UNIVERSITÉ PARIS SUD XI
U.F.R SCIENTIFIQUE D'ORSAY

MEMOIRE

présenté pour obtenir le

DIPLOME D'HABILITATION À DIRIGER DES RECHERCHES

Spécialité

ASTRONOMIE ET ASTROPHYSIQUE

par

Marc Ollivier

Instrumentation spatiale pour la détection et la caractérisation des exoplanètes

De CoRoT aux futures missions d'observation directe

Soutenu le 4 décembre 2009 devant le jury composé de :

Rapporteurs :	**DELEUIL Magali** *Professeur, Université d'Aix Marseille 1* **MOURARD Denis** *Astronome, Observatoire de la côte-d'Azur* **ROUSSET Gérard** *Professeur, Université Denis Diderot Paris 7*
Examinateur :	**ABERGEL Alain** *Professeur, IAS, Université de Paris-Sud 11* **LAGAGE Pierre-Olivier** *Chercheur, CEA* **ROUAN Daniel** *Directeur de Recherche CNRS, LESIA, Observatoire de Paris*

à Séverine, Tom et Titouan,
mes trois amours de toujours.

Table des matières

Introduction 1

1 Détecter et caractériser les exoplanètes 3

1.1 Position du problème . . . 3

1.1.1 Contraste étoile - exoplanète . . . 4

1.1.2 Séparation angulaire des objets . . . 5

1.1.3 Environnement de la Terre et des exoplanètes . . . 5

1.2 La détection indirecte d'exoplanètes . . . 6

1.2.1 Effet d'une planète sur le mouvement de son étoile . . . 6

1.2.2 Effet d'une planète sur la photométrie de son étoile . . . 16

1.2.3 Comparaison des différentes méthodes indirectes . . . 23

1.3 La détection directe d'exoplanètes . . . 24

1.3.1 Choix du domaine spectral . . . 24

1.3.2 La coronographie et l'optique adaptative . . . 26

1.3.3 L'interférométrie . . . 31

1.3.4 Interférométrie et imagerie : les hypertélescopes . . . 37

1.3.5 La détection radio . . . 40

2 CoRoT : Réglages de la caméra et contrôle de la qualité des images 43

2.1 La mission CoRoT . . . 43

2.1.1 Photométrie relative à grande précision : l'instrument de CoRoT . . . 45

2.1.2 Produits scientifiques de la voie exoplanètes . . . 47

2.1.3 Premiers résultats scientifique de la voie exoplanètes de CoRoT . . . 47

2.2 Réglage de la caméra : position du problème, définition du besoin et philosophie des réglages . . . 50

2.2.1 Position du problème . . . 50

2.2.2 Définition du besoin en réglage . . . 50

2.2.3 Philosophie des réglages . . . 52

2.3 Définition et réalisation d'un moyen de test optique pour les réglages de la caméra 53

2.3.1 Principe de l'analyseur de Shack - Hartmann . . . 53

2.3.2 Réalisation de l'analyseur de front d'onde et réglage du collimateur . . . 55

2.4 Définition et réalisation de moyens informatiques pour qualifier les images de la caméra . . . 57

2.5 Qualité des images en vol . . . 58

3 PEGASE : un interféromètre en frange noire pour caractériser les environnements stellaires **65**
3.1 Chronologie du projet PEGASE 65
3.1.1 La génèse de PEGASE 65
3.1.2 PEGASE au CNES 67
3.1.3 PEGASE à l'ESA 69
3.1.4 Quel avenir pour le projet ? 70
3.2 PERSEE : un banc de test pour les futurs concepts d'interférométrie annulante . 71
3.2.1 Définition, réalisation et exploitation du banc de mesure 72
3.2.2 PERSEE : un projet modèle 73

Conclusion **75**

Bibliographie **77**

Annexe 1 : Publications techniques CoRoT relatives au chapitre 2 **80**

Annexe 2 : Liste de publications et CV **83**

Annexe 3 : Papier sur PEGASE paru dans Experimental Astrophysics **97**

Introduction

L'exoplanétologie, c'est-à-dire l'observation et l'étude des planètes extrasolaires, est une science très jeune - les premiers objets d'étude n'étant observés que depuis à peine une vingtaine d'années. Elle connaît cependant un développement rapide car son émergence et son évolution sont fortement liées aux progrès de l'instrumentation qui a permis les premières détections. Début septembre 2009, on comptait plus de 370 exoplanètes identifiées, regroupées dans environ 320 systèmes planétaires, parfois multiples[1] (liste disponible sur exoplanet.eu).

L'observation et l'analyse des exoplanètes posent cependant encore de grands défis aux instrumentalistes :
- La très grande majorité des détections d'exoplanètes sont des détections indirectes : la présence de la planète est déduite de l'observation d'une perturbation induite par la planète sur son étoile hôte.
- l'imagerie directe d'exosystèmes reste très marginale et limitée à des cas où le contraste entre l'étoile hôte et la planète est faible,
- l'analyse spectroscopique des planètes n'est encore possible que pour un nombre très limités d'objets pour lesquels le système planétaire est vu par la tranche et le contraste avec l'étoile hôte est encore une fois faible (les planètes géantes chaudes dans la pratique).

Mon travail de recherche s'inscrit dans le cadre de ce développement instrumental. Dans ce manuscrit, je présente dans une première partie l'ensemble de la problématique instrumentale pour la détection et la caractérisation des exoplanètes de tout type (planètes géantes et telluriques). Cette problématique est ensuite illustrée par deux exemples concrets de réalisations dans lesquelles je me suis impliqué : le développement de moyens d'essais optiques et informatiques pour le réglage et la contrôle de la qualité des images de la caméra de la mission spatiale CoRoT lancée en 2006, et plus en amont, la définition d'un projet spatial d'observation directe des environnements stellaires (projet PEGASE), basé sur le concept d'interférométrie annulante, dont j'ai contribué au développement en laboratoire durant ma thèse. Il ne s'agit pas dans ces deux parties de détailler l'ensemble des travaux qui ont été effectués par les différentes équipes, mais de montrer l'implication que j'ai pu avoir dans ces projets en tant qu'instrumentaliste, et les réalisations instrumentales auxquelles j'ai participé.

Ces deux projets illustrent parfaitement les contraintes sous lesquelles s'effectuent le développement instrumental dans cette thématique : contraintes techniques, bien évidemment, mais également programmatiques, politiques et budgétaires. De plus, du fait de la complexité des scènes astrophysiques, et du niveau de performances croissant sans cesse requis, toutes ces contraintes impliquent de travailler en permanence aux limites des techniques, de la science, et parfois même de l'imagination...

[1] le système de υ AND est actuellement le plus complexe et comporte 5 planètes identifiées.

Chapitre 1

Détecter et caractériser les exoplanètes

Ce chapitre est la version française du chapitre consacré à cette question dans le livre "Planetary Systems" (Ollivier et al. (2009b)) et dont j'ai assuré la rédaction. Pour des raison d'obsolescence de l'ouvrage, nous avons choisi de séparer physiquement la description des méthodes instrumentales d'observation et la description des projets mettant en œuvre ces méthodes. Je renvoie donc le lecteur à cet ouvrage pour cette partie non directement liée à l'objectif de ce manuscrit.

Aussi surprenant que cela puisse paraître, la quasi-totalité des exoplanètes actuellement détectées n'a jamais été "vue" directement, au sens où il n'existe pas d'image de ces objets à travers un télescope. La raison en est très simple et réside dans l'extrême difficulté à détecter ces objets. Ceci explique d'ailleurs qu'il ait fallu attendre le début des années 1990 pour découvrir les premiers systèmes alors que des objets astrophysiques bien plus baroques (quasars, pulsars...) ont été observés en imagerie depuis plusieurs décennies. Dans ce chapitre, nous allons détailler les différentes techniques mises en œuvre pour détecter et caractériser les exoplanètes et leur environnement.

1.1 Position du problème

Observer directement une exoplanète - au sens de séparer physiquement les photons de la planète de ceux de son étoile centrale pour obtenir une image des deux objets - est un problème aussi simple à exposer que difficile à résoudre en pratique. Il se résume principalement en trois points critiques qui conditionnent fortement les méthodes de détection envisageables :
- le contraste entre l'étoile et la planète,
- la distance angulaire entre les deux objets,
- l'environnement de la Terre et de l'exoplanète (et plus généralement de l'exosystème).

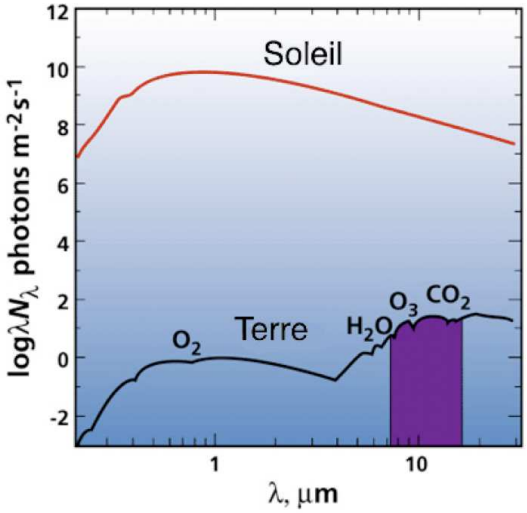

Figure 1.1 – Spectres comparés du Soleil et de la Terre tels qu'ils seraient vus à 10 parsecs. Le spectre de la Terre fait apparaître clairement la composante réfléchie du Soleil (0,1 à 4 μm) et la composante liée à l'émission propre de la planète (au-delà de 4 μm)..

1.1.1 Contraste étoile - exoplanète

Le contraste entre une exoplanète et son étoile centrale dépend de plusieurs paramètres :
a. le domaine spectral d'observation :
Le spectre d'une exoplanète comporte principalement 2 composantes : une composante due à la réflexion de la lumière de l'étoile par la planète et une composante d'émission propre. Dans le cas d'une planète comme la Terre en orbite autour d'une étoile de type solaire (fig. 1.1), la composante réfléchie est dominante dans le domaine du visible et du proche infrarouge, tandis que la composante due à l'émission propre est dominante dans l'infrarouge thermique (au-delà de 4 μm).

b. la nature des objets stellaires et planétaires :
Les deux composantes spectrales évoquées précédemment dépendent bien évidemment de la nature des différents objets qui composent le système planétaire. La distribution spectrale et l'amplitude de la composante réfléchie dépendent de la température effective de l'étoile (et donc du type d'étoile), mais aussi de l'albédo, de la taille et de la distance de la planète à son étoile. La composante d'émission propre dépend uniquement de la nature de la planète, tellurique ou géante et principalement de sa température effective mais aussi de la composition atmosphérique qui se traduit par la présence de raies d'absorption dans le spectre d'émission (fig. 1.1).

c. la distance entre les objets :
La distance entre l'étoile et la planète est un des paramètres essentiels qui intervient dans le calcul de la température d'équilibre radiatif de la planète. Ainsi un objet de la taille de Jupiter a-t-il une température effective de 1500 K environ à 0,05 u.a. (cas d'un Jupiter chaud) alors que sa température effective d'équilibre (en l'absence de source interne) n'est que de 110 K environ à 5,2 u.a. (position de Jupiter dans notre Système Solaire). Le contraste s'en trouve directement affecté : à la longueur d'onde de 10 μm, il est d'environ 10^4 pour un jupiter chaud, alors qu'il chute à 10^9 pour un vrai Jupiter.

Objet	Rayon (R_{Terre})	Masse (M_{Terre})	Distance (u.a.)	Sép. angul. (mas)	Contraste (visible)	Contraste (infrarouge)
Jupiter	11,18	317,83	5,2	520	10^8	5×10^7
Saturne	9,42	95,15	9,54	954	2×10^9	5×10^8
Neptune	3,94	17,23	30,06	3006	10^11	10^10
Terre	1	1	1	100	5×10^9	7×10^6
Jup. chaud	10	300	0,05	5	4×10^4	10^3

Tableau 1.1 – caractéristiques de quelques objets-type en les considérant en orbite autour d'une étoile de type solaire située à 10 parsecs.

1.1.2 Séparation angulaire des objets

Du fait de la distance importante entre notre Soleil et les étoiles même proches (les étoiles les plus proches de nous sont situées à quelques parsecs), les exosystèmes sont tous vus sous de faibles angles. Ainsi un système Soleil - Terre situé à 10 parsecs sera vu sous un angle d'un dixième de seconde d'angle (la seconde d'angle, en abrégé arcsec, vaut 1/3600 ème de degré). Cette faible distance angulaire implique l'utilisation de techniques de haute résolution angulaire pour l'observation directe. Une illustration classique de ces problèmes de contraste et de séparation angulaire peut être la suivante : chercher à observer une planète comme la Terre autour d'une étoile comme le Soleil, l'ensemble étant à 10 parsecs de nous revient à chercher à observer un ver luisant situé à 30 cm d'un phare de marine situé à Marseille, l'observateur étant lui à ... Paris (distance 700 km environ).

1.1.3 Environnement de la Terre et des exoplanètes

Outre son cortège de planètes, le Soleil est entouré d'un disque de poussières issues de collisions entre astéroides et de poussières cométaires. Ce disque de poussières est situé dans le plan de l'écliptique. Ces poussières, chauffées par le Soleil ont leur propre émission que l'on appelle "lumière zodiacale". Ainsi, un observateur dans le Système Solaire qui scrute le ciel dans l'infrarouge enregistre-t-il un signal provenant de cette émission zodiacale. Cette émission n'est pas négligeable puisque, à la longueur d'onde de 10 μm, l'émission intégrée spatialement de l'ensemble du disque de poussières est 300 fois supérieure à l'émission de la Terre.
De la même manière, il n'est pas déraisonnable de penser que les exo-systèmes comportent également un disque de débris dont l'émission n'est pas négligeable, voire supérieure à celle du Système Solaire. La présence de ce disque constitue une source de signal parasite lors de la détection. Pour illustrer ce dernier point, il suffit de reprendre notre analogie précédente en considérant maintenant que le ver luisant et l'observateur sont tous les deux baignés par les lumières de Marseille et de Paris qui limitent la capacité de perception des objets faibles. Pour s'en persuader, il suffit de comparer le nombre d'étoiles visibles depuis le centre de Paris, au nombre de celles visibles du fin fond d'une campagne isolée.

Le tableau 1.1 ci-dessous récapitule les principaux paramètres pour différents objets planétaires en les supposant en orbite autour d'une étoile comme le Soleil située à 10 parsecs de la Terre.

1.2 La détection indirecte d'exoplanètes

Nous avons vu que la détection directe d'une exoplanète autour d'une étoile même proche de notre Système Solaire est très difficile. Il n'est cependant pas forcément nécessaire d'imager la planète pour révéler sa présence. On peut dans certains cas détecter la planète en observant un effet de cette dernière sur son étoile, en observant l'étoile elle-même. Les techniques basées sur ce principe portent le nom de méthodes "indirectes" de détection, par opposition à l'imagerie directe. Dans ce paragraphe, nous allons évoquer les principales méthodes de détection indirectes. Il faut à ce niveau préciser que ces méthodes ne sont en aucun cas anecdotiques puisqu'à quelques exceptions près, toutes les exoplanètes actuellement détectées l'ont été par des méthodes indirectes.

1.2.1 Effet d'une planète sur le mouvement de son étoile

On dit couramment qu'une planète tourne autour de son étoile. Cette assertion est vraie si l'on néglige la masse de la planète par rapport à celle de l'étoile ou si l'on regarde grossièrement le mouvement de la planète. Dans la réalité, étoile et planète(s) sont liés par la gravitation, et chacun des corps du système (étoile et planètes) a un mouvement autour du centre de masse (centre de gravité) du système. La position du centre de masse G d'un système à N corps chacun de masse m_i et dont le centre est à la position O_i est définie par la relation vectorielle suivante :

$$\sum_i m_i \vec{GO_i} = \vec{0} \tag{1.1}$$

En particulier, pour un système à 2 corps (étoile notée "*" et une seule planète notée "p"), le centre de masse est situé entre l'étoile et la planète et l'expression vectorielle précédente devient algébrique :

$$\overline{GO_p} = \frac{m_*}{m_* + m_p} \overline{O_* O_p} \tag{1.2}$$

Chacun des corps décrit alors une orbite elliptique dont le centre de masse du système occupe l'un des foyers. Si a est le demi grand-axe de l'orbite de la planète autour de l'étoile, alors les demi grands axes des orbites stellaire et planétaire avec le barycentre du système au foyer s'écrivent :

$$a_* = \frac{m_p}{m_* + m_p} aeta_p = \frac{m_*}{m_* + m_p} a \tag{1.3}$$

Dans le cas général, l'étoile "centrale" décrit également une orbite plus ou moins complexe selon le nombre de planètes que comprend le système et dont on peut décrire certains paramètres en observant :
- les mouvements stellaires projetés sur le plan du ciel. Dans ce cas on observe une variation de la position de l'étoile par rapport à un repère fixe (formé par des astres très lointains, des quasars par exemple). La méthode de mesure est appelée "astrométrie".
- Les mouvements stellaires le long de la ligne de visée (mouvements radiaux). Dans ce cas, on mesure la vitesse de rapprochement ou d'éloignement de l'étoile lors du mouvement autour du centre de masse. La méthode de mesure est appelée "vélocimétrie radiale" ou encore "vélocimétrie Doppler" (d'après la méthode expérimentale utilisée pour mesurer la vitesse radiale)

Dans certains cas, lorsque l'étoile émet un signal périodique (par exemple un pulsar), le mouvement de la source peut être déduit des fluctuations de la période du pulsar mesurée sur terre. Nous reviendrons sur cette technique à la fin de cette section.

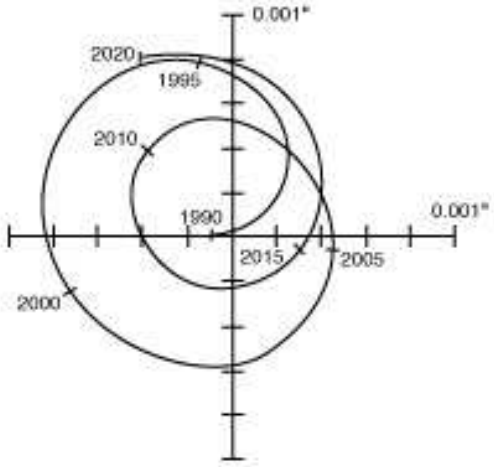

Figure 1.2 – Mouvement du Soleil en fonction du temps (années) sur le plan du ciel tel qu'il serait vu à une distance de 10 parsecs perpendiculairement au plan de l'écliptique. Ce mouvement est principalement dominé par les planètes géantes (Jupiter, Saturne, Uranus et Neptune). Noter l'échelle : les variations de positions sont de l'ordre du millième de seconde d'angle.

A. Astrométrie

Lors du mouvement de la ou des planète(s) autour du centre de masse, l'étoile centrale décrit également une orbite dont la complexité dépend du nombre de planètes que comprend le système. Dans le cas de notre Système Solaire, le mouvement du Soleil est principalement dû à la présence de Jupiter, mais traduit également la présence d'autres planètes moins massives (fig. 1.2).

Dans le cas d'un système mono planétaire (ou dont l'un des objets domine largement les autres en masse, au point que son effet masque tous ceux des autres planètes), le mouvement de l'étoile est une ellipse. Nous allons nous intéresser plus particulièrement à ce cas d'orbites, dont l'équation générale s'écrit, dans le plan orbital en coordonnées polaires avec origine au foyer :

$$r(\nu) = \frac{a(1-e^2)}{1+e.cos(\nu)} \tag{1.4}$$

où a est le demi grand axe de l'orbite, e l'excentricité, et ν la position angulaire de l'objet par rapport à l'origine fixée au périastre de l'orbite.
Le mouvement projeté sur le plan du ciel se déduit de l'expression précédente par un changement de repère qui prend en compte l'orientation du plan de l'orbite par rapport à celui du ciel et les conventions de notation des angles associés.

Pour décrire l'orientation du plan de l'orbite par rapport au plan du ciel, il est courant d'utiliser l'équivalent astronomique des angles d'Euler. On définit ainsi successivement :
- la ligne des nœuds : c'est la droite, intersection du plan de l'orbite et du plan du ciel.
- les nœuds ascendant et descendant : ce sont les intersections entre la ligne des nœuds et l'orbite de l'objet. Par convention, le nœud ascendant est franchi lorsque l'objet s'éloigne de l'observateur, et le nœud descendant est franchi quand l'objet se rapproche de ce même observateur.

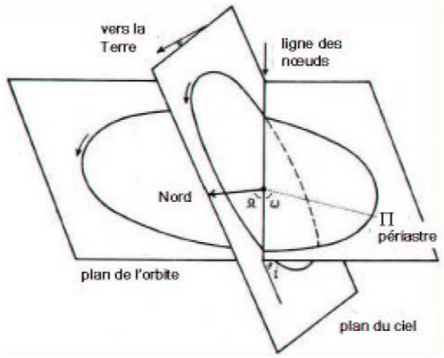

Figure 1.3 – Définition des paramètres géométriques caractérisant l'orientation du plan du ciel par rapport au plan de l'orbite de l'étoile en mouvement.

- l'angle de position du nœud ascendant, noté Ω : il décrit l'orientation de la ligne des nœuds dans le plan du ciel par rapport au nord céleste. Cet angle est compris entre 0 et 180 deg.
- L'angle d'inclinaison, noté i : c'est l'angle entre le plan de l'orbite de l'objet et le plan du ciel. I vaut 0 (ou 180 deg) lorsque le plan de l'orbite et le plan du ciel sont confondus, i est compris entre 0 et 90deg lorsque le mouvement apparent de l'objet dans le plan du ciel se fait dans le sens trigonométrique direct, et compris entre 90 et 180deg dans le cas contraire.

On montre (Bordé (2003)) que la position de l'étoile dans le repère du plan du ciel peut se déduire de celle dans le plan de l'orbite par 3 rotations successives (fig. 1.3) :
- une rotation d'angle -Ω autour de la ligne de visée,
- une rotation d'angle i autour de la ligne de visée,
- une rotation d'angle ω autour de la normale au plan de l'orbite.

Dans ce cas, l'expression de la trajectoire dans le plan du ciel s'écrit en coordonnées polaires avec l'origine au centre de masse du système :

$$\rho = r\sqrt{1-\sin^2 I \sin^2(\nu+\omega)} \quad (1.5)$$

$$\theta = \arctan\cos itan(\nu+\omega)+\Omega \quad (1.6)$$

il s'agit encore d'une trajectoire elliptique dont les paramètres déterminants sont les paramètres de l'orbite initiale (dans le repère de l'orbite) et la géométrie d'observation.

Pour détecter une exoplanète par la méthode astrométrique, il faut donc être capable de reconstituer la trajectoire apparente de l'étoile sur le plan du ciel. En utilisant l'équation 1.4 et en faisant l'approximation que la trajectoire réelle de l'étoile est circulaire et dans le plan du ciel, on peut calculer la valeur maximale de l'amplitude du mouvement qui s'écrit :

$$\delta\theta = \frac{a_*}{D} = \frac{m_p}{m_*}.\frac{a_p}{D} \quad (1.7)$$

Où m_p et m_* sont les masses respectives de la planète et de l'étoile, a_p est le demi grand axe de l'orbite de la planète et D est la distance à la Terre de l'exo-système. On peut calculer la valeur de $\delta\theta$ dans différents cas (tableau 1.2)

Objet	a_* (R_{sol}	$\delta\theta$ à 5 pc (mas)	$\delta\theta$ à 10 pc (mas)	$\delta\theta$ à 15 pc (mas)
Jupiter	1,07	1,00	0,50	0.33
Saturne	0,59	0,55	0,27	0.18
Neptune	0,33	0,31	0,15	0,10
Uranus	0,18	0,17	0,08	0,06
Terre	$6{,}5 \times 10^{-4}$	$6{,}0 \times 10^{-4}$	$3{,}0 \times 10^{-4}$	$2{,}0 \times 10^{-4}$

Tableau 1.2 – Amplitude du mouvement apparent induit par les planètes du Système Solaire sur le Soleil si ce dernier était vu à 5, 10, 15 parsecs.

Le tableau ci-dessus (1.2) et les équations 1.5 et 1.6 montrent clairement que la méthode astrométrique est d'autant plus sensible (i.e : l'amplitude du mouvement de l'étoile est d'autant plus grand) que la planète est :
- massive,
- située à grande distance de son étoile.

Cependant, plus la distance de la planète à son étoile augmente, plus la période orbitale de la planète, et par conséquent de l'étoile est grande (cf. 3me loi de Kepler). Il en résulte que le temps nécessaire pour détecter la planète (une fraction de la période de révolution de l'étoile) augmente aussi drastiquement avec la distance de la planète à l'étoile. La méthode astrométrique n'en reste pas moins l'une des rares méthodes sensibles à des objets de petite masse, à grande distance de leur étoile.
Dans le cas où le système est multiple (en pratique, dès qu'il y a deux planètes d'effet comparable), la trajectoire de l'étoile devient rapidement complexe (cf. fig. 1.2), et la précision de sa reconstitution limitée à la résolution des mesures.

Plusieurs techniques sont possibles pour déterminer avec précision la position des étoiles dans le ciel, et par conséquent, leur mouvement propre. Le point commun de toutes ces techniques est la nécessité de disposer d'un repère fixe, ou considéré comme tel, dans le ciel. La difficulté principale réside évidemment dans la possibilité de trouver un objet fixe dans le ciel à mieux que la précision astrométrique de la mesure (typiquement, la micro seconde d'angle pour les instruments les plus précis). La position des astres est communément repérée par rapport à des objets lointains, si possible extragalactiques, ponctuels. De nos jours, les systèmes de référence ultimes sont constitués par des quasars, des objets Ç quasi stellaires È (quasar = quasi star) qui sont en fait des noyaux actifs de galaxies très lointaines. Par le passé, la position des étoiles proches (leur distance étant déterminée par la mesure de leur parallaxe) était mesurée par rapport à celle des étoiles plus lointaines situées dans le champ d'observation.

Les premières mesures astrométriques visant à détecter la présence de compagnons de faible masse coincident avec l'emploi systématique des plaques photographiques dans les observations astrophysiques. Ainsi Peter Van de Kamp, qui a annoncé en 1963 la détection de deux planètes autour de l'étoile de Barnard (l'étoile la plus proche du Soleil après le système triple d'Alpha du Centaure, dont l'une des composantes, Proxima est l'étoile la plus proche de notre Soleil), a-t-il basé ses mesures sur l'analyse de plus de 2400 plaques photographiques prises entre 1916 et 1963 par les différents astronomes qui se sont succédés au télescope de 80 cm de l'observatoire de Sproul. Dans ce cas, la mesure consiste à repérer sur la plaque photographique les coordonnées du photocentre des objets de référence (étoiles considérées comme Ç fixes È) et de l'étoile dont on veut déterminer le mouvement propre. Il ne reste plus qu'à reconstruire la trajectoire

de l'étoile, soustraire le mouvement propre dû à la parallaxe (mouvement de la Terre dans le Système Solaire) et au mouvement de l'étoile dans la Galaxie pour obtenir le mouvement réflex de l'étoile dû à la présence éventuelle d'un planète. La principale difficulté de cette méthode est sa faible précision. La dimension des objets sur la plaque photographique est au mieux d'une seconde d'angle (dimension de la tache image en présence de turbulence atmosphérique faible), et il est difficile d'obtenir une mesure sur une plaque photographique à réponse non linéaire à mieux que le dixième de cette tache (soit 0.1 seconde d'angle), à comparer avec les valeurs données dans la 1.2. Même avec des mesures systématiques sur plusieurs années et avec l'utilisation de caméra électroniques (CCD), il est difficile, du sol et avec des télescopes classiques, d'obtenir une précision astrométrique meilleure que 10 millisecondes d'angle, ce qui reste trop pour espérer détecter des planètes même géantes.
Les planètes annoncées par Peter Van de Kamp restent encore à ce jour non confirmées malgré l'avènement des techniques de vitesse radiales bien plus précises que l'astrométrie sur des plaques photographiques. Il est très vraisemblable que Van de Kamp n'a pas su maîtriser tous les biais liés à la méthode.

Outre l'utilisation systématique des caméras électroniques (CCD), qui ont permis d'améliorer sensiblement la précision et la reproductibilité des mesures astrométriques, deux techniques ont profondément révolutionné cette discipline :
- l'observation depuis l'espace,
- l'interférométrie.

L'observation depuis l'espace permet de s'affranchir de tous les phénomènes liés à l'atmosphère. En particulier, la turbulence, associée à la réfraction différentielle de l'air induit des fluctuations de position de l'objet sur le plan du ciel. L'intensité de ces fluctuations dépend des conditions météorologiques d'observation et donc de la qualité du site astronomique. Le satellite européen Hipparcos d'astrométrie globale a ainsi permis d'obtenir avec une précision de quelques millisecondes d'angle la position et le mouvement propre de plus de 120000 étoiles dans la Galaxie. Cette précision est à la limite de ce qui est nécessaire pour détecter des planètes géantes (cf. 1.2). Le projet européen GAIA devrait permettre en 2012 d'atteindre la précision de quelques microsecondes d'angle. La recherche de planètes géantes par astrométrie sera alors possible.

L'interférométrie est une technique qui utilise deux ou plusieurs télescopes dont on recombine les faisceaux deux à deux pour obtenir des interférences. De la mesure de ces interférences, on déduit des informations sur la structure spatiale de l'objet à très haute résolution angulaire (comme le ferait un télescope dont la taille serait équivalente à la distance entre les télescopes de l'interféromètre). Dans son mode astrométrique, l'interférométrie permet d'obtenir une mesure très précise de la position de l'objet dans le ciel. Le schéma de principe de la méthode est représenté sur la fig. 1.4.

La lumière issue de l'étoile dont on veut mesurer la position arrive sur le télescope 2 avec un retard par rapport à la lumière qui arrive sur le télescope 1. Ce retard, dû à l'angle θ entre la direction de l'étoile et la ligne de base B entre les télescopes induit une différence de marche externe $B.\cos(\theta)$ entre les 2 faisceaux. Cette différence de marche est compensée par l'action sur la ligne à retard qui permet d'allonger ou de raccourcir le chemin optique suivi par la lumière en provenance du télescope 1. La différence de marche nulle (égalité entre les chemins optiques suivis par la lumière issue des télescopes 1 et 2) est repérée par l'observation de la figure d'interférence (à droite sur la fig. 1.4). Elle correspond au maximum de l'enveloppe des franges d'interférence. La détermination précise de B au moyen d'une métrologie optique (précision de

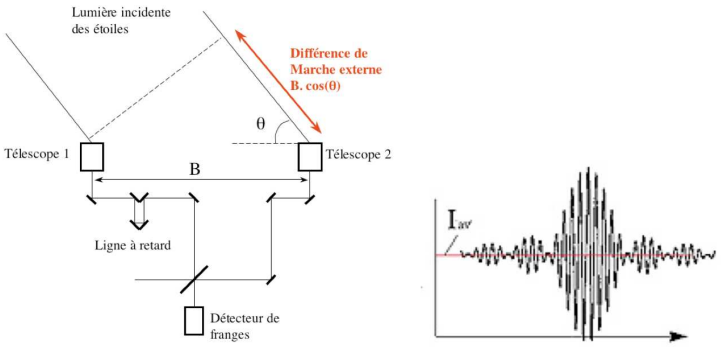

Figure 1.4 – Principe de l'astrométrie par interférométrie (description dans le corps du texte).

l'ordre de quelques nanomètres), et la mesure de la différence de marche externe (B.cos(θ)) par mesure du déplacement de la ligne à retard par rapport à la différence de marche nulle (là encore, avec une précision de l'ordre de quelques nanomètres) permet une détermination précise de l'angle θ entre la base des télescopes et l'étoile sur le ciel.

Dans la pratique, l'interférométrie, comme les autres méthodes fonctionne de manière différentielle, pour s'affranchir des effets de rotation diurne et de variation de la base durant l'observation. Dans ce cas, on mesure le mouvement astrométrique de l'étoile par rapport à une référence supposée fixe. L'interféromètre doit alors pointer simultanément au moins 2 objets. Cette performance devrait être réalisée dans le futur instrument PRIMA (Phase Reference Imaging and Micro arcsecond Astrometry) sur l'interféromètre du Very Large Telescope européen (VLTI) qui devrait entrer en service en 2010. Les meilleures mesures astrométriques sont encore obtenues actuellement par interférométrie radio avec des bases continentales (VLBI) où l'on obtient couramment des précisions astrométriques voisines de 100 μs d'angle. Les interféromètres optiques et les futures missions spatiales dédiées qui vont entrer très prochainement en service devraient permettre d'obtenir des précisions astrométriques au moins 10 fois meilleures.

Une étape supplémentaire dans la quête de la précision astrométrique ultime consiste à conjuguer interférométrie et observations depuis l'espace. La mission américaine SIM (et ses différentes déclinaisons : SIM-LITE, Planet hunter ...) est un interféromètre optique spatial devrait permettre vers 2020 d'obtenir une précision astrométrique meilleure que la micro seconde d'angle (précision ultime annoncée : 0,2 μas). Pour obtenir une telle précision, il est nécessaire de connaître la longueur de la base avec une précision de quelques dizaines de picomètres (soit une fraction de l'épaisseur d'une couche atomique). Des efforts conséquents de recherche et de développement sont actuellement mis en œuvre pour atteindre cet objectif et permettre la mise au point de la mission.

B. Vélocimétrie radiale

L'astrométrie évoquée précédemment permet de mesurer et de reconstituer le mouvement de l'étoile sur le plan du ciel. Elle omet cependant le mouvement de l'étoile le long de la ligne de visée, mouvement d'éloignement ou de rapprochement par rapport à l'observateur. Il est cependant impossible d'observer depuis la Terre la position radiale de l'étoile sur l'axe de visée, puisque, par définition, le mouvement projeté sur le ciel est nul. Cependant, il est possible de mesurer la vitesse radiale de l'étoile par spectroscopie. L'expression de la vitesse radiale de l'étoile

se déduit de l'équation 1.4 et du changement de repère introduit au paragraphe précédent, qui permet de passer du repère de l'orbite à celui du ciel, caractérisé par les rotations d'angles -Ω, i, et ω.
L'expression de la position de l'étoile sur la ligne de visée s'écrit alors :

$$z(t) = r\sin(\nu(t) + \omega).\sin(i) \tag{1.8}$$

En utilisant la seconde loi de Kepler (loi des aires) qui s'exprime, pour une orbite elliptique de période P, de demi grand axe a, et d'excentricité e par la relation :

$$r^2\frac{d\nu}{dt} = 2\pi P^{-1}a^2\sqrt{1-e^2} \tag{1.9}$$

et en dérivant l'expression de la position de l'étoile sur la ligne de visée par rapport au temps, on obtient l'expression de la vitesse radiale de l'étoile V_r :

$$V_r = \frac{2\pi}{P}\frac{a_*\sin(i)}{\sqrt{(1-e^2)}}.[\cos(\nu+\omega) + e.\cos(\omega)] \tag{1.10}$$

Dans la suite, nous noterons :

$$K_* = \frac{2\pi}{P}\frac{a_*\sin(i)}{\sqrt{(1-e^2)}} \tag{1.11}$$

Dans le cas à 2 corps que nous traitons, il est alors possible de déterminer à partir de l'expression précédente, une expression qui est fonction de la masse de la planète, et la masse de l'étoile. Cette expression s'obtient en utilsant la 3me loi de Kepler appliquée au système étoile + planète :

$$a^3(m_* + m_p)^{-1} = P^2G(4\pi^2)^{-1} \tag{1.12}$$

avec $a = a_* + a_p$ et $m_*.a_* = m_p.a_p$. Il en résulte que :

$$a_*^3 = P^2G(4\pi^2)^{-1}.m_p^3(m_* + m_p)^{-2} \tag{1.13}$$

et l'on obtient alors, en utilisant les équations 1.10 et 1.13 l'expression :

$$\frac{(m_p\sin(i))^3}{(m_* + m_p)^2} = \frac{P}{2\pi G}K_*^3(1-e^2)^{3/2} \tag{1.14}$$

L'équation ci-dessus montre que la mesure de la vitesse radiale (équation 1.10) ne permet pas de déterminer simultanément m_* et m_p. Cependant, si l'on suppose d'une part que la masse de la planète est négligeable devant la masse de l'étoile, et d'autre part que la masse de l'étoile peut être estimée par un autre moyen (par exemple par positionnement de l'étoile sur le diagramme HR), alors, on peut obtenir une estimation du produit mp.sin(i) :

$$m_p\sin(i) \sim (\frac{P}{2\pi G})^{1/3}K_*.m_*^{2/3}\sqrt{1-e^2} \tag{1.15}$$

On remarque que, quoi que l'on fasse, on ne peut s'affranchir de l'angle d'inclinaison du système (i). La mesure des vitesses radiales ne donne donc accès qu'à une valeur minimale de la masse de la planète. Sauf dans le cas particulier où le système est vu par la tranche et où la planète est également détectée par son transit devant l'étoile, il n'est pas possible de déterminer individuellement la masse des planètes. Cependant, en faisant l'hypothèse d'une orientation

Objet	m_p (M_{Terre}	a_p (u.a)	a_* R_{Sol}	P (jours)	K_* ($m.s^{-1}$)
Jupiter	317,83	5,2	1,07	4332,6	12,5
Saturne	95,15	9,54	0,59	10759,2	2,8
Uranus	14,54	19,18	0,18	30685,4	0,3
Neptune	17,23	30,06	0,33	60189	0,28
Terre	1	1	6,5 10-4	365,25	0,09
51 Peg B	130	0,05	0,004	4,23	50,2

Tableau 1.3 – Caractéristiques et vitesse radiale induite sur l'étoile pour différents objets planétaires.

aléatoire des systèmes planétaires par rapport au plan du ciel, il est possible de s'affranchir statistiquement de l'orientation et d'obtenir une distribution en masse pour l'ensemble des planètes.

Dans le cas d'une orbite circulaire (e=0), l'équation 1.15 peut s'écrire numériquement :

$$m_p.\sin(i) \sim 3,5 \times 10^{-2} K_*.P^{1/3} et K_* = \frac{2\pi}{P}\frac{m_p}{m_*}.\sin(i).a_p \tag{1.16}$$

avec K_* en $m.s^{-1}$, P en années terrestres, et m_p en masses de Jupiter. Le tableau 1.3 rassemble les valeurs de K_* dans différents cas.

Toujours si l'on néglige la masse de la planète devant la masse de l'étoile, on peut également déduire, à partir de la 3me loi de Kepler, le demi grand axe de l'orbite de la planète autour du centre de gravité (donc autour de l'étoile puisque dans cette approximation, ils sont confondus) en fonction de la masse de l'étoile et de la période orbitale :

$$a_p = (\frac{G}{4\pi^2})^{1/3} P^{2/3} m_*^{1/3} \tag{1.17}$$

Comme le montre clairement le tableau 1.3, la mesure de la vitesse radiale d'une étoile pour déterminer la présence d'éventuelles planètes est une méthode qui présente un biais vers :
- les objets massifs (K_* est proportionnel à la masse de la planète),
- les objets proches de leur étoile (K_* est proportionnel à $P^{-1/3}$, donc d'autant plus grand que P est petit).

La méthode des vitesses radiales est donc, pour les objets massifs, complémentaire de la méthode astrométrique, plus sensible aux objets lointains. Tout comme pour l'astrométrie, la méthode nécessite des observations régulières et une stabilité instrumentale contrôlée dans le temps pour détecter des objets à longue période.

Contrairement à la méthode astrométrique, et comme indiqué précédemment, la mesure de la vitesse radiale ne permet de déterminer la masse qu'au sinus de l'angle d'inclinaison du système près. Elle ne permet donc pas d'observer des systèmes vus de face. Signalons enfin qu'en cas de systèmes multiples, la vitesse radiale est globalement composée de la somme des différentes contributions des planètes, à leur période de révolution. La détection des systèmes multiples (55 Cancri, Upsilon AndromèdeÉ) s'effectue donc en faisant une analyse par composantes de la vitesse radiale avec soustraction de la composante principale et une analyse des résidus jusqu'à atteindre le bruit sur la mesure.

La mesure de la vitesse radiale d'une étoile est basée sur l'effet Doppler-Fizeau : tout observateur qui reçoit une onde (quelle qu'en soit la nature) émise à la fréquence ν par une source en mouvement la perçoit à la fréquence $\nu + \delta\nu$, avec $\delta\nu$ positif (fréquence plus élevée donc longueur d'onde plus petite) si l'objet se rapproche et négatif (fréquence plus basse donc longueur d'onde plus grande) si l'objet s'éloigne.

Une étoile est une source d'ondes électromagnétiques : tout objet à une température T possède un spectre d'émission thermique décrit, dans le modèle du corps noir, par la fonction de Planck. L'étoile en tant que source d'ondes électromagnétiques peut donc également être à l'origine d'un effet Doppler-Fizeau. L'analogie avec les ondes sonores s'arrête cependant ici, car les ondes électromagnétiques sont des ondes transverses qui se propagent dans le vide, alors que les ondes sonores sont des ondes longitudinales de compression d'un milieu (l'air sur Terre) dont elles ont besoin pour se propager (le son ne se propage pas dans le vide).

Dans la présentation relativiste de l'effet Doppler-Fizeau, la longueur d'onde d'observation s'exprime en fonction de la longueur d'onde de la source par la relation :

$$\lambda_{obs} = \lambda source \sqrt{\frac{1 + V_r/c}{1 - V_r/c}} \tag{1.18}$$

où V_r est la vitesse radiale de la source, comptée positivement lorsque l'objet s'éloigne, et c est la vitesse de la lumière dans le vide. On déduit de l'expression précédente le décalage relatif en longueur d'onde (ou en fréquence) :

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{V_r}{c} = -\frac{\Delta\nu}{\nu} \tag{1.19}$$

Ainsi, pour un jupiter chaud ($V_r \sim 50\ m.s^{-1}$), le décalage relatif en longueur d'onde est d'environ 1.5×10^{-7}. La mesure de la vitesse radiale d'une étoile s'effectue donc par spectroscopie haute résolution. Le spectrographe décompose le rayonnement issu de l'étoile en ses différentes composantes (les "notes" dans l'analogie avec les ondes sonores). La mesure du décalage des longueurs d'onde s'effectue en observant le décalage global des raies d'absorption des éléments lourds dans le spectre de l'étoile. Compte-tenu de l'amplitude faible du décalage ($\delta\lambda/\lambda \sim 5 \times 10^{-7}$ à 10^{-8} selon l'objet), deux conditions sont nécessaires pour obtenir une précision suffisante :
- utiliser beaucoup de raies pour l'analyse du décalage,
- disposer d'une référence en longueur d'onde pour calibrer le spectre et obtenir une mesure absolue de la vitesse radiale, permettant une comparaison des résultats sur plusieurs années (temps nécessaire pour détecter des planètes à grande période).
Le premier point se traduit par des contraintes sur la résolution spectrale du spectrographe (la quantité $\lambda/\delta\lambda$ où $\delta\lambda$ est l'étendue spectrale couverte par 1 élément du spectre). La résolution spectrale doit être de plusieurs dizaines de milliers pour les meilleurs instruments actuels. Il y a également une contrainte sur le choix des cibles. Les étoiles trop jeunes, ou trop chaudes sont difficilement observables (ou avec une précision de mesure moindre) car leur spectre ne présente pas suffisamment de raies fines pour la mesure du décalage. Le second point impose l'utilisation d'une référence, généralement une lampe spectrale (thorium - argon), ou une cellule contenant un gaz dont le spectre d'absorption est connue avec une grande précision (généralement une cellule contenant des vapeurs d'iode). Dans l'une ou l'autre des solutions, la référence doit être par essence stable et nécessite un environnement thermique lui aussi stabilisé. La mesure s'effectue en superposant sur le détecteur du spectrographe, le spectre stellaire et le spectre de la référence.

Objet	a_* (R_{Sol}	δT_* (s)
Jupiter	1,07	2,5
Saturne	0,59	1,37
Uranus	0,18	0,42
Neptune	0,33	0,76
Terre	$6{,}5 \times 10^{-4}$	0,0015

Tableau 1.4 – Amplitude des variations de période d'un pulsar d'une masse solaire en fonction des planètes en orbite.

Les meilleurs instruments actuels (HARPS sur le télescope de 3.6 m de l'observatoire de La Silla) permettent une mesure de la vitesse radiale avec une précision meilleure que 1 $m.s^{-1}$, stable sur plusieurs années.

C. Chronométrage de pulsars

La détection du mouvement radial (le long de la ligne de visée pour un observateur sur Terre) d'un astre entouré d'une ou de plusieurs planètes peut s'avérer simplifiée si l'astre émet périodiquement un signal, par exemple des ondes électromagnétiques. C'est le cas notamment des pulsars (pour "pulsating star"), qui sont des étoiles à neutrons résultant de l'explosion d'une supernova et dont la particularité est d'émettre des ondes électromagnétiques dans un cône qui balaie le ciel au rythme de la rotation rapide de l'astre (quelques millisecondes à plusieurs secondes), à l'instar des phares de marine, au bord des côtes. Certains de ces pulsars sont visibles depuis la Terre, car leur cône d'émission intercepte à chaque rotation la Terre. Ils se manifestent alors par un signal périodique, qu'il est aisé de chronométrer. Si le pulsar est isolé, la distance Terre-pulsar ne varie pas et la période du signal est rigoureusement constante (aux mouvements orbitaux de la Terre près). Si le pulsar est environné de planètes, tout comme les étoiles dont nous avons parlé précédemment, il aura un mouvement de révolution autour du centre de masse du système, de sorte qu'au cours de l'orbite, la distance Terre-pulsar va augmenter ou diminuer, allongeant ainsi ou diminuant le temps de parcours du signal du pulsar. Cette variation de distance à parcourir, et donc de temps de parcours, se traduit par une variation de la période du pulsar au cours du temps. En supposant comme précédemment que le pulsar décrit une orbite de demi grand-axe a_* autour du centre de masse, inclinée d'un angle i par rapport au plan du ciel ($i = 0$ quand la trajectoire est dans le plan du ciel), la variation de la période du pulsar s'écrit :

$$\delta T_* = \frac{a_* \sin(i)}{c} \tag{1.20}$$

où c est la vitesse de propagation de l'onde du pulsar dans le vide (donc la vitesse de la lumière).

Ces variations de la période du pulsar, tout comme dans le cas des variations de la vitesse radiale, ont une période qui est imposée par les caractéristiques orbitales de l'objet en orbite autour du pulsar.

Le Tableau 1.5 donne la valeur de δT_* pour un pulsar d'une masse solaire ayant pour compagnon les objets de notre Système Solaire à leur distance respective).

Les mesures de variations de la période d'un pulsar dues à la présence d'un ou de plusieurs

compagnons sont d'autant plus précises que le pulsar est intrinsèquement stable. C'est le cas des vieux pulsars millisecondes dont la structure interne est stable mais qui sont ravivés par l'accrétion de matière d'une étoile géante rouge voisine (Davis et al. (1985)). Ce cas concerne donc un petit nombre d'objets. C'est la stabilité de ces pulsars qui permet actuellement d'y rechercher des compagnons de plus faible masse détectables. Les précisions de chronométrage couramment atteintes sur ces objets sont bien meilleures que la milliseconde (ce qui est largement suffisant pour détecter une planète même tellurique). Ainsi, la méthode a le potentiel de détecter des planètes de la masse de la Lune. C'est d'ailleurs la simplicité et la précision de la méthode qui explique qu'elle soit la première à avoir donné des résultats. Les premières planètes extrasolaires détectées l'ont été autour de PSR 1257+12 dès 1992 (Wolszczan and Frail (1992)). La découverte fit cependant peu de bruit : l'environnement électromagnétique a priori très hostile du pulsar laisse en effet peut d'espoir quant à l'habitabilité de ces planètes. De plus, ironie du sort, l'annonce de Wolszczan et Frail est intervenue le jour même où une équipe concurrente infirmait un résultat obtenu par la même méthode.

1.2.2 Effet d'une planète sur la photométrie de son étoile

Nous avons vu dans le chapitre précédent que la présence d'une ou de plusieurs planètes autour d'une étoile pouvait être révélée de manière indirecte en observant le mouvement de l'étoile, induit par la planète. Dans certains cas, on peut également espérer détecter la présence d'une planète par des effets induits sur la luminosité de l'étoile elle-même. Deux phénomènes principaux peuvent être invoqués : le passage de la planète devant l'étoile (transit), ou l'amplification gravitationnelle d'une étoile de fond par une cible multiple.

A. Transits planétaire

Un système planétaire observé par la tranche (plan de l'orbite perpendiculaire au plan du ciel) est un cas particulier très intéressant. En effet, les planètes peuvent transiter devant leur étoile et provoquer des micro-éclipses détectables en mesurant continûment le flux de l'étoile (figure 1.5). L'amplitude de l'extinction permet d'accéder au diamètre de la planète avec une bonne approximation, tandis que la durée du phénomène ainsi que sa périodicité permettent de remonter à la période de la planète et donc à sa distance de l'étoile.

L'observation d'un transit planétaire n'est possible QUE si le système est vu par la tranche. Pour calculer la probabilité effective de voir un transit, considérons la figure 1.6.

Le transit ne sera visible que si la ligne de visée intercepte le cylindre de rayon ap et de hauteur $2r_*$ construit sur l'orbite de la planète. En supposant l'orientation des systèmes planétaires proches uniforme par rapport au plan du ciel, la probabilité p_T d'observer effectivement un transit s'exprime alors comme le rapport entre la surface du cylindre décrit précédemment (ensemble des cas favorables pour l'orientation de la ligne de visée) et la sphère de rayon a_p (ensemble des cas possibles pour l'orientation de la ligne de visée). Dans le cas d'une orbite circulaire, on en déduit la relation :

$$p_T = \frac{2\pi a_p . 2r_*}{4\pi a_p^2} = \frac{r_*}{a_p} \tag{1.21}$$

où r_* est le rayon de l'étoile, et a_p est le demi grand axe de l'orbite de la planète autour de l'étoile. Cette relation peut également s'exprimer en fonction de la période de révolution orbitale de la planète P, par application de la 3me loi de Kepler et devient :

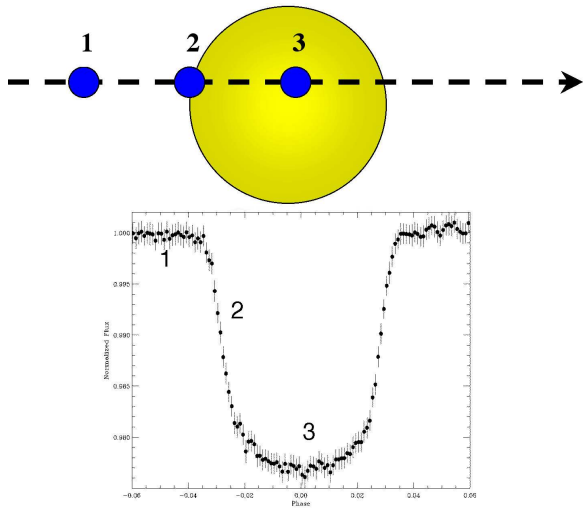

Figure 1.5 – Schéma de principe du transit d'une planète devant son étoile et courbe photométrique de l'étoile associée.

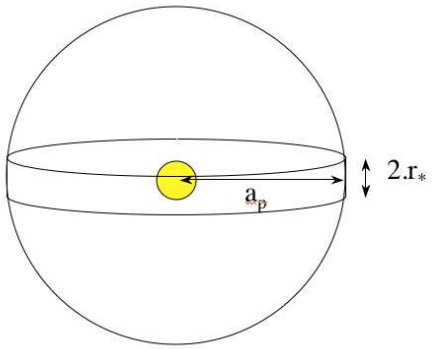

Figure 1.6 – géométrie de l'observation d'un transit.

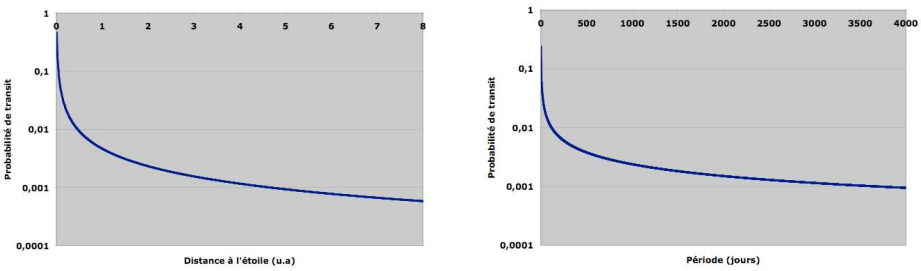

Figure 1.7 – Probabilité de transit d'une planète autour d'une étoile de type solaire en fonction de sa distance à l'étoile (gauche) et de sa période orbitale (droite).

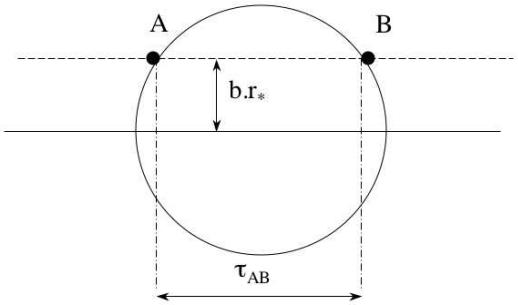

Figure 1.8 – Géométrie du transit.

$$p_T = \frac{r_*}{P^{2/3}}(\frac{4\pi^2}{Gm_*})^{1/3} \tag{1.22}$$

Cette probabilité est représentée sur la figure 1.7, dans le cas d'une étoile dont le rayon est égal au rayon solaire.

On remarque que la probabilité de transit décroît rapidement avec la distance (donc la période) de révolution de la planète. La détection des planètes par l'observation de leurs transits devant l'étoile sera donc, indépendamment de toute considération instrumentale de détectabilité, plus favorable pour les planètes à courte distance. Ainsi, la probabilité d'observer le transit d'un jupiter chaud est d'environ 10% (période 3-4 jours) tandis que la probabilité d'observer le transit d'une planète comme la Terre (période 365 jours) n'est que d'environ 0,5 %.

Pour calculer la durée du transit, nous allons faire l'hypothèse simplificatrice que l'orbite est circulaire, et considérer la géométrie de la figure 1.8.

La durée du transit correspond au temps nécessaire pour parcourir la corde de l'arc AB. Le paramètre d'impact (noté b et non p pour éviter la confusion avec les notations précédentes de la période orbitale et de la probabilité de transit) est déterminé par l'inclinaison de l'orbite i par rapport à la ligne de visée et la relation :

$$b.r_* = a_p.\cos(i) \tag{1.23}$$

La longueur l de la corde de l'arc AB vaut :

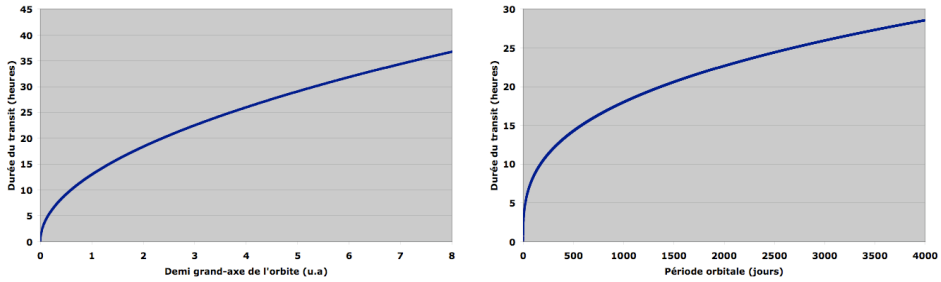

Figure 1.9 – Durée d'un transit planétaire en fonction du demi grand-axe de l'orbite (gauche) et de la période orbitale (droite).

$$l = 2.r_* \sqrt{1 - b^2} \tag{1.24}$$

Elle est parcourue, dans le cas d'une orbite circulaire de période P à la vitesse $v = 2.\pi.a_p/P$. On en déduit donc la durée du transit : $\tau_{AB} = l/v$, qui peut s'écrire en remplacant P par son expression en fonction de a_p issue de la 3me loi de Kepler :

$$\tau_{AB} = \frac{2.r_* \sqrt{1 - b^2}}{G.m_*^{1/2}}.a_p^{1/2} = \frac{(2\pi)^{2/3}.2r_* \sqrt{1 - b^2}}{(G.m_*)^{1/3}}.P^{1/3} \tag{1.25}$$

Les expressions précédentes s'écrivent plus simplement, en considérant a_p en unités astronomiques (distance moyenne Terre-Soleil), P en jours, m_* et r_* en unités solaires :

$$\tau_{AB} = 13,0\sqrt{1 - b^2}.\frac{r_*}{m_*^{1/2}}.a_p^{1/2} = 1,8\sqrt{1 - b^2}\frac{r_*}{m_*^{1/3}}P^{1/3} \tag{1.26}$$

La figure 1.9 représente la durée d'un transit planétaire en fonction des caractéristiques orbitales de la planète.

L'amplitude relative de l'extinction lors du transit est égale en première approximation au rapport des surfaces apparentes de la planète et de l'étoile et s'écrit donc :

$$\frac{\Delta F}{F} = \frac{r_p^2}{r_*^2} \tag{1.27}$$

Ainsi, le transit d'une planète géante comme Jupiter provoque une extinction photométrique de 1%, une planète tellurique comme la Terre une extinction de 0,01 % (10^{-4}). Pour détecter une planète par la méthode des transits, il faut donc être capable d'effectuer la photométrie de l'étoile à mieux que l'extinction relative. Ainsi, pour détecter une planète géante, il faut avoir une précision photométrique de l'ordre de la fraction de pourcent, tandis que pour détecter une planète tellurique, il faut avoir une précision photométrique de l'ordre de quelques quelques 10^{-5}. Autant la détection des planètes géantes est possible depuis le sol, où l'on peut atteindre des précisions de l'ordre de 10^{-3}, limitées par la turbulence atmosphérique, autant la détection de planètes telluriques par cette méthode ne peut s'envisager que depuis l'espace. La différence de précision entre une observation depuis le sol et depuis l'espace est illustrée sur la figure 1.10 représentant le même transit, celui d'une planète géante devant HD 209458.

Le potentiel de la méthode n'est pas limité à la seule identification de candidats planètes. En effet, couplée à la méthode des vitesses radiales (dont l'indétermination liée à l'angle d'incidence du système par rapport au plan du ciel est levée par l'observation du transit), la détection du

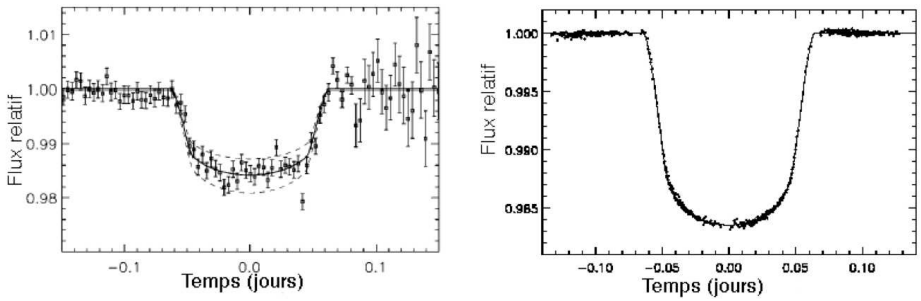

Figure 1.10 – Transit de HD 209458b observé (à gauche) depuis le sol (Charbonneau et al. (2000)) et (à droite) depuis l'espace avec le HST (Brown et al. (2001))

transit permet d'avoir accès :
- à la dimension de l'objet (amplitude de l'extinction),
- à sa masse (mesure en vitesses radiales),
- en conséquence, à la densité de l'objet, permettant ainsi au premier ordre la distinction entre planète gazeuse et planète tellurique et au second ordre de contraindre les différents modèles de structure interne planétaire.

Dans certains cas, lorsque l'observation peut être faite avec un bon rapport signal sur bruit, il est possible par spectroscopie différentielle avant et pendant le transit de déterminer la composition (ou tout au moins la présence de certains éléments) de l'atmosphère de la planète. Cette méthode est actuellement l'une des seules permettant d'avoir des informations sur la composition atmosphérique de certaines planètes géantes comme HD 209458 B ou D 189733 B. Signalons également que la méthode des transits a été utilisée dans le domaine de l'infrarouge, en exploitant le fait que la planète est éclipsée lors du transit arrière (dit transit secondaire). La bonne connaissance des éphémérides du système permet par soustraction du flux avant le transit arrière (planète + étoile) et pendant le transit arrière (étoile seule) de remontrer à quelques informations spectrales sur l'objet. Cette méthode a été appliquée à ce jour sur quelques objets, à l'aide du télescope spatial Spitzer (IR thermique) ou du HST (Proche IR). Elle a permis de contraindre le flux émis par l'objet dans plusieurs bandes spectrales. Elle devrait être généralisée lors de la mise en service du JWST.

A ce jour, il est existe plus d'une vingtaine de projets d'observation systématique de transits depuis le sol, généralement avec de petits télescopes automatisés à grand champ. Les difficultés principales dans ce cas sont la gestion d'une grande quantité de données et l'extraction de la photométrie relative des objets dans des conditions de prise de vue parfois très variées (influence de la météorologie locale et alternance jour / nuit qui ne garantit pas la continuité des observations). Le projet A-STEP de programme d'observation depuis le Dome-C en Antarctique est un cas extrême de ces programmes d'observation au sol. Les bonnes conditions atmosphériques associées à la longueur de la nuit antarctique semblent de sérieux atouts pour ce programme. Toutefois, la précision photométrique ultime de tous ces programmes semblent cantonner la méthode, depuis le sol, à la détection de planètes géantes.

Deux missions spatiales permettant la recherche de planètes par la méthode des transits sont actuellement en vol :
- la mission COROT du CNES (cf. suite de ce manuscrit).

- La mission KEPLER de la NASA, lancée en mars 2009 qui devrait permettre de détecter des planètes telluriques jusqu'à des périodes d'une année terrestre environ.

B. Microlentilles gravitationnelles

Un des aspects les plus surprenants de la théorie de la relativité d'Einstein est le phénomène de lentille gravitationnelle (Einstein (1936)). En effet, Einstein introduit dans sa théorie l'équivalence énergie matière , avec comme conséquence que le photon, le quantum d'énergie lumineuse, subit les effets de la gravitation, tout comme la matière "classique", baryonique et pesante que nous connaissons. Ainsi, un photon qui passe à la distance r d'un objet de masse M, supposé ponctuel subit une déflection α par rapport à sa direction de propagation, donnée par la relation suivante :

$$\alpha = \frac{4GM}{c^2 r} = \frac{2R_s}{r} \tag{1.28}$$

où Rs est appelé "rayon de Schwarzschild" de la lentille gravitationnelle constituée par la masse ponctuelle.

Ainsi donc, quand un objet massif vient s'intercaler entre l'observateur et l'objet observé, l'image de ce dernier est déformée par la masse du déflecteur. L'amplitude du phénomène dépend de la masse et de la position du déflecteur. Quand le déflecteur est suffisamment massif Ð dans ce cas, α est supérieur à la résolution de l'instrument d'observation Ð on parle de "macrolentille" : l'image de l'objet est alors démultipliée en un nombre impair d'images secondaires. Historiquement, c'est ce type de lentille qui a d'abord été observé : l'image du quasar double Q0957+561 obtenue par Huchra en 1985 laisse apparaître une structure multiple symétrique liée à la présence d'une galaxie sur la ligne de visée (Huchra et al. (1985)). Quand la masse du déflecteur est petite et que α est inférieur à la dimension angulaire de la tache de diffraction de l'instrument d'observation, on parle alors de "microlentille" et on n'observe pas la démultiplication de l'image (qui pourtant existe), mais son effet moyen qui se traduit par une amplification globale de l'intensité de la source observée. La première observation de microlentille gravitationnelle a été celle du quasar Q2237+0305 (Racine (1992)).
De manière tout à fait similaire, si un objet massif passe sur la ligne de visée d'une étoile, l'éclat de cette dernière va se trouver amplifié par le phénomène décrit précédemment, révélant du même coup la présence de l'objet qui fait office de lentille (figure 1.11). Cet effet d'amplification gravitationnelle peut donc permettre d'observer de facon transitoire un objet indétectable en dehors de l'événement de microlentille.

L'amplification gravitationnelle A est donnée par la relation suivante (Sackett 1999) :

$$A = \frac{u^2 + 2}{u\sqrt{u^2 + 4}} \tag{1.29}$$

où u=θ_S/θ_E avec θ_S la distance angulaire entre la source et le déflecteur et θ_E le rayon d'Einstein défini par la relation :

$$\theta_E = (\frac{4GM}{c^2}.\frac{d_{LS}}{d_L.d_S})^{1/2} \tag{1.30}$$

avec G, la constante gravitationnelle, M, la masse de la lentille, c, la vitesse de la lumière, d_L la distance entre l'observateur et la lentille, d_S la distance entre l'observateur et la source et d_{SL} la distance entre la source et la lentille.

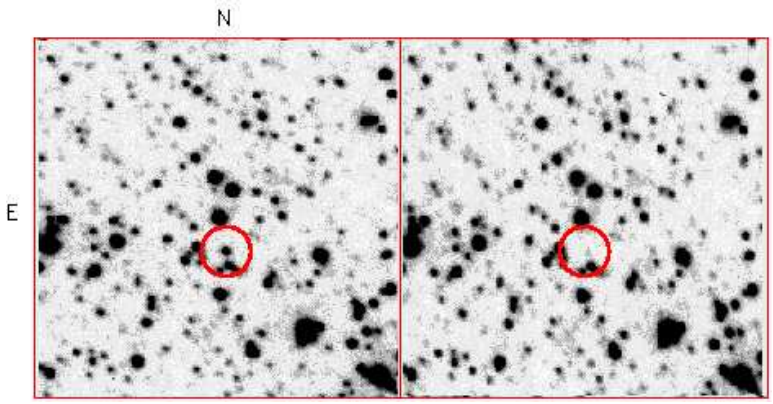

Figure 1.11 – L'événement d'amplification gravitationnelle 98-SMC-01 détecté par l'équipe MACHO et qui a permis d'atteindre une amplification gravitationnelle d'environ 100. Cette image représente l'objet pendant la phase d'amplification (à gauche) puis après l'amplification et le passage de la lentille (à droite). La dimension du champ est d'environ 70 arcsec x 70 arcsec. Cet événement très particulier a été attribué à un petit déflecteur binaire dans le petit nuage de Magellan.

La variation d'intensité lumineuse de l'objet source au cours du passage de la lentille est représentée sur la figure 1.12.

Dans le cas d'une lentille simple, cette variation de lumière est symétrique et centrée sur la position de l'étoile lentille. L'ensemble des positions apparentes de la lentille pour lesquelles le flux de l'étoile est amplifié par un facteur 1,34 est un cercle, dont le rayon est précisément le rayon d'Einstein défini par l'équation 1-30.
Cette méthode a été utilisée à partir de 1995 par différents groupes (EROS MACHOS, OGLE) pour essayer de mettre en évidence la matière noire dans la Galaxie. L'hypothèse à vérifier est que la matière noire est constituée d'objets massifs compacts et non lumineux dont la masse totale pourrait expliquer l'écart entre la masse déduite de la dynamique galactique et celle qui est directement observable (étoiles et gaz) .

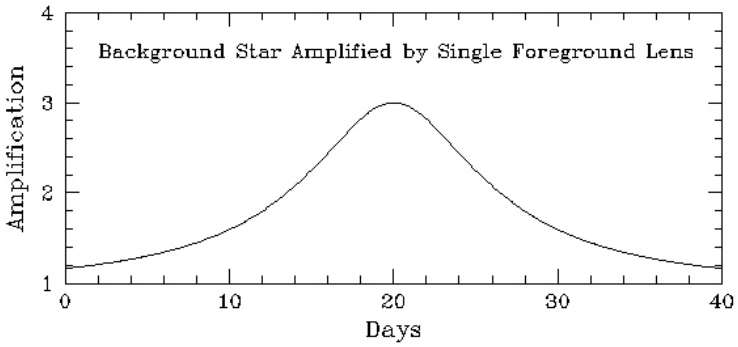

Figure 1.12 – Courbe d'amplification gravitationnelle théorique en fonction du temps dans le cas d'une lentille simple.

Pour les chasseurs de planètes, le cas intéressant est celui où le déflecteur est accompagné d'une ou de plusieurs planètes (lentille multiple). La structure de la zone d'amplification perd alors sa symétrie. Il apparaît, du fait de la présence de planètes un contour entre l'étoile et la planète appelé caustique où l'amplification gravitationnelle est théoriquement infinie pour des sources ponctuelle comme des étoiles. Dans le cas de la lentille simple (sans planète) le seul point d'amplification gravitationnelle infinie est la position de la lentille elle-même, c'est à dire que la source, la lentille et l'observateur sont parfaitement alignés. Dans le cas de la lentille multiple, l'intensité apparente de la source subit des variations importantes quand la trajectoire apparente de la source par rapport à la lentille avoisine ou franchit la caustique . C'est la structure de la courbe d'amplification gravitationnelle (figure 1.13) et plus particulièrement, l'étude de ses artéfacts (nombre, durée, intensité) qui permet de déterminer, par application d'un modèle comportant un nombre important de paramètres que l'on ajuste aux données, les caractéristiques de la ou des éventuelles planètes (essentiellement la masse et la distance angulaire projetée). Les barres d'erreur associées à cette méthode sont grandes.

Cette méthode, dans son principe, est très sensible et permet de détecter des planètes géantes, par exemple, le candidat associé à l'événement MACHO-97-BLG-41 dont la masse estimée est d'environ 3 masses de Jupiter (Bennett et al. 1999). Elle permet également de détecter des planètes de masse plus faible (planètes telluriques). C'est par cette méthode que Beaulieu et al ont détecté en 2005 l'objet OB-05-390 b (figure 1.13), qui est actuellement l'une des planètes les plus légères (5,5 M_{Terre} à un facteur 2 près) jamais identifiées autour d'une étoile autre qu'un pulsar (Beaulieu et al. (2006)). La difficulté dans ce cas réside dans le suivi de l'événement d'amplification gravitationnelle. Les équipes qui pratiquent la recherche de planètes par cette méthode sont donc dépendantes d'autres équipes qui fournissent les cibles d'amplification gravitationnelle dès que l'événement débute. La recherche de planètes nécessite d'obtenir une courbe la plus continue possible de l'événement pour y rechercher des artefacts. Pour obtenir un échantillonnage suffisant (1 point par 1/2 heure environ) et une observation en continu de l'amplification, une collaboration (PLANET) s'est montée et utilise plusieurs télescope de par le monde pour obtenir une couverture 24h/24 de l'événement.

La méthode de microlentille gravitationnelle est plus sensible aux objets à distance moyenne de leur étoile (quelques u.a.). Elle n'est pas adaptée pour les objets proches (mais il y a la méthode des transits et des vitesses radiales pour cela). Elle permet également préférentiellement la détection d'objets autour d'étoiles froides, car la population stellaire des lentilles est dominée par les objets de faible masse (et faible température). Ainsi, l'objet OB-05-390 B est-il en orbite à 2.6 u.a. d'un étoile froide (type spectral M). Compte tenu de la distance de l'objet, la température à la surface de cette planète ne doit pas excéder 50 K, ce qui la compare, dans notre Système Solaire à un objet de type Pluton.

A ce jour, seule les équipes OGLE et MOA continuent à fournir les alertes d'amplification gravitationnelle qui permettent, par un suivi approprié d'envisager la découverte d'autres planètes. La pérennité de la méthode dépend donc de manière cruciale du maintien de ces programmes d'observation systématique.

1.2.3 Comparaison des différentes méthodes indirectes

Nous avons vu dans les paragraphes précédents les différentes méthodes de détection indirecte de planètes extrasolaires, leur sensibilité ainsi que leur biais intrinsèque ou lié au choix de l'échantillon d'observation. La figure 1.14 résume les domaines de prédilection des différentes

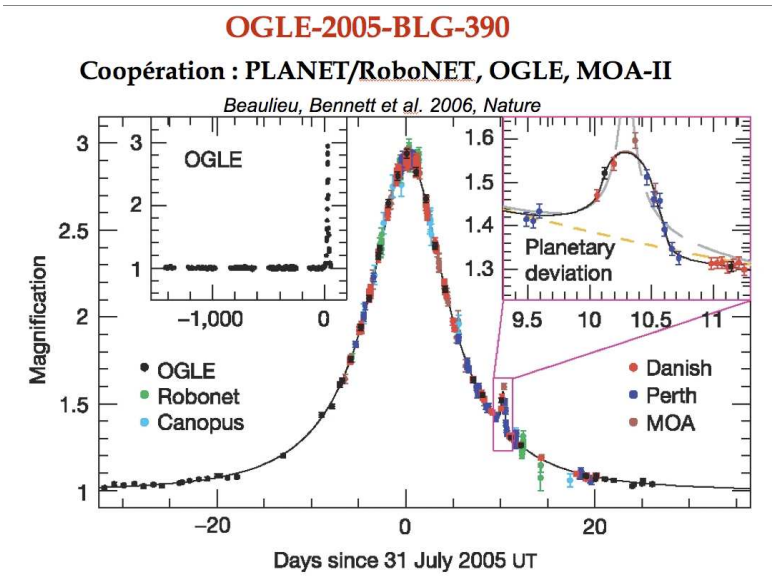

Figure 1.13 – Courbe d'amplification gravitationnelle de l'événement OB-05-390 dont l'artefact est associé à la présence autour du déflecteur d'un objet de 5.5 M_{Terre} (Beaulieu et al. (2006)).

méthodes d'observation dans un espace dont les dimensions sont la masse de l'objet et la distance à son étoile centrale dans l'hypothèse d'une étoile de type solaire.

1.3 La détection directe d'exoplanètes

Dans ce paragraphe, nous allons nous intéresser à la détection directe d'une exoplanète, dans le sens où l'on est capable de détecter directement des photons issus de la planète, et non pas les effets de cette dernière sur l'étoile centrale. L'objectif de la détection directe est de pouvoir séparer les photons de l'étoile de ceux de la planète pour faire une analyse spectroscopique et déduire des informations sur la composition de la planète, ou tout au moins de son atmosphère. Stricto sensu, cependant, la méthode des transits pratiquée dans l'infrarouge est une méthode de détection directe, notamment lors que l'on observe le transit secondaire (passage de la planète derrière l'étoile). En mesurant le flux avant et pendant ce transit secondaire, on obtient, par soustraction, une mesure du flux émis par la planète. Dans ce paragraphe, nous nous limiterons à la collecte et l'analyse des photons planétaires.

1.3.1 Choix du domaine spectral

Le choix du domaine spectral pour l'observation directe est un compromis entre le contraste entre l'étoile et la planète (typiquement de 10^4 à 10^{10} selon la nature du compagnon et le domaine spectral, cf. début du chapitre) et la résolution angulaire de l'instrument qui dépend principalement de la dimension de son collecteur. La résolution angulaire limite est imposée par la diffraction. L'image d'un point à l'infini par un télescope n'est pas un point mais une tache dont la forme et l'extension dépendent de la forme et de la taille de l'ouverture du télescope. C'est l'extension sur le ciel de la tache de diffraction qui va limiter la capacité d'un télescope à séparer la composante stellaire et la composante planétaire. Pour une ouverture circulaire sans obstruction centrale, la tache de diffraction a l'allure de la figure 1.15.

Le rayon r de la tache centrale de diffraction s'exprime par la relation suivante :

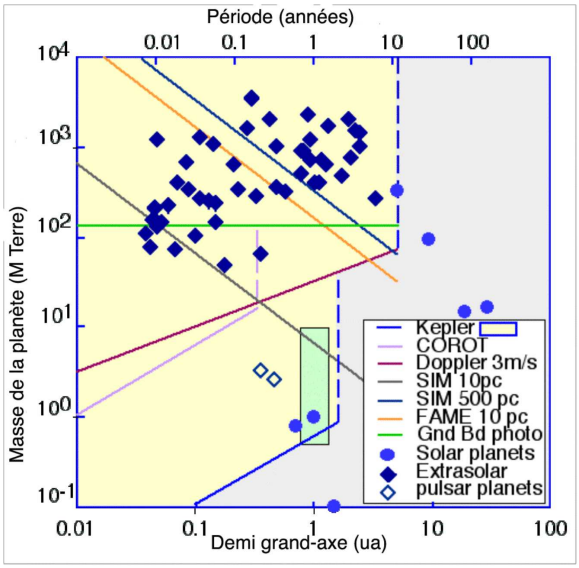

Figure 1.14 – Schéma récapitulatif montrant les domaines de sensiblité des différentes méthodes de détection indirecte.

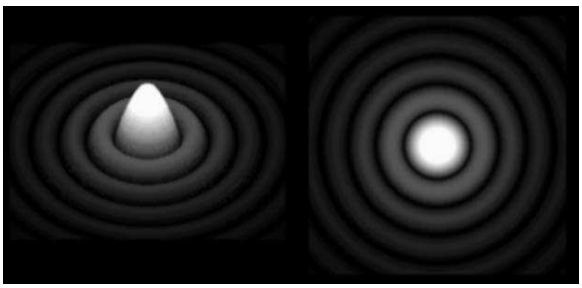

Figure 1.15 – Allure de la tache de diffraction donnée par une ouverture circulaire sans obstruction centrale.

Domaine spectral	Flux intégré recu sur Terre
	(hors absoption atmosphérique)
0.3 Ð 2 μm	0,3 photon / s / m^2
6 Ð 20 μm	10 photons / s / m^2

Tableau 1.5 – Flux recu d'une Terre située à 10 parsecs du Système Solaire.

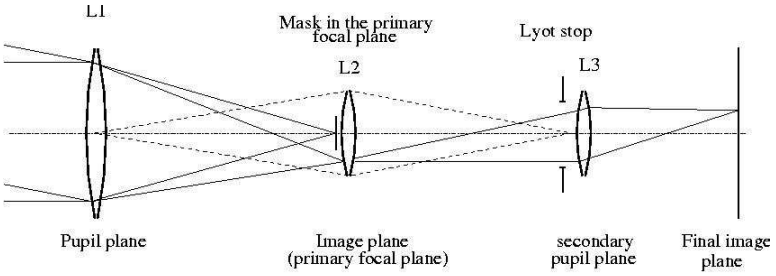

Figure 1.16 – Principe du coronographe de Lyot.

$$r = 1,22\frac{\lambda}{D} \tag{1.31}$$

où λ est la longueur d'onde d'observation et D est le diamètre de l'ouverture circulaire (miroir primaire du télescope).

Pour Ç imager È un exosystème, compte tenu de sa dimension spatiale, le compromis se résume finalement à un choix parmi 2 domaines :
- Le visible et le proche IR : dans ce cas, le couple étoile-planète est résolu spatialement avec un télescope de quelques mètres de diamètre. La difficulté est de s'affranchir du contraste de 10^9 à 10^{10} pour une planète tellurique. On utilise dans ce cas des techniques de coronographie couplée ou non à de l'optique adaptative. - L'infrarouge thermique (autour de 10 μm). Dans ce cas, le contraste est optimal (10^7 pour une planète tellurique), mais il faut avoir recours à l'interférométrie pour résoudre angulairement le couple étoile planète, car il faudrait un télescope monolithique de plusieurs dizaines de mètres de diamètre pour résoudre le système.

Il faut également prendre en compte le flux lumineux des objets. Ce point est particulièrement important lorsque l'on veut considérer la question de l'imagerie des surfaces planétaires. Le tableau **??** donne une estimation de ce flux.

Examinons maintenant les différentes techniques de détection directe, ainsi que l'instrumentation associée.

1.3.2 La coronographie et l'optique adaptative

A. Un peu d'histoire : le coronographe de Lyot

Le coronographe a été inventé par Bernard Lyot au début des années 1930 pour pouvoir observer la couronne solaire en dehors des éclipses (Lyot (1939)). La démarche principale et pourtant empirique qui a guidé son inventeur est de réduire au maximum la lumière diffusée et diffractée par les optiques. Le principe de cet instrument est décrit sur la figure 1.16

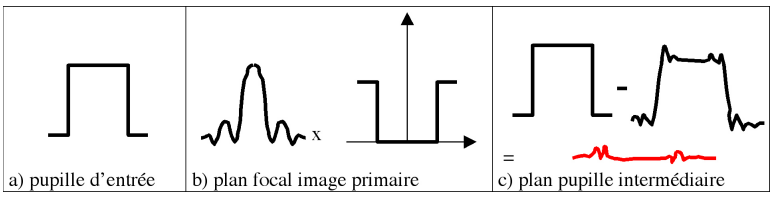

Figure 1.17 – Coronographe de Lyot : (a) et (b) front d'onde et image dans les plans pupilles et images successifs. (c) en rouge, ce qui reste dans le plan pupille secondaire, un anneau de lumière éliminé par le masque pupillaire de Lyot. Tous les photons issues d'une source placée sur l'axe optique dont donc en théorie complètement éliminés.

Toute l'astuce de Lyot a été de re-imager le plan image primaire et de placer dans le plan pupille associé un diaphragme pour éliminer les effets de la diffraction résultant du masque disposé dans le plan focal image primaire. Cette méthode, conjuguée à la l'utilisation d'optiques de très bonne qualité (homogénéité des verres et qualité du polissage) permet de réduire d'un facteur 10 à 100 l'intensité de la lumière diffusée dans l'instrument. Le coronographe de Lyot permet ainsi d'observer la couronne solaire à quelques minutes d'angle du limbe.

Du point de vue de la théorie de la formation des images, le principe du coronographe de Lyot peut se décrire de la sorte (cas 1D : figure 1.17) :
- (a) plan pupille d'entrée : le front d'onde est échantillonné par la pupille
- (b) plan image primaire : la réponse impulsionnelle (PSF) est le module au carré de la transformée de Fourier de la pupille. Cette réponse impulsionnelle est multipliée par la transmission du masque (1-Π où Π est la fonction porte), correspondant à un masque à occultation centrale. On a donc dans ce plan image :

$$image = PSF - PSF \times \Pi \tag{1.32}$$

- (c) plan pupille secondaire : la nouvelle pupille est la transformée de Fourier de l'image primaire, c'est à dire la transformée de Fourier de la fonction d'Airy (i.e. la pupille initiale) moins le produit de convolution de la transformée de Fourier de la fonction d'Airy (la pupille initiale) avec la transformée de Fourier de la fonction porte (une autre fonction d'Airy avec une largeur inversement proportionnelle à la largeur du masque. Le résultat est égal à 0 sur l'axe optique, et il ne reste qu'un anneau (lumière diffractée) qui est éliminé par le masque de Lyot pupillaire qui peut s'écrire :

$$pupil = \Pi - \Pi \otimes Airy \tag{1.33}$$

le symbole $\otimes$ représente le produit de convolution de deux grandeurs.

Cette méthode, avec quelques variantes a été reprise dans tous les coronographes solaires, y compris ceux embarqués à bord des satellites type SOHO (Koutchmy (1988)) ainsi que pour certains coronographes stellaires qui, couplés à des systèmes d'optique adaptative atteignent des performances remarquables (Malbet (1996)) telles la détection d'un compagnon situé à 10 rayons d'Airy d'une étoile brillante, 10^5 fois plus lumineuse (Beuzit et al. (1997)).
Le coronographe de Lyot dans sa version stellaire, même s'il peut être efficace jusqu'à 2 secondes d'angle de l'étoile occultée, avec un télescope de la classe 4 m, ne peut observer en decà de cette limite. En effet, plus on regarde près de l'étoile, plus le disque occultant doit être petit et plus la diffraction qu'il engendre est importante, nécessitant un masque pupillaire dont l'ouverture devient vite très petite. En pratique, le masque de Lyot ne peut couvrir moins que le disque d'Airy de l'étoile. Or c'est précisément dans cette région que l'on veut observer. Sauf

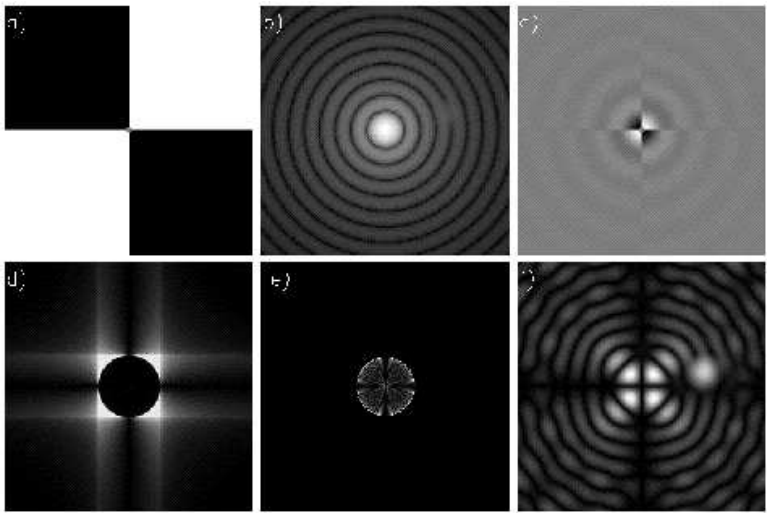

Figure 1.18 – Principe du coronographe à 4 quadrants : a) allure du masque de phase (en blanc : pas de déphasage, en noir, déphasage de π) b) Image dans le plan focal image primaire c) amplitude complexe après passage à travers le masque d) plan pupille secondaire avant le masque de Lyot e) plan image secondaire f) partie centrale du plan focal image secondaire.

à utiliser un télescope de grand diamètre qui "super - résout" le système et à s'affranchir du contraste résiduel, la méthode originelle de Lyot ne peut pas être utilisée telle quelle pour la recherche de planètes telluriques, d'autant plus qu'augmenter la taille du télescope accroit les performances requise pour l'optique adaptative, indispensable pour une observation depuis le sol.

B. Le coronographe à masque de phase

Une alternative au coronographe de Lyot a été proposée par François et Claude Roddier en 1997 (Roddier and Roddier (1997)). Elle consiste à remplacer le masque circulaire d'amplitude dans le plan focal du coronographe de Lyot, par un masque de phase circulaire (le masque modifie la phase du front d'onde qui le traverse) plus petit, couvrant la moitié (en surface) du disque d'Airy, et y appliquant un déphasage de π achromatique ou tout au moins très faiblement chromatique compte tenu de la faible dispersion dans la bande spectrale choisie. La lumière stellaire est éteinte par interférence destructive du fait de la symétrie de la source par rapport au masque (qui doit être parfaitement positionné sur la tache image) et rejetée en dehors de la pupille géométrique où elle est bloquée par le masque pupillaire de Lyot.
Plusieurs variantes de masques de phase ont été proposés. Parmi les plus prometteurs, il faut citer le masque à 4 quadrants proposé par Daniel Rouan (Figure 1.18). Les performances théoriques d'un tel masque permettent d'envisager des extinctions atteignant 10^10, jusqu'à l'intérieur de la tache de diffraction (Rouan et al. (2000)). Le gros avantage de cette géométrie de masque est qu'elle est "spatialement" achromatique (contrairement au masque de Roddier, dont la taille dépend de la longueur d'onde, ici, l'efficacité ne dépend pas de la taille de la tache image mais uniquement de la capacité à achromatiser le déphasage de π réalisé par 2 des 4 quadrants du masque).

Les coronographes, qu'il soient à masque d'amplitude ou de phase ont des pré requis communs : la nécessité que la source stellaire soit parfaitement centrée sur le centre du masque, et que l'image stellaire soit la plus symétrique possible. Tout écart à la symétrie se traduit par un

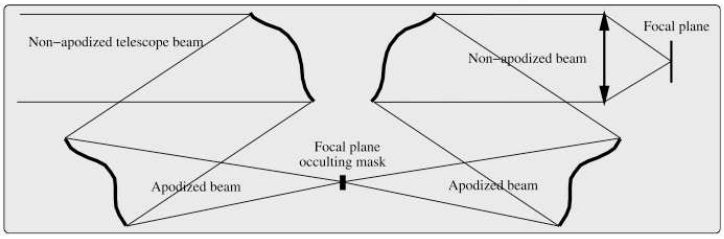

Figure 1.19 – Principe du coronographe à apodisation d'amplitude induite par la phase. Le faisceau est apodisé avant d'atteindre le premier plan focal où se situe le masque du coronographe. Le faisceau est ensuite apodisé à l'inverse pour retrouver l'information de phase initiale contenue dans la pupille d'entrée du télescope. Il est ensuite imagé dans le plan focal de détection.

résidu stellaire qui peut masquer l'image du compagnon à observer. Il est donc indispensable :
- de disposer d'une image la plus parfaite possible de l'étoile,
- de veiller en permanence au pointage de l'instrument par rapport au centre de l'étoile.
C'est pourquoi, tous les systèmes coronographiques actuels observant depuis le sol sont utilisés conjointement avec des optiques adaptatives.

C. Le coronographe à apodisation d'amplitude induite par la phase

Le coronographe à apodisation d'amplitude induite par la phase - Phase Induced Amplitude Apodization Coronagraph (PIAAC) en anglais - proposé par Guyon et al. est en fait la combinaison de deux systémes optiques :
- un coronographe performant,
- un re-imageur de pupille pour adapter la pupille de sortie du télescope au coronographe.

Le concept du PIAAC vient de l'observation que la figure de diffraction d'un télescope classique conduit à la présence de lumière (anneaux de diffraction) loin de l'axe optique. De tels anneaux de diffraction sont clasiquement éliminés ou réduits par des pupilles "apodisées" telles les pupilles gaussiennes dont les bords adoucis (en terme de transmission) réduisent les effets de la diffraction. Le principal défaut de cette m éthode est une réduction drastique du flux de la source du fait des modifications de la forme de la pupille et donc de sa transmission globale. Guyon a proposé d'apodiser la pupille par une modification de la distribution de l'intensité dans la pupille. Cette modification de la distribution se fait par une distorsion globale du front d'onde à l'aide de miroirs asphériques (Guyon (2003)). Cette apodisation se fait sans modification de la transmission globale de la pupille.
Concrètement, le PIAAC combine un premier étage d'apdisation qui optimise la forme de la pupille et un coronographe (qui peut être de phase ou d'amplitude). Le principe du PIAAC est décrit sur la figure 1.19. Le concept instrumental a été démontré au laboratoire et est actuellement en cours de test sur le ciel. Ce concept peut être adapté au cas d'une mission spatiale.

D. Optique adaptative et pointage précis : les clés de la performance

Du fait de la turbulence atmosphérique, l'image d'une étoile dans un télescope de grand diamètre n'est jamais la figure de diffraction théorique qu'impose la taille limitée de l'ouverture du télescope. L'image de l'étoile est en fait la somme de multiples "tavelures" dont le nombre

et la taille dépendent du niveau de turbulence (caractéristique du site et de l'implantation de l'instrument) et de la dimension du télescope. Lors d'une pose longue, ces tavelures donnent une image intégrée nettement étalée dont la dimension est caractéristique de la turbulence. En termes de résolution, la dégradation de l'image réduit les performances de ces télescopes à celles d'instruments de diamètre plus modestes, typiquement quelques centimètres à quelques dizaines de centimètres selon la qualité du site et la longueur d'onde d'observation. Pour une introduction complète sur l'optique atmosphérique, on se reportera à Léna 1996. La dégradation de l'image en plusieurs tavelures traduit une dégradation de la surface d'onde émise par l'étoile lors de la traversée de l'atmosphère. Cette dégradation affecte la phase de l'onde émise par la source.
Une optique adaptative (figure 1.20) est un système qui permet :
- d'analyser les dégradations de la phase des ondes à la traversée de l'atmosphère : c'est le rôle de l'analyseur de front d'onde. Pour ce faire, l'analyseur observe une étoile brillante dans le champ. Cette étoile sert de référence d'objet ponctuel.
- de compenser partiellement ces dégradations au moyen d'un ou de plusieurs miroirs déformables qui vont localement, ajouter ou soustraire au front d'onde une phase de manière à restaurer la planéité de ce front d'onde telle qu'avant la traversée de l'atmosphère. Ces miroirs sont commandés par un système asservi qui utilise l'information en temps réel issue de l'analyseur de front d'onde pour calculer la correction à imprimer via les miroirs déformables.
Les systèmes actuels dit "monoconjugués" corrigent la turbulence atmosphérique en la supposant limitée à une couche atmosphérique précise (un seul miroir adaptatif). Cette solution s'avère insuffisante dès que l'on cherche à avoir du champ autour de l'objet de référence. Des études sont en cours pour mettre au point des systèmes dits "multiconjugués" qui prennent en compte la turbulence à plusieurs altitudes dans l'atmosphère. Plusieurs paramètres permettent de quantifier l'efficacité d'un système d'optique adaptative. Parmi ceux-ci, citons le nombre de Strehl défini comme le rapport entre l'intensité maximale de l'image d'un étoile (i.e. de la fonction d'étalement de point) et l'intensité maximale théorique de l'image limitée par la seule diffraction. Un Strehl de 1 correspond à une image complètement cohérente et parfaite. Une image non corrigée par optique adaptative a un Strehl faible qui dépend de l'intensité de la turbulence atmosphérique. Les très bons systèmes d'optique adaptative actuels permettent maintenant d'atteindre des Strehl de 0.6. Les futurs projets de détection et d'analyse de planètes extrasolaires depuis le sol nécessitent des Strehl d'au moins 0.9.

L'utilisation de coronographe nécessite un front d'onde de bonne qualité, et donc impérativement corrigé par optique adaptative lorsque l'observation se fait depuis le sol. Dans le cas particulier de la coronographie à masque de phase, la contrainte en pointage (positionnement et centrage du masque) est très forte (le fonctionnement de ces systèmes est basée sur la symétrie centrale de l'image stellaire par rapport au masque de phase). Cette contrainte est remplie par un miroir de basculement (tip-tilt) à réponse rapide en amont du système qui stabilise la position de l'image dans le plan image, et d'une optique adaptative d'ordre supérieur qui restitue la qualité de l'image.

La plupart des télescopes de la classe des 8 m sont maintenant équipés de système d'optique adaptative. Certains intègrent également les nouvelles générations de coronographes à masque de phase. Citons en particulier l'instrument NAOS-CONICA sur le VLTI. C'est cet instrument qui a permis à Chauvin et collaborateurs de réaliser la première image d'un exo-système 2M1207 Chauvin et al. (2005). Cet instrument devrait être suivi d'ici quelques années par l'instrument SPHERE, une optique adaptative à très haut rendement couplée à un coronographe à 4 quadrants . Ces innovations, principalement développées en Europe et plus particulièrement en France devraient à terme être intégrées également sur les instruments américains.

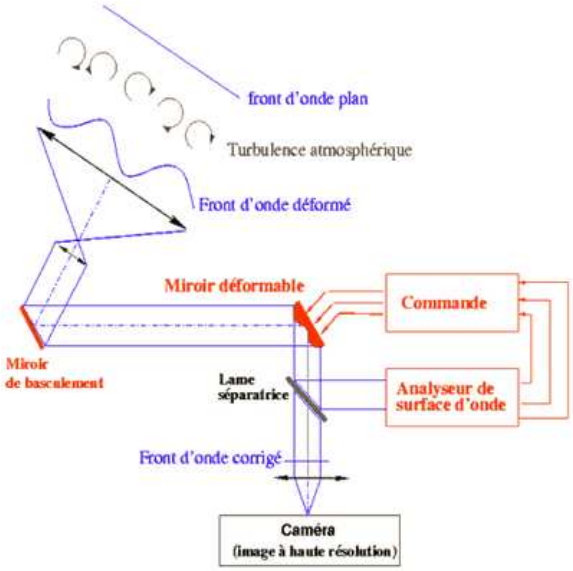

Figure 1.20 – Schéma de principe d'un système d'optique adaptative. Le front d'onde déformé par l'atmosphère est analysé et les effets de la turbulence sont corrigés par l'action sur un miroir déformable (crédit ONERA).

1.3.3 L'interférométrie

Nous avons déjà vu dans le paragraphe consacré à l'astrométrie, que l'on pouvait mesurer la position et le mouvement propre d'une étoile par rapport à une référence fixe par interférométrie. Dans ce cas on mesurait la position du paquet de frange d'interférence et la longueur de la base pour en déduire l'information astrométrique. Dans ce paragraphe, nous allons montrer comment l'analyse de la structure des franges d'interférence permet d'extraire une information sur l'objet lui-même et son environnement. Pour comprendre cette technique, il est nécessaire d'apporter quelques notions supplémentaires d'interférométrie.

A. Quelques notions d'interférométrie optique

A.1 : Cohérence spatio-temporelle de 2 ondes.

Lorsque deux sources de lumière sont cohérentes entre elles, leur superposition produit un phénomène appelé Ç interférence È. Dans ce cas, l'intensité n'est pas en tout point la somme des intensités des deux faisceaux pris séparément, mais résulte d'une fonction d'interférence que nous expliciterons plus loin.
On définit mathématiquement la notion de cohérence spatio-temporelle par une quantité appelée "degré complexe de cohérence spatio-temporelle", notée $\gamma_{12}(\tau)$ qui s'exprime par la relation :

$$\gamma_{12}(\tau) = \frac{< E(P_1, t+\tau)E^*(P_2, t) >}{[< |E(P_1, t)|^2 >< |E(P_2, t)|^2 >]^{1/2}} \tag{1.34}$$

Dans cette relation, E(P,t) est le champ électrique (notation complexe) au point P à l'instant t, <E(P,t)> est la moyenne temporelle de ce champ, et τ désigne le retard de l'onde 1 sur l'onde 2. $\gamma_{12}(\tau)$ est une grandeur complexe dont le module est compris entre 0 (aucune cohérence) et 1 (cohérence totale). Dans cette expression, si $P_1 = P_2$ et τ différent de 0, on explore la cohérence

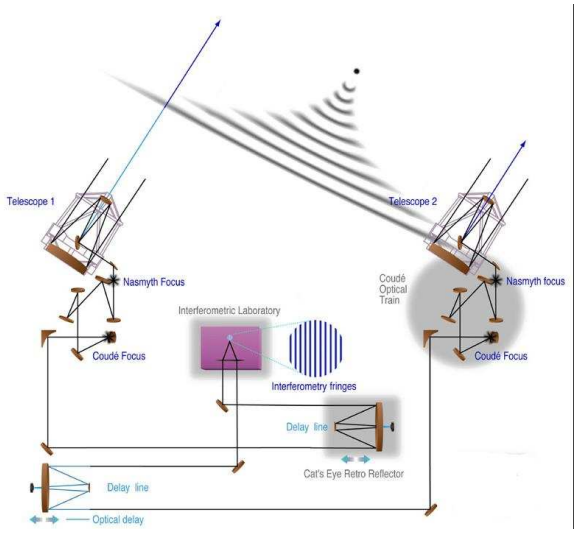

Figure 1.21 – Schéma de principe d'un interféromètre à deux télescopes type VLTI. Les faisceaux issus des deux télescopes sont acheminés jusqu'à la recombinatrice par une série de miroirs (train optique). La différence de marche est ajustée au moyen d'une ligne à retard. (source : site internet de l'ESO : www.eso.org).

temporelle de l'onde, si $\tau = 0$ et P_1 différent de P_2, on explore la cohérence spatiale de l'onde.

A.2 : Interféromètre et visibilité

En astrophysique observationnelle, un interféromètre (figure 1.21) est avant tout un instrument qui mesure le degré de cohérence spatio-temporelle du champ électromagnétique émis par une source et échantillonné par deux télescopes.

Les positions P_1 et P_2 sont celles des deux télescopes, le retard τ est obtenu en modifiant la configuration de l'observation (position de l'objet sur le ciel et réglage de la ligne à retard).
Si I_1 et I_2 sont les intensités dans les deux bras de l'interféromètre et si $d = c.\tau$ est la différence de marche alors l'intensité à la sortie de la recombinatrice s'écrit :

$$I(d) = I_1 + I_2 + 2\sqrt{I_1 I_2} Re(\gamma_{12}(d/c)) \tag{1.35}$$

La mesure de $I(d)$ permet pour chacune des positions P_1 et P_2 de mesurer le degré complexe de cohérence (tout au moins sa partie réelle). Dans le cas de deux ondes planes monochromatiques de longueur d'onde λ, spatialement et temporellement cohérentes, l'expression précédente devient :

$$I(d) = I_1 + I_2 + 2\sqrt{I_1 I_2}.\cos(\frac{2\pi d}{\lambda}) \tag{1.36}$$

Cette expression est l'équation classique de l'interférométrie.
Dans la pratique, on enregistre tout ou partie d'un "interférogramme" (figure 1.22) obtenu en fixant la position P_1 et P_2 et en faisant varier τ (à l'aide de la ligne à retard).

On mesure avec le graphe de $I(d)$ une quantité appelée "visibilité", notée V et qui se définit par la relation :

$$V = \frac{I_{max} - I_{min}}{I_{max} + I_{min}} \tag{1.37}$$

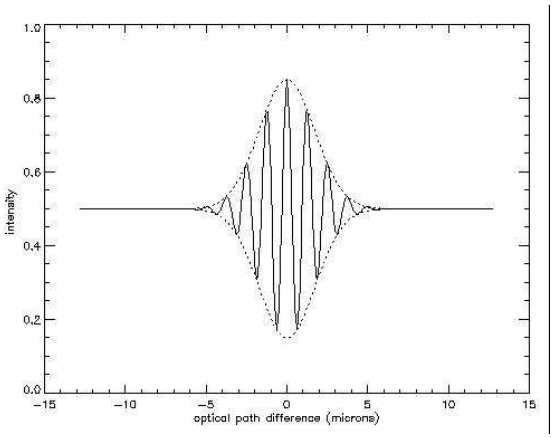

Figure 1.22 – Exemple d'interférogramme obtenu en balayant la différence de marche au moyen d'une ligne à retard. Pour une différence de marche supérieure à +/- 5 microns, il n'y a pas de cohérence temporelle. La cohérence spatiale n'est pas totale (visibilité d'environ 0.7).

En l'absence de perturbation instrumentale, la visibilité est une mesure du degré de cohérence mutuel. Dans la pratique, la visibilité expérimentale (mesurée) est le produit de trois termes :
- la visibilité intrinsèque de l'objet,
- un terme lié à la fonction d'instrument de l'interféromètre,
- un terme lié aux perturbations atmosphériques (cas d'une observation au sol) ou à l'environnement.
Les 2 derniers termes sont estimés en observant un objet dit "calibrateur", une étoile dont on connaît la visibilité intrinsèque, généralement une étoile non résolue avec la base de l'interféromètre donc spatialement complètement cohérente (visibilité intrinsèque de 1).

On peut trouver dans la littérature différentes études sur les facteurs qui dégradent la visibilité, en particulier la turbulence atmosphérique. Nous ne décrirons donc pas ce point plus en détail dans ce texte.

A.3 De la visibilité à la structure de la source :

La relation entre l'observable (la visibilité expérimentale) et la source astrophysique est obtenue en invoquant le théorème de Zernike-Van Cittert qui peut s'énoncer de la sorte :

Si les dimensions linéaires de la source de rayonnement quasi-monochromatique ainsi que la distance entre les deux points considérés de l'écran (ici la distance entre les deux télescopes, i.e. la distance entre P1 et P2) sont petites devant la distance source-écran (source-Terre), le module du degré complexe de cohérence (la visibilité expérimentale) est égal au module de la transformée de Fourier spatiale de l'intensité de la source normalisée à l'intensité totale de la source.

Autrement dit, il existe une simple relation de Fourier entre la structure spatiale de la source et la fonction de visibilité mesurée à plusieurs bases différentes (plusieurs fréquences spatiales) (Figure 1.23).

Dans la pratique, c'est au problème inverse qu'il faut faire face. On trace la courbe de visibilité et l'on remonte, généralement par adaptation d'un modèle à la structure et aux paramètres

Figure 1.23 – Relation entre la structure spatiale d'un objet et la fonction de visibilité mesurée. L'interféromètre permet de mesurer la visibilité en fonction de la longueur de la base. On obtient alors des points sur la courbe de droite. On ajuste un modèle sur ces points et on remonte ensuite à la structure de la source par transformation de Fourier inverse.

de la source. Par exemple, dans le cas d'une source stellaire, le modèle le plus simple est celui d'un disque uniformément éclairé. Dans ce cas, l'interpolation des points de mesure de visibilité permet de remonter au diamètre de la source (détermination de la position du premier zéro de la fonction de visibilité). Cela nécessite bien évidemment que la source soit résolue par l'interféromètre c'est à dire que la dimension angulaire de l'objet soit plus grande que la résolution angulaire associée à la base de l'interféromètre (la grandeur λ/B où B est la distance entre les télescopes et λ est la longueur d'onde d'observation).
Il faut cependant noter que l'espace direct (le plan du ciel, dont les coordonnées sont notées x et y) comme l'espace de Fourier associé (celui des fréquences spatiales, dont les coordonnées conjuguées de x et y sont notées u et v, on parle alors de plan (u,v)) sont des espaces à 2 dimensions que l'on échantillonne point par point. Il est donc nécessaire pour reconstruire une représentation correcte de l'objet astronomique de disposer de plusieurs bases d'observation possibles (plusieurs distances entre les télescopes) mais également plusieurs orientations de ces bases par rapport au plan du ciel pour couvrir la seconde dimension. Dans la pratique, c'est généralement la rotation de la Terre qui modifie l'orientation des bases fixes, comme c'est le cas en particulier pour le VLTI. Dans le cas d'un interféromètre spatial, il faut envisager plusieurs distances entre les télescopes, mais aussi plusieurs orientations de ces bases par rapport au plus du ciel (nécessité de pouvoir faire tourner l'interféromètre ou tout au moins l'orienter autour de l'axe de la cible).

L'une des difficultés de la méthode interférométrique par mesure de visibilité (outre la mesure des visibilités elles-mêmes avec une bonne précision, nous l'avons vu), est la nécessité de disposer de modèles précis qui permettent d'étudier la visibilité et ses variations, en particulier en fonction de la longueur d'onde d'observation (modèles chromatiques). Alors qu'il n'est pas nécessaire de connaître systématiquement la visibilité de manière absolue, il est souvent très utile voire indispensable d'étudier les variations relatives de cette grandeur en fonction de la longueur d'onde.

B. Détection de planètes par modulation de la visibilité

Une étoile et une planète en orbite peuvent être considérés comme un ensemble de deux sources incohérentes entre elles, avec un contraste élevé. Dans ce cas, la visibilité de cet ensemble observé par interférométrie est égale à la somme des visibilités pondérées par l'intensité relative des sources. Mathématiquement, cette visibilité s'exprime par la relation (Bordé 2003) :

$$V^2 = \frac{V_1^2 + V_2^2 + 2rV_1V_2\cos\psi}{(1+r)^2} avec r = \frac{I_2}{I_1} \tag{1.38}$$

V_1 et V_2 étant les visibilités des objets seuls, I_1 et I_2 leurs intensités respectives et ψ traduit

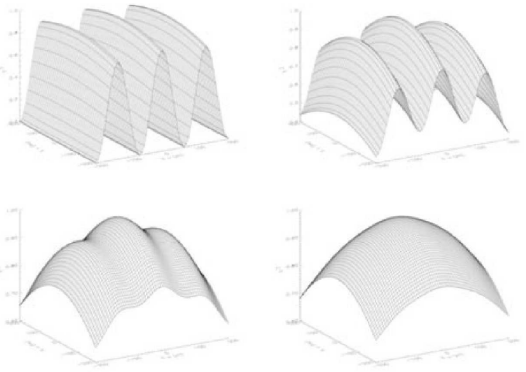

Figure 1.24 – Fonctions de visibilité de systèmes binaires pour un contraste variant de 1 (en haut à gauche) à 1000 (en bas à droite) en passant par 10 (en haut à droite) et 100 (en bas à gauche) d'après Bordé 2003.

la position angulaire du système étoile planète par rapport à la ligne de base de l'interféromètre. Cette fonction de visibilité est représentée graphiquement sur la figure 1.24.

Détecter des objets de très faible luminosité (fort contraste) nécessite donc une mesure de visibilité extrêmement précise. Les précisions maximales sur quelques observations sont de l'ordre de 10−3.

C. L'interférométrie annulante

L'interférométrie annulante encore appelée interférométrie en frange noire ou coronographie interférentielle diffère uniquement de la méthode décrite précédemment par la technique de recombinaison. Le schéma d'un tel interféromètre est représenté sur la figure 1.25. Ce concept a été proposé par Bracewell (Bracewell (1978)).

Considérons deux télescopes T_1 et T_2, qui, individuellement et du fait de la diffraction, ne résolvent pas le couple étoile planète. Pointons les deux télescopes dans la direction exacte de l'étoile, et recombinons sur une recombinatrice optique les faisceaux issus des deux télescopes. Dans la direction de l'étoile (dans laquelle les deux télescopes sont pointés), le front d'onde arrive simultanément sur T_1 et T_2. Si on recombine les deux faisceaux, ils seront en phase et l'on réalisera des interférences constructives. Si on rajoute un déphaseur de π achromatique dans l'un des bras de l'interféromètre (par exemple le bras issu de T_2), on recombinera les 2 télescopes en opposition de phase, autrement dit les interférences seront destructives et l'on éteindra tout ce qui provient de la direction de l'étoile (et en particulier le flux de l'étoile). Dans la direction de la planète (qui fait un angle $\theta \sim 0.1$ arcsec typiquement pour un analogue terrestre autour d'une étoile à 10 pc), on induit un retard de T_1 par rapport à T_2 égal à $D.\sin(\theta)$ où D est la distance entre les deux télescopes. Si on adapte D (déplacement des télescopes), on peut faire en sorte qu'à une longueur d'onde moyenne (par exemple au milieu de la bande spectrale, ou à deux longueurs d'onde bien déterminées pour maximiser la couverture spectrale) la différence de marche $D.\sin(\theta)$ compense le déphasage de π introduit dans le bras qui contient T_2. On réalise alors, dans la direction de la planète des interférences constructives. En résumé, un tel instrument permet d'observer un objet faible, situé en dehors de l'axe optique où la transmission théorique est nulle. La réponse d'un tel instrument est représentée sur la figure 1.26. Dans sa version originale, l'interféromètre de Bracewell était mis en rotation de manière à ce que le signal de la planète soit modulé par

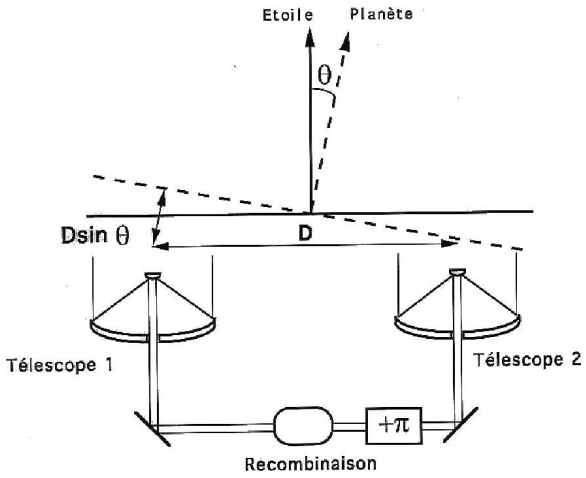

Figure 1.25 – Schéma de principe d'un interféromètre en frange noire. La lumière en provenance de la direction de pointage (l'étoile) arrive simultanément sur les deux télescopes. Le déphaseur achromatique de π assure une interférence destructive sur la recombinatrice. La lumière issue d'un point hors axe de pointage (de la planète) arrive sur le télescope 1 avec un retard par rapport au télescope 2 car elle doit parcourir un chemin supplémentaire ($D.\sin\theta$). En adaptant la distance entre les télescopes (en faisant varier D), on peut compenser le déphasage de π par le chemin optique supplémentaire, de sorte que l'interférence est constructive dans la direction de la planète. On a donc un instrument dont la transmission est nulle sur l'axe de pointage, et réglable entre 0 et 1 autour de la direction de pointage.

rapport aux fuites de lumière de l'étoile (du fait de la dimension non nulle de l'étoile et de la taille finie de la zone de transmission nulle, l'extinction de l'étoile n'est pas parfaite.)

Dans la pratique, un interféromètre en frange noire et son système de détection associé (qui peut être en principe un détecteur monopixel) se comportent comme un photomètre dont la transmission spatiale est donnée sur la figure 1.26. En particulier, la mesure effectuée par cet instrument est une mesure de flux, qui est la somme de plusieurs contributions :
- l'objet hors axe (par exemple la planète),
- les fuites de l'étoile (car la frange centrale n'est pas parfaitement noire et l'étoile parfaitement ponctuelle), et les bruits et variations associés,
- d'autres contributions liées à la source, par exemple une partie du disque zodiacal dans le cas d'un système planétaire,
- l'émission thermique (dans le cas où ces longueurs d'onde sont gênantes) de l'instrument.

La particularité du traitement à effectuer est d'essayer d'extraire ces différentes contributions pour pouvoir isoler la composante liée à l'objet hors axe que l'on cherche à détecter et analyser. Une technique classique consiste à jouer sur la géométrie des signaux (l'émission d'un disque de lumière zodiacale est globalement centro-symétrique par rapport à la carte de transmission, alors que l'émission d'une planète ne l'est pas). Pour ce faire, on observe le système avec plusieurs orientations de l'interféromètre et on discrimine les différentes contributions. Une autre possibilité est d'utiliser une modulation interne entre plusieurs sous interféromètres.

Le concept d'interférométrie en frange noire est à la base de la proposition de mission spatiale DARWIN et de son homologue américain TPF (Terrestrial Planet Finder).

Il est intéressant de noter que du point de vue instrumental, les deux concepts interférométriques "mesure de visibilité" et interférométrie en frange noire peuvent potentiellement être

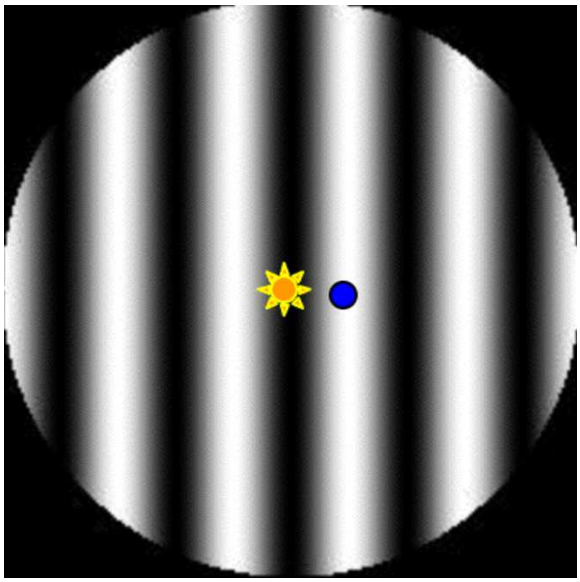

Figure 1.26 – Carte de transmission d'un interféromètre en frange noire à deux télescopes (interféromètre de Bracewell). L'étoile est placée sur la frange sombre (elle est éteinte), la planète sur une frange brillante.

conciliés dans un même instrument. En particulier, le déphaseur achromatique n'est pas rédhibitoire pour la mesure de la visibilité expérimentale. Il faut dans ce cas limiter l'exploration des franges d'interférence à un petit nombre de franges dont on détermine les caractéristiques (amplitude et phase) par une méthode tout à fait comparable à la méthode classique de mesure de la visibilité.

1.3.4 Interférométrie et imagerie : les hypertélescopes

Nous avons vu que la résolution spatiale d'un télescope est intrinsèquement limitée par la diffraction et en pratique, par le diamètre du télescope. Or, la taille des instruments est limitée par la technologie actuelle à :
- des télescopes de 10 à 42 m de diamètre au sol (projets d'Extremely Large Telescopes actuels de l'ESO). Le plus grand télescope actuel est un système multi miroirs à pupille elliptique (10x11 m) : le Hobby Eberly Telescope, légèrement plus grand que les deux télescopes Keck (10 m de diamètre). Les plus grands télescopes monolithiques sont les 2 miroirs du Large Binocular Telescope (8.4 m de diamètre chacun).
- des télescopes de quelques mètres de diamètre dans l'espace (JWST devrait avoir un diamètre d'environ 6.5 m. C'est l'instrument spatial observant dans le visible / infrarouge le plus grand jamais construit ou en cours de construction).

Cependant, pour envisager l'observation de systèmes planétaires dans l'infrarouge thermique, ou même l'imagerie directe des surfaces exoplanétaires dans le visible, il est nécessaire de disposer de diamètres nettement plus grands, mais aussi de surfaces collectrices plus importantes car les flux planétaires sont faibles. On se trouve confronté rapidement à la limite des instruments monolithiques ou tout au moins à pupille connexe (tous les points de la pupille sont joignables sans sortir de la pupille).

Taille de l'image	Surface collectrice	Base minimale	Temps d'intégration
16 x 16 px	20 000 m^2	450 km	3 minutes
32 x 32 px	20 000 m^2	900 km	12 minutes
64 x 64 px	20 000 m^2	1800 km	50 minutes
128 x 128 px	80 000 m^2	3600 km	50 minutes
256 x 256 px	320 000 m^2	7200 km	50 minutes
512 x 512 px	1 300 000 m^2	15 000 km	50 minutes
1024 x 1024 px	5 000 000 m^2	30 00 km	1 heure

Tableau 1.6 – Paramètres pour l'imagerie d'une planète tellurique à dix parsecs. La taille minimale des instruments nécessaire à l'imagerie planétaire montre clairement qu'il faut abandonner l'idée d'instruments monolithiques et étudier les possibilités d'imagerie par interférométrie.

Le tableau 1.6 donne la base minimale (limite de diffraction) ainsi que la surface collectrice nécessaires pour imager la surface d'une planète comme la Terre à une distance de dix parsecs, à la résolution spatiale correspondante (donnée en nombres de pixels). Les hypothèses de calcul sont les suivantes :
- image d'une planète comme la Terre autour d'un analogue solaire dans le domaine spectral du visible / proche IR (0.1 photon/s/m^2 sur Terre dans la bande spectrale [0.3 - 1μm]), en trois couleurs pour obtenir une information chromatique (végétation, continents, céansÉ)
- Le temps d'intégration doit être suffisamment court pour Ç geler È la possible rotation de la planète et éviter un flou de l'image. Dans ce calcul, le temps d'intégration est limité à une heure mais il peut être adapté à la cible si la période de rotation est connue.
- L'observation de la planète est limitée par le bruit de photon avec un rapport signal / bruit de 10 par pixel. En conséquence, un flux moyen de cent photons planétaires par pixel brillant est nécessaire (on obtient avec cette hypothèse relativement forte une estimation des caractéristiques minimales de l'observation).
- Une Terre à 10 parsecs a un diamètre angulaire de 8.5 10−6 seconde d'angle
- La transmission globale de la chaîne photométrique (incluant le télescope et le rendement du détecteur) est supposée égale à 0.2.

Le concept d'imagerie par interférométrie est assez ancien, et plusieurs configurations ont été proposées. Cependant, pour disposer de champ autour de la cible, seule la configuration de Fizeau est adaptée. Elle reste cependant très difficile à mettre en œuvre car elle nécessite un système optique qui garantisse une parfaite homothétie entre la pupille d'entrée et la pupille de sortie, et ce d'autant plus précisément que la résolution spatiale est grande (le nombre de pixels de l'image est élevé). Si cette homothétie n'est pas respectée, le champ est limité à la direction de pointé (centre de l'image).
Par ailleurs, si l'on considère les bases nécessaires pour imager des planètes (plusieurs centaines de kilomètres), on se trouve confronté à la nécessité d'utiliser des télescopes de petite taille (quelques mètres de diamètre) séparés par de grandes distances (sauf à utiliser un nombre très grand de télescopes). En conséquence, si l'on veut respecter l'homothétie entre la pupille d'entrée et de sortie de l'instrument, l'image sera très pauvre, et peu exploitable en terme de fréquences spatiales (la couverture en fréquences spatiales est donnée par la fonction d'auto corrélation de la pupille, qui présente beaucoup de trous dans l'espace des fréquences si on utilise des petits télescopes séparés de grandes distances). Autrement dit, l'image sera de piètre qualité car contenant peu de fréquences spatiales.

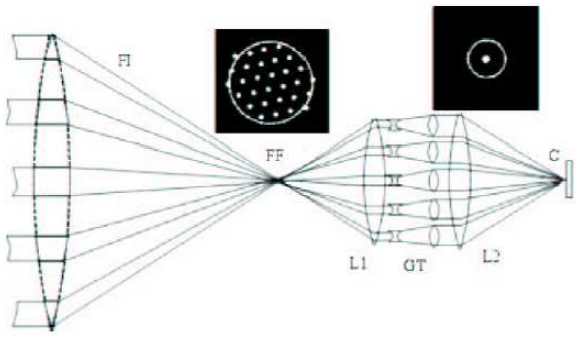

Figure 1.27 – Schéma de principe d'un hypertélescope. Plusieurs petits télescope synthétisent une ouverture plus grande (schématisée par une seule lentille). L'image intermédiaire (FF) est pauvre en fréquences spatiales car la pupille est faiblement échantillonnée. Le densificateur de pupille (L1 + GT + L2) permet de donner une PSF comparable à celle d'un télescope monolithique dont la taille est celle couverte par les petits télescopes. Ce gain se fait au détriment du champ d'observation. Un compromis doit être fait entre champ et contenu fréquentiel.

Une solution élégante pour l'imagerie à très grande résolution spatiale a été proposée par Labeyrie, et consiste à conjuguer les capacités d'imagerie des télescopes classiques avec la résolution angulaire des interféromètres. Ce concept baptisé "hypertélescope" (figure 1.27) est composé de plusieurs petits télescopes qui pavent le miroir fictif d'un télescope plus grand (à la manière des interféromètres de Fizeau). Un dispositif baptisé "densificateur de pupille" permet d'accroître la couverture fréquentielle en opérant une affinité sur les sous pupilles de la pupille d'entrée de l'hypertélescope. Certes, on perd l'homothétie pupillaire (donc on réduit le champ d'observation), mais tout l'intérêt du dispositif est de trouver le juste compromis entre champ et couverture fréquentielle. L'autre particularité des hypertélescopes est que le miroir primaire pavé par les petits télescopes individuels est sphérique (pour des raisons de simplification du problème). Un correcteur optique (correcteur de Mertz) est alors employé pour rétablir une configuration stigmatique à l'infini et restaurer le champ.

Le concept d'hypertélescope est actuellement en cours de démonstration. Le projet Carlina devrait permettre d'ici quelques années de le valider et de permettre la définition des premiers instruments avec des bases de quelques centaines de mètres dans un premier temps. L'extension de ce concept à des bases kilométriques voire plus et en particulier dans le cadre d'une utilisation spatiale doit s'accompagner d'efforts complémentaires en termes de vol en formation. En effet, un hypertélescope dans l'espace ne peut se concevoir, pour de grandes bases, avec une structure rigide. Les télescopes échantillonneurs devront donc être autonomes en fonctionnement, et en positionnement. L'ensemble de l'instrument devra être maintenu en position notamment lors du pointage et de l'observation. Plusieurs études sont en cours, notamment dans le cadre du projet DARWIN (interféromètre en frange noire) pour valider des idées concernant le vol en formation. Quoi qu'il en soit, imager la surface d'une exoplanète tellurique reste une opération très difficile qui nécessitera plusieurs générations d'instruments pour devenir réalité. Des étapes intermédiaires seront nécessaires, comme l'imagerie du système planétaire complet. Heureusement, il n'est pas nécessaire d'imager la surface de la planète pour avoir des informations spectroscopiques sur la planète elle-même et donc pour pouvoir l'étudier. C'est donc cette voie moins délicate qui sera à privilégier dans un premier temps.

1.3.5 La détection radio

On pose généralement le problème de la détection directe des exoplanètes en termes de contraste et de séparation angulaire. C'est d'ailleurs de cette manière que nous avons abordé le sujet. Il existe un domaine spectral où le contraste entre le flux stellaire et le flux planétaire peut être très faible : c'est celui des ondes radio, en particulier, le domaine des ondes décamétriques. En effet, les planètes magnétisées produisent des émissions aurorales non thermiques (interactions entre des particules chargées et le champ magnétique au niveau des pôles, c'est ce phénomène qui est responsable des aurores boréales sur Terre), dont l'intensité est comparable, à ces fréquences, à l'émission de l'étoile elle-même. Ces émissions aurorales sont très particulières :
- Elles ont une durée typique de 30 à 300 ms pour les planètes de notre système solaire,
- Leur spectre en fréquence est relativement uniforme et large (de moins de 20 kHz à plus de 40 MHz) avec une puissance spectrale typique comprise entre 0.1 et 100 W Hz-1 correspondant à une densité de flux variant de 0.4 à 400 Jy .

La détection des émissions aurorales des planètes du système solaire ou extrasolaires est cependant rendue très délicate par la présence de deux sources principales de signaux parasites :
- les fluctuations du fond du ciel d'origine galactique qui ont une température de brillance très élevée (30000 à 50000 K à 25 MHz)
- les signaux parasites d'origine terrestre (et humaine). Ces signaux ont la particularité d'être limités à des bandes de fréquence relativement étroites ; cette caractéristique dépend bien évidemment de la qualité de l'émetteur. Citons par exemple les postes CB qui saturent complètement une bande de fréquence autour de 27 MHz. En revanche, les bandes consacrées à ces émissions sont nombreuses, dispersées et en perpétuel développement.

De plus, à ces longueurs d'onde, la résolution angulaire est très faible : le lobe de l'antenne, relativement large (environ 1 degré pour une antenne de 1km de diamètre, on détecte alors dans le lobe de l'antenne à la fois le signal de l'étoile et celui de la planète) contribue à augmenter la part du fond galactique dans le signal détecté. Il est intéressant de noter que dans ce cas, ce n'est pas le bruit de la chaîne de détection qui impose la sensibilité de la méthode, mais bien les signatures galactiques et les signaux parasites. Les détecteurs, par exemple, travaillent à température ambiante.

Les radio-astronomes ont proposé une stratégie d'observation adaptée à ces signaux et caractérisée par les points suivants :
- une surface réceptrice importante pour diminuer la dimension angulaire du lobe de l'antenne. En pratique c'est le réseau UTR-2 de l'institut de radio-astronomie de Kharkov (Ukraine), actuellement le plus étendu, qui est utilisé en attendant la mise en service des futurs LOFAR (LOw Frequency ARray) et SKA (square Kilemetric Array). UTR-2 possède une aire effective d'environ 50000 m^2 pour la branche Nord-Sud.
- L'utilisation de spectrographe acousto-optique permettant d'obtenir des diagrammes temps-fréquence avec des résolution temporelles (temps d'intégration) d'environ 250 ms et spectrales de quelques dizaines de KHz. La brièveté des émissions aurorales interdit les temps d'intégration longs, car dans ce cas, on augmenterait sensiblement la part des signaux parasites et du fond galactique dans tous les échantillons. Il apparaît plus judicieux d'intégrer sur des périodes courtes, d'une durée comparable à celle des émissions, et à éliminer les échantillons vides pour ne conserver dans l'intégration que les échantillons contenant du signal.
- L'utilisation d'une procédure d'observation et d'un traitement informatique poussé des données

qui permet d'éliminer les signaux parasites. Il s'agit grossièrement de détecter les signaux d'origine terrestre par observation de deux régions voisines du ciel, l'une sur l'axe (donc contenant la cible astrophysique) et l'autre en dehors de l'axe. Cette technique est possible à Kharkov car l'ensemble des lignes à retard du réseau permet de pointer dans deux directions séparées angulairement de 1 degré et d'observer dans deux lobes simultanément.

Compte tenu du niveau des signaux de fond et parasites, et en utilisant la méthode décrite ci-dessus, on peut montrer que l'on pourrait détecter avec l'UTR-2 Jupiter à environ 0.2 parsec ce qui est malheureusement insuffisant pour espérer détecter des planètes extrasolaires (pour mémoire, l'étoile la plus proche de notre Soleil, Proxima du Centaure est située à environ 1.3 parsecs). En revanche, Zarka a également montré que l'on pouvait, dans le cas des planètes géantes proches de leur étoile (les jupiters chauds), invoquer un mécanisme générant des émissions radio 103 à 105 plus fortes que celle de Jupiter. Dans ce cas, on peut espérer détecter des émissions jusqu'à 20-25 parsecs environ ce qui rend la méthode nettement plus attractive.

Une série d'observations a été faite sur l'UTR-2, mais le traitement complexe des données n'a pas permis à ce jour d'identifier formellement des candidats. La mise en service du futur réseau SKA devrait permettre d'améliorer la sensibilité de la méthode en réduisant la taille du lobe d'antenne, et par conséquent, le niveau du fond galactique.

Chapitre 2

CoRoT : Réglages de la caméra et contrôle de la qualité des images

2.1 La mission CoRoT

L'observatoire CoRoT (Baglin et al., 2009) est une mission spatiale réalisée dans le cadre d'une collaboration entre la France et un ensemble de partenaires internationaux (Allemagne, Belgique, Autriche, Espagne, Brésil et Europe, via l'ESA[1]). La maîtrise d'œuvre de l'ensemble de la mission a été assurée par la France, via le CNES[2], aujourd'hui responsable des opérations en vol et de l'exploitation du satellite.

CoRoT (fig. 2.1) a été lancé avec succès le 27 décembre 2006 depuis le cosmodrome de Baïkonour par une fusée Soyouz/Starsem 2-1b, et placé sur une orbite polaire à 896 km d'altitude qu'il parcourt en 6184 secondes. Après une phase de mise en station et de vérifications en orbite, CoRoT est entré en mode observations au début février 2007.

L'objectif scientifique de CoRoT est double :
- étudier la structure interne des étoiles par l'observation de leurs modes de pulsation : on appelle cette discipline scientifique "astérosismologie",
- détecter et caractériser des planètes extrasolaires par la méthode des transits (Rosenblatt, 1971) détaillée dans le chapitre précédent.

Dans les deux cas, c'est la technique de la photométrie de précision à haute résolution temporelle qui est utilisée : les pulsations stellaires se traduisent par des ondes de compression dans le plasma, dont la température et par conséquent la luminosité se trouvent modifiées, ce qui provoque des variations globales de luminosité de l'étoile. Le passage d'une exoplanète devant le disque stellaire (transit planétaire) provoque une micro-éclipse et donc une baisse de luminosité de l'étoile.

Pour la détection planétaire, l'observation d'une diminution brutale et périodique du flux stellaire ne suffit pas à conclure quant à la nature du phénomène. La transition planète étoile via le domaine des naines brunes se fait pratiquement à rayon constant. Il faut donc un programme complet de suivi au sol pour confirmer l'existence du transit planétaire et *in fine*, déterminer la masse du possible compagnon, qui confirme ainsi sa nature planétaire. L'une des principales difficultés de la méthode des transits, réside dans la pratique dans le nombre important de phénomènes astronomiques qui peuvent être confondus avec des transits planétaires :

[1] European Space Agency : Agence Spatiale Européenne
[2] Centre Nationale d'Etudes Spatiales

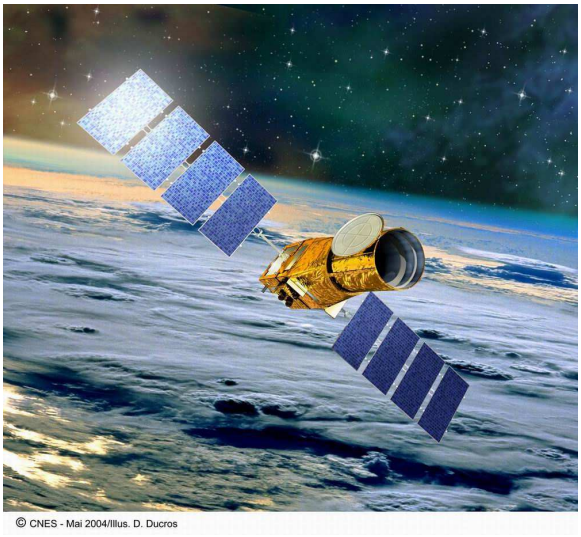

Figure 2.1 – Vue d'artiste de la mission CoRoT.

- l'activité de l'étoile : le défilement de taches stellaires lors de la rotation de l'étoile, analogues aux taches de notre Soleil est un phénomène périodique (à la période de rotation de l'étoile) qui se traduit également par des baisses de luminosité. Une discrimination peut être faite en observant la durée du phénomène (le transit de la tache dure la moitié de la période de rotation), ou son chromatisme. En première approximation, une tache solaire peut être considérée comme une zone plus froide de la photosphère. La variation de luminosité est donc chromatique, à l'inverse du transit planétaire qui, lui, est toujours en première approximation achromatique (en faisant l'hypothèse que le rayon de l'étoile est achromatique, ce qui reste vrai si la bande spectrale n'est pas trop large). Dans le cas de CoRoT, ce point a été étudié par Bordé (2003).
- les binaires à éclipse : dans le cas où la cible principale est une binaire à éclipse, deux cas peuvent se présenter pour que l'amplitude du transit soit comparable au cas planétaire : les deux étoiles sont de taille comparable et le transit est rasant, ou bien l'une des étoiles est une géante et l'autre est une naine. Dans tous les cas, c'est l'analyse de la forme du transit, la présence (éventuelle) d'un transit secondaire, et l'étude de la chromaticité de l'événement qui permettent dans une grande partie des cas, de trancher.
- les binaires à éclipse de fond : compte tenu de la surface apparente sur le ciel de l'image stellaire (la PSF de l'instrument couvre typiquement 300 arcsec^2), il est possible d'avoir dans le champ des binaires à éclipse de magnitude bien plus élevée. Un transit équatorial d'une binaire à éclipse dont l'écart de luminosité avec la cible principale s'élève à 5 magnitude a la même amplitude relative que le transit d'une planète géante autour d'une étoile naine (1%). Ces cas sont éliminés par une observation photométrique précise du contenu du champ par des techniques de haute résolution angulaire.

L'une des particularités de la mission CoRoT est la grande complémentarité entre les observations photométriques spatiales et les observations de suivi au sol. Un programme complet a été mis en place par le consortium pour induire cette synergie (Deleuil et al. (2006)).

2.1.1 Photométrie relative à grande précision : l'instrument de CoRoT

CoRoT est la troisième mission de la filière Minisat du CNES, basée sur la plateforme PROTEUS. La charge utile (fig. 2.3) d'une masse voisine de 300 kg est composée :
- d'un télescope hors axe : l'absence d'obstruction centrale et d'araignée portant le miroir secondaire visent à éviter la présence d'aigrettes de diffraction, particulièrement gênantes dans le cas des étoiles brillantes qui saturent le CCD. La pupille d'entrée du télescope a une surface de 588cm^2 et équivaut en terme de diffraction à celle d'un télescope de 27 cm de diamètre.
- d'un baffle à forte réjection (seul un photon en dehors du champ du télescope sur 10^{13} atteind le détecteur) monté à l'avant du télescope et servant à éviter la lumière diffusée par la Terre et la Lune le long de l'orbite.
- d'un objectif dioptrique qui reprend l'image du télescope. La focale équivalente du télescope, du fait de sa conception et notamment du champ large qu'il doit observer dépend de la position de l'image dans le champ. Ainsi, la surface focale du télescope n'est pas plane. A chaque direction de d'observation par rapport à l'axe optique du télescope correspond une image focale à une distance spécifique. L'objectif dioptrique a pour but de reprendre l'image focale complexe du télescope pour la rendre plane et mesurable par un capteur plan.
- du bloc focal proprement dit, situé derrière l'objectif dioptrique (figure 2.2), composé de 4 CCD 2048x2048 fabriqués par EEV. 2 de ces CCD sont dédiés au programme exoplanètes. Les CCD exoplanètes sont surmontés d'un système disperseur de la lumière composé d'un bi-prisme qui décompose l'image de chaque étoile en un petit spectre (d'une largeur d'environ 13 pixels) permettant une photométrie chromatique pour chacune des cibles du champ. Les contraintes de focalisation différentes dans les deux voies font que les CCDs des deux programmes sont dans des plans différents (présence d'une cale, aussi appelé "marche", dans le support des CCDs). Le dimensionnement de cette marche est l'un des points qui sera abordé dans le paragraphe concernant les réglages.
- de l'électronique de commande de la caméra et de l'ordinateur de bord. Pour des questions de redondance, il existe 2 chaînes électroniques distinctes à bord, chacune chargée de la gestion et de la photométrie d'un CCD pour les exoplanètes et d'un CCD pour l'astérosismologie. Chaque chaîne se compose entre autres, d'un boîtier permettant la lecture partielle des CCD dans les masques photométriques (BEX) et d'un processeur (DPU) permettant de réaliser la photométrie à bord. En mode "observation" classique, seuls les résultats de la photométrie ainsi que quelques "imagettes" (20 fenêtres de 15 x 10 px par CCD) sont transmis. En dehors des séquences de mise à poste et de configuration de l'instrument en début de run d'observation, CoRoT ne fournit pas "d'images" complètes des champs observés.

L'ensemble de l'instrument de CoRoT a été conçu pour garantir les spécifications de stabilité photométriques définies dans le document de Spécification Technique de Besoin de l'instrument (appelé par la suite STB instrument).

Pour des raisons de volume de télémétrie et de temps de lecture et de traitement, on ne transmet pas l'ensemble du contenu des CCDs. Les CCDs sont fenêtrés et la photométrie dans chaque fenêtre (dans chaque masque photométrique) est effectuée à bord puis transmise au sol sous la forme de courbes de lumière. La surface et la forme des masques photométriques sont optimisées pour chaque étoile à partir de critères de rapport signal / bruit par rapport au fond de ciel et au bruit de lecture du CCD, en tenant compte de :
- la magnitude des cibles,
- la position des images dans le champ (variation de la forme de la PSF),
- l'environnement de la cible dans le champ (présence d'étoiles proches considérées comme des

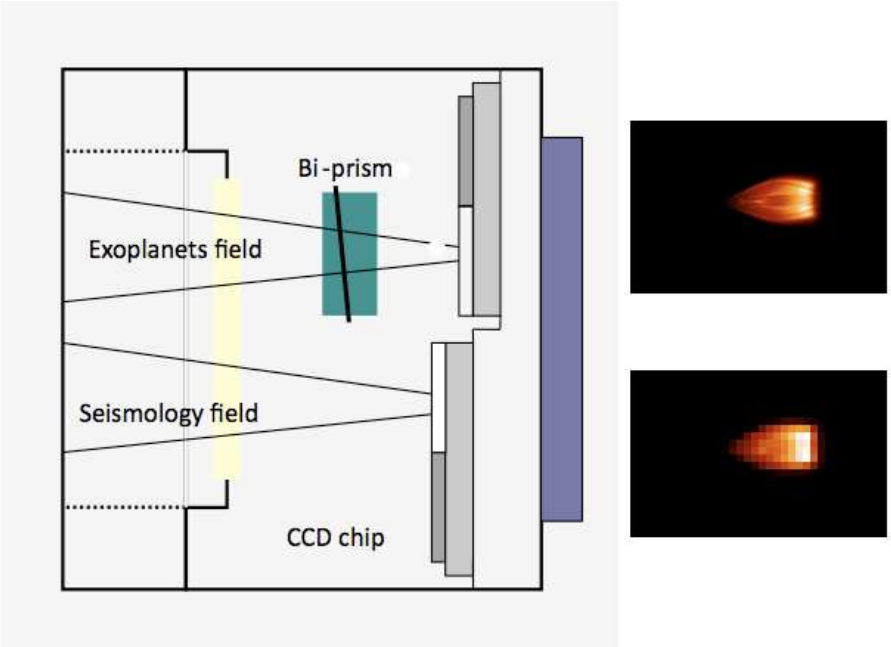

Figure 2.2 – Schéma du bloc focal montrant la disymétrie entre les voies exoplanétes et sismologie. Le bi-prisme permet de disperser l'image des étoiles sur la voie exoplanètes (image du haut). L'image est enregistrée sur les CCDs (image en bas).

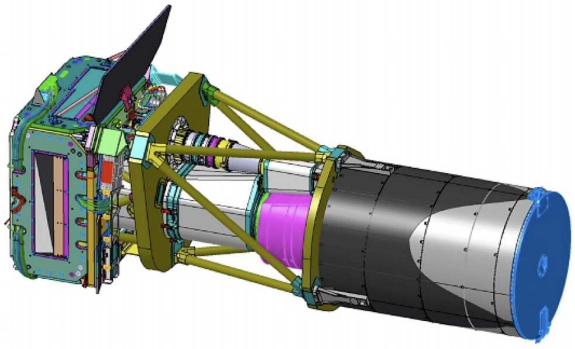

Figure 2.3 – Vue CAO de l'instrument de CoRoT

contaminants dans le masque photométrique).
Ce travail a été réalisé au LAM par A. Llebaria et P. Guterman.

L'instrument permet d'obtenir des courbes de lumières en 3 couleurs (appelées bleu, vert et rouge) correspondant á une coupure de la PSF dispersée par le bi-prisme en 3 zones selon les critères suivants :
- rouge : 30 % +/- 8 % des photo-électrons correspondant aux photons incidents les moins dispersés,
- bleu : 45 % +/- 15 % des photo-électrons correspondant aux photons incidents les plus dispersés
- vert : la zone de la PSF située entre le rouge et le bleu. Cette zone, doit impérativement avoir une largeur d'au moins un pixel.
Du fait de la forme particulière des masques adaptés à chaque cible (dans une limite de 256 masques par CCD), la photométrie produite par CoRoT ne peut se comparer cible à cible, et encore moins être ramenée à un standard photométrique (ex : système Johnson ou Stromgren).

2.1.2 Produits scientifiques de la voie exoplanètes

Dans son mode de fonctionnement standard (mode observation), la voie exoplanètes de CoRoT fournit principalement les données suivantes :
- des courbes de lumières stellaires chromatiques (3 couleurs) échantillonnées à 512 s,
- des courbes de lumières stellaires chromatiques (3 couleurs) échantillonnées à 32 s,
- des courbes de lumières stellaires en bande large (1 couleur) échantillonnées à 512 s, il s'agit dans ce cas des étoiles les plus faibles (mv $>$ 15)
- des imagettes 15 $\times$ 10 px (20 imagettes actuellement par CCD) échantillonnées à 32 s dont on peut extraire des courbes photométriques par une analyse a posteriori. Il s'agit en général des étoiles les plus brillantes voire faiblement saturées pour lesquelles on espère une photométrie encore meilleure que la photométrie embarquée (en particulier par correction de certains effets instrumentaux locaux tels les pixels chauds).

L'échantillonnage temporel des courbes de lumière n'est pas forcement uniforme : compte tenu de la capacité de la télémétrie, seules quelques centaines de courbes de lumière peuvent être échantillonnées à 32 s. Le passage en mode sur-échantillonné (32 s) passe par la mise à jour en temps réel d'une liste de candidats prioritaires réactualisée par l'analyse au fil de l'eau des données. Cette liste contient les candidats transits identifiés par le mode alarme de l'instrument (Détection au fil de l'eau des candidats les plus visibles).

La figure 2.4 représente la courbe de lumière chromatique (rouge, vert, bleu, et somme des trois couleurs) d'une cible observée durant un run court.

2.1.3 Premiers résultats scientifique de la voie exoplanètes de CoRoT

Il ne s'agit pas dans ce paragraphe de faire une présentation exhaustive des résultats de la voie exoplanètes de CoRoT. Ce n'est pas l'objet de ce manuscrit. Il eut été cependant dommage d'évoquer la mission et son instrument sans en citer les principaux résultats. Du fait du nombre important d'observations complémentaires requis pour confirmer la nature d'un candidat transit et de la volonté de l'équipe CoRoT de ne publier que des candidats pour lesquels la caractérisation a été poussée le plus loin possible, nous n'évoquerons ici que les candidats publiés.

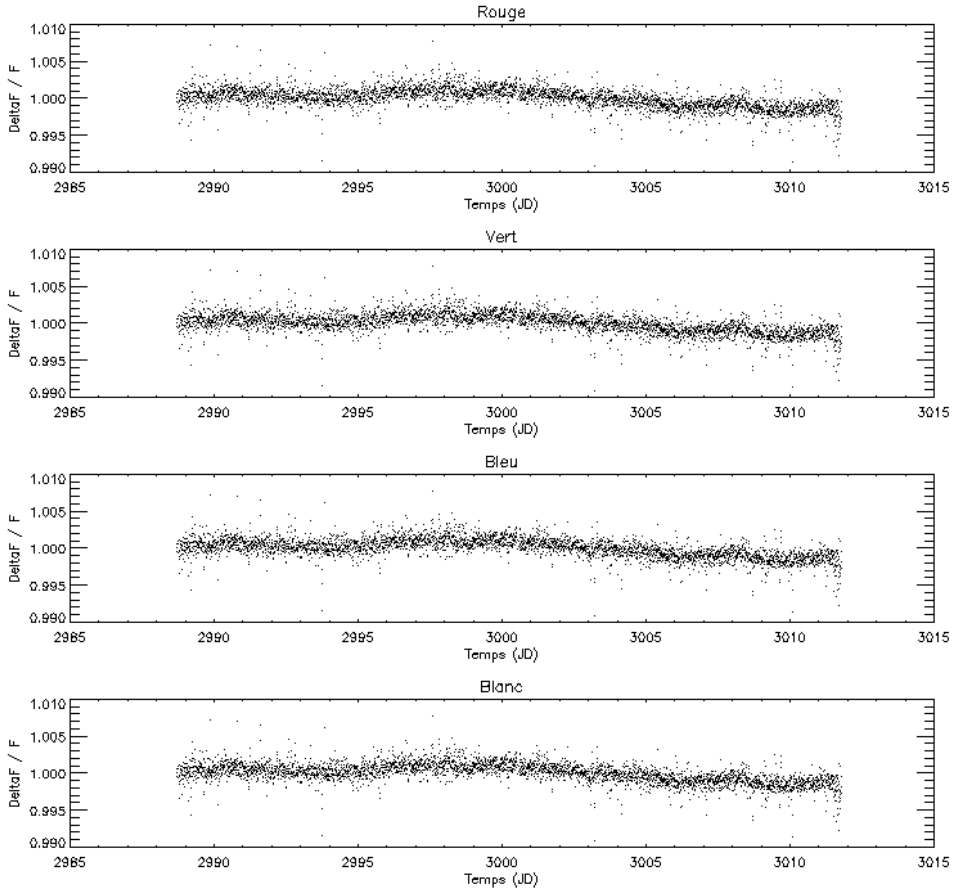

Figure 2.4 – Une des courbes de lumière de CoRoT observée durant un run court de 3 semaines environ. De haut en bas : photométrie rouge, vert, bleu, et blanche (somme des 3 courbes précédentes)

À ce jour, 7 planètes CoRoT ont été annoncées. Leurs caractéristiques sont regroupées dans le tableau 2.1. La particularité de ces détections est bien évidemment la précision que l'on peut

Nom	**Période (J)**	**Demi gr. axe (u.a.)**	**Masse (M_{Jup})**	**Rayon (R_{Jup})**	**Références**
CoRoT-1b	1,5089557	0,0254	1,03	1,49	Barge et al. (2008), Alonso et al. (2009)
CoRoT-2b	1,7429964	0,0281	3,31	1,465	Alonso et al. (2008), Bouchy et al. (2008)
CoRoT-3b	4,2568	0,057	21,66	1,01	Deleuil et al. (2008)
CoRoT-4b	9,20205	0,09	0,72	1,19	Aigrain et al. (2008), Moutou et al. (2008)
CoRoT-5b	4,0378962	0,04947	0,467	1,388	Rauer et al. (2009)
CoRoT-6b	8,89		3,3	1,15	Fridlund et al. (in prep)
CoRoT-7b	0,853585	0,0172	0,0151	0,15	Leger et al. (2009)

Tableau 2.1 – Principales caractéristiques des planètes découvertes par CoRoT.

avoir sur les caractéristiques des planètes (rayon, estimation de la masse par vitesse radiale sans indétermination sur l'inclinaison du système), ce qui rend chacune des planètes CoRoT singulière, même pour des objets "classiques" comme les jupiters chauds (CoRoT-1b, 2b et 4b).
Incontestablement, ces sont CoRoT-3b et CoRoT-7b qui sont les objets les plus attractifs :
- CoRoT-3b, avec une masse de plus de 20 fois la masse de Jupiter, est considéré comme une naine brune, c'est à dire un objet de transition entre une étoile de faible masse et une planète géante. La limite étoile - naine brune est classiquement fixée à 80 fois la masse de jupiter (masse minimale pour obtenir au cœur de l'objet, une pression et une température suffisantes pour amorcer les réactions de fusion de l'hydrogène). La limite naine brune - planète est généralement fixée à 13 fois la masse de jupiter (masse minimale pour obtenir au cœur de l'objet, une pression et une température suffisantes pour amorcer les réactions de fusion du deutérium). CoRoT-3b n'est pas la première naine brune détectée. En revanche, c'est la première fois que l'on peut déterminer le rayon et la masse de l'objet, sans avoir recours à des modèles photométriques, prenant en compte l'âge (inconnu) de ces objets et donc que l'on peut déterminer sans ambigüité la nature de l'objet.
- CoRoT-7b : c'est la plus petite planète découverte par CoRoT et dont on ait pu mesurer le diamètre avec précision par la méthode des transits, tout instrument confondu (en attendant Kepler). Des mesures récentes en vitesse radiale (Queloz et al, soumis à A&A) ont permis de contraindre la masse de CoRoT 7b (inérieure à 5 masses terrestres). Cette mesure est loin d'être facile à réaliser car l'étoile hôte est très active (plus de 2 % de variabilité intrinsèque sur la courbe de lumière CoRoT. Avec un rayon de l'ordre de 1,7 rayon terrestre, CoRoT-7b a une densité d'environ 1,6 fois la densité terrestre, ce qui la range dans la catégorie des exoplanètes telluriques dont la structure interne est très vraisemblablement faite de fer et de silicates, comme pour la terre. CoRoT-7b fait l'objet de nombreux travaux de modélisation afin de déterminer sa structure interne, et les paramètres physico-chimiques à sa surface. Plusieurs publications par Lammer et al., Léger et al., Schneider et al. sont en cours de préparation. Le suivi en vitesse radiale a permis également d'identifier un second compagnon planétaire, non détecté dans la courbe de lumière mais qui porte cependant le nom de CoRoT-7c car appartenant au même système planétaire que CoRoT-7b.

D'autres candidats planètes sont en cours de suivi au sol pour confirmer leur nature et leurs paramètres.

2.2 Réglage de la caméra : position du problème, définition du besoin et philosophie des réglages

2.2.1 Position du problème

Nous avons vu dans le chapitre précédent que la partie optique de l'instrument de CoRoT est composée :
- d'un télescope hors d'axe dont la surface focale n'est pas plane (la position longitudinale de l'image dépend de la direction de l'objet visé dans le champ par rapport à l'axe optique),
- d'un objectif dioptrique à 6 lentilles dont le but et de reformer l'image focale issue du téléscope sur le plan des détecteurs,
- du bloc focal regroupant les 4 détecteurs CCD, 2 par programme scientifique ; sur la voie exoplanètes, un système disperseur à bi-prisme a été ajouté de manière à permettre la photométrie stellaire en 3 couleurs (photométrie chromatique).
Par la suite, nous appellerons "caméra", l'ensemble bloc focal + objectif dioptrique.

Chaque sous-système étant individuellement intégré, réglé, et ayant les performances attendues, la performance globale de l'instrument dépend de manière critique de l'assemblage de ces sous-systèmes. Les degrés de liberté permettant le réglage final à ce niveau sont :
- l'épaisseur de la cale située au niveau de la bague d'interface entre le télescope et la caméra qui permet de régler la focalisation globale de l'ensemble,
- l'épaisseur de la cale placée sous les CCDs du programme sismologie dans le bloc focal et qui permet de faire varier la défocalisation différentielle entre la partie du champ dédié à la sismologie stellaire et celle dédiée aux exoplanètes.

L'épaisseur de ces deux appendices peut-être déterminée théoriquement avec une grande précision à l'aide de logiciel de simulation optique. Les caractéristiques du télescope (surface d'onde en sortie de télescope en fonction de la position de la source, position des images focales...) sont connues et fournies par l'industriel en charge de la réalisation du télescope. Cependant, compte tenu de la complexité du problème, du nombre de paramètres à prendre en compte (précision sur la connaissance des paramètres des sous-systèmes et précision sur la connaissance des indices des matériaux notamment) et de la sensibilité de la qualité des images aux variations de focalisation, il est nécessaire de contrôler expérimentalement la qualité des images avec les vrais caméras (blocs focaux + objectifs dioptriques, modèles de qualification et de vol). La qualité des images est régie par un ensemble de critères, définis par les scientifiques et garantissant la fiabilité des mesures scientifiques (compatibilité du signal avec sa chaîne de mesure).

2.2.2 Définition du besoin en réglage

Les besoins en réglages sont définis par un ensemble de critères sur la qualité des images. Ces critères sont complétés par une série de vérifications de certaines propriétés qui découlent de l'application de ces critères. L'ensemble de ces critères est regroupé dans un document appelé Spécification Technique de Besoin des réglages de l'instrument et est présenté dans les paragraphes suivants.

Critères de réglages de la voie sismologie

Ces critères et vérifications concernent 80 % du champ optique utile de la voie sismologie. La source de référence est une étoile de type spectral G2 et de magnitude 5,7 en entrée de télescope (à ramener à l'entrée de l'objectif dioptrique).

C1 - sismo, Critère de réglage 1 :
Radiométrie : Il faut obtenir une intensité maximale de 91000 électrons partout dans le champ pour un temps d'intégration de 0.8 s. Le réglage devra avoir le souci de maximiser la réponse en intensité (tache la plus petite possible).
C2 - sismo, Critère de réglage 2 :
Il faut obtenir une tache de l'étoile (à 98% de l'énergie totale) tenant dans un carré de 30 × 30 pixels
V1 - sismo, Vérification 1 :
Le rapport entre le signal du pixel le plus brillant et le signal moyen de la tache doit être inférieur à 2,5.

Critères de réglages de la voie exoplanètes

Ces critères et vérifications concernent 80 % du champ optique utile de la voie exoplanètes. La source de référence est une étoile de type spectral K0 et de magnitude 14 en entrée de télescope (à ramener à l'entrée de l'objectif dioptrique).

C1 - exo, Critère de réglage 1 :
Focalisation : la largeur de la tache de l'étoile dans le rouge à 800 nm (à 98% de l'énergie totale), perpendiculairement à la dispersion doit être supérieure à 6.0 pixels ±1.3 pixel en tout point des 80% du champ utile.
C2 - exo, Critère de réglage 2 :
Focalisation : le critère le plus contraignant des 2 critères suivant sera pris en compte :
- Dans le sens de la dispersion, les bords extrêmes de l'image d'une source simulant une étoile de largeur spectrale de 400 nm à 900 nm doivent s'étaler sur 13 pixels ±1,3 pixel.
- Le réglage doit placer le plan des CCD exoplanètes dans l'enveloppe de $\pm 20 \mu m$ du meilleur plan image exoplanètes[3].
V1 - exo, Vérification 1 :
Focalisation et séparation des couleurs : dans la tache image contenant 90 % du nombre total de photo-électrons Ne^- reçus, on définit une zone bleue contenant $N_B = 30$ ±8% de Ne^-, et une zone rouge contenant $N_R = 40$ ±15 % de Ne^-. Ces zones étant définies en pixels, elles doivent être séparées par au moins une colonne de pixels.
V2 - exo, Vérification 2 :
90 % du nombre total de photo-électrons reçus dans chaque tache image doit être contenu dans un rectangle de 15 × 10 pixels, les 15 pixels étant pris dans la direction de la dispersion.
V3 - exo, Vérification 3 :
La surface de la tache dispersée, prise à 90 % du nombre total de photo-électrons reçus doit être en moyenne de 60 pixels pour les 6000 étoiles du CCD de chaque demi champ exoplanètes.
V4 - exo, Vérification 4 :

[3] le meilleur plan image du télescope est par ailleurs défini dans la STB de réglages de l'instrument par un ensemble de points dans le champ dont les caractéristiques sont fournie par l'industriel

L'éclairement du pixel le plus brillant doit être inférieur à 4 fois l'éclairement moyen par pixel.
V5 - exo, Vérification 5 :
On vérifiera qu'aucun pixel ne sature pour un temps d'intégration de 31,7 secondes.
V6 - exo, Vérification 6 :
Dispersion : La séparation sur le CCD entre les longueurs d'onde 400 nm et 900 nm doit être de 8,5 pixels ±1 pixel. Il s'agit de la distance entre les rayons moyens à ces deux longueurs d'onde.

2.2.3 Philosophie des réglages

L'ensemble des critères de réglages et de vérification concerne les images au niveau du bloc focal. Il faut donc se baser sur l'évolution de ces images en fonction de la position des images issues du télescope (image en entrée de l'objectif dioptrique) pour évaluer la qualité des images finales. Comme on ne dispose pas du télescope de vol, mais uniquement de la position des points dans le plan de meilleure image, il faut concevoir un moyen de test qui puisse permettre de positionner les images telles que les fournirait le télescope de vol en entrée d'objectif dioptrique et faire varier légèrement la position de ces images pour étudier l'effet sur les images finales au moyen des critères de réglage.
Cette philosophie s'applique à la fois pour la détermination de l'épaisseur de la cale de focalisation globale (nous appellerons cette étape "mise à l'infini de la caméra") et pour la détermination de l'épaisseur de la cale sous les CCD de la voie sismologie.

Mise à l'infini de la caméra

Pour réaliser la mise à l'infini de la caméra, il faut réaliser les opérations suivantes :
- disposer d'un collimateur réglable permettant de positionner une image en entrée d'objectif dioptrique, en fonction de sa position dans le champ de l'instrument (pour cela, on peut orienter la caméra plutôt que d'orienter le collimateur),
- mesurer le grandissement de l'objectif dioptrique. Pour cela, on trace la variation de focalisation sur le plan détecteur en fonction de la focalisation du collimateur pour le point du champ où l'image en entrée d'objectif dioptrique est à l'infini (le collimateur doit donc être parfaitement réglé à l'infini). Le grandissement est égal à la pente de la courbe (linéaire autour de la défocalisation nulle)
- connaissant la relation de grandissement de l'objectif dioptrique, on peut mesurer toute défocalisation sur les CCD et en déduire la position de la meilleure image intermédiaire que doit donner le télescope. En comparant la position ainsi déterminée avec la position théorique en plusieurs points du champ (ces points sont donnés comme la surface de meilleure image du télescope), on peut déterminer l'épaisseur de la cale qui permet la meilleur focalisation finale.

Détermination de la cale de défocalisation sur la voie sismologie

La technique est la même que pour le réglage précédent, sauf que l'on compare simultanément les qualités d'images sur les deux voies scientifiques (exoplanètes et sismologie) et que l'on détermine dans chacun des cas les plans de meilleures images en fonction de la focalisation. S'il apparaît une différence systématique sur tout le champ, elle correspond à la variation d'épaisseur à appliquer sur la cale montée par défaut sous les CCD sismologie (l'épaisseur de la cale par défaut est déterminée par simulation numérique de l'optique).

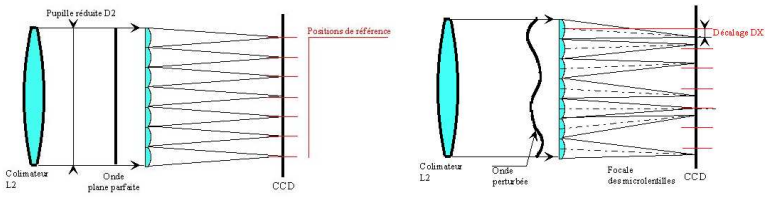

Figure 2.5 – Schéma de principe de l'analyseur de front d'onde de Shack - Hartmann

2.3 Définition et réalisation d'un moyen de test optique pour les réglages de la caméra

L'un des éléments clé de la philosophie de réglages est le collimateur qui doit :
- permettre d'éclairer toute la pupille d'entrée de l'objectif dioptrique,
- permettre de positionner avec précision les images en entrée d'objectif dioptrique (précision de quelque microns sur la taches image finale),
- permettre une reproductibilité des résultats sur toute la durée des activités d'intégration et de test.

Un tel collimateur a été dimensionné par le chef de projet à l'IAS. Cependant, il est apparu très rapidement que compte tenu de ses caractéristiques (miroir de 30 cm de diamètre, focale de 2 m) ce collimateur allait être très sensible aux variations environnementales, en particulier la températre, nécessitant des réglages réguliers (variation de position du foyer de $\pm 100 \mu m$ du fait des dilatations de la structure mécanique, pour une précision requise de $\pm 10 \mu m$ sur la détermination du foyer). De plus, les réglages à l'infini du collimateur à une telle précision sont irréalisables à l'œil, même avec un instrument adéquat. Il a donc fallu concevoir un dispositif permettant le réglage à l'infini du collimateur, en l'occurence, un analyseur de front d'onde pour repérer par auto-collimation le point de meilleure image retour correspondant à la mise à l'infini du collimateur. C'est cet analyseur que j'ai développé pour le projet et qui a été intégré dans la structure du collimateur.

2.3.1 Principe de l'analyseur de Shack - Hartmann

L'analyseur de Shack- Hartmann est un analyseur de surface d'onde qui permet de remonter à la structure de phase d'une onde optique par mesure du gradient local de la phase sur des sous ouvertures. Il permet, entre autres, l'analyse de la qualité d'une tache image. L'analyseur fonctionne en plan pupille : dans cette configuration il se compose donc :
- d'une lentille de collimation qui donne d'un objet à son foyer une image à l'infini,
- d'un réseau à 2 D de microlentilles qui donne une image du front d'onde au foyer de chaque lentille,
- d'une matrice de détecteurs qui mesure la position des taches au foyer des microlentilles et en mesure leur déplacement lorsque la structure du front d'onde en entrée des microlentilles évolue.

Le principe de l'analyseur de front d'onde de Shack-Hartmann est représenté sur la figure 2.5. Lorsque l'objet au foyer de la lentille de collimation est ponctuel, le front d'onde en sortie de cette lentille est plan et les images des sous pupilles formées par les microlentilles sont régulièrement disposées sur la matrice de détecteur (figure de gauche). Lorsque l'objet au foyer de la lentille de collimation n'est plus ponctuel (typiquement défocalisé ou abérré, le front d'onde en sortie

de la lentille n'est plus plan, et les images des sous-pupilles après les microlentilles ne sont plus régulièrement disposées sur le capteur. L'analyse du déplacement des taches images par rapport à leur position dans le cas onde plane permet de remonter à la structure du front d'onde et la qualité de l'objet initial.
En général, on choisit de faire l'analyse de front d'onde sur une surface d'onde circulaire sans obstruction centrale de manière à exprimer les écarts de phase au moyen de la base des polynomes de Zernike qui est orthonormée dans ce cas. L'avantage est que les premiers ordres des polynomes de Zernike correspondent aux premières abérations optiques (tip-tilt, défocalisation, coma, astigmatisme, aération de sphŕicité...)
Il faut ensuite passer des déplacements des taches issues des microlentilles à la traduction en terme de polynomes de Zernike. La méthode est la suivante :

a) On dispose de M sous-pupilles dont on mesure les déplacements x et y. On constitue donc le vecteur des déplacements $\vec{m}$ dont la représentation matricielle est la suivante :

$$\vec{\mathbf{m}} = \begin{pmatrix} x_1 \\ x_2 \\ \dots \\ x_M \\ y_1 \\ y_2 \\ \dots \\ y_M \end{pmatrix}$$

b) On souhaite connaître la surface d'onde Φ décomposée sur la base des polynomes de Zernike jusqu'au N^e polynome, c'est à dire la matrice $\vec{Z}$ contenant les N premiers coefficients a_i tels que :

$$\Phi = \sum_{i=1}^{\infty} a_i.Z_i \tag{2.1}$$

où Z_i est le i^e polynome de Zernike. Pour cela, on cherche la matrice de passage de $\vec{m}$ à $\vec{Z}$. La matrice D, dite matrice d'interaction permet le passage de $\vec{Z}$ à $\vec{m}$ suivant la relation :

$$D.\vec{Z} = \vec{m} \tag{2.2}$$

or, cette matrice rectangulaire est très difficile à inverser. On cherche alors D qui minimise ϵ dans l'équation suivante :

$$\epsilon = \|\vec{m} - D.\vec{Z}\|^2 \tag{2.3}$$

Par la suite, on notera z_k le coefficient a_k de la relation 2.1, dans la matrice $\vec{Z}$, sans risque de confusion avec les polynomes eux mêmes notés Z_k. On développe alors la relation précédente :

$$\epsilon = \sum_{i=1}^{2M} (m_i - \sum_{j=1}^{N} d_{i,j}.z_j)^2 \tag{2.4}$$

la minimisation de ϵ s'écrit pour chaque polynome Z_k :

$$\frac{d\epsilon}{dz_k} = 0 \implies \sum_{i=1}^{2M} 2(m_i - \sum_{j=1}^{N} d_{i,j}.z_j).d_{i,k} = 0 \tag{2.5}$$

$$\Longrightarrow \quad \sum_{i=1}^{2M} d_{i,k}.m_i = \sum_{i=1}^{2M}\sum_{j=1}^{N} d_{i,j}.d_{i,k}.z_j \tag{2.6}$$

$$\Longrightarrow \quad {}^tD.\vec{m} = ({}^tD.D)\vec{Z} \tag{2.7}$$

$$\Longrightarrow \quad ({}^tD.D)^{-1}.{}^tD.\vec{m} = \vec{Z} \tag{2.8}$$

La matrice $({}^tD.D)^{-1}.{}^tD$ notée D^+ est appelée matrice inverse généralisée. Elle est telle que :

$$D^+.D = ({}^tD.D)^{-1}.{}^tD.D = Id \tag{2.9}$$

en revanche :

$$D.D^+ \neq Id \tag{2.10}$$

Physiquement, on déduit une estimation de $\vec{Z}$ à partir de $D^+.\vec{Z}$. Or d'aprés les équations 2.2 et 2.10 on arrive à la relation

$$D.D^+\vec{m} \neq \vec{m} \tag{2.11}$$

Autrement dit, la reconstruction de la phase du front d'onde diffère toujours du front d'onde original car elle s'effectue sur un nombre fini de polynomes. Cependant la minimisation de ϵ nous garantit qu'il s'agit de la meilleure approximation.

c) Dans la pratique, la matrice D est construite par simulation numérique sachant que pour chaque sous pupille de l'analyseur, le vecteur $\vec{\Omega}$ exprimant le déplacement de la tache image s'exprime par la relation :

$$\vec{\Omega} = \int\int_{surf.sous-pup} \vec{grad}(\Phi).ds \tag{2.12}$$

en utilisant le théorème du gradient, l'expression pécédente devient :

$$\vec{\Omega} = \oint_{cont.sous-pup} \vec{n}(P).\Phi(P).dl \tag{2.13}$$

Où P est un point du contour de la sous pupille de l'analyseur et $\vec{n}$ est la normale extérieure en P.
Pour chaque polynome de Zernike i, on calcule la matrice des déplacements représentée par le vecteur $\vec{m_i}$ sur les 2 M sous pupilles avec un coefficient unitaire pour le polynome. L'ensemble des vecteurs $\vec{m_i}$ constitue la matrice D. Il ne reste plus qu'à calculer par inversion et transposition numérique de D, la matrice D^+. La matrice $({}^tD.D)^{-1}$ est une matrice carrée symétrique réelle. On vérifie ses valeurs propres pour s'assurer qu'il n'y a pas de points abérrants.

d) disposant de D^+, on peut reconstruire une estimation de $\vec{Z}$ sur N polynomes de Zernike en mesurant les déplacements $\vec{m}$ des taches des M sous pupilles du réseau de microlentilles.

2.3.2 Réalisation de l'analyseur de front d'onde et réglage du collimateur

L'analyseur a été développé à partir :
- d'un objectif de microscope comme lentille de collimation,
- d'une galette de microlentilles réalisée au laboratoire par G. Artzner et qu'il nous a aimablement confiée,
- d'une caméra CCD Sony monochrome 8 bits au format CCIR, associée à une carte d'acquisition National Instrument IMAQ
- du logiciel d'acquisition et de traitement LABVIEW et sa librairie IMAQ vision.

Le logiciel de contrôle assure les fonctionnalité suivantes :
- acquisition d'une image de fond, source éteinte, en début de mesure, pour soustraire tous les biais photométriques pour le calcul des centroïdes des images des sous-pupilles,
- sélection de 68 sous-pupilles dans un carré de 10×10 sous pupilles,
- mesure de la position initiale des taches au foyer des microlentilles sur les 68 sous pupilles, avec un objet ponctuel au foyer de l'analyseur,
- mesure de la position des taches au foyer des microlentilles pour un objet quelconque au foyer de l'analyseur et détermination de la surface d'onde correspondante en terme de polynomes de Zernike.

Les principales difficultés lors du développement furent les suivantes :
- s'affranchir du bruit interne de la caméra (8 bits) : nécessité de multiplier les mesures et travailler sur des moyennes ce qui augmente le temps d'analyse,
- s'assurer que la configuration ne varie pas durant le réglage. En particulier, le gain automatique ainsi que la correction γ de la caméra doivent être éteints, de manière à ce que la réponse en intensité de la caméra soit linéaire, et la position des taches des microlentilles (photocentre) soit déterminée avec précision et reproductibilité,
- s'affranchir de la dissipation thermique de la caméra qui avait tendance à générer de la turbulence dans le collimateur. Pour cela, nous avons intégré au dispositif, un radiateur à circulation d'eau permettant de thermaliser le montage, stoppant immédiatement les effets de turbulence.

La question qui se pose à ce moment de l'exposé est de savoir pourquoi nous avons choisi de redévelopper un tel analyseur alors qu'il existe des solution commerciales, et que le seul terme des polynomes qui nous intéresse est finalement celui correspondant à la défocalisation (Z_4). Les raisons sont simples :
- un tel instrument commercial est cher,
- compte tenu de la nécessité d'intégrer l'analyseur au collimateur, il fallait pouvoir choisir la focale de la lentille de collimation et minimiser la taille de la configuration pour éviter d'obstruer trop le faisceau du collimateur (l'ensemble est placé au foyer de la parabole),
- nous souhaitions une solution "toute intégrée" Labview. Le logiciel de commande du collimateur intègre en effet, outre le contrôle de l'analyseur, toutes les routines pour piloter le réglage focalisation du collimateur (platines de translation) et piloter la source de lumière (spectrographe).

La procédure de réglage du collimateur en trois étapes avec l'analyseur est alors la suivante :
a) l'analyseur est placé derrière une plaque servant de référence mécanique. Cette plaque dispose de deux ouvertures taraudées permettant d'y monter des trous calibrés positionnés rigoureusement dans un même plan. On positionne la plaque sur l'axe optique de la parabole en éclairant un trou source et en maximisant l'intensité de l'image-retour au niveau de la deuxème ouverture, le collimateur étant en auto-collimation grâce à un miroir plan escamotable situé devant lui.
b) on monte un trou calibré sur l'une des ouvertures et on place l'analyseur de front d'onde de telle sorte que ce trou occupe le foyer de la lentille de collimation de l'analyseur. Cette opération est réalisée grâce à la précision de la mécanique. On éclaire le trou avec une fibre optique et on enregistre la surface d'onde avec l'analyseur. La position des taches des sous-pupilles sert alors de référence.
c) On enlève alors le trou source devant l'analyseur et on le place sur l'autre trou taraudé. On l'éclaire par une fibre optique. L'analyse de l'image-retour se fait par l'analyseur. Les trous étant montés sur la même référence mécanique, le collimateur est bien réglé, lorsqu'en auto-collimation, l'image de retour est à la même position que le trou qui a servi de référence pour la surface d'onde,

c'est à dire au foyer de la lentille de collimation de l'analyseur. Ce réglage est fait en mesurant le terme de défocalisation avec l'analyseur et en l'annulant par déplacement de l'ensemble plaque de référence + analyseur. Quand le terme de défocalisation est nul, cela veut dire que la source et l'image retour sont dans le même plan, c'est à dire que le collimateur est bien réglé.

Des études de reproductibilité de la méthode ont montré que le foyer pouvait être localisé avec une précision de quelques microns, ce qui est nettement meilleur que toutes les méthodes classiquement utilisés. Durant la durée des opérations sur le modèle d'intégration et de qualification, la position du foyer a bougé de $\pm 150 \mu m$ autour d'une position moyenne du fait de la variation des conditions thermiques du montage, justifiant expérimentalement le choix d'un système de mise à l'infini intégré au collimateur et permettant son réglage régulier.

Toute génération d'un point du plan de meilleure image devant l'objectif dioptrique passe par une mise à l'infini du collimateur, puis déplacement du point source autour de la position de réglage jusqu'à positionner l'image à l'endroit souhaité. Dans ce cas bien évidemment, le miroir plan servant à l'auto collimation est escamoté et le faisceau issu du collimateur est envoyé vers la caméra à régler. Nous avons ainsi pu étudier la focalisation des images sur les CCD de la caméra en faisant varier la focalisation du collimateur autour des valeur des références avec une grande confiance dans la position de cette référence et la reproductibilité du réglage.

2.4 Définition et réalisation de moyens informatiques pour qualifier les images de la caméra

Disposant d'un moyen de test fiable pour positionner les points du plan de meilleur image avec précision, et explorer l'environnement immédiat de ces points, il fallait ensuite enregistrer les images sur les CCDs du bloc focal et les analyser à la lumière des critères définis dans la STB de réglage et rappelés plus haut. Il a donc fallu concevoir des logiciels pour réaliser automatiquement ces analyses. Ces logiciels ont été utilisés durant toutes les phases de réglage, de la mesure du grandissement de l'objectif dioptrique jusqu'à la mesure de la marche sous les CCDs sismologie. Les critères, notamment sur la voie exoplanètes étant parfois chromatiques, parfois polychromatiques, il a fallu gérer simultanément l'ensemble des données chromatiques dans un même logiciel.

Le logiciel d'analyse des images pour la voie sismo et la voie exoplanète, développé sous IDL et dont l'interface homme machine (IHM) est visible sur la figure 2.6 permet les analyses suivantes :
- mesure et visualisation graphique de la surface de la tache image en fonction de la défocalisation, sur toutes les images monochromatiques (au choix, de 400 à 900 nm par pas de 50 nm, graphe en haut à gauche) et sur l'image reconstruite polychromatique (graphe en haut à droite). Cette analyse permet, par interpolation, de repérer la position de meilleure focalisation des images.
- pour chacune des taches images à toutes les longueurs d'onde mesurées, détermination des paramètres caractéristiques : dimension de la tache en pixel dans le sens de la dispersion et séparation entre les bords extrêmes de la tache à 400 nm et celle à 900 nm (critère exo 2), taille de l'image dans le sens perpendiculaire à la dispersion à 800 nm (critère exo 1),
- détermination de la surface de la tache et de ses dimensions (critère sismo 2),
- construction d'un masque photométrique et mesure de la fraction d'énergie qu'il contient,
- mesure radiométrique des taches images (critère sismo 1),
- mesure du rapport entre l'intensité moyenne de la tache et l'intensité du pixel le plus brillant

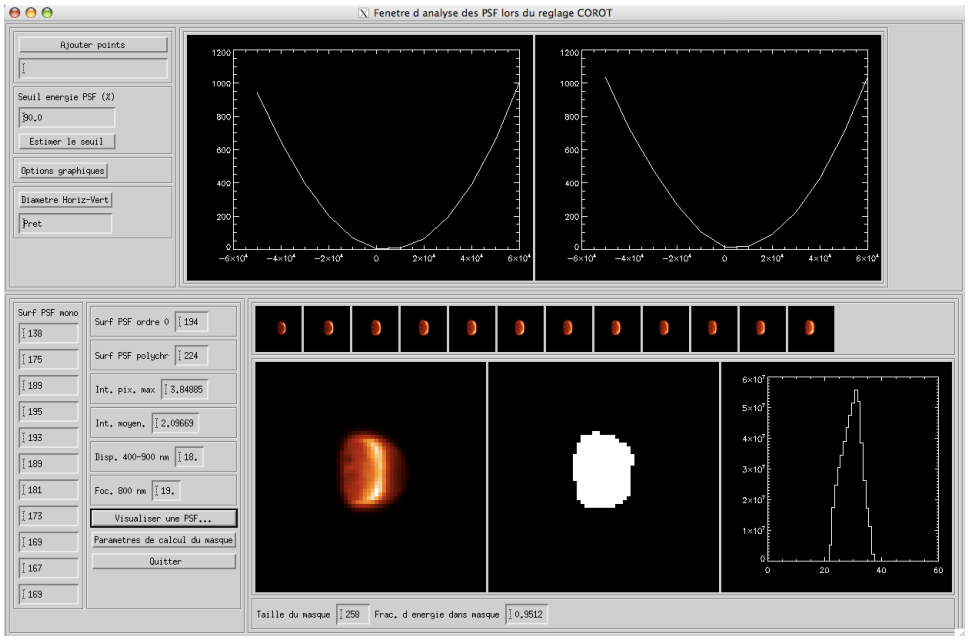

Figure 2.6 – IHM du logiciel d'analyse des images pour le MIQ, voie exoplanètes

(vérifications exo 4 et sismo 1),
- visualisation de toutes les taches images à toutes les longueurs d'onde pour une défocalisation donnée,
- exportation de toutes les données.
Tous les critères d'analyse sont paramétrables (seuil en énergie, bruits pour le calcul du masque...) de manière à permettre une analyse de la sensibilité des taches expérimentales aux critères.

Pour le réglage du modèle de vol, effectué dans les locaux d'Intespace à Toulouse[4], l'IHM a été modifiée pour permettre une meilleure visualisation des résulats de l'analyse vis-à-vis des critères de réglage. Il ne s'agissait plus, dans ce cas, de déterminer les épaisseurs des cales, mais de vérifier la conformité du modèle aux spécifications. Ces modifications sont spécifiées dans une STB associée. Même si les fonctions de base du logiciel restent les mêmes, c'est leur mise en œuvre qui change un peu. La figure 2.7 montre l'IHM pour les réglages sur la voie sismologie et la figure 2.8 montre l'IHM pour les réglages sur la voie exoplanètes.

2.5 Qualité des images en vol

Les différentes phases de réglages ont été menées en 2004 et 2005. Nous avons pu en particulier :
- déterminer avec précision le grandissement de l'objectif dioptrique,
- mesurer les allures des taches images dans les deux voies, et choisir la meilleur focalisation d'ensemble,
- confirmer l'épaisseur de la cale sous les CCDs sismologie.
L'ensemble des résultats figure dans les comptes-rendus d'essais inclus dans la documentation générale de l'instrument. Il ne s'agit donc pas ici de reprendre tous ces travaux. Comme indiqué

[4]la proximité des réglages sur le MIQ et le MV ne permettait pas de faire les deux opérations à l'IAS

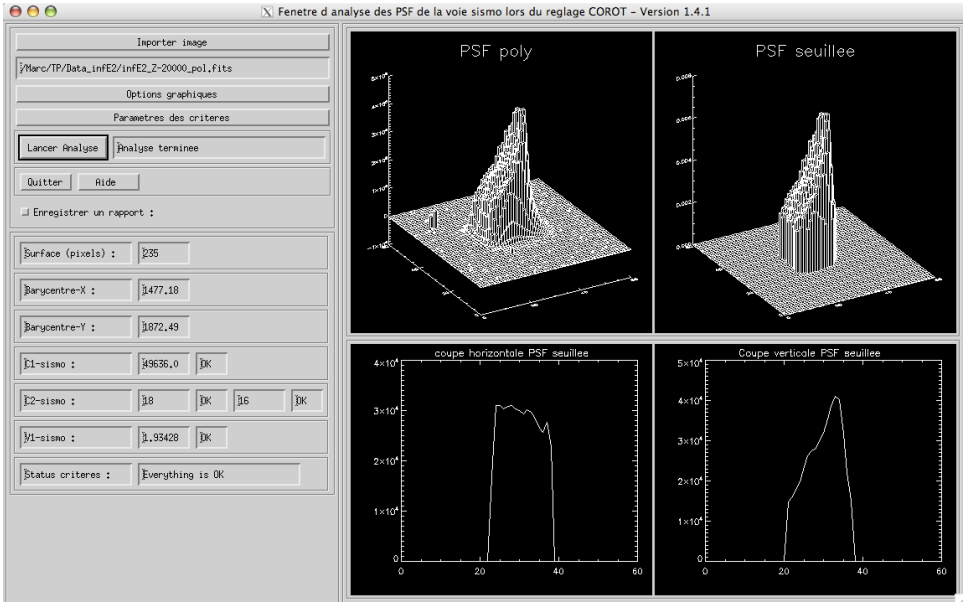

Figure 2.7 – IHM du logiciel d'analyse des images pour le MV, voie sismologie, avec option d'affichage des images en mode "légo"

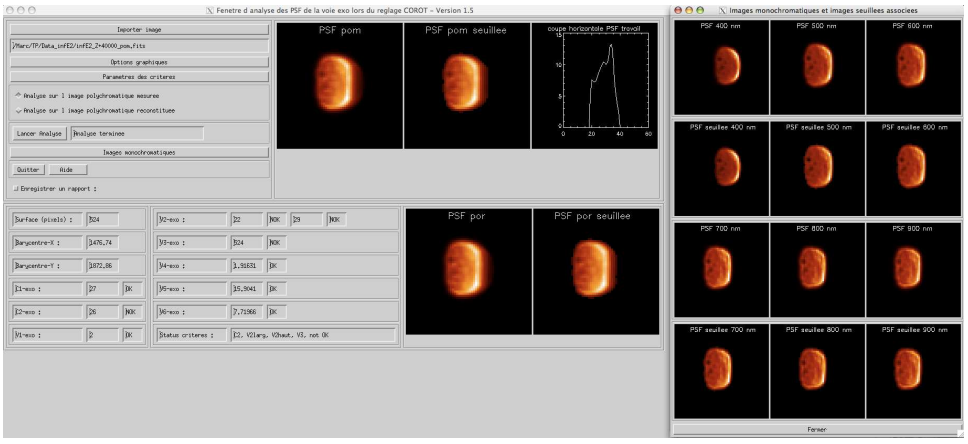

Figure 2.8 – IHM du logiciel d'analyse des images pour le MV, voie exoplanètes, avec option d'affichage des images en mode classique 2D

précédemment, les réglages du MIQ ont été réalisés à l'IAS, tandis que le MV a été réglé à Intespace. Je n'ai pas directement participé aux réglages du MV (sauf en ce qui concerne la fourniture des logiciels d'analyse des images décrits plus haut dans ce texte). D'une manière générale, que ce soit sur le MIQ ou le MV, il est à noter que nous n'avons pas décelé de grandes divergences entre les résultats des simulations optiques et les mesures au laboratoire, ce qui confirme la qualité du travail des équipes impliquées sur l'instrument.
Il restait à vérifier la qualité des images en vol. Ce fut fait le 18 janvier 2007 pour la voie sismologie lors de l'ouverture du couvercle de protection du télescope. La figures 2.9 représente un champ complet sur la voie sismologie. La figure 2.10 permet de comparer une image stellaire sur le ciel et une image obtenue en laboratoire lors de l'étalonnage. Ces deux images ne proviennent pas exactement de la même position dans le champ, et n'ont pas la même intensité, de sorte que l'image mesurée semble plus "petite", mais c'est juste une question de seuil d'affichage, pour apprécier la dynamique du centre de l'image. La forme de l'image est conservée et la répartition d'intensité est homogène sur toute la surface de l'image (dans la limite des spécifications), sans pixel nettement plus brillant que d'autres, comme certaines simulations optiques auraient pu le laisser craindre. Une étude plus complète sur tout le champ a été faite lors de la recette en vol, tenant compte des types spectraux stellaires. La première image complète sur la voie exoplanètes a été réalisée le 1e février (figures 2.11 et 2.12). Il est plus difficile de comparer les images stellaires obtenues en vol à celles obtenues en laboratoire car la forme de l'image dépend non seulement du type spectral de l'étoile (très visible car l'image est dispersée), mais aussi de la position de la cible dans le champ. L'observation des vues de détail du champ montrent cependant clairement que les images stellaires présentent bien les caractéristiques recherchées (dispersion, focalisation dans le rouge...). Là encore, une étude spécifique a été réalisée durant la recette en vol.

Les premières images des champs complets montrent finalement que la spécification sur la précision de la mise à l'infini et sur le réglage de la hauteur de la marche sous les CCDs sismo ont pu être obtenues. Ce fut un grand soulagement pour toutes les équipes qui ont participé à ces réglages, car les premières images consacraient leurs efforts dans tous les domaines : simulation et modélisation optiques complexes, prise en compte de tous les biais (passage air - vide, évolution mécano-thermique des différents éléments de l'instrument...), capacité à reproduire en laboratoire les conditions d'observations avec une partie seulement de l'instrument, aux précisions requises pour assurer la qualité des images. Ces résulats n'auraient pas pu être obtenus sans une réelle synergie entre les différents laboratoires impliqués dans le projet. Qu'ils en soient ici tous chaleureusement remerciés.

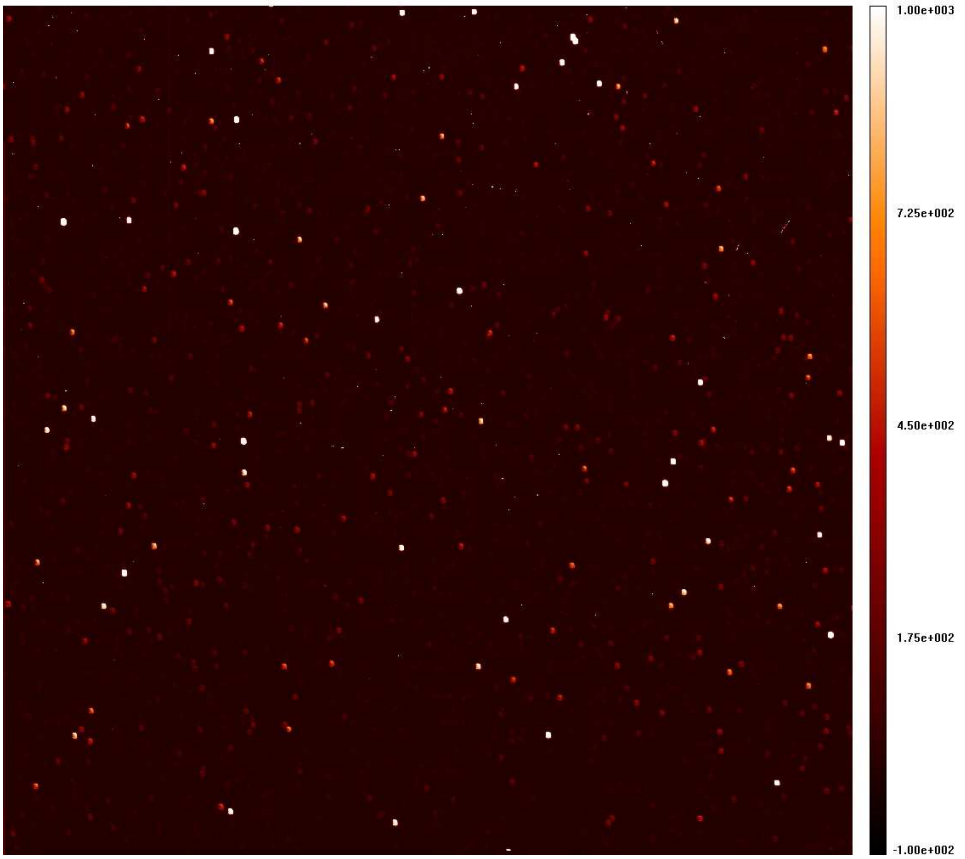

Figure 2.9 – Première image complète de CoRoT sur la voie sismologie lors de la recette en vol

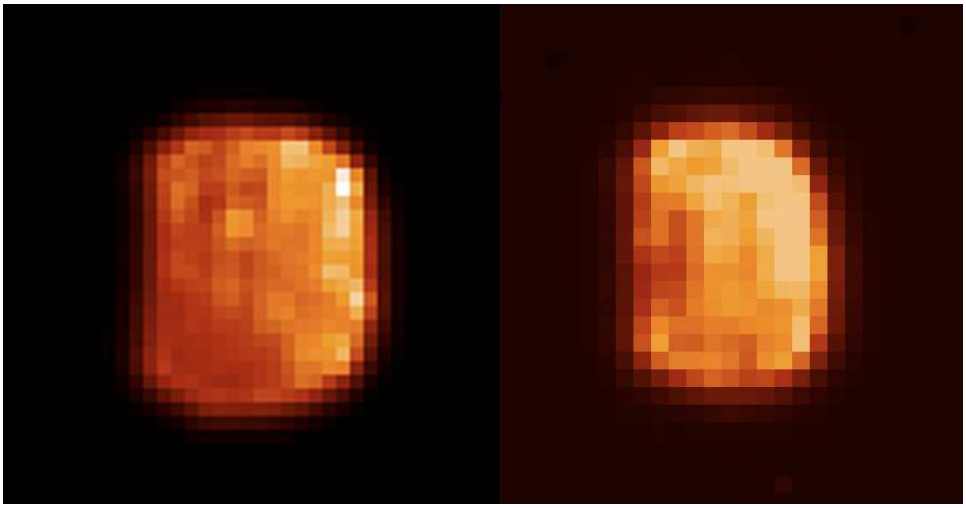

Figure 2.10 – Comparaison entre image sur la voie sismologie mesurée au laboratoire (gauche) et lors de la recette en vol (droite).

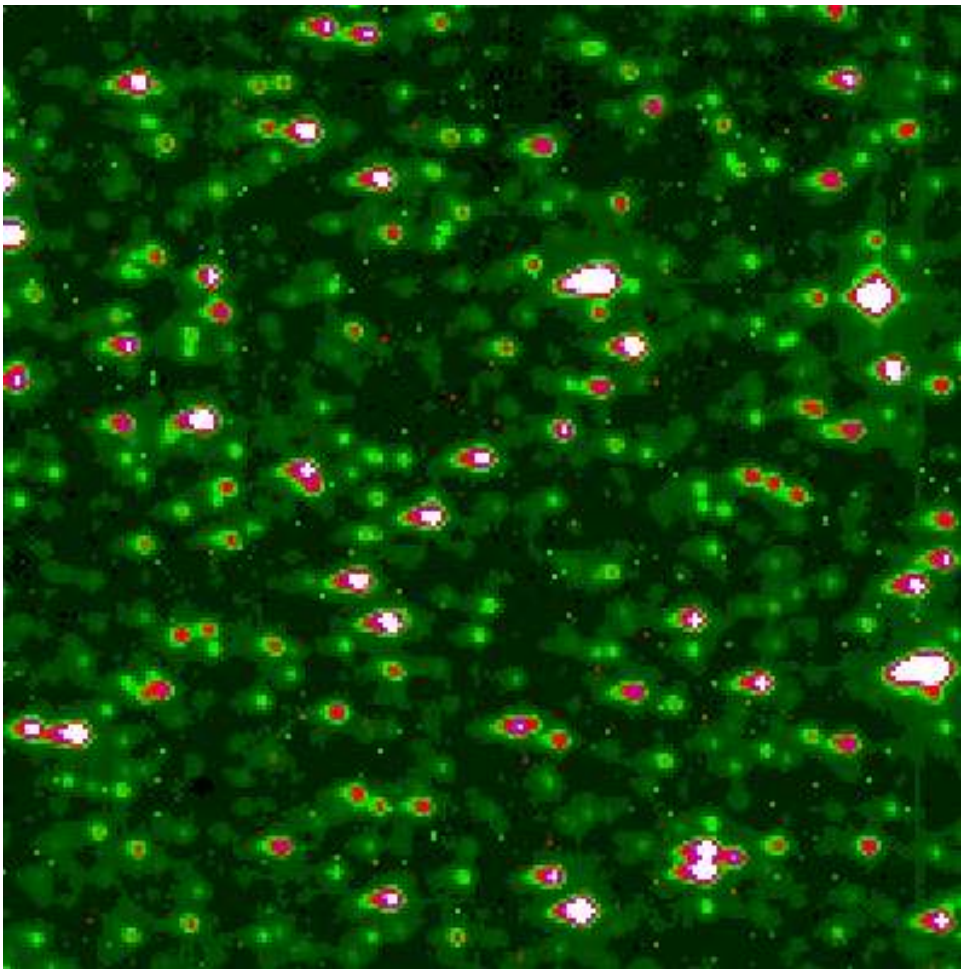

Figure 2.11 – Première image complète de CoRoT sur la voie exoplanètes lors de la recette en vol

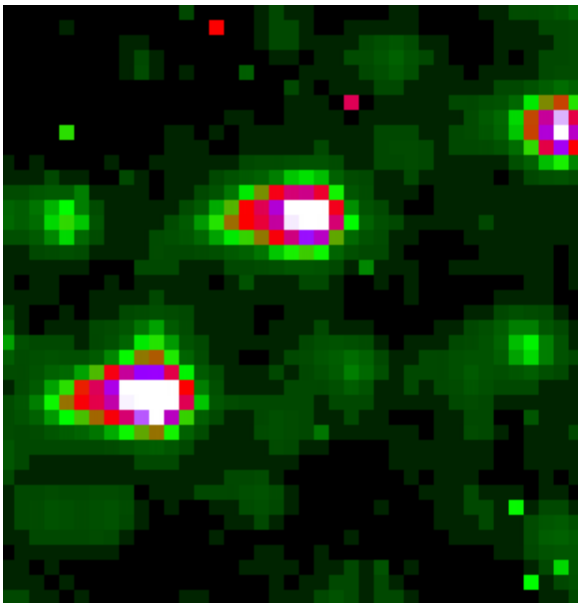

Figure 2.12 – Détail de la première image complète de CoRoT sur la voie exoplanètes lors de la recette en vol

Chapitre 3

PEGASE : un interféromètre en frange noire pour caractériser les environnements stellaires

La mission PEGASE est un projet d'interféromètre spatial à deux ouvertures fonctionnant suivant le principe de l'interférométrie annulante étudié au CNES en 2004-2006, et proposé à l'ESA en réponse à l'appel à proposition "Cosmic Vision". L'une des particularités de PEGASE est d'être un projet multi-satellite mettant en œuvre le vol en formation.

3.1 Chronologie du projet PEGASE

3.1.1 La génèse de PEGASE

Dans l'histoire qui nous intéresse ici, PEGASE n'est pas né dans les mers des amours de Poséïdon et de la gorgone Méduse. Le projet PEGASE est né en 2004 d'un appel à idées du CNES pour une mission scientifique mettant en œuvre le vol en formation. Il s'agissait de proposer un concept à deux vaisseaux ou plus, doté d'une charge utile permettant d'aborder un programme scientifique original, dont la spectroscopie des exoplanètes de type "Jupiter chaud" autrement appelées "pégasides", d'où le nom du projet. D'autres, certainement plus poètes, ajouteront que l'analogie entre le vol en formation et le cheval ailé mythologique a conforté les proposants dans le choix de ce nom pour la mission.

À cette époque, plusieurs laboratoires français (ou aux personnels francophones) étaient impliqués depuis une dizaine d'années dans le développement d'un projet très complexe d'interféromètre spatial infrarouge à plusieurs télescopes pour la détection et l'analyse spectrale d'exoplanètes et en particulier telluriques (projet DARWIN). L'appel à idées du CNES est apparu comme une très bonne occasion de proposer un concept similaire mais très simplifié par rapport à DARWIN, permettant à la fois de valider un certain nombre de technologies (interférométrie annulante dans l'espace, vol en formation) et d'aborder plusieurs questions scientifiques préliminaires au dimensionnement et au développement de DARWIN.
Les performances extrêmes requises par l'objectif scientifique de DARWIN en terme de taux de réjection (environ 10^5 sur la bande spectrale 7-20 μm) et de stabilisation de cette réjection (stabilité de l'extinction à 10^{-4}) sont très vite apparues comme inaccessibles par un précurseur. Ces performances ne sont d'ailleurs actuellement pas encore atteintes en laboratoire. En revanche, il

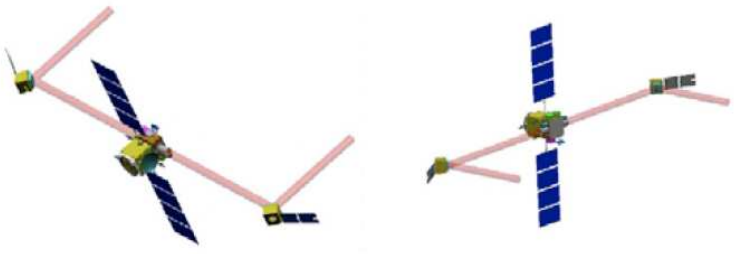

Figure 3.1 – Vue d'artiste de PEGASE tel que proposé au CNES en mars 2004 (CAO - Alcatel Space - 2004).

est apparu qu'avec les performances de réjection atteintes à l'époque sur les démonstrateurs de laboratoire, il était possible de proposer un programme scientifique original permettant d'aborder une science préparatoire ou complémentaire à DARWIN.

Dans la proposition initiale, PEGASE (figure 3.1) est un interféromètre à deux ouvertures, proposant deux modes de recombinaison dans le même instrument :
- un mode annulant, dont les caractérisitiques sont présentées dans le tableau 3.1 pour l'observation des objets astrophysiques à grande dynamique (environnements stellaires, compagnons sub-stellaires ...)
- un mode visibilité classique essentiellement dédié à des objectifs de physique stellaire.
La formation est composée de trois vaisseaux formant un ensemble au lancement d'au plus 650 kg et composé de :
- deux vaisseaux portant chacun un sidérostat, permettant de renvoyer la lumière vers le recombinateur. Ces deux vaisseaux sont initialement de la catégorie des micro-sattelites (filière MYRIAD au CNES) modifiés pour permettre le vol en formation (propulsion et métrologie notamment)
- un vaisseau portant les télescopes de focalisation des faisceaux (diamètre typique de 30 à 40 cm), l'injection dans l'instrument, et l'instrument lui-même. Dans l'esprit, il s'agit d'un minisat sur plateforme de type PROTEUS

L'instrument interférométrique est assez classique des configurations annulantes étudiés en laboratoire et se compose :
- d'un recombineur symétrique garantissant un traitement parfaitement identique des deux faisceaux en terme d'amplitude, de phase et de polarisation (même nombre de réflexions, de transmissions, mêmes géométries, ... Serabyn and Colavita (2001)) ;
- de lignes à retard permettant d'égaliser la longueur des chemins optiques suivis par les deux faisceaux ;
- de systèmes optiques achromatiques permettant de réaliser les fonctions de déphasage achromatique, d'égalisation en intensité, de filtrage optique des faisceaux ;
- de systèmes métrologiques permettant de mesurer et corriger les variations d'orientation des faisceaux liées aux fluctuations du vol en formation ;
- de l'étage de détection.

Avec les caractéristiques et performances exposées dans le tableau 3.1 il devient alors possible d'aborder les programmes scientifiques suivants par ordre de priorité identifiée en 2004 :
- observation et caractérisation spectrale des jupiters chauds[1] ;

[1] A cette époque, la spectroscopie de ces objets lors de transits planétaires n'était pas encore apparue comme

Domaine spectral de l'instrument	2,5 - 5 μm
Résolution spectrale	environ 50
Taux de réjection moyen	10^4
Stabilité du taux de réjection	10 %
Résolution angulaire	1 à 100 mas
Durée de la mission	3 ans

Tableau 3.1 – Principales caractéristiques du concept PEGASE

- structure interne et atmosphère des naines brunes ;
- caractérisation des régions internes des disques proto-planétaires, et en particulier une étude de l'interaction disque-planètes ;
- étude du tore de poussière des noyaux actifs de galaxie (accès aux régions sub-parsec) ;
- extension du programme de disques aux différents environnements circumstellaires (enveloppes de gaz et étude de la dynamique du vent stellaire, disques de débris) ;
- détection des raies coronales des étoiles présentant une forte activité coronale ;
- en fonction des performances, caractérisation des nuages circumstellaires les plus faibles.

La proposition PEGASE a été rédigée par un consortium de laboratoires regroupant l'IAS d'Orsay, le LESIA de l'Observatoire de Paris, le LUTH de l'Observatoire de Paris, l'ONERA, le laboratoire GEMINI de l'Observatoire de la Côte d'Azur, le laboratoire ARTEMIS de l'Observatoire de la Côte-d'Azur, le laboratoire AEOS de l'Université de Liège, le CRAL à l'Ecole Normale Supérieure de Lyon, Le LAOG de Grenoble, L'Observatoire de Genève, l'Institut d'Astrophysique des Canaries, et le groupe industriel ALCATEL SPACE[2] à Cannes, qui a apporté son expertise technique en conception de projets et DAO. La force de ce consortium réside dans sa solide expérience en interférométrie annulante à la fois d'un point de vue théorique et expérimental. En particulier, plusieurs démonstrateurs de laboratoire ont été réalisés par les proposants : un banc d'interférométrie annulante monochromatique en infrarouge thermique (Ollivier et al. (2001)), le banc SYNAPSE (Brachet et al. (2004)) et le banc MAI[2] (Barillot et al. (2004)).

3.1.2 PEGASE au CNES

Le projet PEGASE a été soumis au CNES en mars 2004. Parmi plus d'une dizaine de projets proposés au titre de l'astronomie, quatre projets ont alors été sélectionnés pour une étude de phase 0 par le PASO[3] du CNES :
- SIMBOL-X : (VF à 2 vaisseaux) il s'agit d'un projet de télescope X pour lequel télescope et plan détecteur sont séparés d'une vingtaine de mètres permettant d'atteindre des focales plus élevées que les télescopes X classiques : à terme l'augmentation de la distance focale est indispensable pour augmenter la résolution spatiale aux plus hautes énergies.
- MAX : (VF à 2 vaisseaux) il s'agit d'un concept comparable à SIMBOL-X mais dans le domaine des rayons gamma. Les vaisseaux portent alors respectivement une lentille gamma, et le plan de détection. Là encore, il s'agit par cette technique d'augmenter la résolution angulaire de l'instrument.

une méthode de prédilection pour cet objectif.

[2] aujourd'hui ALCATEL ALENIA SPACE

[3] Plateau d'Architecture des Systèmes Orbitaux : équipe du CNES au Centre Spatial de Toulouse chargée des pré-études et premiers chiffrages des projets spatiaux

Figure 3.2 – Vue d'artiste de PEGASE a l'issue de l'étude de phase 0 menée au CNES.

- ASPICS : (VF à 2 vaisseaux) il s'agit d'un projet de coronographe solaire dans le visible à occulteur dit "externe". Dans ce cas, le vol en formation est utilisé pour séparer l'occulteur placé en amont du télescope (et plus au foyer de l'instrument comme dans la configuration classique de Lyot) du plan de détection. L'intérêt d'un tel concept est de pouvoir observer la couronne solaire plus près de la limite avec la photosphère visible, typiquement jusqu'à 1,1 à 1,2 rayons solaires contrairement aux coronographes classiques qui s'arrêtent à deux rayons solaires environ. L'idée est d'observer les éjections de masse coronales au plus près de leur source.
- PEGASE : (VF à 3 vaisseaux) : notre projet décrit dans ce chapitre.
L'objet de ces phases 0 est d'identifier 1 (voire 2) projet(s) qui sera(ont) par la suite étudié(s) plus complètement lors d'une phase A.

PEGASE a fait l'objet d'une étude de phase 0 assez complète entre septembre 2004 et juin 2005 qui a permis :
- de développer les cas scientifiques et d'établir un premier programme d'observations minimum comme contrainte de base à la défintion de la mission : ce travail a été effectué essentiellement par l'équipe scientifique proposante dont j'ai alors pris la direction, en contact permanent avec les ingénieurs du CNES pour ce qui concerne l'évolution des contraintes sur le concept. Mon implication depuis 2001 auprès du scientifique instrumentaliste de la mission CoRoT (M.Auvergne) a été un véritable atout dans les relations avec le CNES et auprès des équipes des autres laboratoires lors de cette phase de l'étude.
- de préciser le concept technique de la proposition. Les aspects "vol en formation" et métrologie associé ont été étudiés, avec le développement d'un concept à gaz froid pour la propulsion et roue à inertie pour le pointage des différents éléments de la configuration. En ce qui concerne l'aspect "mission", tous les points critiques ont été soulevés (choix de l'orbite, lanceur, bilan TM-TC, modes d'observation et hors observation, réglages de la configuration, cryogénie passive et cryogénie des détecteurs, évolution de l'instrument, ...)
- de proposer un premier chiffrage ainsi qu'un calendrier de développement pour le projet.
Le concept issu de l'étude est décrit dans la proposition faite par la suite à l'ESA et a été publié dans un numéro spécial d'Experimental Astrophysics (Ollivier et al. (2009a)) consacré à toutes les propositions d'astrophysique en réponse à l'appel pour le programme Cosmic Vision de l'agence. Le papier est reproduit en annexe de ce manuscrit. Le concept de la mission après l'étude au CNES est représenté sur la figure 3.2.

Aprés des études similaires pour les trois autres projets sélectionnés, les concepts SIMBOL-X,

PEGASE, ASPICS et MAX ont été évalués à l'aide de critères croisés et classés dans cet ordre comme priorité pour une étude de phase A.
En ce qui concerne PEGASE, qui du fait de sa plus grande complexité par rapport à ces concurrents (trois vaisseaux) ne partait pas du tout favori pour la sélection finale, l'étude de phase 0 a été extrêmement positive. Les ingénieurs du CNES se sont vraiment piqués au jeu et ont proposé des solutions très originales pour faire évoluer le concept dans le sens de la faisabilité technique et du contrôle des coûts de la mission. Son classement final est un bon révélateur de ce que la phase 0 a apporté au projet. La non-sélection du projet pour une étude de phase A s'explique par plusieurs facteurs :
- la complexité du projet pour un premier vol en formation, et ce malgré le travail du PASO pour rendre le projet plus réaliste et réalisable ;
- le coût du projet, et la faiblesse du plan de partenariat financier ;
- la présence de concurrents très sérieux, en particulier SIMBOL-X, qui bénéficiait à l'époque d'un soutien de l'ASI[4] à hauteur de 50 % dans le plan de financement du projet, et de nombreuses études préliminaires faites au CNES ;
- le financement d'une seule phase A.
L'étude de phase 0 a, en tout cas, permis un formidable développement du concept. Ce point est particulièrement important dans l'optique de la préparation des futures missions plus complexes, pour qui une étude de ce type serait très profitable. Il est à noter que des concepts comme DARWIN n'ont jamais bénéficié de ce type d'étude faite par une agence spatiale, et assez systématique sur l'ensemble de la problématique mission.

Les conclusions et recommandations du CPS[5] du CNES concernant PEGASE à la fin des études internes sur le vol en formation en 2006 furent doubles : maintenir une activité de R et T sur l'interférométrie annulante et inciter la communauté à présenter PEGASE dans un cadre programmatique plus large, en particulier l'appel à propositions scientifiques du programme Cosmic Vision de l'ESA en 2007. Le premier point de la recommandation a conduit au développement du banc PERSEE évoqué dans la suite de ce chapitre. Le second a conduit à la proposition PEGASE à l'ESA.

3.1.3 PEGASE à l'ESA

La proposition PEGASE a été faite fin juin 2007 en réponse à l'appel d'offre lié au programme scientifique Cosmic Vision. Le programme scientifique de PEGASE l'inscrivait dans les missions succeptibles d'apporter des éléments de réponse à la première thématique scientifique de Cosmic Vision : "Quelles sont les conditions pour la formation des planètes et l'émergence de la vie ?" Le texte de la proposition a été résumé comme mentionné précédemment dans Ollivier et al. (2009a) en annexe de ce manuscrit. Ayant coordonné l'étude du côté des scientifiques lors du travail au CNES, j'ai pris la responsabilité (PI-ship en bon jargon) de la proposition à l'ESA.

La proposition faite à l'ESA, pour une mission de classe M a repris presque intégralement les résultats de l'étude de phase 0 faite au CNES. Le concept a cependant légèrement évolué pour prendre en compte le travail effectué entre fin 2005 (fin de l'étude PASO au CNES) et juin 2007 (envoi de la proposition à l'ESA).
Sur le plan scientifique, l'aspect "environnements stellaires" a été mis en avant, notamment avec

[4] Agence Spatiale Italienne
[5] Comité des Programmes Scientifiques : dernière instance consultative qui conseille le président du CNES sur les choix stratégiques et programmatiques

un programme plus conséquent sur les environnements zodiacaux des étoiles proches (disques de poussières circumstellaires), et en maintenant l'aspect caractérisation spectrale des compagnons de faible masse (stellaires, sub-stellaires et planétaires). Ce point apparaît en effet comme fondamental dans la connaissance des étoiles proches, candidates à la détection et l'analyse spectrale de planètes telluriques dans leur voisinage immédiat. La connaissance du niveau réel d'émission des disques zodiacaux jusqu'au niveau d'émission du disque zodiacal solaire est en effet indispensable au dimensionnement des futures missions d'observation directe, que ce soit dans l'infrarouge thermique ou le visible.
Sur le plan technique, le concept, bien défini par l'étude au PASO, a été peu modifié dans la proposition, sauf à réduire la distance minimale entre les sidérostats (réduction de la ligne de base de l'interféromètre, i.e. réduction de la résolution angulaire minimale de l'observatoire) de manière à optimiser l'observation des disques exo-zodiacaux. Cette réduction de la ligne de base minimale peut conduire à une modification de la configuration de l'observatoire, initialement linéaire, en une configuration en triangle isocèle avec le recombineur sur le sommet du triangle et les sidérostats mobiles sur les deux cotés. Cette configuration nécessite cependant de modifier la disposition des élément du recombineur et brise une symétrie naturelle de l'instrument exploitée pour la fonction de déphasage achromatique. L'étude en était suggérée dans la proposition.

PEGASE s'inscrit assez naturellement dans une logique de précurseur scientifique et technologique aux futures missions de détection et d'analyse spectroscopique dans l'infrarouge thermique des planètes telluriques tel DARWIN, proposé comme mission L (ou plutôt XL), en réponse également à l'appel à idées Cosmic Vision en 2007. Aussi, il semblait assez logique de faire apparaître PEGASE dans la même proposition que DARWIN, dans la catégorie des précurseurs scientifiques et technologiques et proposer ainsi à l'ESA une sorte de feuille de route permettant de franchir progressivement les étapes jusqu'à la faisabilité de DARWIN. Il faut en effet noter qu'à ce jour, aucune mission civile de vol en formation n'a jamais volé, ni d'ailleurs aucun interféromètre à grande base. Pour des raisons diverses (essentiellement politiques), l'équipe proposant DARWIN n'a pas souhaité intégrer PEGASE à sa proposition, et les deux projets sont donc apparus comme concurrents lors de l'évaluation par l'ESA.

PEGASE n'a pas été retenu par l'ESA. Il a été assez difficile d'avoir des retours clairs sur l'évaluation du projet par les experts (pas de rapports écrits sur les évaluations, transmission orale des résultats lors d'une discussion téléphonique avec un responsable de l'agence...). Il est sorti des discussions que le projet PEGASE a été jugé trop cher compte tenu du retour scientifique jugé peu "sexy", et techniquement très complexe. La montée en puissance de la spectroscopie des transits des exoplanètes géantes chaudes courant 2007 a en effet tué le cas scientifique dans la proposition PEGASE. Il est cependant resté chez les proposants une grande frustration, laissée par l'impression qu'a donnée l'ESA de ne pas saisir l'importance du programme scientifique proposé et par la légèreté avec laquelle elle a traité la question du retour d'évaluations auprès des proposants. Après le rejet de l'ESA, il apparaît assez clairement que l'avenir de PEGASE en tant que grande mission à leadership européen (et principalement français) est devenu complètement bouché.

3.1.4 Quel avenir pour le projet ?

À la lecture des paragraphes précédents, l'avenir de PEGASE et de l'interférométrie annulante apparaît de manière assez sombre dans le paysage spatial européen des dix prochaines

années[6]. Cependant, plusieurs possibilités se sont ouvertes récemment :
- le rapprochement avec l'équipe américaine du projet FKSI (Fourier Kelvin Space Interferometer), mené par Bill Danchi. FKSI est un projet en tout point semblable à PEGASE (mêmes cas scientifiques, même technique d'observation, même domaine et résolution spectraux...), à l'exception notoire du vol en formation (Danchi et al. (2008)). FKSI (figure 3.3) est un interféromètre sur une poutre fixe, porté par une seule plate-forme spatiale. De fait, la résolution angulaire de l'instrument est limitée par rapport à celle de PEGASE, réduisant les cas scientifiques en physique stellaire, mais l'optimisation de la longueur de la base à 12 m (option 12m + 20m) permet de focaliser l'instrument sur l'observation des environnements zodiacaux des étoiles. La sensibilité estimée de l'instrument permet d'envisager l'observation des nuages zodiacaux autour des étoiles proches jusqu'au niveau de 1 à 2 fois le niveau de l'émission zodiacale solaire. Ce qui est intéressant, c'est de constater que partant des mêmes cas scientifiques, les équipes de PEGASE et de FKSI, sont indépendamment arrivées au même concept instrumental en terme de domaine spectral, de résolutions angulaire et spectrale, et de sensiblié instrumentale. Cette convergence facilite le rapprochement des deux équipes. Un projet de développement commun impliquant l'utilisation du banc de mesure PERSEE (cf. paragraphe suivant) pour tester les performances de différentes structures pour FKSI vient d'être proposé à la NASA et plusieurs membres de l'équipe PERSEE/PEGASE en sont Co-Investigateurs.
- des contacts ont été pris avec la division ballons du CNES. L'idée est de proposer un ou plusieurs concepts interférométriques simples (et pas forcément de l'interférométrie annulante dans un premier temps) afin de démontrer la faisabilité de la technique dans un contexte de développement moins contraignant que celui d'une mission spatiale. Les performances seront forcément modestes, et l'objectif scientifique n'est pas prioritaire, mais il s'agit de démontrer que l'interférométrie, comme d'autres techniques, peut être spatialisée dans un futur proche. Affaire à suivre.

D'une manière plus globale, la communauté exoplanètes a bien pris conscience de la difficulté à proposer dans l'immédiat, des missions complexes et techniquement risquées. Un gros travail de réflexion est en court, notamment au sein d'une initiative appelée Blue Dots, créée en décembre 2007 après l'échec de PEGASE et DARWIN à l'ESA, afin d'établir une feuille de route qui mènera à terme, vers les missions de spectroscopie des exoplanètes telluriques. Les tenants et aboutissants de cette initiative, à laquelle j'appartiens, ainsi que les travaux réalisés depuis sa création peuvent être consultés sur son site web : http ://www.blue-dots.net/

3.2 PERSEE : un banc de test pour les futurs concepts d'interférométrie annulante

Le développement du banc de test PERSEE (acronyme de Pegase Experiment for Research and Stabilization of Extreme Extinction) a été initié en 2006 par le CNES à la suite d'une recommandation du CPS à la fin des phases 0 sur les missions de vol en formation, afin de permettre une validation expérimentale de plusieurs concepts apparus durant l'étude de PEGASE au PASO.

[6]le projet de mission DARWIN, qui avait jusqu'alors un statut particulier à l'ESA, n'a pas été retenu comme candidat à la première mission L, essentiellement pour cause d'immaturité scientifique et technique. De fait, son horizon s'est vu reporté à un futur non défini, avec pour conséquence, de perdre toute visibilité dans le paysage européen en terme de programmatique et de R et T associée.

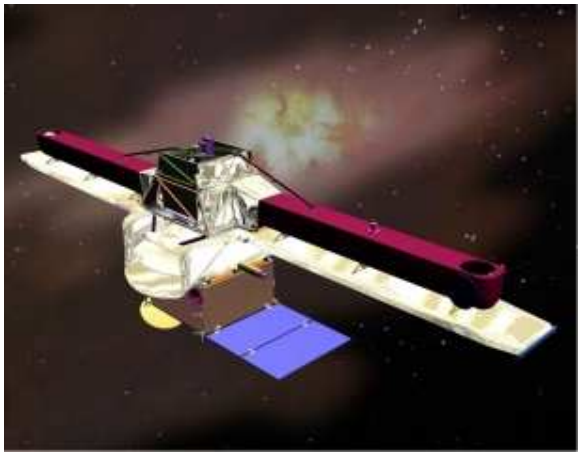

Figure 3.3 – Vue d'artiste de la mission américaine FKSI.

3.2.1 Définition, réalisation et exploitation du banc de mesure

L'idée initiale qui a prévalu au développement de PERSEE consiste en l'apport d'une démonstration en laboratoire du concept de l'instrument, en présence de perturbations calibrées simulant celles attendues lors du vol en formation. Il s'agit en effet de concevoir un instrument qui puisse corriger les variations des chemins optiques parcourus par chacun des faisceaux (fluctuations de la distance entre les sidérostats et le satellite de recombinaison), et les variations de direction angulaire (fluctuations de pointage de chacun des vaisseaux de la flotille). C'est l'introduction de ces perturbateurs calibrés qui fait la spécificité de PERSEE par rapport aux autres bancs existant dans le même domaine spectral (SYNAPSE à l'IAS, par exemple).

Il est apparu assez rapidement que la tâche était ardue, notamment pour concevoir, intégrer et exploiter le banc sur des temps raisonnables typiquement, trois à quatre ans). Il a donc été décidé de créer un consortium instrumental de laboratoires afin de partager les risques de la R et T, les besoins en personnels, les réalisations, et les résultats et permettre un développement rapide du projet. Le consortium PERSEE regroupe donc le LESIA et le GEPI de l'Observatoire de Paris, le département Fizeau de l'Observatoire de la Côte-d'Azur, l'Institut d'Astrophysique Spatiale d'Orsay, le DOTA à l'ONERA, et inclut la consultance d'Alcatel Alenia Space. C'est le consortium qui a défini toutes les caractéristiques du banc et les choix technologiques. Chacun des partenaires a pris en charge la définition détaillée et la réalisation d'un sous-système en synergie avec le reste du consortium. L'IAS a pris la responsabilité de l'étude et de la réalisation du recombineur interférométrique symétrique permettant simultanément la recombinaison pour le signal scientifique (sur le principe de l'interférométrie annulante) et la fourniture d'une information de phase au senseur de frange pour le contrôle de la différence de marche (fourni par l'ONERA) par l'intermédiaire d'un montage de type ABCD. Le concept du recombineur, ainsi que son développement font l'objet de la thèse que Sophie Jacquinod, à l'IAS, est en train de rédiger sous ma direction. Le concept a cependant déjà été présenté lors de conférences scientifiques (Jacquinod et al. (2008)).

Le schéma de principe de PERSEE est représenté sur la figure 3.4. Le banc se compose :
- d'un module regroupant toutes les sources optiques qui servent à générer le signal modélisant le signal stellaire scientifique et métrologique (trois sources de largeur et de domaine spectraux différents) ;

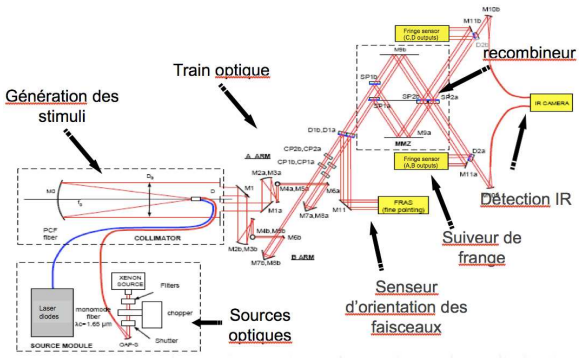

Figure 3.4 – Schéma de principe du banc PERSEE (voir le texte pour un descriptif complet).

- d'un module visant à générer et mettre en forme les deux faisceaux qui vont interférer simulant les signaux issus des sidérostats. Les deux faisceaux sont générés par séparation de front d'onde en sortie d'un collimateur, dont les sources optiques occupent le foyer (sources fibrées) ;
- d'un train optique comportant un compresseur de faisceaux, des lignes à retard (utilisées pour corriger les différences de marche entre les faisceaux, mais également pour intégrer les perturbations calibrées en différence de marche), un système de déphasage achromatique, et des miroirs permettant d'intégrer et de corriger les perturbation en direction angulaire ;
- d'un senseur de position angulaire des faisceaux ;
- d'un suiveur de franges ;
- d'un recombineur interférométrique évoqué précédemment dans ce texte.

Les pertubateurs calibrés sont générés grace à une étude sur les attendus de vol en formation dans une configuration de type PEGASE, faite par Astrium France.

PERSEE est actuellement en phase d'intégration au LESIA à l'Observatoire de Paris qui accueille le banc de mesure. L'intégration se fait à rebours, essentiellement pour des raisons de disponibilité des sous-systèmes. Le recombineur a été intégré ainsi que le suiveur de frange et l'ensemble fonctionne en auto-collimation, de sorte qu'il est possible de tester le suiveur de frange, et sa capacité à stabiliser la configuration sur un point de fonctionnement, ainsi que la qualité du recombineur. Il a ainsi été possible de stabiliser en lumière monochromatique (diode laser à 2,32 μm) le signal de null à une valeur moyenne de 6×10^{-5} stable à $\pm$ 2,8 $\times$ 10^{-5} durant quelques dizaine de secondes, ce qui est tout à fait prometteur vues les spécifications visées (extinction polychromatique de 10^{-4} stable à 10 % durant 100 secondes). Pour tout ce qui concerne la stabilisation du montage et le suiveur de frange, on consultera la thèse de K. Houairi en cours de rédaction ou Houairi et al. (2008).

L'intégration, puis l'exploitation de PERSEE devraintt se poursuivre jusqu'à fin 2010, après quoi le banc sera ouvert à la communauté pour valider différents concepts instrumentaux grâce à la très grande versatilité que le banc offre en terme d'introduction de perturbateurs calibrés. Comme mentionné plus haut dans ce texte, il est prévu de réaliser sur PERSEE dès 2011, des études complémentaires pour FKSI.

3.2.2 PERSEE : un projet modèle

L'expérience en laboratoire PERSEE est un projet modèle à plus d'un titre :
- C'est une R et T complexe qui nécessite un fort développement instrumental, en terme de

volume et de complexité des réalisation. Avec un budget d'environ 1,5 Meuros, c'est également un investissement important même étalé sur trois ou quatre ans,
- La complexité du projet a été gérée par une mutualisation des idées, des moyens technique et humains, des financements, sous la direction du CNES. Cette mutualisation a été rendue possible par la volonté des laboratoires participant au projet de travailler en synergie, et leur capacité à partager les responsabilités en terme de réalisation. Ainsi, il a été possible de mobiliser l'équivalent d'une petite trentaine de personnes équivalent temps plein sur deux ans, ce qui est impossible pour un seul laboratoire français, sauf à mettre en veille d'autres activités. De plus la mobilisation des personnes et laboratoires adéquats avec leur spécificité et leur savoir faire garantit la réalisation de sous-systèmes à la pointe des savoirs-faire, ce qui n'est pas forcément le cas quand un seul laboratoire doit réaliser l'ensemble des sous-systèmes d'un instrument,
- Cette mutualisation des moyens conduit également à un partage des risques et des coûts de développement (même si sur ce dernier point c'est le CNES qui a assuré la quasi-intégralité du financement du projet, hors infrastructures techniques). Cette démarche est louable en cas de projets difficiles.

Quels que soient les résultats du projet (et les premiers sont très encourageants), la structure de développement adoptée pour PERSEE me semble exemplaire de ce qu'une petite communauté (ou qu'une communauté naissante) peut réaliser pour atteindre des objectifs complexes.

Conclusion

La recherche et la caractérisation des exoplanètes, plus encore que les autres disciplines de l'astrophysique moderne est une thématique qui s'appuie fondamentalement sur l'instrumentation. La mise en service de nouveaux observatoires, et instruments, qu'ils soient au sol ou dans l'espace ouvre systématiquement de nouvelles fenêtres sur ces objets encore inconnus il y a une vingtaine d'années. Aux premières détections indirectes par mesure des vitesses radiales, ont succédé l'observation des premiers transits, permettant d'obtenir des spectres d'objets planétaires hors de notre Système Solaire. Les premières images de certains de ces systèmes commencent à être réalisables avec des télescopes au sol.
Paradoxalement, c'est au moment où l'accélération de la discipline est la plus visible et les résultats observationnels de plus en plus nombreux, qu'un travail profond de réflexion sur l'instrumentation est devenu indispensable au sein de la communauté. Compte tenu des coûts et des temps de développement des instruments, en particulier des instruments spatiaux, et des besoins sans cesse croissants de toutes les communautés astrophysiques, il est nécessaire d'adopter une démarche concertée pour concevoir les prochaines générations d'instruments spécifiques aux cas scientifiques identifiés. Cette démarche a été initiée au sein de la communauté, pour ce qui concerne la filière spatiale en 2007. L'enjeu est de taille puisqu'il s'agit d'identifier toute une feuille de route de développements permettant, à terme, d'étudier à distance la structure de ces exoplanètes et de tester, pourquoi pas, leur habitabilité. Associé au processus depuis son début, mon implication dans la discipline par ce biais est on ne peut plus totale. L'Habilitation à Diriger des Recherches que je présente par ce manuscrit se veut dans le même temps un engagement vis-à-vis de la communauté à participer le mieux possible à la formation des futures générations de chercheurs et d'instrumentalistes, qui permettront à cette communauté, encore très jeune, de s'épanouir à l'instar des autres disciplines phares de l'astrophysique et de la physique en général.

Bibliographie

Aigrain, S., Collier Cameron, A., Ollivier, M., Pont, F., Jorda, L., Almenara, J. M., Alonso, R., Barge, P., Bordé, P., Bouchy, F., Deeg, H., de La Reza, R., Deleuil, M., Dvorak, R., Erikson, A., Fridlund, M., Gondoin, P., Gillon, M., Guillot, T., Hatzes, A., Lammer, H., Lanza, A. F., Léger, A., Llebaria, A., Magain, P., Mazeh, T., Moutou, C., Paetzold, M., Pinte, C., Queloz, D., Rauer, H., Rouan, D., Schneider, J., Wuchter, G., and Zucker, S. (2008). Transiting exoplanets from the CoRoT space mission. IV. CoRoT-Exo-4b : a transiting planet in a 9.2 day synchronous orbit. *A&A*, 488 :L43–L46.

Alonso, R., Alapini, A., Aigrain, S., Auvergne, M., Baglin, A., Barbieri, M., Barge, P., Bonomo, A. S., Borde, P., Bouchy, F., Chaintreuil, S., De la Reza, R., Deeg, H. J., Deleuil, M., Dvorak, R., Erikson, A., Fridlund, M., Fialho, F., Gondoin, P., Guillot, T., Hatzes, A., Jorda, L., Lammer, H., Leger, A., Llebaria, A., Magain, P., Mazeh, T., Moutou, C., Ollivier, M., Patzold, M., Pont, F., Queloz, D., Rauer, H., Rouan, D., Schneider, J., and Wuchterl, G. (2009). The secondary eclipse of CoRoT-1b. *ArXiv e-prints*.

Alonso, R., Auvergne, M., Baglin, A., Ollivier, M., Moutou, C., Rouan, D., Deeg, H. J., Aigrain, S., Almenara, J. M., Barbieri, M., Barge, P., Benz, W., Bordé, P., Bouchy, F., de La Reza, R., Deleuil, M., Dvorak, R., Erikson, A., Fridlund, M., Gillon, M., Gondoin, P., Guillot, T., Hatzes, A., Hébrard, G., Kabath, P., Jorda, L., Lammer, H., Léger, A., Llebaria, A., Loeillet, B., Magain, P., Mayor, M., Mazeh, T., Pätzold, M., Pepe, F., Pont, F., Queloz, D., Rauer, H., Shporer, A., Schneider, J., Stecklum, B., Udry, S., and Wuchterl, G. (2008). Transiting exoplanets from the CoRoT space mission. II. CoRoT-Exo-2b : a transiting planet around an active G star. *A&A*, 482 :L21–L24.

Baglin, A., Auvergne, M., Barge, P., Deleuil, M., Michel, E., and The CoRoT Exoplanet Science Team (2009). CoRoT : Description of the Mission and Early Results. In *IAU Symposium*, volume 253 of *IAU Symposium*, pages 71–81.

Barge, P., Baglin, A., Auvergne, M., Rauer, H., Léger, A., Schneider, J., Pont, F., Aigrain, S., Almenara, J.-M., Alonso, R., Barbieri, M., Bordé, P., Bouchy, F., Deeg, H. J., La Reza, D., Deleuil, M., Dvorak, R., Erikson, A., Fridlund, M., Gillon, M., Gondoin, P., Guillot, T., Hatzes, A., Hebrard, G., Jorda, L., Kabath, P., Lammer, H., Llebaria, A., Loeillet, B., Magain, P., Mazeh, T., Moutou, C., Ollivier, M., Pätzold, M., Queloz, D., Rouan, D., Shporer, A., and Wuchterl, G. (2008). Transiting exoplanets from the CoRoT space mission. I. CoRoT-Exo-1b : a low-density short-period planet around a G0V star. *A&A*, 482 :L17–L20.

Barillot, M., Haguenauer, P., Weber, V., Kern, P., Schanen-Duport, I., Labeye, P., Pujol, L., and Sodnik, Z. (2004). MAI^2 nulling breadboard based on integrated optics : test results. In Warmbein, B., editor, *5th International Conference on Space Optics*, volume 554 of *ESA Special Publication*, pages 231–236.

Beaulieu, J.-P., Bennett, D. P., Fouqué, P., Williams, A., Dominik, M., Jørgensen, U. G., Kubas, D., Cassan, A., Coutures, C., Greenhill, J., Hill, K., Menzies, J., Sackett, P. D., Albrow, M., Brillant, S., Caldwell, J. A. R., Calitz, J. J., Cook, K. H., Corrales, E., Desort, M., Dieters, S., Dominis, D., Donatowicz, J., Hoffman, M., Kane, S., Marquette, J.-B., Martin, R., Meintjes, P., Pollard, K., Sahu, K., Vinter, C., Wambsganss, J., Woller, K., Horne, K., Steele, I., Bramich, D. M., Burgdorf, M., Snodgrass, C., Bode, M., Udalski, A., Szymański, M. K., Kubiak, M., Więckowski, T., Pietrzyński, G., Soszyński, I., Szewczyk, O., Wyrzykowski, Ł., Paczyński, B., Abe, F., Bond, I. A., Britton, T. R., Gilmore, A. C., Hearnshaw, J. B., Itow, Y., Kamiya, K., Kilmartin, P. M., Korpela, A. V., Masuda, K., Matsubara, Y., Motomura, M., Muraki, Y., Nakamura, S., Okada, C., Ohnishi, K., Rattenbury, N. J., Sako, T., Sato, S., Sasaki, M., Sekiguchi, T., Sullivan, D. J., Tristram, P. J., Yock, P. C. M., and Yoshioka, T. (2006). Discovery of a cool planet of 5.5 Earth masses through gravitational microlensing. *Nature*, 439 :437–440.

Beuzit, J.-L., Mouillet, D., Lagrange, A.-M., and Paufique, J. (1997). A stellar coronograph for the COME-ON-PLUS adaptive optics system. *A&A Sup. Ser.*, 125 :175–182.

Bordé, P. (2003). *Detection and characterization of extrasolar planets using very high precision photometry and infrared interferometry.* PhD thesis, AA(Université Pierre & Marie Curie (Paris 6) LESIA (UMR 8109), Observatoire de Paris, France).

Bouchy, F., Queloz, D., Deleuil, M., Loeillet, B., Hatzes, A. P., Aigrain, S., Alonso, R., Auvergne, M., Baglin, A., Barge, P., Benz, W., Bordé, P., Deeg, H. J., de La Reza, R., Dvorak, R., Erikson, A., Fridlund, M., Gondoin, P., Guillot, T., Hébrard, G., Jorda, L., Lammer, H., Léger, A., Llebaria, A., Magain, P., Mayor, M., Moutou, C., Ollivier, M., Pätzold, M., Pepe, F., Pont, F., Rauer, H., Rouan, D., Schneider, J., Triaud, A. H. M. J., Udry, S., and Wuchterl, G. (2008). Transiting exoplanets from the CoRoT space mission. III. The spectroscopic transit of CoRoT-Exo-2b with SOPHIE and HARPS. *A&A*, 482 :L25–L28.

Bracewell, R. N. (1978). Detecting nonsolar planets by spinning infrared interferometer. *Nature*, 274 :780–+.

Brachet, F., Labèque, A., Léger, A., Ollivier, M., Lizambert, C., Hervier, V., Chazelas, B., Pellet, B., Lépine, T., and Valette, C. (2004). Nulling interferometry for the Darwin mission : polychromatic laboratory test bench. In Warmbein, B., editor, *5th International Conference on Space Optics*, volume 554 of *ESA Special Publication*, pages 237–242.

Brown, T. M., Charbonneau, D., Gilliland, R. L., Noyes, R. W., and Burrows, A. (2001). Hubble Space Telescope Time-Series Photometry of the Transiting Planet of HD 209458. *ApJ*, 552 :699–709.

Charbonneau, D., Brown, T. M., Latham, D. W., and Mayor, M. (2000). Detection of Planetary Transits Across a Sun-like Star. *ApJ Letters*, 529 :L45–L48.

Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Dumas, C., Zuckerman, B., Mouillet, D., Song, I., Beuzit, J.-L., and Lowrance, P. (2005). Giant planet companion to 2MASSW J1207334-393254. *A&A*, 438 :L25–L28.

Danchi, W. C., Barry, R. K., Lawson, P. R., Traub, W. A., and Unwin, S. (2008). The Fourier-Kelvin Stellar Interferometer (FKSI) : a review, progress report, and update. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 7013 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series.*

Davis, M. M., Taylor, J. H., Weisberg, J. M., and Backer, D. C. (1985). High-precision timing observations of the millisecond pulsar PSR 1937 + 21. *Nature*, 315 :547–550.

Deleuil, M., Deeg, H. J., Alonso, R., Bouchy, F., Rouan, D., Auvergne, M., Baglin, A., Aigrain, S., Almenara, J. M., Barbieri, M., Barge, P., Bruntt, H., Bordé, P., Collier Cameron, A., Csizmadia, S., de La Reza, R., Dvorak, R., Erikson, A., Fridlund, M., Gandolfi, D., Gillon, M., Guenther, E., Guillot, T., Hatzes, A., Hébrard, G., Jorda, L., Lammer, H., Léger, A., Llebaria, A., Loeillet, B., Mayor, M., Mazeh, T., Moutou, C., Ollivier, M., Pätzold, M., Pont, F., Queloz, D., Rauer, H., Schneider, J., Shporer, A., Wuchterl, G., and Zucker, S. (2008). Transiting exoplanets from the CoRoT space mission . VI. CoRoT-Exo-3b : the first secure inhabitant of the brown-dwarf desert. *A&A*, 491 :889–897.

Deleuil, M., Moutou, C., Deeg, H. J., Meunier, J. C., Surace, C., Guterman, P., Almenara, J. M., Alonso, R., Barge, P., Bouchy, F., Erikson, A., Leger, A., Loeillet, B., Ollivier, M., Pont, F., Rauer, H., Rouan, D., and Queloz, D. (2006). Complemetary Observations for the CoRoT Exoplanet Program. In M. Fridlund, A. Baglin, J. Lochard, & L. Conroy, editor, *ESA Special Publication*, volume 1306 of *ESA Special Publication*, pages 341–+.

Einstein, A. (1936). Lens-Like Action of a Star by the Deviation of Light in the Gravitational Field. *Science*, 84 :506–507.

Guyon, O. (2003). Phase-induced amplitude apodization of telescope pupils for extrasolar terrestrial planet imaging. *A&A*, 404 :379–387.

Houairi, K., Cassaing, F., Le Duigou, J. M., Sorrente, B., Jacquinod, S., and Amans, J. P. (2008). PERSEE, the dynamic nulling demonstrator : recent progress on the cophasing system. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 7013 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*.

Huchra, J., Gorenstein, M., Kent, S., Shapiro, I., Smith, G., Horine, E., and Perley, R. (1985). 2237 + 0305 : A new and unusual gravitational lens. *A*, 90 :691–696.

Jacquinod, S., Cassaing, F., Le Duigou, J.-M., Barillot, M., Ollivier, M., Houairi, K., Lemarquis, F., and Amans, J.-P. (2008). PERSEE : description of a new concept for nulling interferometry recombination and OPD measurement. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 7013 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*.

Koutchmy, S. (1988). Space-borne coronagraphy. *Space Science Reviews*, 47 :95–143.

Leger, A., Rouan, D., Schneider, J., Barge, P., Fridlund, M., Samuel, B., Ollivier, M., Guenther, E., Deleuil, M., Deeg, H. J., Auvergne, M., Alonso, R., Aigrain, S., Alapini, A., Almenara, J. M., Baglin, A., Barbieri, M., Bruntt, H., Borde, P., Bouchy, F., Cabrera, J., Catala, C., Carone, L., Carpano, S., Csizmadia, S., Dvorak, R., Erikson, A., Ferraz-Mello, S., Foing, B., Fressin, F., Gandolfi, D., Gillon, M., Gondoin, P., Grasset, O., Guillot, T., Hatzes, A., Hebrard, G., Jorda, L., Lammer, H., Llebaria, A., Loeillet, B., Mayor, M., Mazeh, T., Moutou, C., Paetzold, M., Pont, F., Queloz, D., Rauer, H., Renner, S., Samadi, R., Shporer, A., Sotin, C., Tingley, B., and Wuchterl, G. (2009). Transiting exoplanets from the CoRoT space mission VIII. CoRoT-7b : the first Super-Earth with measured radius. *ArXiv e-prints*.

Lyot, B. (1939). The study of the solar corona and prominences without eclipses (George Darwin Lecture, 1939). *MNRAS*, 99 :580–+.

Malbet, F. (1996). High angular resolution coronography for adaptive optics. *A&A Qup. Ser.*, 115 :161–+.

Moutou, C., Bruntt, H., Guillot, T., Shporer, A., Guenther, E., Aigrain, S., Almenara, J. M., Alonso, R., Auvergne, M., Baglin, A., Barbieri, M., Barge, P., Benz, W., Bordé, P., Bouchy, F., Deeg, H. J., de La Reza, R., Deleuil, M., Dvorak, R., Erikson, A., Fridlund, M., Gillon, M., Gondoin, P., Hatzes, A., Hébrard, G., Jorda, L., Kabath, P., Lammer, H., Léger, A., Llebaria, A., Loeillet, B., Magain, P., Mayor, M., Mazeh, T., Ollivier, M., Pätzold, M., Pepe, F., Pont, F., Queloz, D., Rabus, M., Rauer, H., Rouan, D., Schneider, J., Udry, S., and Wuchterl, G. (2008). Transiting exoplanets from the CoRoT space mission. V. CoRoT-Exo-4b : stellar and planetary parameters. *A&A*, 488 :L47–L50.

Ollivier, M., Absil, O., Allard, F., Berger, J.-P., Bordé, P., Cassaing, F., Chazelas, B., Chelli, A., Chesneau, O., Coudé Du Foresto, V., Defrère, D., Duchon, P., Gabor, P., Gay, J., Herwats, E., Jacquinod, S., Kern, P., Kervella, P., Le Duigou, J.-M., Léger, A., Lopez, B., Malbet, F., Mourard, D., Pelat, D., Perrin, G., Rabbia, Y., Rouan, D., Reiss, J.-M., Rousset, G., Selsis, F., Stee, P., and Surdej, J. (2009a). PEGASE, an infrared interferometer to study stellar environments and low mass companions around nearby stars. *Experimental Astronomy*, 23 :403–434.

Ollivier, M., Mariotti, J.-M., Léger, A., Sékulic, P., Brunaud, J., and Michel, G. (2001). Interferometric coronography for the DARWIN space mission - Laboratory demonstration experiment. *A&A*, 370 :1128–1136.

Ollivier, M., Roques, F., Casoli, F., Encrenaz, T., and Selsis, F. (2009b). *Planetary Systems.*

Racine, R. (1992). Continuum and semiforbidden C III microlensing in Q2237 + 0305 and the quasar geometry. *ApJ Letters*, 395 :L65–L67.

Rauer, H., Queloz, D., Csizmadia, S., Deleuil, M., Alonso, R., Aigrain, S., Almenara, J. M., Auvergne, M., Baglin, A., Barge, P., Borde, P., Bouchy, F., Bruntt, H., Cabrera, J., Carone, L., Carpano, S., De la Reza, R., Deeg, H. J., Dvorak, R., Erikson, A., Fridlund, M., Gandolfi, D., Gillon, M., Guillot, T., Guenther, E., Hatzes, A., Hebrard, G., Kabath, P., Jorda, L., Lammer, H., Leger, A., Llebaria, A., Magain, P., Mazeh, T., Moutou, C., Ollivier, M., Paetzold, M., Pont, F., Rabus, M., Renner, S., Rouan, D., Shporer, A., Samuel, B., Schneider, J., Triaud, A. H. M. J., and Wuchterl, G. (2009). Transiting exoplanets from the CoRoT space mission : VII. The "hot-Jupiter"-type planet CoRoT-5b. *ArXiv e-prints.*

Roddier, F. and Roddier, C. (1997). Stellar Coronograph with Phase Mask. *PASP*, 109 :815–820.

Rosenblatt, F. (1971). A Two-Color Photometric Method for Detection of Extra solar Planetary Systems. *Icarus*, 14 :71.

Rouan, D., Riaud, P., Boccaletti, A., Clénet, Y., and Labeyrie, A. (2000). The Four-Quadrant Phase-Mask Coronagraph. I. Principle. *PASP*, 112 :1479–1486.

Serabyn, E. and Colavita, M. M. (2001). Fully Symmetric Nulling Beam Combiners. *Appl. Opt.*, 40 :1668–1671.

Wolszczan, A. and Frail, D. A. (1992). A planetary system around the millisecond pulsar PSR1257 + 12. *Nature*, 355 :145–147.

Annexe 1 : Publications techniques CoRoT relatives au chapitre 2

Référence	**Date**	**Titre du document**
COR-BC-30000-91-LAS	18/12/01	STB instrument
COR-32000-ST-1010-CNES	28/04/04	Spécification technique de besoin : Réglage et étalonnage caméra CoRoT
COR-36000-NT-1553-CNES	09/11/04	Note technique sur l'interprétation mathématique des critères de réglage du plan focal CoRoT
COR-30600-NT-1760-CNES	16/08/05	Interprétation des mesures de focus fin
COR-IAS-MDAITIV05V1	15/03/05	Mesure expérimentale de la marche sur le MV
COR-34600-STB-1563-CNES	11/01/05	Spécification technique de besoin de modifications du logiciel d'analyse AIT des taches images CoRoT
COR-IAS-MDAITXO21	26/05/03	Mise à l'infini de la caméra CoRoT
COR-IAS-MDAITIII05V1	02/05/05	Mesure expérimentale du passage air vide à température ambiante sur le MV
COR-30000-NT-819-LAM	29/10/04	Modèle optique voies astérosismologie et exoplanètes - OD MI et MV
COR-LESIA-05-57	03/05/05	Mesure de la sensibilité thermique de l'OD MV à l'IAS
COR-30600-STB-1542-CNES	11/01/05	STBE optique en AIT CoRoT
COR-30600-PL-1526-CNES	12/10/04	Plan d'essais optiques en AIT CoRoT
COR-LESIA-05-09	07/01/2004	Compte-rendu de la mesure de la sensibilité thermique de l'OD MIQ
COR-LESIA-04-141	28/09/2004	Compte-rendu des réglages optiques de CoRoTCam MIQ
COR-36000-RP-1793-CNES	21/04/05	Rapport des essais de réglage de l'instrument CoRoT

Référence	**Date**	**Titre du document**
COR-30600-RP-1941-CNES	27/07/05	Rapport des essais de vérification
COR-30000-NT-2033-CNES	22/08/05	Interprétation de la troisième série de mesures de focus, vérification après remontage de la caméra MV
COR-30000-NT-1864-CNES	12/08/05	Interprétation des essais optiques complémentaires effectués au niveau instrument avec la caméra MI

Annexe 2 : Liste de publications et Curriculum vitae

Liste de publications

Travail post-thèse

Publication dans des revues à comité de lecture

2009

Léger, A. ; Rouan, D. ; Schneider, J. ; Barge, P. ; Fridlund, M. ; Samuel, B. ; Ollivier, M. ; Guenther, E. ; Deleuil, M. ; Deeg, H. J. ; Auvergne, M. ; Alonso, R. ; Aigrain, S. ; Alapini, A. ; Almenara, J. M. ; Baglin, A. ; Barbieri, M. ; Bruntt, H. ; Bordé, P. ; Bouchy, F. ; Cabrera, J. ; Catala, C. ; Carone, L. ; Carpano, S. ; Csizmadia, Sz. ; Dvorak, R. ; Erikson, A. ; Ferraz-Mello, S. ; Foing, B. ; Fressin, F. ; Gandolfi, D. ; Gillon, M. ; Gondoin, Ph. ; Grasset, O. ; Guillot, T. ; Hatzes, A. ; Hebrard, G. ; Jorda, L. ; Lammer, H. ; Llebaria, A. ; Loeillet, B. ; Mayor, M. ; Mazeh, T. ; Moutou, C. ; Paetzold, M. ; Pont, F. ; Queloz, D. ; Rauer, H ; Renner, S. ; Samadi, R. ; Shporer, A. ; Sotin, Ch. ; Tingley, B. ; Wuchterl, G., Transiting exoplanets from the CoRoT space mission VIII. CoRoT-7b : the first Super-Earth with measured radius, A&A, in press

Carpano, S. ; Cabrera, J. ; Alonso, R. ; Barge, P. ; Aigrain, S. ; Almenara, J. -M. ; Bordé, P. ; Bouchy, F. ; Carone, L. ; Deeg, H. J. ; De la Reza, R. ; Deleuil, M. ; Dvorak, R. ; Erikson, A. ; Fressin, F. ; Fridlund, M. ; Gondoin, P. ; Guillot, T. ; Hatzes, A. ; Jorda, L. ; Lammer, H. ; Léger, A. ; Llébaria, A. ; Magain, P. ; Moutou, C. ; Ofir, A. ; Ollivier, M. ; Pacheco, E. J. ; Paetzold, M. ; Pont, F. ; Queloz, D. ; Rauer, H. ; Régulo, C. ; Renner, S. ; Rouan, D. ; Samuel, B. ; Schneider, J. ; Wuchterl, G., Planetary transit candidates in COROT-IRa01 field, A&A, in press

Degroote, P. ; Aerts, C. ; Ollivier, M. ; Miglio, A. ; Debosscher, J. ; Cuypers, J. ; Briquet, M. ; Montalban, J. ; Thoul, A. ; Noels, A. ; De Cat, P. ; Balaguer-Nunez, L. ; Maceroni, C. ; Ribas, I. ; Auvergne, M. ; Baglin, A. ; Deleuil, M. ; Weiss, W. ; Jorda, L. ; Baudin, F. ; Samadi, R., CoRoT's view of newly discovered B-star pulsators : results for 358 candidate B pulsators from the initial run's exoplanet field data, A&A, in press

Alonso, R. ; Alapini, A. ; Aigrain, S. ; Auvergne, M. ; Baglin, A. ; Barbieri, M. ; Barge, P. ; Bonomo, A. S. ; Borde, P. ; Bouchy, F. ; Chaintreuil, S. ; De la Reza, R. ; Deeg, H. J. ; Deleuil, M. ; Dvorak, R. ; Erikson, A. ; Fridlund, M. ; Fialho, F. ; Gondoin, P. ; Guillot, T. ; Hatzes, A. ; Jorda, L. ; Lammer, H. ; Léger, A. ; Llébaria, A. ; Magain, P. ; Mazeh, T. ; Moutou, C. ; Ollivier, M. ; Paetzold, M. ; Pont, F. ; Queloz, D. ; Rauer, H. ; Rouan, D. ; Schneider, J. ; Wuchterl, G.,

The secondary eclipse of CoRoT-1b, A&A, in press

Cockell, C. S. ; Herbst, T. ; Léger, A. ; Absil, O. ; Beichman, C. ; Benz, W. ; Brack, A. ; Chazelas, B. ; Chelli, A. ; Cottin, H. ; Coudé Du Foresto, V. ; Danchi, W. ; Defrère, D. ; den Herder, J-W. ; Eiroa, C. ; Fridlund, M. ; Henning, T. ; Johnston, K. ; Kaltenegger, L. ; Labadie, L. ; Lammer, H. ; Launhardt, R. ; Lawson, P. ; Lay, O. P. ; Liseau, R.' ; Martin, S. R. ; Mawet, D. ; Mourard, D. ; Moutou, C. ; Mugnier, L. ; Paresce, F. ; Quirrenbach, A. ; Rabbia, Y. ; Rottgering, H. J. A. ; Rouan, D. ; Santos, N. ; Selsis, F. ; Serabyn, E. ; Westall, F. ; White, G. ; Ollivier, M. ; Bordé, P., DarwinÑan experimental astronomy mission to search for extrasolar planets, Experimental Astronomy, Volume 23, Issue 1, pp.435-461

Ollivier, M. ; Absil, O. ; Allard, F. ; Berger, J.-P. ; Bordé, P. ; Cassaing, F. ; Chazelas, B. ; Chelli, A. ; Chesneau, O. ; Coudé Du Foresto, V. ; Defrère, D. ; Duchon, P. ; Gabor, P. ; Gay, J. ; Herwats, E. ; Jacquinod, S. ; Kern, P. ; Kervella, P. ; Le Duigou, J.-M. ; Léger, A. ; Lopez, B. ; Malbet, F. ; Mourard, D. ; Pelat, D. ; Perrin, G. ; Rabbia, Y. ; Rouan, D. ; Reiss, J.-M. ; Rousset, G. ; Selsis, F. ; Stee, P. ; Surdej, J., PEGASE, an infrared interferometer to study stellar environments and low mass companions around nearby stars, Experimental Astronomy, Volume 23, Issue 1, pp.403-434

Aigrain, S. ; Pont, F. ; Fressin, F. ; Alapini, A. ; Alonso, R. ; Auvergne, M. ; Barbieri, M. ; Barge, P. ; Borde, P. ; Bouchy, F. ; Deeg, H. ; de la Reza, R. ; Deleuil, M. ; Dvorak, R. ; Erikson, A. ; Fridlund, M. ; Gondoin, P. ; Guterman, P. ; Jorda, L. ; Lammer, H. ; Léger, A. ; Llébaria, A. ; Magain, P. ; Mazeh, T. ; Moutou, C. ; Ollivier, M. ; Paezold, M. ; Queloz, D. ; Rauer, H. ; Rouan, D. ; Schneider, J. ; Wuchterl, G. ; Zucker, S., Noise properties of the CoRoT data : a planet-finding perspective, A&A, in press

Cockell, C. S. ; Léger, A. ; Fridlund, M. ; Herbst, T. M. ; Kaltenegger, L. ; Absil, O. ; Beichman, C. ; Benz, W. ; Blanc, M. ; Brack, A. ; Chelli, A. ; Colangeli, L. ; Cottin, H. ; Coudé du Foresto, F. ; Danchi, W. C. ; Defrère, D. ; den Herder, J.-W. ; Eiroa, C. ; Greaves, J. ; Henning, T. ; Johnston, K. J. ; Jones, H. ; Labadie, L. ; Lammer, H. ; Launhardt, R. ; Lawson, P. ; Lay, O. P. ; LeDuigou, J.-M. ; Liseau, R. ; Malbet, F. ; Martin, S. R. ; Mawet, D. ; Mourard, D. ; Moutou, C. ; Mugnier, L. M. ; Ollivier, M. ; Paresce, F. ; Quirrenbach, A. ; Rabbia, Y. D. ; Raven, J. A. ; Rottgering, H. J. A. ; Rouan, D. ; Santos, N. C. ; Selsis, F. ; Serabyn, E. ; Shibai, H. ; Tamura, M. ; Thiébaut, E. ; Westall, F. ; White, G. J., Darwin-A Mission to Detect and Search for Life on Extrasolar Planets, Astrobiology, Volume 9, Issue 1, pp. 1-22.

2008

Deleuil, M. ; Deeg, H. J. ; Alonso, R. ; Bouchy, F. ; Rouan, D. ; Auvergne, M. ; Baglin, A. ; Aigrain, S. ; Almenara, J. M. ; Barbieri, M. ; Barge, P. ; Bruntt, H. ; Bordé, P. ; Collier Cameron, A. ; Csizmadia, Sz. ; de La Reza, R. ; Dvorak, R. ; Erikson, A. ; Fridlund, M. ; Gandolfi, D. ; Gillon, M. ; Guenther, E. ; Guillot, T. ; Hatzes, A. ; Hébrard, G. ; Jorda, L. ; Lammer, H. ; Léger, A. ; Llebaria, A. ; Loeillet, B. ; Mayor, M. ; Mazeh, T. ; Moutou, C. ; Ollivier, M. ; Paetzold, M. ; Pont, F. ; Queloz, D. ; Rauer, H. ; Schneider, J. ; Shporer, A. ; Wuchterl, G. ; Zucker, S., Transiting exoplanets from the CoRoT space mission . VI. CoRoT-Exo-3b : the first secure inhabitant of the brown-dwarf desert, Astronomy and Astrophysics, Volume 491, Issue 3, 2008, pp.889-897

Moutou, C. ; Bruntt, H. ; Guillot, T. ; Shporer, A. ; Guenther, E. ; Aigrain, S. ; Almenara,

J. M. ; Alonso, R. ; Auvergne, M. ; Baglin, A. ; Barbieri, M. ; Barge, P. ; Benz, W. ; Bordé, P. ; Bouchy, F. ; Deeg, H. J. ; de La Reza, R. ; Deleuil, M. ; Dvorak, R. ; Erikson, A. ; Fridlund, M. ; Gillon, M. ; Gondoin, P. ; Hatzes, A. ; Hébrard, G. ; Jorda, L. ; Kabath, P. ; Lammer, H. ; Léger, A. ; Llebaria, A. ; Loeillet, B. ; Magain, P. ; Mayor, M. ; Mazeh, T. ; Ollivier, M. ; Paetzold, M. ; Pepe, F. ; Pont, F. ; Queloz, D. ; Rabus, M. ; Rauer, H. ; Rouan, D. ; Schneider, J. ; Udry, S. ; Wuchterl, G., Transiting exoplanets from the CoRoT space mission. V. CoRoT-Exo-4b : stellar and planetary parameters, Astronomy and Astrophysics, Volume 488, Issue 2, 2008, pp.L47-L50

Aigrain, S. ; Collier Cameron, A. ; Ollivier, M. ; Pont, F. ; Jorda, L. ; Almenara, J. M. ; Alonso, R. ; Barge, P. ; Bordé, P. ; Bouchy, F. ; Deeg, H. ; de La Reza, R. ; Deleuil, M. ; Dvorak, R. ; Erikson, A. ; Fridlund, M. ; Gondoin, P. ; Gillon, M. ; Guillot, T. ; Hatzes, A. ; Lammer, H. ; Lanza, A. F. ; Léger, A. ; Llebaria, A. ; Magain, P. ; Mazeh, T. ; Moutou, C. ; Paetzold, M. ; Pinte, C. ; Queloz, D. ; Rauer, H. ; Rouan, D. ; Schneider, J. ; Wuchter, G. ; Zucker, S., Transiting exoplanets from the CoRoT space mission. IV. CoRoT-Exo-4b : a transiting planet in a 9.2 day synchronous orbit, Astronomy and Astrophysics, Volume 488, Issue 2, 2008, pp.L43-L46

Ollivier, M. ; Chazelas, B. ; Bordé, P., Characterizing Earth-like planets : from CoRoT to DARWIN/TPF and beyond, Physica Scripta, Volume 130, Issue , pp. 014031

Gabor, P. ; Chazelas, B. ; Brachet, F. ; Ollivier, M. ; Decaudin, M. ; Jacquinod, S. ; Labèque, A. ; Léger, A., Stabilising a nulling interferometer using optical path difference dithering, Astronomy and Astrophysics, Volume 483, Issue 1, 2008, pp.365-369

Bouchy, F. ; Queloz, D. ; Deleuil, M. ; Loeillet, B. ; Hatzes, A. P. ; Aigrain, S. ; Alonso, R. ; Auvergne, M. ; Baglin, A. ; Barge, P. ; Benz, W. ; Bordé, P. ; Deeg, H. J. ; de La Reza, R. ; Dvorak, R. ; Erikson, A. ; Fridlund, M. ; Gondoin, P. ; Guillot, T. ; Hébrard, G. ; Jorda, L. ; Lammer, H. ; Léger, A. ; Llebaria, A. ; Magain, P. ; Mayor, M. ; Moutou, C. ; Ollivier, M. ; Paetzold, M. ; Pepe, F. ; Pont, F. ; Rauer, H. ; Rouan, D. ; Schneider, J. ; Triaud, A. H. M. J. ; Udry, S. ; Wuchterl, G., Transiting exoplanets from the CoRoT space mission. III. The spectroscopic transit of CoRoT-Exo-2b with SOPHIE and HARPS, Astronomy and Astrophysics, Volume 482, Issue 3, 2008, pp.L25-L28

Alonso, R. ; Auvergne, M. ; Baglin, A. ; Ollivier, M. ; Moutou, C. ; Rouan, D. ; Deeg, H. J. ; Aigrain, S. ; Almenara, J. M. ; Barbieri, M. ; Barge, P. ; Benz, W. ; Bordé, P. ; Bouchy, F. ; de La Reza, R. ; Deleuil, M. ; Dvorak, R. ; Erikson, A. ; Fridlund, M. ; Gillon, M. ; Gondoin, P. ; Guillot, T. ; Hatzes, A. ; Hébrard, G. ; Kabath, P. ; Jorda, L. ; Lammer, H. ; Léger, A. ; Llebaria, A. ; Loeillet, B. ; Magain, P. ; Mayor, M. ; Mazeh, T. ; Paetzold, M. ; Pepe, F. ; Pont, F. ; Queloz, D. ; Rauer, H. ; Shporer, A. ; Schneider, J. ; Stecklum, B. ; Udry, S. ; Wuchterl, G., Transiting exoplanets from the CoRoT space mission. II. CoRoT-Exo-2b : a transiting planet around an active G star, Astronomy and Astrophysics, Volume 482, Issue 3, 2008, pp.L21-L24

Barge, P. ; Baglin, A. ; Auvergne, M. ; Rauer, H. ; Léger, A. ; Schneider, J. ; Pont, F. ; Aigrain, S. ; Almenara, J.-M. ; Alonso, R. ; Barbieri, M. ; Bordé, P. ; Bouchy, F. ; Deeg, H. J. ; La Reza, De ; Deleuil, M. ; Dvorak, R. ; Erikson, A. ; Fridlund, M. ; Gillon, M. ; Gondoin, P. ; Guillot, T. ; Hatzes, A. ; Hebrard, G. ; Jorda, L. ; Kabath, P. ; Lammer, H. ; Llébaria, A. ; Loeillet, B. ; Magain, P. ; Mazeh, T. ; Moutou, C. ; Ollivier, M. ; Paetzold, M. ; Queloz, D. ; Rouan, D. ; Shporer, A. ; Wuchterl, G., Transiting exoplanets from the CoRoT space mission. I. CoRoT-Exo-1b : a low-density short-period planet around a G0V star, Astronomy and Astrophysics, Volume 482,

Issue 3, 2008, pp.L17-L20

2007

Belu, A. ; Thiébaut, E. ; Ollivier, M. ; Lagache, G. ; Selsis, F. ; Vakili, F., A scene model of exosolar systems for use in planetary detection and characterisation simulations, Astronomy and Astrophysics, Volume 476, Issue 2, December III 2007, pp.1005-1018

Selsis, F., Chazelas, B., Bordé, P., Bouchy, F., Griessmeier, J-M., Lammer, H., Sotin, C., Grasset, O., Ehrenreich, D., Moutou, C., Barge, P., Deleuil,M., Mawet, D., Despois, D., Ollivier, M., Brachet, F., Decaudin, M., Kasting, J.F., Léger, A., "Could we identify hot Ocean-Planets with CoRoT, Kepler and Doppler velocimetry ?", Icarus, 191, p.453

Ollivier, Marc, Towards the spectroscopic analysis of Earthlike planets : the DARWIN/TPF project, Comptes Rendus - Physique, Volume 8, Issue 3-4, p. 408-414.

2006

Chazelas, B., Léger, A., Ollivier, M., "How to oxidize atmospheric CH_4 ? - A challenge for the future", Science of The Total Environment, vol 352, p. 292-294

Chazelas, B., Brachet, F., Bordé, P., Mennesson, B., Ollivier, M., Absil, O., Labèque, A., Valette, C. and Léger, A., "Instrumental stability requirements for exoplanet detection with a nulling interferometer : variability noise as a central issue", Applied Optics, Vol 45, p.984-992

2005

Mennesson, B., Léger, A. and Ollivier, M., "Direct detection and characterization of extra-solar planets : The Mariotti space interferometer", Icarus, 178, p.570-588

2004

Léger, A.,Selsis, F., Sotin, C., Guillot, T.,Despois, D., Mawet, D., Ollivier, M., Labèque, A., Valette, C., Brachet, F., Lammer, H., "A new family of planets ? "Ocean Planets"", Icarus, vol 169, 499-504

2002

Mennesson, B., Ollivier, M. and Ruilier, C, "On the use of single-mode waveguides to correct the optical defects of a nulling interferometer", JOSA-A, vol 19, p 596-602

Publication dans des comptes-rendus de conférences

2009

Schneider, Jean ; Coudé Du Foresto, Vincent ; Ollivier, Marc, Search for Life on Exoplanets : Toward an International Institutional Coordination, in EXOPLANETS AND DISKS : THEIR FORMATION AND DIVERSITY : Proceedings of the International Conference. AIP Conference

Proceedings, Volume 1158, pp. 369-372 (2009

Degroote, P. ; Miglio, A. ; Debosscher, J. ; Montalbán, J. ; Cuypers, J. ; Briquet, M. ; De Cat, P. ; Thoul, A. ; Morel, T. ; Niemczura, E. ; Balaguer-Núñez, L. ; Maceroni, C. ; Ribas, I. ; Noels, A. ; Aerts, C. ; Auvergne, M. ; Baglin, A. ; Catala, C. ; Deleuil, M. ; Michel, E. ; Ollivier, M. ; Jorda, L. ; Samadi, R., Space observations of B stars with CoRoT, in Communications in Asteroseismology, Vol.158, p. 167 Proceedings of "38th Liege International Astrophysical Colloquium : Evolution and Pulsation of Massive Stars on the Main Sequence and Close to it", held on July 7-11 2008, edited by Arlette Noels, Conny Aerts, Josefina Montalbán, Andrea Miglio and Maryline Briquet.

2008

Gabor, P. ; Schuller, P. A. ; Chazelas, B. ; Decaudin, M. ; Labèque, A. ; Duret, P. ; Rabbia, Y. ; Launhardt, R. ; Gay, J. ; Sodnik, Z. ; Barillot, M. ; Brachet, F. ; Laurent, T. ; Jacquinod, S. ; Vandormael, D. ; Loicq, J. ; Mawet, D. ; Ollivier, M. ; Léger, A., Tests of achromatic phase shifters performed on the SYNAPSE test bench : a progress report, Optical and Infrared Interferometry. Edited by Schöller, Markus ; Danchi, William C. ; Delplancke, Françoise. Proceedings of the SPIE, Volume 7013, pp. 70134O-70134O-11

Cassaing, F. ; Le Duigou, J. M. ; Amans, J. P. ; Barillot, M. ; Buey, T. ; Henault, F. ; Houairi, K. ; Jacquinod, S. ; Laporte, P. ; Marcotto, A. ; Pirson, L. ; Reess, J. M. ; Sorrente, B. ; Rousset, G. ; Coudé du Foresto, V. ; Ollivier, M., Persee : a nulling demonstrator with real-time correction of external disturbances, Optical and Infrared Interferometry. Edited by Schöller, Markus ; Danchi, William C. ; Delplancke, Françoise. Proceedings of the SPIE, Volume 7013, pp. 70131Z-70131Z-10

Jacquinod, S. ; Cassaing, F. ; Le Duigou, J-M. ; Barillot, M. ; Ollivier, M. ; Houairi, K. ; Lemarquis, F. ; Amans, J-P., PERSEE : description of a new concept for nulling interferometry recombination and OPD measurement, Optical and Infrared Interferometry. Edited by Schöller, Markus ; Danchi, William C. ; Delplancke, Françoise. Proceedings of the SPIE, Volume 7013, pp. 70131T-70131T-6

Gabor, P. ; Chazelas, B. ; Schuller, P. A. ; Brachet, F. ; Ollivier, M. ; Decaudin, M. ; Labèque, A. ; Duret, P. ; Jacquinod, S. ; Léger, A., Stabilising a nulling interferometer using optical path difference dithering : an update, Optical and Infrared Interferometry. Edited by Schöller, Markus ; Danchi, William C. ; Delplancke, Françoise. Proceedings of the SPIE, Volume 7013, pp. 70131R-70131R-9

2007

Houairi, K. ; Cassaing, F. ; Le Duigou, J. M. ; Barillot, M. ; Coudé Du Foresto, V. ; Hénault, F. ; Jacquinod, S. ; Ollivier, M. ; Reess, J.-M. ; Sorrente, B., Nulling Stabilization in the Presence of Perturbation, SF2A-2007 : Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics held in Grenoble, France, July 2-6, 2007, Eds. : J. Bouvier, A. Chalabaev, and C. Charbonnel, p.43

Bordé, P. ; Fressin, F. ; Ollivier, M. ; Léger, A. ; Rouan, D., Transdet : a Matched-filter based Algorithm for Transit Detection – Application to Simulated COROT Light Curves, Transiting

Extrapolar Planets Workshop ASP Conference Series, Vol. 366, Proceedings of the conference held 25-28 September, 2006 at the Max Planck Institute for Astronomy in Heidelberg, Germany. Edited by C. Afonso, D. Weldrake, and Th. Henning. San Francisco : Astronomical Society of the Pacific, 2007., p.145

Moutou, C. ; Aigrain, S. ; Almenara, J. ; Alonso, R. ; Auvergne, M. ; Barge, P. ; Blouin, D. ; Borde, P. ; Cabrera, J. ; Carone, L. ; Cautain, R. ; Deeg, H. ; Erikson, A. ; Fressin, F. ; Guis, V. ; Leger, A. ; Guterman, P. ; Irwin, M. ; Kabath, P. ; Lanza, A. ; Maceroni, C. ; Mazeh, T. ; Ollivier, M. ; Pont, F. ; Paetzold, M. ; Queloz, D. ; Rauer, H. ; Rouan, D. ; Schneider, J. ; Tamuz, O. ; Voss, H. ; Zucker, S., Expected Performance of the CoRoT Planet Search from Light Curve Beauty Contests, Transiting Extrapolar Planets Workshop ASP Conference Series, Vol. 366, Proceedings of the conference held 25-28 September, 2006 at the Max Planck Institute for Astronomy in Heidelberg, Germany. Edited by C. Afonso, D. Weldrake, and Th. Henning. San Francisco : Astronomical Society of the Pacific, 2007., p.127

2006

Ollivier, M., Are You Sure You Know Everything about CoRoT ? A Simple Test, Proceedings of "The CoRoT Mission Pre-Launch Status - Stellar Seismology and Planet Finding" (ESA SP-1306). Editors : M. Fridlund, A. Baglin, J. Lochard and L. Conroy. ISBN 92-9092-465-9., p.531

Ollivier, M. ; Léger, A., Darwin : A Space Observatory for the Direct Detection of Exoplanets, Proceedings of "The CoRoT Mission Pre-Launch Status - Stellar Seismology and Planet Finding" (ESA SP-1306). Editors : M. Fridlund, A. Baglin, J. Lochard and L. Conroy. ISBN 92-9092-465-9., p.505

Deleuil, M. ; Moutou, C. ; Deeg, H. J. ; Meunier, J. C. ; Surace, C. ; Guterman, P. ; Almenara, J. M. ; Alonso, R. ; Barge, P. ; Bouchy, F. ; Erikson, A. ; Leger, A. ; Loeillet, B. ; Ollivier, M. ; Pont, F. ; Rauer, H. ; Rouan, D. ; Queloz, D., Complemetary Observations for the CoRoT Exoplanet Program, Proceedings of "The CoRoT Mission Pre-Launch Status - Stellar Seismology and Planet Finding" (ESA SP-1306). Editors : M. Fridlund, A. Baglin, J. Lochard and L. Conroy. ISBN 92-9092-465-9., p.341

Buey, J-T. ; Bernardi, P. ; Lapeyrere, V. ; Leruyet, B. ; D., Michel ; Ollivier, M. ; Pradines, A. ; Briet, R. ; Roland, G. ; Perruchot, S., The Camera of the CoRoT Space Experiment : Design, Tests and Results, Proceedings of "The CoRoT Mission Pre-Launch Status - Stellar Seismology and Planet Finding" (ESA SP-1306). Editors : M. Fridlund, A. Baglin, J. Lochard and L. Conroy. ISBN 92-9092-465-9., p.199

Barge, P. ; Léger, A. ; Ollivier, M. ; Rouan, D. ; Schneider, J. ; The Exoplanet COROT Team, Photometric Search for Transiting Planets, Proceedings of "The CoRoT Mission Pre-Launch Status - Stellar Seismology and Planet Finding" (ESA SP-1306). Editors : M. Fridlund, A. Baglin, J. Lochard and L. Conroy. ISBN 92-9092-465-9., p.83

Belu, A. ; Ollivier, M. ; Lagache, G. ; Germain, O. ; Dunne, S. ; Bonnot, S. ; Miras, D. ; Krawczyk, R. ; den Hartog, R. ; Fridlund, M. ; Erd, C. ; Vakili, F., "Infra arcsec, infra mJy astronomy : exoplanetary scene models for exo-Earth detection through IR interferometric nulling" in Advances in Stellar Interferometry. Edited by Monnier, John D. ; Schöller, Markus ; Danchi, William

C.. Proceedings of the SPIE, Volume 6268, 2006

Le Duigou, J. M. ; Ollivier, M. ; Léger, A. ; Cassaing, F. ; Sorrente, B. ; Fleury, B. ; Rousset, G. ; Absil, O. ; Mourard, D. ; Rabbia, Y. ; Escarrat, L. ; Malbet, F. ; Rouan, D. ; Clédassou, R. ; Delpech, M. ; Duchon, P. ; Meyssignac, B. ; Guidotti, P.-Y. ; Gorius, N., "Pegase : a space-based nulling interferometer" in Space Telescopes and Instrumentation I : Optical, Infrared, and Millimeter. Edited by Mather, John C. ; MacEwen, Howard A. ; de Graauw, Mattheus W. M.. Proceedings of the SPIE, Volume 6265, pp. (2006)

Chazelas, B. ; Valette, C. ; Rabbia, Y. ; Brachet, F. ; Gay, J. ; Labque, A. ; Lger, A. ; Longval, Y. ; Ollivier, M., "Study of the polarization effects in a Nulling interferometer : Design consequences", in IAU Colloq. 200 : Direct Imaging of Exoplanets : Science and Techniques, edited by Aime, C. and Vakili, F., p.251-254, 2006

Ollivier, M. ; Le Duigou, J.-M. ; Mourard, D. ; Absil, O. ; Cassaing, F. ; Herwats, E. ; Escarrat, L. ; Chazelas, B. ; Allard, F. ; Clédassou, R. ; Coudé du Foresto, V. ; Delpech, M. ; Duchon, P. ; Guidotti, P.-Y. ; Léger, A. ; Leyre, X. ; Malbet, F. ; Rouan, D. ; Udry, S., "PEGASE : a DARWIN/TPF pathfinder", in IAU Colloq. 200 : Direct Imaging of Exoplanets : Science and Techniques, edited by Aime, C. and Vakili, F., p.241-246, 2006

2005

Ollivier, M. ; Le Duigou, J.-M. ; Mourard, D. ; Absil, O. ; Cassaing, F. ; Herwats, E. ; Escarrat, L. ; Allard, F. ; Clédassou, R. ; Coudé Du Foresto, V. ; Delpech, M. ; Duchon, P. ; Guidotti, P.-Y. ; Léger, A. ; Leyre, X. ; Malbet, F. ; Rouan, D. ; Udry, S., "PEGASE... towards DARWIN", in SF2A-2005 : Semaine de l'Astrophysique Francaise, edited by Casoli, F. and Contini, T. and Hameury, J. M. and Pagani, L., 2005

Buey, J-T. ; Bernardi, P. ; Decaudin, M. ; Ollivier, M. ; Lapeyrere, V. ; LeRuyet, B. ; Pradines, A. ; Briet, R. ; Rolland, G. ; Perruchot, S., "The camera of the Corot space experiment : design, tests, and results", in Focal Plane Arrays for Space Telescopes II. Edited by Grycewicz, Thomas J. ; Marshall, Cheryl J. Proceedings of the SPIE, Volume 5902, pp. 19-30 (2005)

Erard, S. ; Forni, O. ; Ollivier, M. ; Dotto, E. ;Roush, T. ; Poulet, F. ; Müller, T., "The 2004 Opposition of Ceres Observed with Adaptive Optics on the VLT", in 36th Annual Lunar and Planetary Science Conference, edited by Mackwell, S. and Stansbery, E., p 1388, (2005)

2004

Baudoz, P. ; Rouan, D. ; Schneider, J. ; Leger, A. ; Ollivier, M. ; Absil, O. ; Leyre, A. ; Mourard, D. ; Nary Man, C. ; Rousset, G. ; Cassaing, F. ; Allard, F. ; Malbet, F. ; Udry, S. ; Martin, E., "The PEGASE project : characterisation of "Pegasi planets" and Brown Dwarfs", in SF2A-2004 : Semaine de l'Astrophysique Francaise, edited by Combes, F., Barret, D., Contini, T., Meynadier, F. and Pagani, L., 2004

Ollivier, M., "Search for Life on Exoplanets. The Darwin/TPF Mission(s)", ASP Conf. Ser. 321 : Extrasolar Planets : Today and Tomorrow, edited by Beaulieu, J., Lecavelier Des Etangs, A. and Terquem, C., p 183, 2004

Labeque, A. ; Chazelas, B. ; Brachet, F. ; Commeaux, C. ; Blache, P. ; Leger, A. ; Ollivier, M. ; Lepine, T. ; Valette, C., "The Nulltimate project : building and testing, at low temperature achromatic phase shifters to prepare the Darwin mission", in New Frontiers in Stellar Interferometry, Proceedings of SPIE Volume 5491. Edited by Wesley A. Traub. Bellingham, WA : The International Society for Optical Engineering, 2004., p.999

Brachet, F. ; Labeque, A. ; Leger, A. ; Ollivier, M. ; Lizambert, C. ; Hervier, V. ; Chazelas, B. ; Pellet, B. ; Lepine, T. ; Valette, C., "Nulling interferometry for the Darwin Mission : polychromatic laboratory test bench", in New Frontiers in Stellar Interferometry, Proceedings of SPIE Volume 5491. Edited by Wesley A. Traub. Bellingham, WA : The International Society for Optical Engineering, 2004., p.991

Chazelas, B. ; Valette, Cl. ; Lepine, T. ; Barillot, M. ; Brachet, F. ; Dervaux, S. ; Fressin, F. ; Gay, J. ; Gadret, G. ; Labeque, A. ; Leger, A. ; Launhardt, R. ; Mangin, J. ; Mawet, D. ; Ollivier, M. ; Rabbia, Y. ; Schmidt, E., "Opto-thermo-mechanical numerical simulations of three different concepts of infrared achromatic phase shifters", in New Frontiers in Stellar Interferometry, Proceedings of SPIE Volume 5491. Edited by Wesley A. Traub. Bellingham, WA : The International Society for Optical Engineering, 2004., p.689

Ollivier, M., "Experimental aspects of DARWIN" in EAS Publications Series, edited by Aime, C. and Soummer, R., p 235-244

Erard, S. ; Forni, O. ; Ollivier, M. ; Poulet, F. ; Roush, T. ; Dotto, E. ; Muller, T., "The 2004 opposition of Ceres observed with adaptative optics on the VLT", in 35th COSPAR Scientific Assembly, p 3119

Ollivier, M., "The infrared spectrum of exoplanets" in 35th COSPAR Scientific Assembly, p. 2478

2003

Llebaria, A. ;Guterman, P. ; Ollivier, M., "Photometric masking methods and predicted performances for the CoRoT exoplanetary mission" in Techniques and Instrumentation for Detection of Exoplanets. Edited by Coulter, Daniel R. Proceedings of the SPIE, Volume 5170, pp. 155-166 (2003).

Brachet, F. ; Labèque, A. ; Sekulic, P. ; Leger, A. ; Ollivier, M. ; Lepine, T. ; Valette, C. ; Lizambert, C. ; Hervier, V., "Polychromatic laboratory test bench for DARWIN/TPF : first results", in ESA SP-539 : Earths : DARWIN/TPF and the Search for Extrasolar Terrestrial Planets edited by Fridlund, M. and Henning, T. and Lacoste, H., p.385-387

Léger, A. ; Selsis, F. ; Sotin, C. ; Guillot, T. ; Despois, D. ; Lammer, H. ; Ollivier, M. ; Brachet, F., "A new family of planets ? "Ocean Planets"" in ESA SP-539 : Earths : DARWIN/TPF and the Search for Extrasolar Terrestrial Planets edited by Fridlund, M. and Henning, T. and Lacoste, H., p. 253-259

Ollivier, M. and Selsis, F. and Leger, A., "Finding and characterising extrasolar planets at

(thermal) infrared wavelengths" in ESA SP-539 : Earths : DARWIN/TPF and the Search for Extrasolar Terrestrial Planets edited by Fridlund, M. and Henning, T. and Lacoste, H., p. 241-246

Ollivier, M., "Demonstration of High Contrast Nulling Interferometry in the Thermal Infrared", in ESA SP-522 : GENIE - DARWIN Workshop - Hunting for Planets

Labèque, A. ; Léger, A. M. ; Sekulic, P. ; Brachet, F. ; Ollivier, M. ; Lépine, T. ; Valette, C. ; Lizambert, C. ; Hervier, V., "New polychromatic testbed for DARWIN/TPF nulling interferometer laboratory demonstration" in Interferometry in Space. Edited by Shao, Michael. Proceedings of the SPIE, Volume 4852, pp. 405-411 (2003).

Chelli, A. ; Duvert, G. ; Bonneau, D. ; Perrin, G. S. ; Thiebaut, E. M. ; Mourard, D. ; Petrov, R. G. ; Cruzalebes, P. ; Lopez, B. ; Malbet, F. ; Daigne, G. ; Ollivier, M., "Jean-Marie Mariotti Center for Interferometry", in Interferometry for Optical Astronomy II. Edited by Wesley A. Traub. Proceedings of the SPIE, Volume 4838, pp. 144-151 (2003)

2002

Ollivier, M., "Towards DARWIN/TPF : required prospective program", in SF2A-2002 : Semaine de l'Astrophysique Francaise, edited by Combes, F. and Barret, D., p. 205

Léger, A., Labèque, A., Ollivier, M.,Sekulic, P. and Valette, C., "Selected open problems in planetary science" in ESA SP-485 : Stellar Structure and Habitable Planet Finding edited by Battrick, B. and Favata, F. and Roxburgh, I. W. and Galadi, D., p. 171-176

2001

Ollivier, M., Mariotti, J-M., Léger, A. and Sekulic, P., "Nulling interferometry", CR. Acad Sci. Paris, Vol 2, p 149-156

Herbst, T. M., Bizenberger, P., Ollivier, M.,Rix, H.-W. and Rohloff, R.-R., "Fizeau Interferometry ON THE Large Binocular Telescope" in Science with the Large Binocular Telescope edited by Herbst, T., p 193

Ollivier, M., "Using LBT in Preparation for DARWIN / TPF", in Science with the Large Binocular Telescope edited by Herbst, T., p 163

Ollivier, M., "Detection and Analysis of extrasolar planets by multi-aperture nulling interferometry", in SF2A-2001 : Semaine de l'Astrophysique Francaise edited by the Societe Francaise d'Astronomie et d'Astrophysique, p 513

2000

Herbst, T. M., Rix, H.-W., Bizenberger, P. and Ollivier, M., "LINC : a near-infrared beam combiner for the Large Binocular Telescope", in Proc. SPIE Vol. 4006, p. 673-680, Interferometry in Optical Astronomy, Pierre J. Lena ; Andreas Quirrenbach ; Eds.

Participations à des ouvrages

2009

Ollivier, Marc ; Roques, Francoise ; Casoli, Fabienne ; Encrenaz, Thérèse ; Selsis, Franck, Planetary Systems : Detection, Formation and Habitability of Extrasolar Planets, Astronomy And Astrophysics Library, Volume . ISBN 978-3-540-75747-4. Springer Berlin Heidelberg

2007

Ollivier, Marc, What About Exoplanets ? Lectures in Astrobiology, Advances in Astrobiology and Biogeophysics, Volume . ISBN 978-3-540-33692-1. Springer-Verlag Berlin Heidelberg, 2007, p. 157

2005

Selsis, F.,Léger, A. and Ollivier, M., "Spectroscopic Signatures of Life on Exoplanets The Darwin and TPF Missions" in Lectures in Astrobiology, Vol 1, p 385

Ollivier, M. "Le point sur les exoplanètes", cours à l'école d'exobiologie de Propriano 2003 et publié dans "Des atomes aux planètes habitables" ouvrage sous la direction de M. Gargaux, P. Claeys et H Martin, Presses Universitaires de Bordeaux, 2005

Divers

2001-2006

L'ensemble du travail effectué dans le cadre de mes tâches de service sur la mission CoRoT a donné lieu à des rapports internes et divers documents de travail.

Travail de thèse

Publication dans des revues à comité de lecture

2001

Ollivier, M., Mariotti, J.-M., Léger, A., Sékulic, P., Brunaud, J. and Michel, G., "Interferometric coronography for the DARWIN space mission - Laboratory demonstration experiment", Astron. Astrophys., vol 370, p 1128-1136

1999

Léger, A., Ollivier, M., Altwegg, K. and Woolf, N. J., "Is the presence of H_2O and O_3 in an exoplanet a reliable signature of a biological activity ?", Astron. Astrophys., vol 341, p. 304-311

1997

Ollivier, M. and Mariotti, J. M.,"Improvement in the rejection rate of a nulling interferometer by spatial filtering", Applied Optics, vol 36, p. 5340-5346

1996

Leger, A., Mariotti, J. M., Mennesson, B., Ollivier, M., Puget, J. L., Rouan, D. and Schneider, J., "Could We Search for Primitive Life on Extrasolar Planets in the Near Future ?", Icarus, Vol 123, p.249-255

Conférences invitées

2000

Ollivier, M., "Ways to Detect Life on New Planets" in First steps in the origin of life in the universe : proceedings of the sixth Trieste Conference on Chemical Evolution, Trieste, Italy, 18-22 September, 2000. Edited by Julián Chela-Flores, Tobias Owen, and François Raulin. Dordrecht ; Boston : Kluwer Academic Publishers, c2001., p.327, 2001

1998

Ollivier M., "Extrasolar Planets, Potential Biospheres and Remote Detection of Life", in Life, from Local Origins to Global Persistence, comptes-rendus du "New Hampshire University Workshop", Durham, june 8-10

Publications dans des comptes-rendus de conférences

2000

Perrin, G., Ollivier, M. and Coude du Foresto, V., "Spatial filtering with single-mode fibers for 10-um interferometry", Proc. SPIE Vol. 4006, p. 1007-1013, Interferometry in Optical Astronomy, Pierre J. Lena ; Andreas Quirrenbach ; Eds.

Ollivier, M., Mariotti, J.-M., Sekulic, P., Michel, G., Leger, A. M., Bouchareine, P., Brunaud, J., Coude du Foresto, V., Mennesson, B., Borde, P., Amy-Klein, A.,Vanlerberghe, A.,Lagage, P.-O., Artzner, G. and Malbet, F., "Nulling interferometry for the DARWIN mission : experimental demonstration of the concept in the thermal infrared with high levels of rejection", in Proc. SPIE Vol. 4006, p. 354-358, Interferometry in Optical Astronomy, Pierre J. Lena ; Andreas Quirrenbach ; Eds.

1999

Ollivier, M., Léger, A., Sekulic, P., Brunaud, J.,Artzner, G., Mariotti, J.-M., Michel, G.,Coudé Du Foresto, V., Mennesson, B., Bouchareine, P. Lépine, T. and Malbet, F., "Nulling Interferometry for the DARWIN Mission - Laboratory Demonstration Experiment", in ASP Conf. Ser. 194 : Working on the Fringe : Optical and IR Interferometry from Ground and Space edited by Unwin, S. and Stachnik, R., p 443

1998

Léger, A.,Mariotti, J.-M., Ollivier, M. and Mennesson, B., "Search for Extra-Solar Life through Planetary Spectroscopy", in ASP Conf. Ser. 148 : Origins edited by Woodward, C. E. and Shull, J. M. and Thronson, Jr., H. A., p 458

1997

Mariotti, J-M., Leger, A., Mennesson, B. and Ollivier, M., "Detection and characterization of Earth-like planets", in IAU Colloq. 161 : Astronomical and Biochemical Origins and the Search for Life in the Universe edited by Batalli Cosmovici, C. and Bowyer, S. and Werthimer, D., p 299

Mennesson, B., Leger, A., Mariotti, J-M. and Ollivier, M., "A Space Infrared Interferometer to Detect and Characterize Earth-like Extrasolar Planets : the DARWIN project" in Joint European and National Astronomical Meeting edited by Hadjidemetrioy, J. D. and Seiradakis, J. H.

1996

Leger, A., Mariotti, J-M.,Mennesson, B.,Ollivier, M., Puget, J-L., Rouan, D. and Schneider, J., "The DARWIN Project", Astrophysics and Space Science, Vol 241, p 135-146

Divers

1998

Cauchon G., Pichet-Thomasset M., Sauneuf R., Dhez P., Idir M., Ollivier M., Troussel P., Boutin J-Y., Le Breton J-P., 1998, Imaging of laser produced plasma at 1.43 keV using Fresnel zone plate and Bragg-Fresnel lens, Rev. Scient. Inst, 69, No. 9, pp 3186-3193

1997

Troussel P., Pichet M., Dalmasso J-M., Idir M., Jalinaud T., Ollivier M., Le Breton J-P., Sauneuf R., 1997, Imagerie micronique à l'aide de lentilles à zones de Fresnel, Annales de Physique, C1, 22, No 1/2 (sup)

Annexe 3 : Papier sur PEGASE paru dans Experimental Astrophysics