{1}{b^2} \left[\begin{aligned} &x_c^2(s_1c_2)^2 + y_c^2(s_1s_2s_3 + c_1c_3)^2 + z_c^2(c_1s_3 - s_1s_2c_3)^2 \\ &- x_c y_c (s_1c_2)(s_1s_2s_3 + c_1c_3) - x_c z_c (s_1c_2)(c_1s_3 - s_1s_2c_3) + y_c z_c (s_1s_2s_3 + c_1c_3)(c_1s_3 - s_1s_2c_3) \end{aligned} \right] \\
&+ \frac{1}{c^2} \left[\begin{aligned} &x_c^2(s_2)^2 + y_c^2(c_2s_3)^2 + z_c^2(c_2c_3)^2 \\ &+ x_c y_c s_2(c_2s_3) - x_c z_c s_2(c_2c_3) - y_c z_c (c_2s_3)(c_2c_3) \end{aligned} \right]
\end{aligned}$$

On remarque que si l'ellipsoïde se définit au moyen de 9 paramètres, l'équation EQ. A.4 contient 10 inconnues. Nous allons alors fixer l'une de ces inconnues à une constante pour résoudre ensuite le système par moindre carré. Une fois les inconnues inspectées, seules les inconnues A , B et C sont strictement positives. Posons alors $A + B + C$ comme constante et alors l'équation EQ. A.3 peut se réécrire :

$$x^2 + y^2 + z^2 = U(x^2 + y^2 - 2z^2) + V(x^2 - 2y^2 + z^2) + 4Mxy + 4Nxz + 4Pyz + Qx + Ry + Sz + T = 1 \quad (\text{EQ. A.5})$$

dans laquelle $A + B + C = \frac{1}{a^2} + \frac{1}{b^2} + \frac{1}{c^2}$ et

$$\begin{aligned}
U &= \frac{C - A}{A + B + C} \quad \text{et} \quad V = \frac{B - A}{A + B + C} \\
M &= -\frac{3}{4} \frac{D}{A + B + C}, \quad N = -\frac{3}{2} \frac{E}{A + B + C} \quad \text{et} \quad P = -\frac{3}{2} \frac{F}{A + B + C} \\
Q &= -\frac{3G}{A + B + C}, \quad R = -\frac{3H}{A + B + C} \quad \text{et} \quad S = -\frac{3K}{A + B + C} \\
T &= -\frac{3L}{A + B + C}
\end{aligned}$$

J'utilise ensuite le paquet MPFIT¹ de Craig Markwardt pour le résoudre par moindre carré le système :

$$\Lambda S_{LS} = e \quad (\text{EQ. A.6})$$

où $S_{LS} = (U, V, M, N, P, Q, R, S, T)^T$, le $i^{\text{ème}}$ élément de e est $x_i^2 + y_i^2 + z_i^2$ et la $i^{\text{ème}}$ ligne de la matrice Λ (de taille $m \times 9$) est $[x_i^2 + y_i^2 - 2z_i^2, x_i^2 - 2y_i^2 + z_i^2, 4x_i y_i, 2x_i z_i, 2y_i z_i, x_i, y_i, z_i, 1]$.

¹<http://cow.physics.wisc.edu/craigm/idl/idl.html>

