HAL
open science

Planètes extrasolaires à courte période orbitale: De la détection à la caractérisation des Jupiter-chauds

Benoit Loeillet

▶ **To cite this version:**

Benoit Loeillet. Planètes extrasolaires à courte période orbitale: De la détection à la caractérisation des Jupiter-chauds. Astrophysique [astro-ph]. Université de Provence - Aix-Marseille I, 2008. Français. NNT : . tel-00353240v2

HAL Id: tel-00353240

https://theses.hal.science/tel-00353240v2

Submitted on 16 Jan 2009

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

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

ÉCOLE DOCTORALE DE PHYSIQUE ET SCIENCES DE LA MATIÈRE
UNIVERSITÉ DE PROVENCE - AIX-MARSEILLE I

THÈSE DE DOCTORAT

présentée pour obtenir le grade de
docteur de l'Université de Provence (Aix-Marseille I)
Spécialité : *Rayonnements, Plasma et Astrophysique*

par

Benoît LOEILLET

PLANÈTES EXTRASOLAIRES A COURTE PÉRIODE ORBITALE

De la détection à la caractérisation des Jupiter-chauds

dirigée par

François BOUCHY
& Magali DELEUIL

et soutenue publiquement le 30 octobre 2008
devant la commission composée de

M. Philippe Amram _____ Président
M. Stéphane Udry _____ Rapporteur
M. Daniel Rouan _____ Rapporteur
M. Alfred Vidal-Madjar _____ Examinateur
Mme Magali Deleuil _____ Directrice de thèse
M. François Bouchy _____ Co-directeur

Laboratoire d'Astrophysique de Marseille/OAMP
Technopole de Château-Gombert
38, rue Frédéric Joliot-Curie
13388 Marseille cedex 13

Remerciements

Nous voici au mois de novembre 2008. J'ai effectivement attendu d'avoir fini de rédiger avant de m'atteler à l'élaboration de la page des remerciements. Il s'agit en effet de ne pas se précipiter pour n'oublier personne, chose qui n'est pas toujours aisée. C'est une période qui s'achève, après trois années et demies passées au sein du laboratoire d'Astrophysique de Marseille. Cette aventure professionnelle et humaine, qui a débuté au mois de Mars 2005, a été riche et intense, aussi bien d'un point de vue astronomique que personnel.

Je tiens tout d'abord à remercier Magali Deleuil et François Bouchy, avec qui j'ai eu la chance de travailler durant mon stage de DEA, qui m'ont renouvelé leur confiance dans la réalisation de ces travaux de thèse. J'ai eu un réel plaisir à travailler avec eux. Mon intégration au sein des équipes Exoplanètes du LAM et de l'IAP se fit très naturellement, et ses membres m'ont rapidement considéré comme l'un de leurs collaborateurs, bien au-delà de mon statut d'étudiant.

Mon intérêt pour la recherche en astrophysique a vu le jour au cours de mes premières années d'université. Yveline Lebreton, enseignante à l'université de Rennes I, n'y est pas étrangère. Je la remercie de m'avoir ouvert sa porte, et d'avoir pris le temps de m'aiguiller et de me conseiller quant à mes choix professionnels. C'est de là que tout a réellement débuté. J'en profite pour remercier Nicole Allard, de l'institut d'Astrophysique de Paris pour m'avoir accueilli dans le cadre de mon stage de licence, et pour m'avoir impliqué dans ses recherches à un niveau bien supérieur à celui d'un étudiant de troisième année d'université.

Je remercie les membres de l'équipe PASI, notamment Claire Moutou, avec qui j'ai eu la chance de travailler étant l'une de mes plus proches collaboratrices, et Jean-Claude Bouret, pour ces conseils avisés. Je tiens également à remercier l'équipe SOPHIE de l'OHP, ainsi que l'ensemble du personnel de la maison Jean Perrin, toujours accueillant et disponible, qui s'est plus qu'appliqué à faire de mes séjours là-haut d'agréables moments. Je remercie l'ensemble des membres des consortium SOPHIE et SuperWASP, pour leur dynamisme et les riches échanges scientifiques que l'on a pu avoir. Je souhaite également remercier Thomas Fenouillet, Vincent Herrero, Jean-Charles Meunier, Christian Surace et les membres du SCI pour leur précieuse aide informatique, sans oublier Jacques Pons et son talent inégalé pour la science des machines.

Je ne peux faire la liste des personnes à remercier sans citer les gens qui m'entourent. Je voudrais remercier Gérard, mon papa, Marlène, ma maman et Nicolas, mon frère, ainsi que l'ensemble de ma famille qui m'ont toujours soutenu et qui ont tout fait pour me guider au mieux dans mes choix d'avenir, parfois tortueux. Je souhaite également remercier toutes les personnes qui ont fait de cette thèse une véritable expérience humaine, et qui ont activement participé à ce que ces trois ans soient joyeux et festifs. Je pense en particulier aux membres du laboratoire (thésards et autres, nouveaux et anciens) et d'en-dehors : Sylvain, Jérémy, Pascale, Roi, Thanos, Alexie, Arthur, Cyril, Paolo, Claire, Pierre-Yves, Sam, Séb, Jean, Fred, Pauline, Laura, Jérémy, Mélanie, Manu, une pensée également à Alexandros, mon ancien coloc, qui s'est fait à mes nombreux déplacements lors de ma première année, et bien d'autres (Mes excuses à ceux dont le prénom a échappé à cette liste). Toutes ces personnes qui sont devenus bien plus que des collègues ou des gens de passage,

et à qui j'exprime une éternelle reconnaissance pour toute leur amitié. Une pensée particulière aux compagnons de fortune et d'infortune : Sylvain, Jérémy, Pascale et Thanos, qui eux aussi ont survécus jusqu'au bout. Cette bonne atmosphère n'aurait pu exister sans les éternels "Tea Time", les tests, quizz et autres jeux débiles trouvés sur Internet, les pique-niques sur la plage et les soirées prolongées chez les uns ou les autres. Il y aurait tellement à dire que je n'en ferai pas ici une longue liste interminable. Ces souvenirs resteront gravés comme d'autant d'excellents moments.

Je voudrais également remercier très chaleureusement Julien, Ornella, Mélanie, Nico, Valérie, Anne, Denis, ma cousine Julie, pour leur amitié, leur générosité et leur hospitalité, pour m'avoir grand ouvert la porte de leur appartement à chacun de mes (très) nombreux passages sur Paris. J'ai une pensée toute particulière pour Julien et Ornella, que j'ai squatté un nombre indéterminable de fois, jusqu'à être considéré comme leur colocataire à mi-temps.

Mes derniers mots vont à Ahtar, qui par sa présence à mes côtés, a su rendre cette délicate dernière année de thèse, belle et passionnée. Je la remercie de tout mon coeur d'avoir été présente, de m'avoir soutenu, de m'avoir supporté dans les moments difficiles, et de le faire encore aujourd'hui.

Un grand Merci à eux !

Table des matières

Remerciements **iii**

Introduction **1**

1 Planètes extrasolaires **3**

1.1 Le hasard d'une découverte ou l'avènement d'une nouvelle vision du Système solaire 3

1.1.1 La quête de nouveaux mondes 3

1.1.2 Les premières découvertes 6

1.2 Une grande diversité de planètes 8

1.2.1 Qu'est-ce qu'une planète ? 8

1.2.2 Etat des lieux des découvertes 9

1.2.3 Propriétés des étoiles à planète 17

1.2.4 Planètes en transit 19

2 Les outils actuels de la quête de nouveaux systèmes planétaires **23**

2.1 Un large panel de méthode 23

2.1.1 Les pulsars millisecondes 23

2.1.2 Les vitesses radiales 24

2.1.3 L'astrométrie 25

2.1.4 L'imagerie directe 25

2.1.5 La photométrie : méthode de détection de transits planétaires 27

2.1.6 Les micro-lentilles gravitationnelles 27

2.2 Deux méthodes de détection très complémentaires 29

2.2.1 Principes 29

2.2.2 Complémentarité et biais observationnels 38

2.3 Programmes et Paysage instrumental existants 41

2.3.1 Le nouveau spectrographe *SOPHIE* 42

2.3.2 L'instrument multi-fibres FLAMES 44

2.3.3 Le programme *SuperWASP* 45

2.3.4 Le pari du programme spatial *CoRoT* 46

3 Recherche de Jupiter-chauds par vélocimétrie autour d'étoiles brillantes 49

3.1 Le programme ELODIE-II 49

3.1.1 Programme et stratégie 49

3.1.2 Découverte d'un Jupiter-chaud autour de HD 185269 50

3.1.3 Publication de la découverte de HD 185269b 51

3.1.4 Bilan 55

3.2 Le sous-programme "Jupiter-chauds" du consortium exoplanètes SOPHIE 56

3.2.1 Observations et stratégie 56

3.2.2 Statistique globale des résultats 57

3.2.3 Facteurs limitatifs de la précision 59

3.2.4 Candidats identifiés 64

3.2.5 Bilan 70

4 Recherche de Jupiter-chauds par photométrie 73

4.1 Programmes et stratégie des programmes *SuperWASP* et *CoRoT* 73

4.2 L'efficacité redoutable du programme SWASP 75

4.2.1 Découverte d'un Jupiter-chaud fortement irradié 78

4.2.2 Publication concernant les planètes WASP-3b et WASP-12b 80

4.2.3 Liste des publications du programme *SuperWASP* 101

4.2.4 Bilan 101

4.3 Un programme unique : la mission spatiale *CoRoT* 103

4.3.1 CoRoT_Exo_1b : La première planète découverte par *CoRoT*. 107

4.3.2 Publication concernant CoRoT_Exo_1b 108

4.3.3 Liste des publications du programme *CoRoT* 116

4.3.4 Bilan 116

5 Transit spectroscopique des Jupiter-chauds 119

5.1 L'accès à une dimension supplémentaire 119

5.2 Stratégie observationnelle 121

5.3 Application aux planètes HAT-P-2b, Corot_Exo_2b et X0-3b 123

5.3.1 Etude orbitale et caractérisante de HD 147506b 123

5.3.2 Publication : Raffinement des paramètres de la planète HD 147506b et observation de son transit spectroscopique 127

5.3.3 Mesure de l'effet RM des planètes X0-3b et Corot_Exo_2b 133

5.3.4 Publications présentant l'effet RM des planètes X0-3b et CoRoT_Exo_2b 136

5.3.5 Un lot de 9 effets RM détectés 149

6 Recherche de Jupiter-chauds par instrument multi-fibre 151

6.1 Un programme de VR à grande échelle 151

6.1.1 Programme et Stratégie observationnelle 152

6.1.2 Traitement particulier des données et résultats 153

6.1.3 Publication des résultats du programme 154

6.1.4 Observations complémentaires avec *SOPHIE* 166

6.1.5 Observations photométriques avec *CoRoT* 171

6.1.6 Bilan 171

6.2 Le suivi de candidats *CoRoT* à grande échelle 174

6.2.1 Observations et stratégie 174

6.2.2 Identification des étoiles binaires et des meilleurs candidats 177

6.2.3 Bilan 177

Conclusion et Perspectives 179

Table des figures

1.1 Gravure du système solaire de Ptolémée (Figure issue de *Cosmographia*, Antwerp, 1539) 5

1.2 Distribution des planètes extrasolaires connues en fonction de leur masse. 11

1.3 Distribution de période orbitale des planètes connues. 13

1.4 Diagramme Masse-Période des planètes connues 14

1.5 Diagramme Excentricité-Période orbitale des planètes connues 16

1.6 Fréquence des planètes découvertes en fonction de la métallicité de leur étoile-hôte. 18

1.7 Diagramme Masse-Rayon des planètes à transit connues. 19

2.1 Illustration du décalage Doppler en longueur d'onde 24

2.2 Image d'une naine brune et de son compagnon 26

2.3 Illustration de la détection d'une planète autour de par micro-lentilles gravitationnelles 27

2.4 Schéma de principe de la méthode de corrélation croisée (tirée de la thèse de C. Melo). 32

2.5 Paramètres d'une CCF 33

2.6 Fonction de masse des compagnons des étoiles de type solaire 34

2.7 Schéma du transit et de l'anti-transit d'une planète autour de son étoile. D'après I. Snellen. 35

2.8 Schéma présentant les caractéristiques déterminées par transit (Figure issue de Brown et al. (2001)). 36

2.9 Les différents scénarios pouvant imiter le phénomène de transit planétaire (Figure issue de Moutou et al. (2006b)). 38

2.10 Scénario dû à une tâche sur le disque stellaire, reproduisant la variation de vitesses radiales d'une étoile en présence d'une planète (Figure issue de Bouchy & Halbwachs (2006)). 39

2.11 Schéma du principe de fonctionnement de l'instrument *SOPHIE*. © OHP 43

2.12 Performances nominales du spectrographe *SOPHIE* 44

2.13 Illustration des instruments *UVES* et *FLAMES/GIRAFFE* sur leur télescope (Figure issue du site internet de l'ESO, http ://www.eso.org). 45

2.14 Photographie d'un des instruments *SuperWASP*(Photographie issue du site internet de *SuperWASP*). 46

2.15 Illustration du satellite *CoRoT*. 47

3.1 Mesures de VR de l'étoile HD 185269 mises en phase et superposées au meilleur ajustement orbital 51
3.2 Distribution du nombre de mesures par étoile et du S/B obtenu à l'ordre 26 (λ = 550*nm*) pour chacune des mesures 58
3.3 Distribution des dispersions de VR et des erreurs dues au bruit de photon 58
3.4 Exemples de CCF contaminées par la lumière diffusée par la Lune 59
3.5 Erreur résiduelle sur la vitesse après correction de la Lune, dans le mode HR, en fonction du rapport de S/N du spectre de la fibre A et de la fibre B et du paramètre de distance. 61
3.6 Erreur résiduelle sur la vitesse après correction de la Lune, dans le mode HE, en fonction du rapport de S/N du spectre de la fibre A et de la fibre B et du paramètre de distance. 62
3.7 Etude de fiabilité de la correction de la composante lunaire 63
3.8 Effet de pollution par la Lune sur les mesures de VR. 64
3.9 Exemple de l'étoile BD+492265, dont les VR apparaissent corrélées au S/B des spectres obtenus. 65

4.1 Courbes de lumière issus des instruments *SuperWASP* et *CoRoT* 73
4.2 Exemple du positionnement d'un masque photométrique dans le cadre du programme *CoRoT*. 74
4.3 Diagramme Masse-Rayon des planètes à transit connues, avec en bleu les planètes découvertes (publiées) par le programme *SuperWASP*. 79
4.4 Courbe de lumière de l'étoile WASP-3, lors du transit de sa planète (gauche). Mesures de VR de WASP-3, avec et sans correction de la contamination par la Lune 80
4.5 Planning d'observation, de réduction et de délivrement, pour analyse, à l'ensemble des collaborateurs des données. 103
4.6 Diagramme Masse-Rayon des planètes à transit connues, avec en bleu les objets découverts (publiés) par le programme exoplanète *CoRoT*. 106
4.7 Mesures de VR de la planète CoRoT_Exo_1b 107

5.1 Définition des angles λ et I_s de l'orbite d'une planète par rapport à la ligne de visée (Figures issues de Ohta et al. (2005)). 120
5.2 Illustrations d'effet RM pour différents paramètres 121
5.3 Transit spectroscopique de l'étoile HD 209458 observé avec *SOPHIE* 122
5.4 Diagramme Masse-Rayon des planètes à transit connues 123
5.5 Effet de variation des mesures de VR en fonction de $\frac{(S/B)^2}{t_{exp}}$, reflétant le seeing. . . 124
5.6 Mesures de VR de l'étoile HD 147506, superposées au meilleur ajustement obtenu de l'orbite de sa planète et de son effet RM 126
5.7 Effet Rossiter-McLaughlin observé de la planète X0-3b 134
5.8 Effet Rossiter-McLaughlin observé de la planète CoRoT_Exo_2b 134

5.9 Différences de CCF prises à 5 instants différents au cours du transit, comparées par rapport à une référence. 135

6.1 Distribution des 6 champs d'observation, de 25 arcmin chacun, réparties sur la moitié d'un champ exoplanète *CoRoT*. 152

6.2 Dispersion de VR des étoiles observées avec les spectrographes *FLAMES/GIRAFFE* et *UVES*, en fonction du bruit de photon moyen 154

6.3 Mesures de VR du candidat ID 102636650 166

6.4 Mesures de VR du candidat ID 102689702 168

6.5 Mesures de VR du candidat ID 102638956 168

6.6 Mesures de VR du candidat ID 102706986, ainsi que leur corrélation avec les bissecteurs 170

6.7 Mesures de VR du candidat ID 102747456, ainsi que leur corrélation avec les bissecteur 170

6.8 Courbe de lumière de ID 102631863 172

6.9 Courbe de lumière du candidat ID 102638956 172

6.10 Disposition des champs d'observation *FLAMES/GIRAFFE* sur le ciel. 175

6.11 Distribution du nombre d'étoiles par type spectral et magnitude du champ *CoRoT* LRc01 176

6.12 Evolution du diagramme Masse-Période des planètes à transit connues de 2005 à mi 2008 182

6.13 Distribution de masses des planètes à transit en fonction de la masse de leur étoile parent. 185

Liste des tableaux

1.1 Table des caractéristiques des planètes à transit connues par programmes de recherche. 21

2.1 Nombre de planètes détectées par les principales méthodes 28

2.2 Planning d'observation des champs *CoRoT*. 48

3.1 Nombre de nuits consacré au SP2. 56

3.2 Liste des candidats du SP2 66

4.1 Liste des candidats *SuperWASP* suivis avec le spectrographe *SOPHIE*. 76

4.2 Paramètres des planètes *SuperWASP* confirmées grâce au spectrographe *SOPHIE*. 78

4.3 Nombre de nuits accordé au suivi des candidats *CoRoT* avec le spectrographe *SOPHIE*. 104

4.4 Liste des candidats *CoRoT* observés avec le spectrographe *SOPHIE* 105

4.5 Paramètres des planètes *CoRoT* découvertes grâce à *SOPHIE*. 106

6.1 Liste des mesures de VR réalisées pour chacun des candidats identifiés avec *FLAMES/GIRAFFE*.167

6.2 Période orbitale des étoiles binaires à éclipses déterminée grâce aux mesures de VR *FLAMES/GIRAFFE*, ainsi qu'à la CdL de *CoRoT*. 171

6.3 Nombre de mesures réalisées par candidat, et l'éventuelle nature de celui-ci. . . . 178

Introduction

Cette thèse s'inscrit dans le contexte de recherche et de caractérisation de planètes extra-solaires, et plus particulièrement des planètes à courte période orbitale (P<10 jours) et de masse jovienne. Cette population de planètes est connue sous le nom de Jupiter-chauds. Ces objets sont tout particuliers puisqu'ils tournent autour de leur étoile à moins de 0,1 unité astronomique. La première planète découverte autour d'une étoile de type solaire, 51 Pegb en 1995, fait partie de cette population. On connaît actuellement plus de 300 planètes extra-solaires, dont 71 Jupiter-chauds. La plupart des programmes de recherche focalise leur recherche autour d'étoiles de type solaire. C'est autour de celles-ci que la très majorité des planètes ont été découvertes par la méthode dite des vitesses radiales.

Dues à leur courte période et leur masse imposante, les Jupiter-chauds sont les planètes les plus facilement détectables. Le plan orbital de certaines d'entre elles s'avère, de plus, aligné (ou quasiment) avec le plan de la ligne de visée. La planète éclipse alors périodiquement le disque de son étoile parent. Ce phénomène constitue une méthode de détection en soi, permettant de déterminer le rayon de la planète et l'angle d'inclinaison du plan orbital par rapport à la ligne de visée. En combinant ces éléments aux paramètres orbitaux déterminés par la méthode des vitesse radiales, il devient alors possible de caractériser la planète par sa masse, son rayon, et par conséquent sa densité. Ce dernier est un paramètre important puisqu'il permet d'estimer la composition interne globale de ces objets en transit, apportant de fortes contraintes aux modèles de formation et d'évolution de ces systèmes planétaires. Parmi les 45 planètes à transit détectées, 43 sont des Jupiter-chauds, voire très chauds lorsque la période orbitale (et par conséquent la distance à l'étoile) est très petite (entre 1 et 2,5 jours). Ceux-ci présentent des rayons et des densités tout particuliers, de la planète compacte, comme HAT-P-3b, à celles ayant un très grand rayon, comme WASP-1b ou CoRoT_Exo_1b. L'échantillon des planètes à transit illustre la grande diversité des planètes découvertes.

Le modèle standard admis suggère que ces planètes se forment dans des régions lointaines à l'étoile, avant de migrer vers celle-ci. Il s'agit donc de savoir quels sont les processus en jeu et quelles perturbations au sein du système elles génèrent au cours de sa formation. Dans ce cadre, la caractérisation en masse et rayon de ces planètes nous apportent de fortes contraintes. Il existe de plus un effet observable qui caractérise la configuration géométrique du plan orbital par rapport à l'axe de rotation de l'étoile, ainsi que le sens de révolution de la planète relativement à la rotation de son étoile. Cet effet, connu sous le nom d'effet Rossiter-McLaughlin, n'est détectable que dans le cas où la planète transite devant son étoile.

L'avènement de nouveaux instruments, comme *SOPHIE* et de nouveaux programmes de recherche, comme *CoRoT* ou *SuperWASP*, participe grandement à la découverte et la caractérisation de nouvelles planètes à courte période. En effet, en seulement trois ans le nombre de planètes à transit découvertes a quadruplé, dont une vingtaine a été détectée par les seuls programmes mentionnés précédemment. La plupart de ces programmes sont récents et on s'attend à ce que la moisson devienne très importante dans les prochaines années.

Les travaux présentés dans cette thèse s'inscrivent directement dans ce contexte et concernent la détection et la caractérisation de planètes à courte période orbitale, et plus particulièrement les Jupiter-chauds. Mon implication dans la mise en place du nouvel instrument *SOPHIE*, en grande partie dédié à la mesure de vitesses radiales d'étoiles à la recherche de planètes, et au sein de nombreuses collaborations, m'ont permis de participer aux recherches et à la découverte de nouveaux objets. Confronté à des limitations instrumentales, il m'a également fallu apporter des solutions afin d'obtenir des mesures les plus précises possibles. De plus, l'utilisation intensive du spectrographe *SOPHIE* nous a permis de caractériser une dizaine de nouvelles planètes en transit, et de caractériser géométriquement et dynamiquement trois systèmes planétaires.

Afin de présenter ces travaux au mieux, cette thèse s'organise autour de 6 chapitres. Le premier d'entre eux reprend les connaissances actuelles des systèmes planétaires, réalisant un état des lieux global. Le deuxième chapitre aborde, quant à lui, les méthodes utilisées, en particulier les méthodes de détection par vitesses radiales et par transit photométrique, les seules capables de détecter les Jupiter-chauds. Il est complété par une présentation des différents instruments utilisés au cours de ces travaux. Le troisième chapitre présente l'approche de détection par vélocimétrie radiale. Le chapitre suivant, le quatrième, concerne une seconde approche qui consiste à scruter une grande partie du ciel par photométrie, à la recherche de transits, avant d'établir la nature planétaire éventuelle des candidats grâce à la mesure de vitesse radiales. Puis, le chapitre 5 traite de la caractérisation par effet Rossiter-McLaughlin que nous avons pu réaliser pour trois planètes, apportant ainsi de nouveaux indices quant à leur formation. Enfin, le chapitre 6 présente deux programmes de mesures de vitesses radiales, l'un sous forme de test et l'autre dans le cadre du suivi de candidats de la mission *CoRoT*, menés grâce à deux instruments multi-fibres, *FLAMES/GIRAFFE* et *UVES*, capable d'observer simultanément plus d'une centaine d'étoiles. Après un bilan de ces travaux, nous essaierons d'analyser les avantages et les inconvénients de chacune de ces deux approches de détection, ainsi que leur efficacité, et comment la stratégie observationnelle peut être optimisée.

Bonne lecture !

Chapitre 1

Planètes extrasolaires

" Existe-t-il plusieurs mondes ou n'en existe-t-il qu'un ? Cette question est sans nul doute l'une des plus nobles et des plus exaltantes que soulève l'étude de la Nature."

Albert le Grand, XIIIme siècle

1.1 Le hasard d'une découverte ou l'avènement d'une nouvelle vision du Système solaire

1.1.1 La quête de nouveaux mondes

Deux visions du *Monde* en opposition

Si la quête de systèmes planétaires, autre que le système solaire, n'a longtemps été qu'une intuition imaginative, le concept même qu'il puisse réellement en exister d'autres, trouve ses origines bien avant la découverte de la première planète extra-solaire. De nombreux philosophes, théologiens, penseurs, astronomes ont émis l'idée d'un *Cosmos*[1] immense, voire même infini. Ce concept d'infini nous est, à l'heure actuelle, assez familier, même si celui-ci peut donner le vertige. Il est associé à la vision commune des astronomes de ce qu'est l'Univers. Il n'a pour autant pas toujours été considéré comme tel. Il a fallu de très nombreuses années pour que cette idée émerge et soit acceptée par le plus grand nombre. Et il en est de même pour ce qui est de la planète sur laquelle l'humanité évolue et la manière dont cette dernière a pu saisir le monde qui l'entoure.

Durant l'Antiquité, le grec Aristote (vers 350 avant J.-C.) est l'un des premiers à tenter de comprendre la position de la Terre par rapport aux astres qui peuplent l'Univers, et va fortement influencer la vision occidentale du cosmos. L'univers est, à ce moment là, composé de la Terre, qu'Aristote place au centre, du Soleil, de 5 planètes, que sont Mercure, Mars, Jupiter, Uranus et la Lune, et de ces objets lumineux fixes qui brillent dans le ciel nocturne. L'univers aristotélicien est fini dans l'espace et infini dans le temps. Une de ses particularités est qu'il est divisé en deux. Ainsi deux mondes se font face, d'une part le monde infralunaire, et d'autre part le monde supralunaire, pour lesquels la Lune joue le rôle de frontière. Les deux mondes s'opposent en tout point. En effet le premier est constitué de la Terre et de son atmosphère, et est décrit comme imprévisible et incertain, ou tout événement ne se reproduit pas de la même manière. Tout y est variable et périssable. Le deuxième monde est quant à lui inaltérable, exact et acquis à la perfection. Aristote fut l'un des élèves de Platon, pour qui le cercle représentait la perfection, principe universel de

[1] Du grec ancien $\kappa o \sigma \mu o \varsigma$, kosmos qui signifie "ordre", "organisation", "discipline", "parure", et plus particulièrement pour les pythagoriciens : "ordre de l'univers")

tout. C'est ainsi qu'il reprit l'idée de son aîné et l'appliqua à son modèle de l'Univers. Le monde supralunaire est ainsi constitué d'un emboîtement de sphères, expression tridimensionnelle du cercle. Une multitude de sphères le décrivent alors et l'ensemble est limité par la plus grande, qui porte les étoiles, la sphère des fixes, et la plus petite, qui porte la Lune. Elles sont toutes composées d'*éther*, un matériau transparent. Si l'ensemble est représenté par des sphères, il est alors nécessaire d'en utiliser de nombreuses afin de décrire au mieux les étranges comportements, tels la rétrogradation de Mars, des objets dans leur course céleste. La vision aristotélicienne n'en est pas pour autant originale. Elle emprunte en effet beaucoup à d'autres penseurs, tels qu'Eudoxe, un philosophe d'Asie Mineure de la même époque, qui élabora lui aussi ce concept de sphères emboîtées.

Malgré l'influence des pensées de Platon et d'Aristote, la vision de ce dernier n'est pas la seule théorie qui tente de décrire la Terre et les astres du ciel. D'autres s'y essaient, comme Epicure, philosophe grec d'aux environs de 300 avant J.-C., dont la philosophie se trouve aux antipodes de celle de son homologue. Les théories de ce dernier s'inspirent de l'*atomisme*, une philosophie matérialiste due à Démocrite d'abdère. Pour lui, tout est constitué de particules de matières, invisibles à l'oeil nu, et l'Univers n'en est qu'un agrégat. Il en existe une infinité de particules et leur comportement est aléatoire. Cette très grande diversité infère l'existence d'un espace infini pouvant contenir l'ensemble. C'est dans son ouvrage "*Lettre à Hérodote*" qu'Epicure expose sa vision, dans laquelle le monde, les dieux, la nature ne sont que des atomes associés au hasard, en totale opposition avec celle d'Aristote. Il étend d'ailleurs sa réflexion dans la droite lignée de son modèle, en suggérant même l'existence d'une infinité de mondes. Malheureusement le temps aura eu raison de cette théorie matérialiste et ne résistera pas à la puissance des partisans de la perfection sphérique.

Vers un Univers infini et une vision héliocentrique du système solaire

Claude Ptolémée, savant grec des environs de 100 après J.-C., est l'un des plus connus de l'Antiquité pour son modèle cosmologique, que l'on retrouve dans son oeuvre majeure, la *Syntaxe mathématique*, rebaptisée *Almageste* plus tard par les Arabes. Il y développe sa vision clairement géocentrique, basée sur les principes platoniciens avec l'idée d'un enchevêtrement complexe de sphères, comme Aristote a pu le faire avant lui. Pour autant, la grande innovation ptoléméenne consiste à très légèrement décaler la Terre de sa position de centre de l'Univers, afin de décrire d'une manière plus précise le mouvement des astres dans le ciel. C'est un concept qui resta ancré dans les esprits et qui fut considéré comme référence en Europe pendant plus de 14 siècles. Mais les réflexions quant à la conception de l'Univers et du système solaire s'ouvrirent petit à petit, très progressivement vers une idée d'infini. Mais cette dynamique est très fortement contenue par l'engoncement de l'Occident latin dans son dogmatisme religieux, instauré par l'Eglise Chrétienne. L'empire musulman quant à lui s'ouvre rapidement aux différentes théories anciennes et les étudie, ce qui en fera la richesse de la science et de l'astronomie arabe. C'est d'ailleurs par l'intermédiaire des érudits musulmans que le savoir est diffusé. Certains tentent alors de concilier le savoir ancien des grecs et le mysticisme de la foi chrétienne. Parmi eux, Thomas d'Aquin est l'un des plus connus. Ce dominicain se lance dans l'entreprise d'étayer sa preuve de l'existence de "Dieu" en s'inspirant des travaux d'Aristote. D'après lui, ce qui donne son premier mouvement à l'Univers aristotélicien, sans être mû par lui-même, ne peut être autre qu'une manifestation d'une toute-puissance divine. Mais ces réflexions dérangent fortement l'Eglise, qui finalement adopte ce savoir grec et le façonne pour y trouver une caution scientifique à la sphère divine dans laquelle tout est immuable. Néanmoins des dissonances se font entendre au sein même de l'Eglise. Nicolas de Cues en fait partie. Au cours du 15eme siècle, il réfléchit à un Univers étendu et ébranle la vision cosmologique médiévale. Il s'interroge en effet sur l'aspect fini du monde et doute quant au fait

que, ce qu'il appelle, la toute-puissance divine puisse s'être contentée d'avoir créer un Univers clos, alors même qu'elle peut tout.

FIG. 1.1 – Gravure du système solaire de Ptolémée (Figure issue de *Cosmographia*, Antwerp, 1539)

La Renaissance apporta alors une série de révolutions scientifiques de la vision du monde. Nicolas Copernic, astronome polonais de la fin du 15eme siècle, contribuera en premier à l'émergence d'une nouvelle théorie. Il simplifie le modèle de Ptolémée et replace le Soleil au centre du "Monde" et les planètes en orbite autour. Pour ne pas rompre avec une certaine tradition, il maintient l'existence des sphères du modèle initial, leur corporéité, traduisant ainsi le fait que les astres doivent suivre des mouvements circulaires. Sa théorie révolutionnaire, pour l'époque, insiste sur la petitesse de la Terre par rapport au Soleil et aux autres astres. Elle ouvre ainsi la porte à un renouvellement complet de la vision du système solaire et de l'Univers. La théorie géocentrique commence alors à s'effriter, et de nombreux scientifiques vont s'y intéresser et pour certains la défendre corps et âmes. C'est le cas du philosophe et penseur italien du 16eme siècle, Giordano Bruno, qui fut un fervent défenseur d'une vision épicurienne de l'Univers. Il s'inspira fortement des travaux menés par Nicolas de Cues. Tycho Brahé est aussi l'un de ceux-là. Il développa une théorie mêlant conservatisme et renouveau des pensées modernes. Grâce à ses nombreuses observations, surtout de comètes qu'il considèra alors comme des corps célestes, il écarta de son modèle le concept des sphères et de leur immuabilité issus de la théorie aristotélicienne. Pour autant, par conservatisme, il conserva la Terre au centre de l'Univers et fit tourner la Lune et le Soleil autour. Les autres astres quant à eux, apparaissaient en orbite autour du Soleil. Dans les années qui suivirent, l'astronome danois intégra dans son équipe un jeune autrichien du nom de Johannes Kepler. Il travailla alors sur le mouvement chaotique de la planète Mars dans le ciel. Ces travaux l'amenèrent à formuler 3 lois qui le rendront célèbre, et qui décrivent le mouvement elliptique d'une planète en orbite autour du Soleil. Pour autant il ne considéra pas que l'Univers est infini. Une telle configuration induirait, pour lui, une uniformité de la distribution des astres dans le ciel, or ce n'est pas le cas.

C'est grâce à Galilée et à ses observations muni de sa lunette astronomique que le concept d'héliocentrisme fut confirmé au début du 17eme siècle. Il découvrît un monde jusque là encore inconnu, autour de Jupiter et à la surface de la Lune, où cratères, mers et autres reliefs se rencontrent. Il observa de plus les différentes phases de Vénus que seul un modèle héliocentrique puisse expliquer. C'est sur cette base de révolution scientifique qu'Isaac Newton établit au 17eme siècle l'existence d'une loi physique qui régit tout l'Univers, la loi de gravitation universelle à laquelle tout corps est soumis. La théorie héliocentrique devenu alors peu à peu un modèle réaliste et concevable et le mythe qu'il existe d'autres mondes autour d'autres étoiles que le Soleil refît son apparition, avec entre autres Bernard Le Bouyer de Fontenelle, lettré français féru d'astronomie, et le hollandais Christiaan Huygens. Ce dernier, découvreur des anneaux de Saturne, soutint prosaïquement la thèse de la pluralité des mondes dans son livre, le *Cosmotheoros*, sous-titré *Le Spectateur de l'Univers ou Hypothèses sur les mondes célestes et leurs mouvements*. Philosophe, il réfléchit aussi à la place de l'Homme dans l'Univers et balaya toute idée anthropocentriste.

L'Univers s'étendit alors aux yeux de tous grâce aux travaux de nombreux savants sur la mesure de distance des étoiles. Il s'ensuit, en moins de 200 ans, la découverte de nouveaux astres qui compléta ceux du système solaire. Tout d'abord William Herschel, connu aussi pour son habilité à réaliser des télescopes, révéla en 1781 l'existence d'un astre peu brillant qui se meut à travers les constellations du zodiaque. C'est en fait une planète qu'il découvrit, la septième du système solaire, qui fut baptisée Uranus, père de Saturne dans le panthéon de la mythologie grecque. S'il exista une 7eme planète, pourquoi n'en existerait-il pas d'autres ? C'est de cette doctrine dont se sont inspirer les scientifiques de l'époque. La 8eme planète, Neptune, cachée dans les infimes oscillations d'Uranus sur son orbite, fut tout d'abord prédite par les calculs, basés sur la théorie de la mécanique céleste et de la loi de la gravitation universelle de Newton. L'astre apparut alors comme une évidence mathématique qu'Urbain Le Verrier, mathématicien français du 19eme, releva. Elle fut alors confirmée par 2 astronomes allemands de l'observatoire de Berlin. Ces travaux furent aussi menés, dans un premier temps, par un jeune anglais du nom d'Adams qui fit la même prédiction. Malheureusement il ne rencontra pas le même enthousiasme chez les astronomes lui permettant de confirmer sa découverte. Dans le même temps, le système solaire s'élargit par la découverte d'une nouvelle population d'objets que sont les astéroïdes. Situés entre les orbites de Mars et Jupiter, ils se regroupent en une ceinture, que la loi de Titius-Bode prédisait comme étant une planète. Cette loi met en évidence l'existence d'une série mathématique capable de reproduire la position des planètes du système solaire par rapport au Soleil. Suite à la découverte de Neptune, il s'inscrit dans les esprits l'idée que les avancées et découvertes en astronomie (et dans les autres sciences) ne sont plus seulement régies par le hasard des observations. Notez le terme "plus seulement" utilisé ici, on verra en effet un peu plus loin que le hasard et la chance joue malgré tout un rôle important. Par la suite, la liste des astres composant le système solaire fut complétée par l'annonce de l'observation d'une nouvelle planète, aux confins de notre système planétaire. Pluton fait ainsi son apparition, lorsque Clyde Tombaugh, reprenant les travaux de Percival Lowell, la détecta dans le ciel. Pour autant, la taille de cet objet soulève un débat quant à sa nature planétaire. C'est un point que l'on discutera plus loin, au moment de définir ce qu'est une planète.

1.1.2 Les premières découvertes

La communauté scientifique s'est ainsi fait à l'idée que l'Univers puisse regorger d'une infinité d'objets encore inconnus. Plus qu'un mythe, le concept même qu'il puisse exister d'autres mondes au-delà du système solaire a toujours été présent dans les idées des "grands penseurs", et ce bien avant l'astronomie moderne, comme on l'a vu précédemment. Au fil de l'apparition de nouveaux outils et instruments d'observation et d'analyse, certains scientifiques se tournent progressivement vers la recherche d'objets extraordinaires.

C'est ainsi que dès 1943, des scientifiques s'intéressent à la recherche de planètes en dehors du système solaire, que l'on appelle communément planètes extrasolaires ou *exoplanètes*. A l'exemple d'un astronome de l'observatoire Sproul de Philadelphie (en Pennsylvanie), Kaj Aage Strand, et de deux astronomes de l'observatoire McCormick de l'université de Virginie, Dirk Reuyl et Erik Holmberg, les scientifiques sont optimistes et pensent tous pouvoir détecter la première planète extrasolaire. Malheureusement pour eux leurs essais en astrométrie, technique qui consiste à mesurer le mouvement d'un astre sur la voûte céleste au cours du temps, sur les étoiles 61 Cygni et 70 Ophiuci, respectivement, s'avèrent infructueuses malgré plus de 10 années de recherche, pendant lesquelles ils pensaient avoir vu leur étoile osciller dans son mouvement à travers la galaxie. Le parcours est semé d'embûches et de fausses détections, à l'exemple des travaux de Pietr Van de Kamp concernant l'étoile de Barnard. Pendant plus de quarante ans, l'astronome américano-hollandais s'évertua à accumuler des clichés photographiques de cette étoile afin d'affiner, par astrométrie, ces estimations quant au compagnon qui pense y avoir détecter. Ces très nombreuses mesures l'amènent ainsi jusqu'à annoncer non pas une, mais 2 planètes autour de l'étoile en mouvement sur la voûte céleste. Malheureusement il s'avère que les oscillations qu'il détecte sont dues à un problème instrumental. Les fausses détections, ainsi que les nombreuses années nécessaires à la détection d'une planète enterrèrent cette méthode d'astrométrie classique pour laisser place à une nouvelle astrométrie, utilisant télescopes spatiaux et interférométrie.

Les théories émergentes des années 1930 sur l'évolution des étoiles se confirment au milieu des années 60 avec l'observation pour la première fois d'une étoile en fin de vie, pulsante, appelée pulsar. Le chronométrage d'un tel objet permet de mettre en évidence sa forte rotation périodique d'une très grande précision. Des anomalies ont été détectées dans la périodicité de certains de ces astres. Les premières anomalies détectées au début des années 90 s'avèrent être dues à des erreurs de correction de données. Cependant, rapidement après cette annonce, en 1992, un astronome polonais Aleksander Wolszczan confirme la découverte de 2 planètes de faibles masses (3.4 et 2.8 masses terrestres) sur des orbites d'une période de 67 et 98 jours, respectivement, autour d'un pulsar milli-seconde, PSR 1257+12 (Wolszczan & Frail 1992). Ce cortège s'agrémentera un peu plus tard d'un troisième compagnon planétaire. La présence de ces planètes serait due à l'accrétion progressive d'un compagnon stellaire, plus lointain, par l'étoile à neutron voisine. Ce phénomène engendrerait la rotation et la pulsation de l'étoile à neutron devenant ainsi un pulsar. La matière alors attirée par l'objet massif crée sur son parcours un disque d'accrétion. Cette configuration s'apparente à celle qui prévaut autour d'étoiles naissantes, avant l'apparition de protoplanètes. La découverte d'Aleksander Wolszczan constitue un tournant majeur pour la recherche de planètes extrasolaires. En démontrant que les planètes peuvent se former dans des conditions extrêmes, elle donne un nouveau souffle à la recherche d'autres mondes et fait espérer qu'il en existe beaucoup d'autres que l'on imaginait pas.

La quête planétaire mobilise à plein temps et de nouvelles techniques voient le jour. Celle de la mesure des vitesses radiales d'une étoile par spectrographie apparaît au milieu des années 70 et au début des années 80 et se montre la plus précise. Les pionniers de cette méthode, deux canadiens, Bruce Campbell et Gordon Walker, prennent part à cette quête, et croît dès 1988 avoir détecter la première planète extrasolaire. Malheureusement, cette découverte n'en est pas une, et 4 ans plus tard Gordon Walker annonce que la signature relevée était due à la lente rotation de l'étoile sur elle-même. En 1992, une équipe dirigée par David Latham annonce la découverte du compagnon substellaire de plus faible masse jamais observée, en orbite autour de HD114762 Latham et al. (1992). Cet objet présente une masse minimale de 11 masses joviennes. Un objet d'une telle masse pourrait être considérer comme une planète, si ce n'est que la mesure est dégénérée et ne permet qu'une estimation minimale. Le débat se crée alors autour de cet objet, dont l'issu devrait définir ce qu'est une planète. Comme on le verra dans la section suivante, la définition n'est pas aussi claire et semble délicate à traiter. En 1994, une équipe américaine menée par Geoffrey Marcy et

Paul Butler, annonce n'avoir trouver aucun compagnon de faible masse dans leur échantillon de 25 étoiles, malgré un instrument performant. La communauté est alors perplexe. Dans le même temps, la recherche d'étoiles binaires bat son plein. Leur nombre est important et différentes équipes s'attellent à les caractériser. Certaines se spécialisent dans la recherche de compagnon stellaire de faible masse. L'équipe de Michel Mayor, de l'observatoire de Genève, est l'une d'entre elles. Leur nouvel instrument ELODIE, un spectrographe de haute-précision, leur permet de détecter des compagnons stellaires de faible masse. Focalisée sur la recherche de planètes à grande distance de leur étoile et d'objets de type naine brune (d'origine stellaire, c'est un objet assimilé à une étoile ratée), leur échantillon de cibles est plus grand et leur autorise à rechercher des orbites à courte période dans le deuxième cas. Cette différence fut cruciale. Alors que la plupart des chasseurs de planètes se focalisaient à déceler des planètes sur des orbites de longue période, semblables à celle des planètes du système solaire, la première planète extrasolaire autour d'une étoile de type solaire tourne autour de son étoile, 51 Peg, en seulement 4,2 jours (Mayor & Queloz 1995). Cette annonce faite en 1995 par Michel Mayor a fortement relancé la quête planétaire. Jamais il n'avait été imaginé qu'une planète géante puisse être si proche de son étoile et survivre. Seulement quelques mois après, l'équipe américaine annonça à son tour la découverte de deux planètes autour de 47 UMa B et 70 Vir B (Marcy & Butler 1996, 1998). Le nombre de découvertes voit son nombre s'accroître de façon exponentielle, dévoilant des objets tout particuliers.

1.2 Une grande diversité de planètes

1.2.1 Qu'est-ce qu'une planète ?

Toute recherche de planète nécessite que l'on définisse en amont le terme employé. Il existe différentes façons de l'expliquer. Pour autant une seule est officielle au sein de la communauté astronomique. En effet les membres de l'IAU, réunis à la dernière assemblée générale organisée en 2006 [2], ont convenu qu'une "planète" est définie comme un corps céleste qui :

- est en orbite autour du Soleil,
- a suffisamment de masse pour que sa propre gravité équilibre les forces de pressions de sorte qu'elle assume une forme hydrostatique d'équilibre (presque ronde),
- et domine gravitationnellement son voisinage.

Le système solaire se compose ainsi de huit planètes, telles que définies ci-dessus, que sont Mercure, Vénus, la Terre, Mars, Jupiter, Saturne, Uranus et Neptune. Une nouvelle classe d'objets a également été créée. Appelées *"planètes naines"*, cette nouvelle classe inclut Pluton et quelques autres objets du système solaire, comme Cérès. Ils se définissent de la même manière que les planètes, à la différence qu'ils ne dominent pas leur voisinage orbital, sans être des satellites.

Cette définition semble claire. Pour autant, elle n'inclut pas les objets en dehors du système solaire, en orbite autour d'autres étoiles que le Soleil. On peut imaginer transposer ces critères aux objets extra-solaires. Ainsi une planète extrasolaire pourrait être définit comme un objet en orbite autour d'une étoile, et ayant les mêmes caractéristiques que données précédemment. Cela pose cependant un problème quant à la classification des objets très massifs que l'on a découvert, et des objets très peu massifs que l'on pourrait découvrir dans les années à venir autour d'autres étoiles. Il est donc nécessaire de faire appel à d'autres critères afin d'affiner cette définition. Pour se faire, on peut invoquer 2 définitions annexes qui s'appuient plus particulièrement sur la masse de l'objet et son processus de formation.

[2] http ://www.iau.org/administration/resolutions/ga2006/

La nature d'un objet peut être établie en partie suivant sa masse, paramètre gouvernant la physique et la luminosité d'un objet isolé. En effet plus un objet est massif, plus il est chaud, et plus le flux lumineux émis est important. Un objet d'une masse supérieure à 75 masses de Jupiter (M_{Jup}) atteint en son coeur une température suffisante à la fusion de l'hydrogène en hélium. L'objet est dans ce cas appelé étoile. Les astres de plus faible masse, comprise entre 13 et ~75 M_{Jup}, sont considérés comme étant des naines brunes, proto-étoiles dont l'évolution a été stoppée du fait de leur trop faible masse. Le coeur de ces dernières atteint une température qui permet la seule fusion du deutérium. Cette masse de 75 M_{Jup} constitue ainsi la limite supérieure de la population des naines brunes. Une limite en terme de masse peut ainsi être introduite pour définir les planètes (Oppenheimer et al. 2000; Burrows et al. 2001). Mais la distinction n'est pas nette, l'observation des naines brunes ne nous donnant aucune information concernant leur mode de formation. On peut cependant se restreindre à cette démarcation en terme de masse. Il est également possible de définir une planète à travers son processus de formation.

Le modèle standard, décrit principalement par Safronov & Zvjagina (1969); Pollack et al. (1996), et révisé par Alibert et al. (2004), suggère que les planètes se forment par accrétion de grains de poussières et de gaz, issus du disque proto-planétaire, dans les régions lointaines du système planétaire, où la température est suffisamment froide. La formation de ces astres donnent naissance aux *planétésimaux* par condensation et collisions des grains. Dans le cas des planètes géantes, l'accrétion de solide forme dans un premier temps un coeur de quelques 10 à 15 masses terrestres, suivi d'une accrétion rapide de gaz. Un tel processus se doit d'être rapide (Safronov & Zvjagina 1969) puisqu'il est régi par une durée de vie limitée du disque proto-planétaire, de quelques 10 millions d'années (Haisch et al. 2001).

Pour autant, les méthodes de détection actuelles ne permettent pas de discriminer le processus de formation de l'objet détecté. Dans un tel cas, il devient alors difficile d'affirmer avec certitude la nature planétaire d'un objet massif à la frontière entre planète et naine brune. De plus, on peut imaginer qu'une naine brune puisse être de faible masse, à la frontière définie par les planètes, voire même en-deçà. En effet cette frontière est théorique et basée sur un modèle d'évolution des étoiles de très faible masse. Les observations ont d'ailleurs pu montrer que la frontière entre les 2 populations est très fine, ce qui rend la tâche d'autant plus délicate. On est alors en droit de se poser des questions quant à l'existence d'un lien entre les planètes très massives et les naines brunes.

1.2.2 Etat des lieux des découvertes

En date du 30 juillet 2008, plus de 300 planètes extrasolaires ont été découvertes. La plupart d'entre elles a pu être détectée grâce à la méthode de mesure des vitesses radiales, détaillée dans le chapitre 2.1.2. L'échantillon est complété par des détections grâce à d'autres méthodes, telles que celle des transits, ou encore celle des micro-lentilles gravitationnelles. L'ensemble de ces nouveaux astres est composé d'une très grande diversité d'objets, dont les caractéristiques et les paramètres orbitaux occupent un domaine extrêmement large.

Depuis la découverte de la première planète extra-solaire autour d'une étoile de type solaire en 1995, les détections se sont multipliées dévoilant un florilège de caractéristiques inattendues. Cette diversité de paramètres orbitaux constitue l'élément le plus remarquable de la recherche et de l'étude de nouveaux systèmes planétaires. Loin de ressembler en quoique ce soit au système solaire, ces systèmes planétaires remettent fortement en cause la vision standard de leurs formation et évolution. L'un des objectifs est actuellement d'interpréter cette multitude de paramètres observés et de les intégrer comme contraintes aux modèles de formation planétaire. La plupart de ces planètes ont été détectées autour d'étoiles de type solaire, étoiles naines de type spectral F, G,

K et M. Ceci est clairement un biais observationnel dû à une stratégie spécifique des programmes de recherche, se focalisant plus particulièrement sur l'environnement de ce type d'étoiles. La présence de planètes a aussi été révélée autour d'autres objets tels que les pulsars (voir ci-dessus 1.1.2). Il est intéressant de savoir que ces objets existent. Pour autant ils ne seront pas pris en compte dans l'étude qui suit. Constitué de plus de 300 planètes, l'échantillon des planètes extrasolaires est ainsi suffisamment important pour soumettre les objets qui le composent à une étude statistique et à une recherche de corrélations entre les différents paramètres (Udry et al. 2006a; Fischer & Valenti 2005; Udry & Santos 2007). Ainsi si l'on regarde la progression des découvertes au cours du temps, on se rend compte que les 2 premières années qui suivent 1995 sont fastes et voient l'annonce de pas moins de 7 planètes aux alentours d'une masse de Jupiter jusqu'à 4 fois la masse de Jupiter, typiquement des planètes géantes massives. Les 2 à 3 années suivantes apparaissent, quant à elles, plus ternes en terme de détections. Certes il y en a quelques unes mais elles se font plus rares. Cet effet semble être attribuable au rodage vis à vis des méthodes utilisées et des stratégies observationnelles appliquées. Quant aux premières découvertes, nombre d'entre elles se sont avérées faire partie d'échantillons d'étoiles déjà observées, sans qu'aucune planète à courte période ne soit recherchée. La détection d'objets de masse de plus en plus faible montre le gain significatif en précision des instruments au cours du temps. Deux populations de planètes se distinguent alors, les planètes géantes gazeuses et les planètes probablement rocheuses, dont les premiers candidats présentent une masse de 5 à 20 masses terrestres.

Fréquence observée des planètes géantes

La propriété statistique la plus directe que l'on peut tirer des programmes de recherche est la fréquence des planètes détectées autour des étoiles suivies. Pour une précision et une base de temps d'observation données, le taux minimal s'obtient en comptant la fraction d'étoiles abritant une (ou des planètes), dans des domaines de période et de masse planétaire donnés. Si l'on considère la partie non-binaire de l'échantillon du programme CORALIE, 0.8% des étoiles abritent une ou plusieurs planètes géantes dont la masse minimale (voir chapitre 2.1.2) est supérieure à 0.2 M_{Jup} et la séparation planète-étoile est inférieure à 0.1 unité astronomique (UA). Ces planètes géantes, toutes particulières puisque très proches de leur étoile, constituent ce que l'on appelle la population des Jupiter chauds, dont on reparlera un peu plus loin. Plus globalement on dénombre 5.6% (63 étoiles sur un ensemble de 1120) d'étoiles abritant des planètes géantes dont la distance à leur étoile atteint jusqu'à 4 UA (Udry et al. 2006a). Si l'on s'intéresse au programme de recherche mené grâce aux instruments du *Lick* (Université de Californie), du *Keck* (Hawaï), et de l'*AAT* (Anglo-Australian Telescope), Marcy et al. (2005) montrent qu'une proportion de 1.2% d'étoiles a pour compagnon un Jupiter chaud et que 6.6% d'étoiles abritent des planètes jusqu'à une séparation orbitale de 5 UA. En considérant les barres d'erreur, ainsi qu'un réajustement prenant en compte le plus petit domaine de séparation orbitale et de masse considéré avec CORALIE, on peut admettre que les résultats sont compatibles entre eux. Afin d'affiner la probabilité de présence des planètes et de s'affranchir d'un éventuel biais de détection, Naef et al. (2005) ont mené une série de simulations Monte Carlo dans le cadre du programme ELODIE, basées sur la dépendance de cette fréquence en fonction de la masse planétaire et de la période orbitale. Ils estiment ainsi que pour des planètes plus massives que 0.5 M_{Jup}, une proportion de 0.7 ± 0.5% d'étoiles abritent au moins un Jupiter chaud, dont la période orbitale est inférieure à 5 jours. Cette fraction s'élève à 7.3 ± 1.5% d'étoiles lorsque l'on considère les planètes ayant une période orbitale inférieure à 3900 jours (~ 4.8 UA). Deux études similaires ont aussi été menées par Cumming et al. (1999) et Endl et al. (2002) concernant respectivement les programmes de recherche de planètes dirigés au *Lick* et avec le spectromètre *coudé-échelle* de l'*European Southern Observatory* (ESO). Chacune présente des résultats en accord avec ceux énoncés pour le programme ELODIE. Le taux de planètes

semble peu élevé. Pour autant, il est nécessaire de considérer ces proportions comme des valeurs minimales. En effet, ces programmes font partie des premiers programmes de recherche, et grâce à l'accroissement de la base de temps des observations ainsi que le gain progressif en précision, il est fort à parier que ce taux de détection s'améliorera significativement dans les années à venir.

Distribution de masse

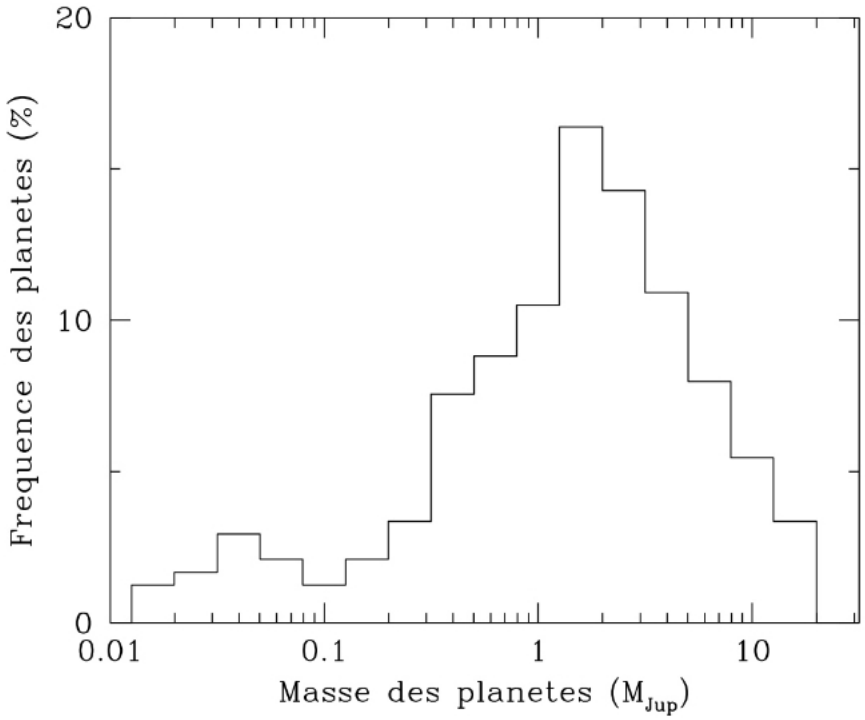


FIG. 1.2 – Distribution des planètes extrasolaires connues en fonction de leur masse.

La découverte de planètes géantes gazeuses de quelques masses de Jupiter a suggéré un mécanisme de formation différent de celui d'un système binaire d'étoiles. En effet, la distribution de masse des compagnons d'étoiles présente 2 pics distincts séparés par un remarquable "vide" au-delà de quelques 10 M_{Jup} et en deçà de 75 M_{Jup}. Ce désert, censé être composé de naines brunes, constitue la preuve la plus évidente d'une différenciation de mécanismes de formation entre les étoiles binaires et les systèmes planétaires (p.e., Udry et al. 2002). La majorité de ces planètes géantes ont une masse minimale inférieure à 5 M_{Jup}. La distribution s'étend pour autant jusqu'à 10 M_{Jup}, et au-delà (1.2). Il n'existe pas de réelle frontière entre les deux populations, mais le nombre de candidats et d'objets à ces masses extrêmes est très limité. La distribution au-delà n'est pas discontinue et il existe quelques rares objets peuplant le désert (Halbwachs et al. 2000). On peut alors se douter qu'un recoupement ait lieu entre les planètes les plus massives et les naines brunes de plus faible masse, dans un domaine de masse entre 10 et 20 M_{Jup}. Cependant, il apparaît difficile de discriminer les objets des 2 populations seulement à partir de leur masse. Des informations concernant leur mode de formation sont alors indispensables. Vers les plus petites masses, la distribution actuelle voit le nombre d'objets grandir au fur et à mesure que les techniques s'améliorent et deviennent plus précises. Marcy et al. (2005) estiment qu'il existe une loi de puissance pouvant reproduire l'échantillon observé autour des étoiles F, G, K et M, sous la

forme $dN/dM \alpha M^{-1.05}$. Au-dessous d'une masse de Saturne, la distribution s'avère fortement affectée du biais de détection inhérent à la méthode de mesure des vitesses radiales et à la précision actuelle des instruments (cf chapitre 2.1.2). Cet échantillon se compose malgré tout de quelques éléments. Au cours des 3 dernières années, 17 planètes de masse inférieure à 20 masses terrestres ont pu être détectées (Butler et al. 2004; McArthur et al. 2004; Santos et al. 2004; Bonfils et al. 2005; Rivera et al. 2005; Vogt et al. 2005; Lovis et al. 2006; Udry et al. 2006a; Bonfils et al. 2007; Melo et al. 2007; Udry et al. 2007; Endl et al. 2008; Mayor et al. 2008). En date du mois d'Août 2008, la plus petite masse jusqu'alors détectée grâce à la méthode des vitesses radiales est de 4,2 masses terrestres, en orbite dans un système de trois planètes (Mayor et al. 2008). Ces objets de faible masse sont probablement composés majoritairement d'un coeur d'un mélange de roche et de glaces (Brunini & Cionco 2005; Alibert et al. 2006). Il est aussi possible que ces planètes aient perdu une grande partie de leur atmosphère gazeuse ou qu'elles se soient formées sans en accumuler une importante (p.e., Lecavelier des Etangs et al. 2004; Baraffe et al. 2005; Hubbard et al. 2007a,b). La découverte d'une telle population d'objets à la limite du seuil de détection, en un temps relativement court, suggère que ces planètes sont assez communes et devraient apparaître en grand nombre. D'ailleurs, une autre méthode de détection, celle utilisant les micro-lentilles gravitationnelles, ont mis en évidence des objets similaires à plus grande séparation de leur étoile (autour de 2-3 UA), montrant que de tels objets peuvent être trouvés sur une large gamme de distance orbitale. Ainsi Beaulieu et al. (2006) présente la détection d'une planète de 5.5 masses terrestres, la plus petite masse jamais observée, en orbite à quelques 2.1 UA. A l'heure actuelle l'échantillon de planètes de faible masse (de plusieurs à quelques masses terrestres) reste fortement biaisé par la limitation instrumentale en précision. Il s'agit donc de bien peser toute statistique qui pourrait être faite sans un échantillon plus conséquent.

Distribution de période

La distribution en période orbitale de ces planètes présente 2 caractéristiques principales, comme le montre la figure 1.3. La première réside en un pic de distribution très significatif pour les courtes périodes, indiquant une forte densité de planètes découvertes dans cette configuration. On pourrait cependant attribuer celle-ci au biais intrinsèque aux méthodes de détection (voir chapitre2.1). La deuxième, quant à elle, réside dans l'augmentation du taux de planètes détectées avec la période.

Considérant le modèle standard de formation des systèmes planétaires (voir chapitre 1.2.1), il apparaît difficile de former des planètes à si courtes périodes (Boss 1995b,a; Guillot et al. 1996). Il est donc nécessaire d'invoquer des mécanismes complémentaires, permettant la migration, au cours de leur formation ou ultérieurement, depuis le lieu de naissance de ces objets jusqu'à une position proche de leur étoile parent (Goldreich & Tremaine 1980; Ward & Hourigan 1989; Lin & Papaloizou 1986; Lin et al. 1993, 1996). Plusieurs scénarios ont été proposés. Ainsi Rasio et al. (1996) ont suggéré que l'influence gravitationnelle dans un système de 2 planètes, ou plus pouvait générer la formation de planètes sur de courtes et excentriques orbites. Murray et al. (1998) favorisent, quant à eux, des processus d'intéraction gravitationnelle avec le disque de planétésimaux générant la migration des planètes, mais ils nécessitent un disque très massif dans le cas de planètes à longue distance de l'étoile. Un autre scénario propose que la migration se fasse par l'interaction gravitationnelle entre la proto-planète et le disque protoplanétaire lui-même (Nelson et al. 2000). Dans ce même article, Nelson et al. (2000) présentent un processus impliquant deux types de migration selon la réponse du disque. Ainsi la migration de type I a lieu lorsque la réponse du disque est linéaire et que la densité de surface globale n'est modifiée par l'interaction. Dans le cas contraire, lorsque la réponse du disque est non-linéaire, la migration de type II intervient créant un sillon autour de la planète en mouvement. Lorsque la masse de la planète est comparable ou

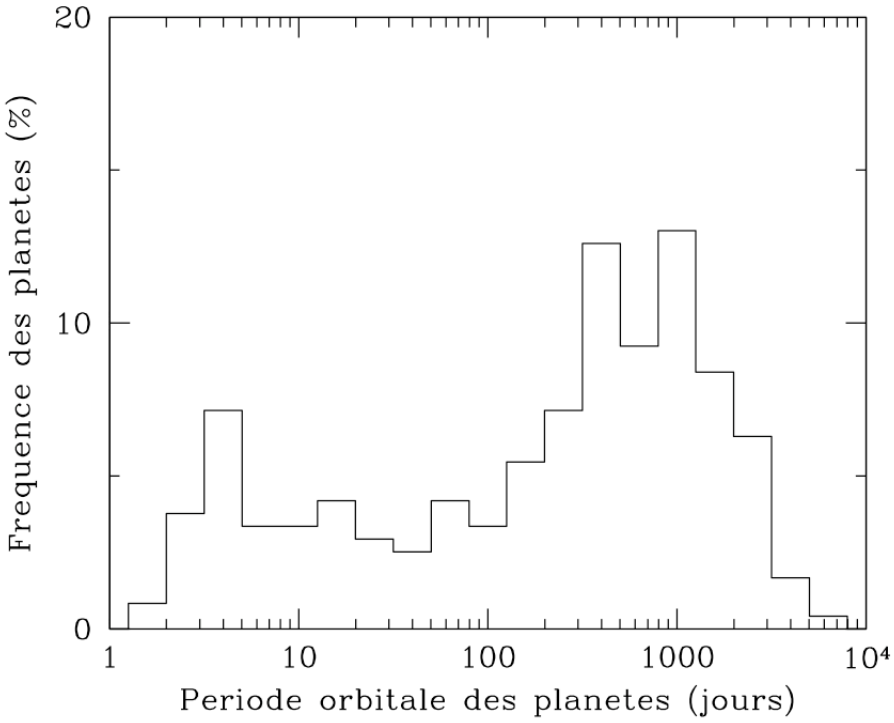


FIG. 1.3 – Distribution de période orbitale des planètes connues.

inférieure à celle des matériaux du disque local, avec laquelle elle interagit, la migration s'effectue sur une durée équivalente à l'évolution visqueuse du disque (Lin & Papaloizou 1986; Trilling et al. 1998). Par contre lorsque la masse est supérieure, l'inertie de la planète joue un rôle prédominant sur le taux de migration de celle-ci (Nelson et al. 2000). Si un tel mécanisme de migration a bien lieu, un processus d'arrêt de la migration est alors indispensable afin que la planète ne finisse pas sa course au sein de l'étoile. Le débat reste largement ouvert, et la question est loin d'être tranchée. Un autre modèle invoque ainsi une formation par instabilité gravitationnelle du gaz (Boss 1997; Mayer et al. 2002). Concernant les objets à courte période orbitale, la seconde hypothèse suggère une formation in-situ (Bodenheimer et al. 2000), régie par des instabilités du disque.

La seconde caractéristique de cette distribution indique un taux de détection de planètes en augmentation avec la période orbitale (directement liée à la distance planète-étoile, comme on pourrait l'intuitionner). Le maximum de cette distribution n'est pas encore connu, et ne semble pas apparaître. Néanmoins, une extrapolation linéaire de la présente distribution à des distances orbitales planète-étoile plus importantes semblerait indiquer un doublement du taux de détection de planètes (Marcy et al. 2005). Ceci suggère qu'une grande population d'astres autour d'une masse de Jupiter existe, mais n'a pas encore été découverte.

Si l'on s'intéresse de plus près aux petites planètes, autour d'une masse de Neptune, on remarque que celles-ci présentent une distribution en période quasi-uniforme jusqu'à 20-30 jours, contrairement aux planètes, de type Jupiter, qui à courte période affluent aux petites valeurs. Il est évident que l'échantillon est petit. Ce contraste suggère l'implication de différents mécanismes de formation entre les planètes de petites masses et les planètes plus massives, autour d'une masse jovienne, à courte période orbitale.

Diagramme Masse-période

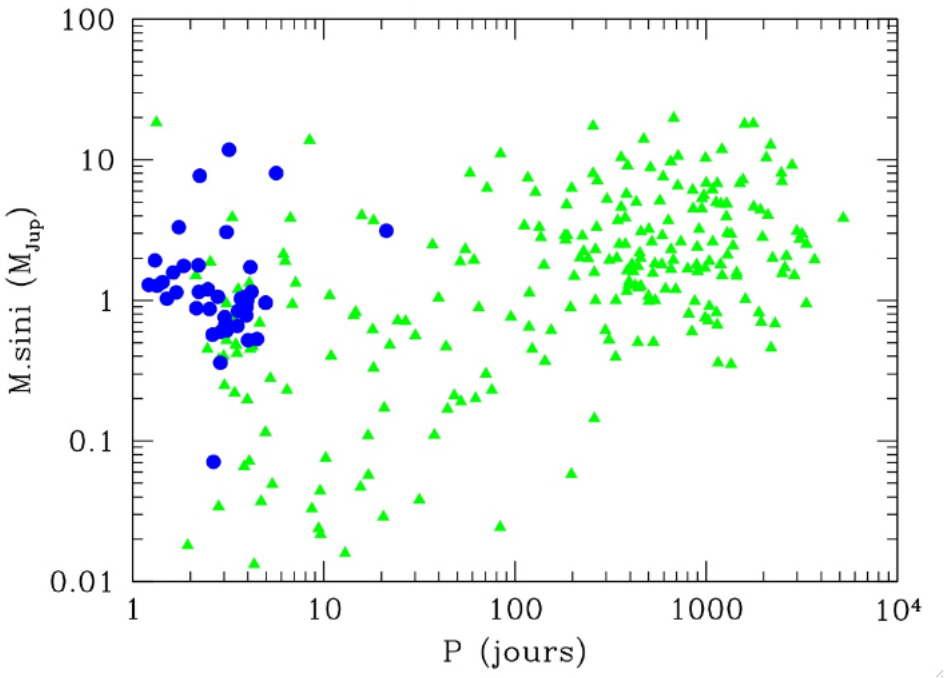


FIG. 1.4 – Diagramme mass-période des planètes connues. Les triangles verts représentent les planètes dont on ne connaît que la masse minimale. Les ronds bleus correspondent aux planètes dont la masse est exacte (non dégénérée par l'inclinaison du plan orbital par rapport à la ligne de visée).

Un des aspects les plus intéressants de cette étude statistique est l'analyse de la corrélation des deux précédentes distributions. Ainsi si l'on regarde la figure 1.4, une population toute particulière de planètes se découvre. Caractérisées par une courte période orbitale et une masse autour d'une masse de Jupiter, ces objets constituent ce que l'on appelle la population des *Jupiter chauds*. Leur courte période, inférieure à 10 jours, en font des planètes très proches de leur étoile (jusqu'à 0.1 UA), subissant le fort rayonnement stellaire et ainsi un fort chauffage de leur atmosphère. Cet échantillon est tout particulier puisqu'il constitue la plus grande manne de planètes observées en transit devant leur étoile. Je reparlerai de cet aspect un peu plus loin dans ce chapitre. A cette population, on peut y rattacher deux queues de distribution, à courte période : la première vers les planètes plus massives, de plusieurs masses joviennes, et la seconde vers les planètes de plus petites masses, autour d'une masse de Neptune. Cette dernière est apparue progressivement avec l'amélioration des précisions instrumentales, permettant la détection de planètes de faible masse.

La population d'objets autour d'une masse jovienne (et plus) se retrouve à courte période (< 10 jours) et à plus longue période, au-délà de 100 jours. Dans le domaine de période intermédiaire il semble qu'il y ait un manque de ce type de planètes. Cette caractéristique de la distribution est d'autant plus notable qu'au-delà de 100 jours, le nombre de planètes massives est important. Certains scénarios de migration sembleraient expliquer cet effet pour des périodes inférieures à 100 jours, mais pas pour ce regain à très courte période. En effet, les mécanismes de migration de type II, par exemple, ont montré que cette migration présente une efficacité moindre pour les planètes massives (Trilling et al. 1998; Nelson et al. 2000; Trilling et al. 2002). Selon ce scénario celles-ci échoueraient ainsi plus loin de leur étoile que les planètes de plus faible masse. Plus

encore, lorsqu'une planète atteint une faible séparation orbitale, des processus liés aux intéractions planète-étoile pourraient favoriser un transfert de masse entre la planète et son étoile, réduisant ainsi la masse de la planète (p.e., Trilling et al. 1998), ou faire chuter les planètes massives au sein de l'étoile centrale (Pätzold & Rauer 2002). Il existe de plus un biais, qui relève plus de l'ordre de la stratégie observationnelle à mon sens. En effet les planètes les plus massives détectées à courte période l'ont été grâce à la méthode des transits, qui guette le passage périodique d'une planète devant son étoile (voir chapitre 2), alors que la méthode de mesure des vitesses radiales (la plus répandue) leur est plus sensible. Il est possible que cet effet soit directement lié à la stratégie observationnelle des programmes de recherche de planètes, par peur de détecter plus d'étoiles binaires que de planètes. Ceci n'est, en fait, pas le cas de programmes tels que celui mené grâce à au spectrographe CORALIE. La stratégie consiste à réaliser un suivi complet, quelque soit la variation de VR observée. Cependant, chose étonnante, aucune de ces planètes massives n'a, à ce jour, été détectée par ce programme.

Dans le cas des planètes à plus longue période (au-delà de 100 jours), les planètes massives, de une à quelques masses de Jupiter, sont nombreuses. Cette caractéristique est directement liée au biais intrinsèque de la méthode utilisée, qui favorise la détection des objets les plus massifs, et ceux à plus courte période. Cependant leur nombre est bien plus important que celui des planètes à courte période. Cela pourrait s'expliquer par les différents scénarios de migration. La plupart des planètes massives se formeraient, en effet, dans les régions extérieures du disque proto-planétaire pour lesquelles le matériel nécessaire à l'accrétion de la planète est disponible en grande quantité, au vu du parcours orbital important. La migration nécessiterait une perturbation d'une grande partie du disque pour initier le mouvement de la planète. A cette distance, ces planètes ont donc peu de chance de se déplacer fortement vers l'étoile centrale. Une autre hypothèse suggère que les intéractions chaotiques dans un système multi-planétaire favoriseraient le déplacement vers l'intérieur, ou l'extérieur, du disque des planètes de faible masse, tandis que les planètes massives seraient plus difficiles à déloger de leur lieu de formation initial (Rasio & Ford 1996; Weidenschilling & Marzari 1996; Marzari & Scholl 2002; Levison & Morbidelli 2007). Cette observation semblerait indiquer que les planètes massives à longue période ne sont pas rares, et qu'il faut s'attendre à en découvrir de nombreuses.

Distribution d'excentricité

Avec une valeur moyenne de 0,3, les planètes extra-solaires, d'une période orbitale supérieure à dix jours, ont une excentricité largement supérieure à celles des planètes du système solaire. La distribution du paramètre d'excentricité s'étend sur presque tout le domaine de valeurs de 0 à 1, et est, en soit, similaire à celle des étoiles binaires. Ceci est incompatible avec la vision de la formation d'un système planétaire dans un disque. En effet, il a été suggéré, dans ce cadre là, que l'excentricité des planètes de masses inférieures à 10-15 M_{Jup} soit atténuée par l'interaction de l'objet avec le disque de gaz (Goldreich & Tremaine 1980; Ward 1997). D'autres processus semblent donc responsables de telles configurations orbitales. Plusieurs mécanismes ont été suggérés afin d'expliquer l'origine de l'excentricité : une interaction de la planète avec le disque de gaz (Goldreich & Sari 2003), une interaction gravitationnelle due à la présence de plusieurs planètes géantes (Rasio et al. 1996; Weidenschilling & Marzari 1996; Lin & Ida 1997; Chiang et al. 2002), des interactions entre la planète et les planétésimaux lors des premiers instants de la formation du système planétaire (Levison et al. 1998; Murray et al. 1998), ou encore l'influence ponctuelle d'un compagnon supplémentaire temporaire au système (Mazeh et al. 1997; Wu & Murray 2003; Zakamska & Tremaine 2004). Ce dernier semble tout particulièrement intéressant. En effet, certaines des planètes excentriques détectées présentent une signature résiduelle compatible avec la présence d'un compagnon à plus longue période. Cependant, Takeda & Rasio (2005) ont montré

qu'un tel mécanisme produirait un nombre important de fortes ($e >= 0.6$) et de faibles excentricités. Un processus supplémentaire est donc nécessaire afin de reproduire une distribution quasi uniforme, ce que, à ce jour, aucune des solutions proposées n'est en mesure de faire.

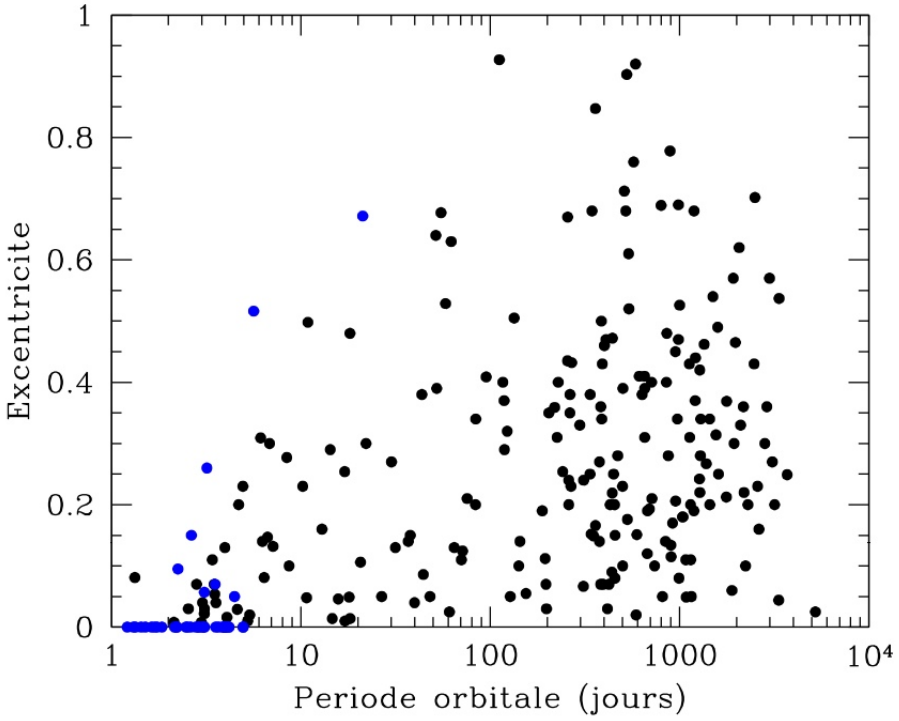


FIG. 1.5 – Diagramme Excentricité-Période orbitale des planètes connues. De la même manière que précédemment, les points noirs représentent les planètes dont la masse est minimale et les points bleus les planètes dont la masse est exacte.

La diversité du paramètre d'excentricité se retrouve à travers tout le domaine de période orbitale. Ainsi des objets de période au-delà de 10 jours s'avèrent posséder une excentricité nulle dans une région où le temps de circularisation de l'orbite, par effet de marée, est largement supérieur à la durée de vie du système (Peale 1999). Cette observation suggère l'existence de systèmes similaires au système solaire (longue période et faible excentricité). A plus courte période (< 10jours), l'excentricité des planètes est nulle, voire très faible pour la plupart des objets. Ceci est dû, entre autres, à la circularisation ou à la synchronisation de l'orbite des planètes avec leur étoile, par effet de marée. Il est nécessaire de nuancer cette affirmation. En effet, quelques planètes, à courte période orbitale et de masses très différentes, présentent des orbites d'excentricité significativement supérieure à zéro. C'est le cas, par exemple, de GJ436b, d'une masse de 0.072 M_{Jup} sur une orbite d'excentricité 0.15 d'une période de 2.64 jours, XO-3b d'une masse de 11.8 M_{Jup} sur une orbite d'excentricité 0.26 et d'une période de 3.19 jours, ou encore HD88133b, une planète d'une masse de 0.22 M_{Jup} et de caractéristiques orbitales de 3.41 jours de période et 0.11 d'excentricité. Etonnamment ce ne sont pas que les planètes massives à courte période qui présentent une telle excentricité, une grande masse étant supposée fortement contribuer à augmenter le temps de circularisation. On distingue ainsi une population de planètes aux masses diverses, du type Neptune chaud (GJ436b Gillon et al. (2007b)) à des objets beaucoup plus massifs tels que X0-3b (11.8M_{Jup}) (Johns-Krull et al. 2008). De telles caractéristiques sont directement liées à la formation et/ou l'évolution de ces systèmes.

1.2.3 Propriétés des étoiles à planète

Directement en lien avec la formation des planètes extra-solaires, l'étude des propriétés des étoiles hôtes est en mesure de nous apporter d'importants indices quant aux mécanismes en jeu. Nombre de chercheurs se sont donc intéressés aux éventuelles corrélations entre la présence de planètes et les différentes propriétés stellaires, telle que leur composition chimique, leur masse, leur âge, leur activité chromosphérique ou encore leur vitesse de rotation.

La sur-métallicité des étoiles à planètes

C'est ainsi qu'une des premières corrélations fut révélée. La probabilité de trouver une planète extra-solaire s'avère en effet bien plus grande autour des étoiles riches en métaux (voir la Fig. 1.6). Et cet effet est apparu dès les premières découvertes, les planètes orbitant systématiquement autour d'étoiles sur-métalliques (plus riches en métaux que le Soleil) (p.e., Gonzalez 1997, 1998). La fiabilité de ces résultats a été confirmée grâce à l'emploi de différentes techniques, spectroscopiques et photométriques, permettant de déterminer la métallicité des étoiles. De plus, il a été prouvé que l'excès de métallicité des étoiles à planète n'est pas un biais observationnel. En effet, on obtient un résultat identique en ne considérant que les planètes découvertes hors du cadre de programmes de recherche spécifiquement focalisés sur ce type d'étoiles (p.e., da Silva et al. 2006; Sato et al. 2005). Cet effet est très clair pour la majeure partie des planètes, qui rappelons-le sont des planètes géantes massives, autour d'une masse de Jupiter. Pour autant en isolant l'échantillon de planètes de plus faible masse (autour d'une masse de Neptune), cette corrélation s'atténue, voire même disparaît. Ce résultat était biaisé dans un premier temps, puisque les premiers objets ont été détectés autour d'étoiles arborant déjà une planète plus massive (Santos et al. 2004; McArthur et al. 2004). Mais les découvertes successives nous ont confirmé qu'il n'existe pas de corrélation entre la métalicité des étoiles et la présence de planètes de faibles masses. Dans le cas de systèmes possédant uniquement ces objets, le pic de distribution semble plutôt s'orienter vers des métallicités légèrement faibles. Ce résultat reste à nuancer tant que le nombre de ces objets n'est pas plus important. Néanmoins cet effet est confirmé par de récentes études du modèle de formation basé sur l'accrétion autour d'un coeur. Ida & Lin (2005) and Benz (2006) ont montré que, selon ce modèle, la fraction relative des planètes dans le régime de masse de Neptune devrait être plus importante autour des étoiles quelque soit leur métallicité. Les planètes de faibles masses pourraient même exister préférentiellement autour d'étoiles pauvres en métaux (Benz 2006).

Afin de chiffrer cette corrélation, pour tout type de planètes, on estime qu'au moins 25% d'étoiles ayant une métallicité double de celle du Soleil ($[Fe/H] >= 0.3$), abrite une planète géante, et ce taux atteint moins de 5% pour des astres de métallicité solaire. Il apparaît alors clair que ce paramètre joue un rôle extrêmement important lors des processus de formation et d'évolution des planètes géantes. C'est ce qu'ont, en tout cas, montré les découvertes réalisées jusque là. Notez que la corrélation observée entre la présence de planètes et la métallicité des étoiles n'implique pas nécessairement que les planètes géantes ne peuvent se former autour d'étoiles pauvres en métaux, mais que la probabilité qu'elles ont de se former semble bien plus faible. Si l'on essaie d'ajuster cette distribution, une seule loi de puissance ne permet pas de reproduire l'allure de l'entière distribution de manière optimale. Cela reflète qu'il existe soit 2 régimes distincts, une distribution plate pour les faibles métallicités et une forte croissance de distribution aux valeurs hautes, soit plus simplement que l'allure aux faibles valeurs constitue la queue de distribution.

Une telle corrélation montre que la métallicité des étoiles semble avoir un fort impact sur les mécanismes en jeu dans la formation et l'évolution des planètes. Les modèles existants nécessitent la prise en compte d'un tel effet. Alors que l'efficacité de formation d'objets à partir du modèle

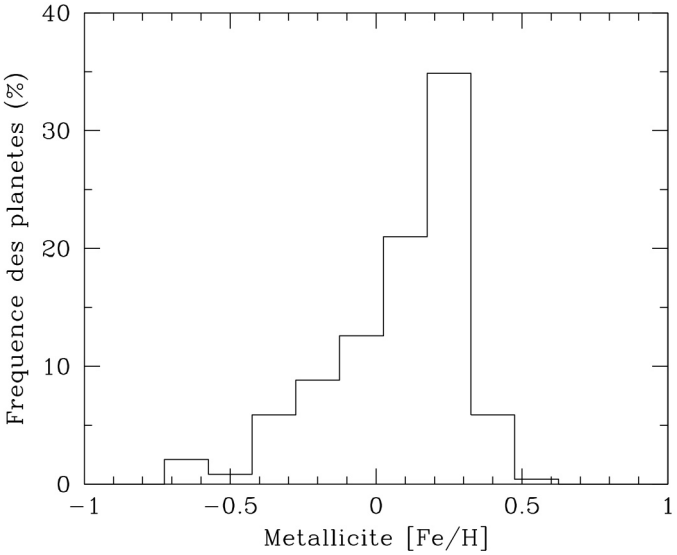


FIG. 1.6 – Fréquence des planètes découvertes en fonction de la métallicité de leur étoile-hôte.

d'instabilité n'est pas dépendante de la métallicité du disque et/ou de l'étoile, le modèle d'accrétion est quant à lui très lié à ce paramètre. En effet, plus la quantité de grain est accrue dans le disque, plus facile sera la formation des coeurs solides. Ceux-ci accrèteront par la suite le gaz contenu dans le disque, avant qu'il ne se dissipe. De fait un tel modèle favorise la formation de planètes géantes autour d'étoiles sur-métalliques, en accord avec la corrélation observée. Ida & Lin (2004); Kornet et al. (2005); Benz (2006) ont de plus montré qu'il est possible de prédire la distribution observée des métallicités des étoiles à planètes, grâce à ce modèle. Il est cependant nécessaire de préciser qu'on ne connaît pas avec exactitude l'influence de l'augmentation de métallicité sur le rapport de gaz et de poussières constituant le disque, ni son influence sur la formation et l'évolution de tels systèmes. La masse des disques, elle-même, et le temps de dissipation de celui-ci pour des étoiles de différentes métallicités, sont variables et difficilement estimables.

Si une telle prévision est faisable, il alors intéressant de se demander d'où provient l'excès d'éléments lourds (les métaux) afin de mieux cibler les régions d'étoiles (ou les étoiles elles-même) susceptibles de cacher une (ou plusieurs) planète(s). A cette question, principalement deux hypothèses tentent d'y répondre dans la littérature. Premièrement, cet excès pourrait avoir une origine externe à la formation de l'étoile, résultant de l'attraction de planètes en formation, riches en métaux, au coeur de son enveloppe convective. Un tel processus pourrait être directement induit par la formation planétaire au cours de la migration (voir chapitre 1.2.1) (Laughlin & Adams 1997; Gonzalez 1998; Laughlin 2000; Gonzalez et al. 2001; Smith et al. 2001; Murray & Chaboyer 2002). Des études ont été menées selon cette hypothèse, et il semblerait que cela ne puisse pas modifier significativement la teneur en éléments lourds de l'étoile (voir, p.e. Sandquist et al. 1998, 2002; Pinsonneault et al. 2001; Montalbán & Rebolo 2002; Santos et al. 2003). La deuxième hypothèse consiste à considérer que l'enrichissement en métaux du bulbe, reflétant très probablement a teneur en métaux du nuage de gaz et de poussières duquel sont issus l'étoile et le système pla-

nétaire apporterait de solides preuves quant à une origine interstellaire (Pinsonneault et al. 2001; Sadakane et al. 2002; Santos et al. 2003; Fischer & Valenti 2005). Pour autant, la question est loin d'être close, et d'autres cas de pollution peuvent aussi jouer un rôle important (Bazot et al. 2005).

Toutes les corrélations éventuelles ont elles aussi été étudiées, comme celle par exemple liant la métallicité aux paramètres orbitaux (Gonzalez 1998; Queloz et al. 2000; Santos et al. 2003; Santos & Halbwachs 2006; Sozzetti 2004). Les résultats ne sont pas significatifs. Aucun élément ne permet de conclure sur une quelconque corrélation entre ces paramètres. Il serait cependant intéressant de reprendre ces analyses une fois la liste de planètes découvertes allongée, tout particulièrement lors de la découverte de systèmes similaires au système solaire, contenant des planètes de masse jovienne à longue période et en orbite circulaire.

1.2.4 Planètes en transit

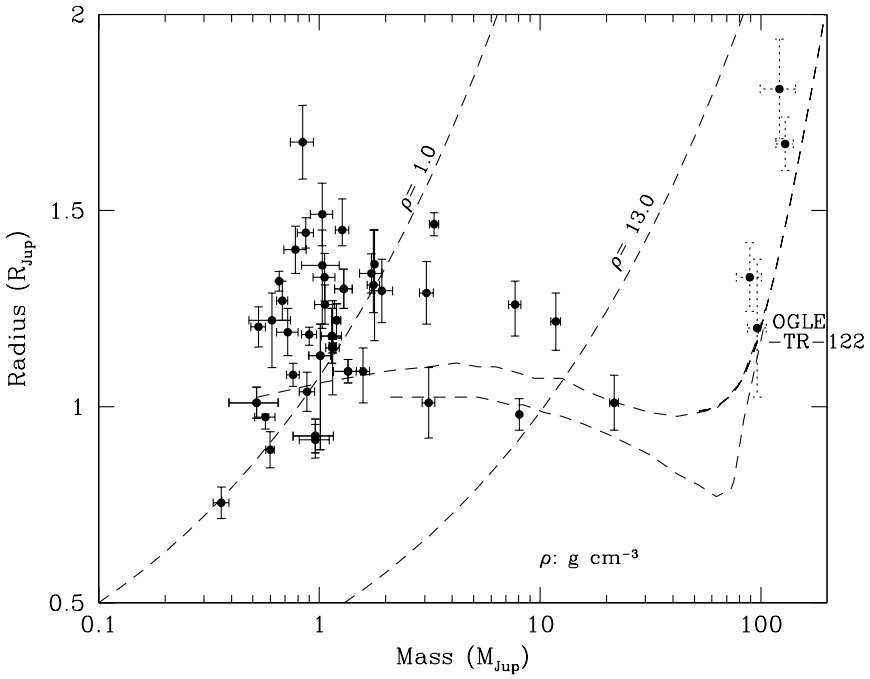


FIG. 1.7 – Diagramme Masse-Rayon des planètes à transit connues.

Parmi l'échantillon grandissant de planètes découvertes, une petite partie présente un plan orbital aligné avec la ligne de visée. Cette configuration permet aux observateurs terrestres que nous sommes de détecter le passage périodique de la planète devant son étoile. Le phénomène (expliqué en détail dans le chapitre suivant) rend possible la mesure du rapport de rayons de la planète et de l'étoile, et ainsi celui de la planète si le second est connu. Un tel paramètre, combiné à la masse de l'objet, nous donne un paramètre extrêmement important qu'est la densité moyenne. Elle permet alors d'estimer la composition relative de la planète en transit. Les propriétés physiques de ces planètes ainsi obtenues confrontent celles observées à celles prédites par les modèles théoriques (Baraffe et al. 2005; Guillot 2005). On dénombre actuellement 45 planètes dans ce cas, dont 43 sont des Jupiter-chauds. Trois d'entre elles peuvent être écartées. En effet, les planètes *Lupus-TR-*

3b (Weldrake et al. 2008), *SWEEPS-04* et *11* (Sahu et al. 2006) sont en orbite autour d'étoiles très peu lumineuses ($mV > 17$) et leur confirmation par vitesses radiales reste ambiguë et non confirmée. Je préfère ainsi les écarter des discussions ultérieures. La plupart de ces planètes sont des Jupiter-chauds. Ils sont en effet les plus susceptibles de générer ce genre de phénomène. La figure 1.7 illustre la distribution de ces planètes en fonction de leurs masse et rayon. La table 1.1, quant à elle, présente les caractéristiques des planètes à transit par programmes de recherche. Les cinq premières planètes présentées ont été découvertes par les programmes de recherche par vitesses radiales (VR). Les suivantes constituent l'ensemble des planètes à transit détectées dans le cadre de programme de recherche de transit.

L'ensemble de ces détections, et des nouvelles qui arrivent de jour en jour, soulèvent un grand nombre de questions. Entre autres, le large domaine de densité observé ne trouve pas encore d'explications. En effet la densité de certaines planètes apparaît anormalement élevée ou anormalement faible, notamment pour les Jupiter-chauds. Pour exemples, *WASP-1, WASP-6, WASP-12, CoRoT_Exo_2b* ont une densité trop faible, un rayon de planète trop grand qui ne trouve aucune explication théorique. Leur irradiation, due à leur grande proximité de leur étoile parent, ne suffit pas à justifier leur grand rayon. En effet, les modèles existants ne peuvent former de tels objets (Baraffe et al. 2008) et nécessitent l'inclusion d'une énergie supplémentaire afin de les reproduire (Guillot 2005; Mardling 2007). On distingue également des objets de grande densité telles que *CoRoT_Exo_3b*, *HAT-P-2b* et *X0-3b*, à la frontière en masse de la définition des planètes. D'après Mordasini et al. (2007), il semblerait que des planètes jusqu'à une masse de 25 M_{Jup} puissent se former par accrétion gravitationnelle autour d'un coeur solide, à courte période.

Si l'on s'intéresse aux planètes à très courte et courte période orbitale, les planètes les plus massives sont celles qui ont été découvertes par transit. C'est un biais qu'il me semble intéressant à relever, même si statistiquement l'échantillon est petit. Quoiqu'il en soit plusieurs mécanismes ont été évoqués afin d'expliquer le fait que l'on observe de telles planètes à si courte période. Certains parlent de la conséquence d'un effet d'évaporation (Baraffe et al. 2004, 2005; Lecavelier Des Etangs 2007), ou encore d'un transfert de masse à la limite de Roche (Ford & Rasio 2006). Aucune explication claire n'existe à l'heure actuelle. L'observation précise du transit permet aussi d'accéder à la caractérisation dynamique et géométrique complète d'un système. En effet, celui-ci nous donne, grâce à l'observation de l'effet Rossiter-McLaughlin, une contrainte quant à l'orientation du plan orbital par rapport à l'axe de rotation de l'étoile, ainsi que le sens de révolution de la planète autour de son étoile par rapport au sens de rotation de cette dernière. De tels éléments apportent de fortes contraintes aux modèles de formation et d'évolution de ces systèmes planétaires. En effet, les modèles standards suggérant l'existence de phénomènes de migration, on imagine alors que ceux-ci peuvent perturber l'alignement du disque au plan équatorial de l'étoile. De plus, la détection d'un tel effet confirme, d'une manière définitive, l'existence d'une planète. Des observations complémentaires de ces planètes à transit ont montré aussi qu'il est possible de détecter l'atmosphère de ces objets et de déterminer les éléments qui la composent (Charbonneau et al. 2002). Pour exemple, HD209458b détient une exosphère composée de carbone et d'oxygène, en provenance de l'atmosphère d'hydrogène en évaporation (Vidal-Madjar et al. 2003, 2004). De plus, la détection en infra-rouge de l'*anti-transit* (ou *transit secondaire*, voir chapitre suivant) des planètes orbitant HD209458, HD189733 et TrES-1 (Charbonneau et al. 2005; Deming et al. 2005, 2006), et de leurs phases de variations en température (ou l'absence de variation) (Harrington et al. 2006; Knutson et al. 2007a) nous permet de comprendre la distribution de température de ces planètes.

TAB. 1.1 – Table des caractéristiques des planètes à transit connues par programmes de recherche.

Nom de la planète	P (jours)	R_p (R_{Jup})	M_p (M_{Jup})	ρ_p ($g\,cm^{-3}$)	e	Réf.
HD 209458b	3.525	1.320 ± 0.025	0.657 ± 0.006	0.35±0.2	0.015	15, 62, 32
HD 189733b	2.219	1.154 ± 0.017	1.15 ± 0.04	0.93±0.07	0.0	12, 50, 63
HD 149026b	2.877	0.755 ± 0.04	0.360 ± 0.03	1.04±0.25	0.0	53, 43, 68
HD 197286b	4.955	0.925 ± 0.043	0.96 ± 0.2	1.51±0.52	0.0	25
GJ 436b	2.644	0.437 ± 0.035	0.071 ± 0.006	1.05±0.34	0.15	22, 23, 10
HD 17156b	21.2	1.21 ± 0.12	3.13 ± 0.21	3.7±1.3	0.67	8, 19, 29
WASP-1b	2.520	1.443 ± 0.039	0.87 ± 0.07	0.36±0.06	0.0	18, 16, 54
WASP-2b	2.152	1.038 ± 0.050	0.88 ± 0.07	0.98±0.22	0.0	18, 16
WASP-3b	1.847	1.31 ± 0.14	1.76 ± 0.11	0.97±0.37	0.0	47
WASP-4b	1.338	1.45 ± 0.06	1.27 ± 0.09	0.52±0.12	0.0	61
WASP-5b	1.628	1.09 ± 0.08	1.58 ± 0.11	1.51±0.44	0.0	4
WASP-10b	3.093	1.28 ± 0.08	3.06 ± 0.22	1.77±0.46	0.10	17
WASP-12b	1.091	1.83 ± 0.1	1.45 ± 0.12	0.24 ± 0.04	0.06±0.03	74
WASP-14b	2.244	1.26 ± 0.07	7.7 ± 0.5	4.8±1.2	0.0	31
CoRoT_Exo_1b	1.509	1.49 ± 0.08	1.03 ± 0.12	0.39±0.11	0.0	9
CoRoT_Exo_2b	1.743	1.465 ± 0.029	3.31 ± 0.16	1.31±0.14	0.0	3
CoRoT_Exo_3b	4.250	21.6 ± 0.7	0.97 ± 0.065	29.4±6.8	0.0	73
CoRoT_Exo_4b	9.202	1.19 ± 0.06	0.72 ± 0.08	0.53±0.14	0.0	1, 41
TrES-1	3.030	1.081 ± 0.029	0.76 ± 0.05	0.75±0.11	0.0	2, 56, 65
TrES-2	2.471	1.220 ± 0.045	1.198 ± 0.053	0.82±0.13	0.0	44, 57, 28, 71
TrES-3	1.306	1.295 ± 0.081	1.92 ± 0.23	1.10±0.34	0.0	45, 70
TrES-4	3.554	1.674 ± 0.094	0.84 ± 0.2	0.22±0.06	0.0	37
XO-1b	3.942	1.184 ± 0.028	0.90 ± 0.07	0.67±0.1	0.0	39, 26
XO-2b	2.616	0.97 ± 0.03	0.57 ± 0.06	0.77±0.15	0.0	13
XO-3b	3.192	1.5 ± 0.2	12.5 ± 1.9	8.1±1.9	0.29	30, 69, 24
XO-4b	4.125	1.34 ± 0.05	1.72 ± 0.2	0.89±0.2	0.0	40
XO-5b	4.188	1.15 ± 0.12	1.15 ± 0.08	0.94±0.36	0.0	14
HAT-P-1b	4.465	1.203 ± 0.051	0.53 ± 0.04	0.38±0.08	0.0	5, 67
HD 147506b (HAT-P-2b)	5.633	0.98 ± 0.04	8.62 ± 0.55	10.6±1.3	0.52	6, 66, 72
HAT-P-3b	2.899	0.890 ± 0.046	0.599 ± 0.026	1.05±0.21	0.0	59
HAT-P-4b	3.056	1.27 ± 0.05	0.68 ± 0.04	0.41±0.07	0.0	36
HAT-P-5b	2.788	1.26 ± 0.05	1.06 ± 0.11	0.66±0.15	0.0	7
HAT-P-6b	3.853	1.330 ± 0.061	1.057 ± 0.119	0.56±0.14	0.0	42
HAT-P-7b	2.205	1.363 ± 0.2	1.776 ± 0.06	0.87±0.38	0.0	46
HAT-P-9b	3.923	1.40 ± 0.06	0.78 ± 0.09	0.35±0.09	0.0	55
OGLE-TR-10b	3.101	1.122 ± 0.09	0.61 ± 0.13	0.42±0.21	0.0	35, 49, 27
OGLE-TR-56b	1.212	1.30 ± 0.05	1.29 ± 0.12	0.73±0.15	0.0	33, 49, 58
OGLE-TR-111b	4.014	1.01 ± 0.04	0.52 ± 0.13	0.63±0.23	0.0	48, 52, 64, 38
OGLE-TR-113b	1.432	1.09 ± 0.03	1.32 ± 0.19	1.29±0.29	0.0	11, 20, 34
OGLE-TR-132b	1.690	1.18 ± 0.07	1.14 ± 0.12	0.86±0.24	0.0	11, 21
OGLE-TR-182b	3.979	1.13 ± 0.24	1.01 ± 0.15	0.87±0.4	0.0	51
OGLE-TR-211b	3.677	1.36 ± 0.18	1.03 ± 0.29	0.51±0.28	0.0	60

Références de la table 1.1 : [1] Aigrain et al. (2008), [2] Alonso et al. (2004), [3] Alonso et al. (2008), [4] Anderson et al. (2008), [5] Bakos et al. (2007b), [6] Bakos et al. (2007a), [7] Bakos et al. (2007c),[8] Barbieri et al. (2007), [9] Barge et al. (2008), [10] Bean et al. (2008), [11] Bouchy et al. (2004), [12] Bouchy et al. (2005), [13] Burke et al. (2007), [14] Burke et al. (2008), [15] Charbonneau et al. (2000), [16] Charbonneau et al. (2007), [17] Christian et al. (2008), [18] Cameron et al. (2007), [19] Fischer et al. (2007), [20] Gillon et al. (2006), [21] Gillon et al. (2007c), [22] Gillon et al. (2007a), [23] Gillon et al. (2007b), [24] Hebrard et al. (2008), [25] Hellier et al. (2008) [26] Holman et al. (2006), [27] Holman et al. (2007a), [28] Holman et al. (2007b), [29] Irwin et al. (2008), [30] Johns-Krull et al. (2008), [31] Joshi et al. (2008), [32] Knutson et al. (2007b), [33] Konacki et al. (2003), [34] Konacki et al. (2004), [35] Konacki et al. (2005), [36] Kovács et al. (2007), [37] Mandushev et al. (2007), [38] Minniti et al. (2007), [39] McCullough et al. (2006), [40] McCullough et al. (2008), [41] Moutou et al. (2008), [42] Noyes et al. (2008), [43] Nutzman et al. (2008), [44] O'Donovan et al. (2006), [45] O'Donovan et al. (2007), [46] Pál et al. (2008), [47] Pollacco et al. (2008), [48] Pont et al. (2004), [49] Pont et al. (2007b), [50] Pont et al. (2007a), [51] Pont et al. (2008), [52] Udry et al. (2006b), [53] Sato et al. (2005), [54] Shporer et al. (2007), [55] Shporer et al. (2008), [56] Sozzetti et al. (2004), [57] Sozzetti et al. (2007), [58] Torres et al. (2004), [59] Torres et al. (2007), [60] Udalski et al. (2008), [61] Wilson et al. (2008), [62] Winn et al. (2005), [63] Winn et al. (2006), [64] Winn et al. (2007b), [65] Winn et al. (2007c), [66] Winn et al. (2007d), [67] Winn et al. (2007a), [68] Winn et al. (2008a), [69] Winn et al. (2008c), [70] Winn et al. (2008b), [71] Winn et al. (2008d) [72] Loeillet et al. (2008b) [73] Deleuil et al. (2008) [74] Hebb et al. (2008)

Chapitre 2

Les outils actuels de la quête de nouveaux systèmes planétaires

Les astronomes en quête de nouvelles planètes extra-solaires ont à leur disposition tout un panel de méthodes de détection. Elles se distinguent selon leur mode de détection, directe ou indirecte, et l'approche utilisée. Ainsi chacune d'entre elles s'avère être plus ou moins sensible à divers paramètres, et favorise ainsi la détection d'objets aux caractéristiques multiples.

2.1 Un large panel de méthode

On dénombre actuellement 5 méthodes de détection qui ont permis de découvrir une ou plusieurs planètes extra-solaires. Le nombre de paramètres accessibles, caractérisant les systèmes et les planètes elles-mêmes, est grand. Chaque méthode est limitée et ne peut en déterminer qu'un certain nombre. Ces caractéristiques sont intrinsèques aux planètes, telles que le rayon, la masse, ou dynamiques, en relation avec l'orbite qu'elle décrit, comprenant la période orbitale P, l'excentricité e, le temps de passage au périastre T, ainsi que ceux liés à la position particulière de l'observateur, l'angle i, l'inclinaison entre la perpendiculaire du plan orbital et le plan de la ligne de visée, l'angle ω, qui représente la longitude du périastre et enfin Ω, l'angle de position du noeud ascendant. Bien d'autres paramètres physiques caractérisent eux aussi ces objets, on peut citer de plus la composition chimique, la température, la pression, albédo, ... Tous ces paramètres peuvent être des paramètres de surface, voire fonction de la profondeur. On distingue deux catégories parmi les principales méthodes de détection. La première regroupe les méthodes dites indirectes, dynamiques, consistant à déceler une planète grâce aux perturbations gravitationnelles induites par sa présence. Ces méthodes mettent en jeu les vitesses radiales (vitesse d'une étoile projetée sur la ligne de visée), l'astrométrie (position apparente d'une étoile sur le ciel), la mesure d'ondes périodiques émises par les pulsars millisecondes, la photométrie de l'étoile-hôte et une méthode utilisant le phénomène de lentilles gravitationnelles. La deuxième catégorie concerne quant à elle, des méthodes dites directes, photométriques telles que l'imagerie directe à haute résolution angulaire et fort contraste. Cette liste n'est évidemment pas exhaustive, mais elle regroupe les principales méthodes, les plus usitées actuellement.

2.1.1 Les pulsars millisecondes

Un pulsar est une étoile à neutron, résultat de l'explosion en supernova d'une étoile massive ($8 - 20$ $M_\odot$) en fin de vie. Du fait de ce processus, ces objets sont le siège de champs magnétiques

très importants et en rotation très rapide sur eux-mêmes. Ils émettent ainsi de puissantes ondes radio dans un cône étroit, orienté selon l'axe du champ magnétique global (équivalent à un dipôle). On assimile l'objet à un phare dans le domaine radio lorsque l'axe magnétique n'est pas orienté de la même manière que l'axe de rotation. Les pulses qu'un observateur terrestre peut ainsi observer ont une période égale à la période de rotation, pouvant être de l'ordre de la seconde à la milliseconde pour les pulsars les plus rapides. La très grande régularité de leur période de rotation génère l'émission de pulses d'une parfaite stabilité. Tout changement ou perturbation (affectant le signal par effet Doppler-Fizeau) de cette période peut ainsi être détecté, révélant l'éventuelle existence d'un compagnon planétaire. Une grande précision de mesures (jusqu'à 10^{-11} sur $\frac{\Delta\mu}{\mu}$) peut être atteinte par les radiotélescopes, rendant possible la détection de planètes de type terrestre. D'ailleurs c'est grâce à cette technique que Wolszczan & Frail (1992) ont pu mettre en évidence l'existence des premières planètes extra-solaires (telluriques !) autour du pulsar PSR 1257. Pour autant, la formation d'un pulsar est un processus extrêmement violent et ne devrait pas permettre à un système planétaire de subsister. Le système observé est vraisemblablement un système de deuxième génération, formé à partir des résidus de la supernova, ou d'un système planétaire originel.

2.1.2 Les vitesses radiales

La méthode dites des vitesses radiales consiste à mesurer la composante radiale (i.e. projetée sur la ligne de visée) de vitesse d'une étoile. La présence d'un compagnon induit, par effet gravitationnel, un déplacement du centre de masse du système, au centre de l'étoile lorsque celle-ci est isolée. Par suite, l'étoile et la planète tournent toutes deux autour du centre de masse commun du système. Ce mouvement est proportionnel à la masse et la période orbitale du compagnon. Pour exemple, l'effet de vitesse provoqué par la présence de la planète Terre sur le Soleil est de 10 $cm\ s^{-1}$, et pour Jupiter de 11 $\mathrm{m\,s^{-1}}$. Afin de détecter cette oscillation périodique de vitesses, dont la période est celle de l'orbite du compagnon, l'effet *Doppler-Fizeau* est mis à profit, illustrant l'éloignement et le rapprochement de l'étoile au cours de son mouvement, par rapport à l'observateur. Une illustration simple de ce phénomène est présentée figure 2.1. Les détails de cette méthode sont présentés dans la section suivante (chapitre 2.2.1).

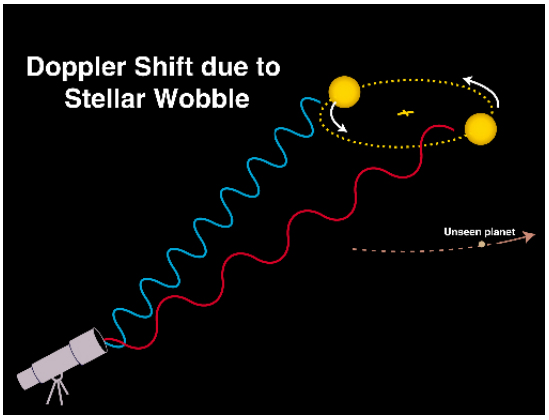


FIG. 2.1 – Illustration du décalage Doppler en longueur d'onde. (Source : http ://cannon.sfsu.edu/ gmarcy/planetsearch/tech/)

Cette technique déjà utilisée dans l'étude des étoiles binaires n'est pas récente. C'est son amélioration et le gain en précision réalisé au cours des années qui a permis la découverte, en 1995,

de la première planète extra-solaire autour d'une étoile de type solaire, 51Pegb (Mayor & Queloz 1995). Elle est actuellement la méthode la plus efficace à détecter des planètes. Ceci s'explique par le fait que le signal observé soit principalement indépendant de la distance de la planète à l'étoile et inversement proportionnel à la période orbitale.

2.1.3 L'astrométrie

Basé sur un principe similaire, on peut aussi citer la méthode astrométrique qui consiste à mesurer les variations de position apparente de l'étoile sur le ciel. Il est possible de détecter le mouvement de l'étoile perpendiculairement à la ligne de visée, c'est-à-dire sur la sphère céleste, et d'en déduire les caractéristiques de la planète et de son orbite. En pratique, la variation de la position d'un astre sur la sphère céleste n'est pas mesurée de façon absolue, mais différentiellement par rapport à un objet du champ, angulairement proche mais très lointain en distance, dont la position reste fixe. La combinaison de la méthode des vitesses radiales à l'astrométrie permet la caractérisation dans les 3 dimensions de l'espace de l'orbite. Malheureusement aucun système planétaire n'a actuellement été découvert par cette méthode, seule une planète a pu être confirmée grâce à cette méthode. Cette dernière est très difficile à mettre en oeuvre depuis le sol et nécessite une interférométrie différentielle. Elle est également particulièrement sensible aux longues périodes orbitales, ce qui explique ce bilan. A l'heure actuelle seuls quelques programmes de recherche utilisent cette technique.

Il est actuellement difficile de détecter des planètes grâce à cette méthode. En effet, l'amplitude de déplacement du Soleil sous l'effet des mouvements planétaires, de Jupiter et Saturne principalement, vu à une distance de 10 parsec, est de 500 microsecondes d'arc (μas). Le déplacement dû à la Terre présenterait une amplitude de $0.3\mu as$ à la même distance. Les mesures réalisées à ce jour depuis le sol ont une précision d'une milliseconde d'arc (mas), et devraient atteindre 10 μas dans le futur proche sur des champs d'observation réduits. Il ne sera donc pas possible de détecter des planètes semblables à la Terre, orbitant dans des zones habitables (i.e a$\sim$1 UA), puisque les étoiles observées sont à une distance d'au moins quelque parsecs de la Terre. L'astrométrie est plus adaptée à la détection de planètes géantes et de rayon orbital grand, et nécessite une base de temps d'observation significative.

2.1.4 L'imagerie directe

Cette méthode consiste à prendre une image du système telle une photographie afin de détecter un compagnon autour d'une étoile. C'est une méthode très intéressante puisqu'elle peut, dans la théorie, donner accès à de nombreuses caractéristiques, telles que l'atmosphère planétaire (densité, composition), des détails concernant la surface de l'objet (couleur, morphologie d'éventuels reliefs, océans et continents), d'éventuels satellites, etc... Même si la méthode s'avère très prometteuse sur le plan scientifique, elle est confrontée à un obstacle technique de taille. Il s'agit en effet de distinguer la lumière provenant du compagnon de celle de l'étoile-hôte, avec un contraste très important et une distance angulaire très petite. Dans le domaine visible, le rapport de flux entre la lumière émise par l'étoile et la lumière réfléchie par la planète est de l'ordre de 10^9. Dans l'infrarouge, l'émission thermique du compagnon est maximale et est celle que l'on peut distinguer le mieux. En effet, le contraste est plus favorable et atteint un ordre de grandeur de 10^6 (voir Fig. 2.2). Une des techniques consiste à utiliser un coronographe dans le visible et le proche infrarouge afin de masquer la plus grande partie du flux en provenance de l'étoile. Il existe un autre mode d'observation, permettant l'atténuation du flux de l'étoile. L'*extinction interférométrique* (ou *nulling*) est une technique encore en phase de tests, elle est basée sur l'utilisation des interférences destructives

afin d'annihiler le flux de l'étoile ; la lumière provenant d'un éventuel compagnon aurait une direction optique légèrement différente et ne subirait donc pas l'effet des interférences destructives. Pour autant, la capacité de détecter un très fort contraste ne suffit pas. Il est alors nécessaire de la combiner à une haute résolution angulaire. C'est le rôle de l'optique adaptative, qui permet de compenser et de corriger les perturbations atmosphériques ("seeing"), limitant la résolution d'un instrument, que l'on utilise dans le cas du coronographe.

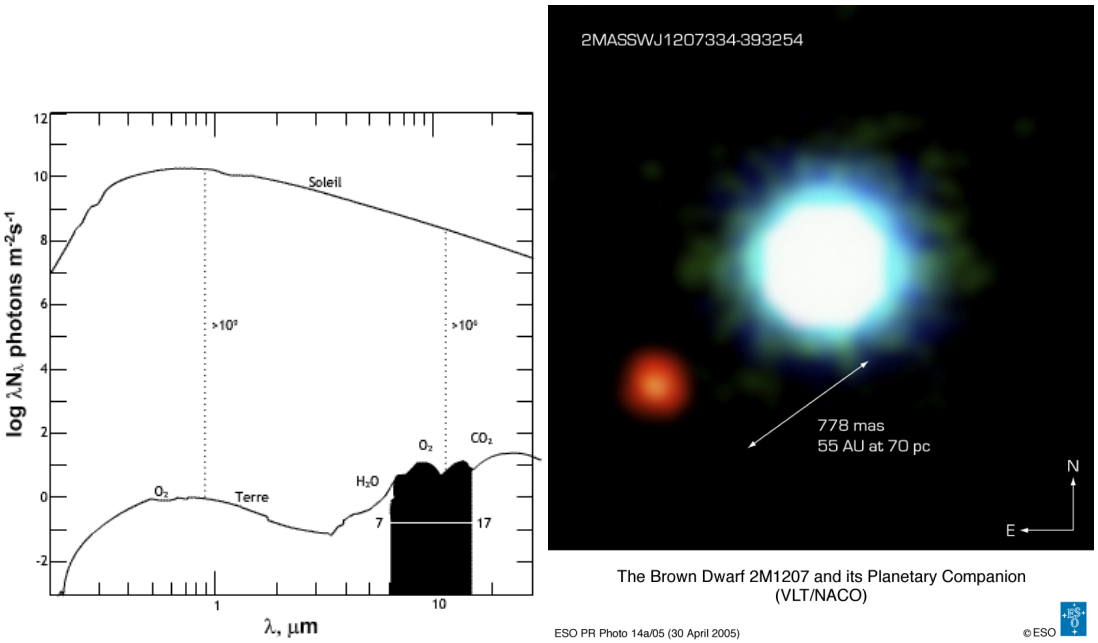


FIG. 2.2 – Illustration de la différence de contraste lumineux entre le Soleil et la Terre (gauche). Image de la détection d'une naine brune et de son compagnon. Les deux objets ont une masse de 25 et 5 M_{Jup}, respectivement. La grande séparation orbitale et la très faible masse de l'objet parent n'en font probablement pas une planète, à proprement parlé, malgré que sa masse soit dans le domaine exoplanétaire (Chauvin et al. 2005).

Depuis peu des programmes utilisent cette technique, étudiant l'environnement d'objets jeunes (âgés de quelques millions d'années seulement). En supposant que ces objets et leurs éventuels compagnons planétaires se soient formés à la même époque, les planètes jeunes s'avèrent exposées à de hautes températures. Elles émettent par conséquent un flux bien important dans l'infrarouge. Par cette méthode, le premier compagnon de masse planétaire ($M_p = 5 \pm 1$ M_{Jup} et de séparation de 41 ± 5 UA) a pu être mis en évidence autour d'une naine brune appartenant à un amas stellaire jeune du nom de *2M1207b* (Chauvin et al. 2005). D'autres candidats ont été découverts de la même manière, notamment autour de l'étoile GQ Lup (Neuhäuser et al. 2005) et de l'étoile AB Pic à de séparations significativement élevées (de 103 et 275 UA, respectivement). De nombreux projets, adoptant cette technique, sont en cours d'étude et de développement, tels que SPHERE sur l'un des télescopes du VLT (ESO) (Beuzit et al. 2006), ou encore des projets spatiaux dont le *JWST* (*"James Webb Space Telescope"*).

2.1.5 La photométrie : méthode de détection de transits planétaires

La détection de *transits* planétaires s'inspire de beaucoup des phénomènes d'éclipse que l'on observe depuis la Terre dans le système solaire, et l'applique à la recherche de planètes extra-solaires. Cette technique est connue et utilisée depuis longtemps pour déterminer les propriétés des corps du système solaire. Tout comme pour Mercure et Vénus, depuis la Terre il est possible d'observer le passage de planètes devant leur étoile en dehors de notre système. Cet événement est un formidable outil d'investigation pour déceler certaines propriétés de ces objets. Entre autres le rayon de la planète, la détermination de l'angle d'inclinaison entre la plan orbital et le la ligne de visée est possible, lorsque celui est proche de 0 deg (permettant l'alignement de l'observateur, de la planète et de son étoile). Donnant aussi accès à la distance orbitale de l'objet, la méthode s'avère efficace puisque grâce à la photométrie elle permet l'observation simultanée d'un champ complet d'étoiles.Cette technique permet également, dans quelques cas, de sonder l'atmosphère d'objet en transit et d'en analyser les constituants. Même si la technique est connue depuis longtemps, la première détection en transit d'une planète extra-solaire n'a lieu qu'en 2000 autour de l'étoile HD209458 (Charbonneau et al. 2000; Henry et al. 2000), qui fut en premier lieu découverte par la méthode des vitesses radiales. Tout d'abord peu exploitée à cause de la faible probabilité d'un tel événement et de la précision photométrique requise, cette technique a par la suite suscité un grand intérêt des astronomes dès les premières détections. En effet, il devient alors peu coûteux en temps de télescope de vérifier si l'événement a lieu puisque lorsqu'une planète a été découverte par une autre méthode il est possible de prédire la date de son transit. Cependant tous les événements détectés ne correspondent pas forcément à celui d'une planète devant son étoile. Il existe d'autres phénomènes, qu'ils soient physiques ou instrumentaux, liés à cette détection. Il est alors intéressant de regarder en détail ce qu'il se passe lors d'un transit. C'est que nous ferons dans la section suivante (chapitre 2.2.1).

2.1.6 Les micro-lentilles gravitationnelles

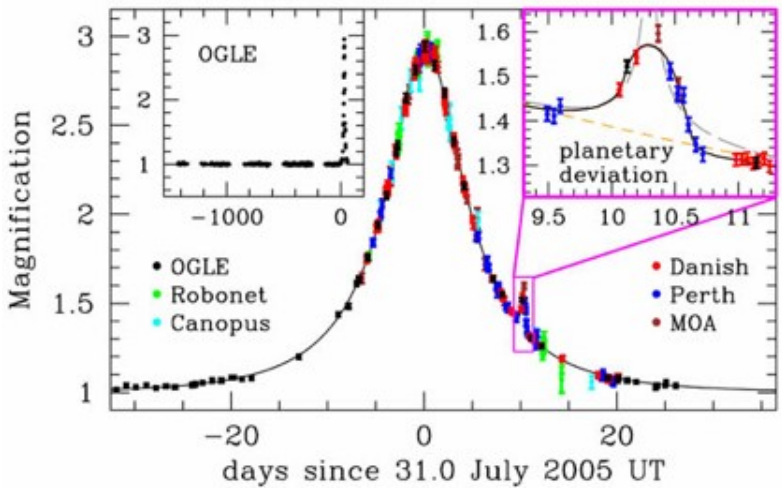


Fig. 2.3 – Illustration de la détection d'une planète autour de par micro-lentilles gravitationnelles (Figure issue de Beaulieu et al. (2006)). Le fort signal représente celui de l'amplification du flux de l'étoile. Le signal de la planète apparaît quant à lui comme un plus faible signal, distinguable ici sur l'aile droite.

Le phénomène de microlentille gravitationnelle fait appel à la théorie de la Relativité Générale

formulée par A. Einstein. Il se produit lorsqu'un objet compact (une étoile par exemple) coupe la ligne de visée d'une étoile en arrière plan, le premier est alors appelé *lentille* et le second *source*. La lentille déforme l'espace environnant et incurve ainsi la trajectoire des photons en provenance de la source, les focalisant vers l'observateur. Les deux objets étant en mouvement, l'amplification de la luminosité de la source, en fonction du temps, telle que mesurée par l'observateur a une forme de cloche. Le compagnon, lorsqu'il existe autour de la source, apparaît par l'intermédiaire d'un pic secondaire, de plus courte durée. Cette méthode est plus sensible aux planètes à grandes séparations orbitales, quelque soit leur masse. L'avantage consiste à pouvoir sonder un domaine de masses à longues distances orbitales, encore inaccessible à la méthode des vitesses radiales (quelques masses terrestres situées de 1 à 4 UA). Les cibles sont elles aussi plus lointaines (quelques kpc) que celles des programmes traditionnels de vitesse radiale (d<100pc). Cependant, un des inconvénients majeurs de cette méthode est sa non-reproductibilité, balayant toute tentative de confirmation ou d'études *a postériori* des candidats planètes détectés. De plus, ces détections sont directement liées à la modélisation de la non-linéarité des équations utilisées, générant une configuration complexe et toute particulière de l'espace des paramètres. Les caractéristiques déduites des planètes sont ainsi incertaines, car dépendantes du modèle utilisé.

Néanmoins, les travaux réalisés jusqu'ici ont pu mettre en évidence la détection de pas moins de 6 systèmes planétaires, composés de planètes de faibles masses, jusqu'à quelques 3 masses terrestres. En effet, l'interprétation d'observations menées au cours de 3 différentes campagnes (PLANET/RoboNet, OGLE et MOA) corrobore actuellement l'existence de 7 planètes réparties au sein de 6 systèmes planétaires distincts (Bond et al. 2004; Udalski et al. 2005; Beaulieu et al. 2006; Gould et al. 2006; Gaudi et al. 2008; Bennett et al. 2008). La dernière en date, annoncée en juin 2008, décrit un événement interprétable par l'existence d'une planète de $0.01^{+0.015}_{-0.005}$ M_{Jup} (l'équivalent de 3,3 masses terrestres), orbitant à 0.62 UA autour de l'étoile MOA-2007-BLG-192-L. L'effet observé est semblable à celui détecté sur OGLE-05-390L 2.3, étoile possédant une planète de 5,5 masses terrestres.

Tab. 2.1 – Nombre de planètes détectées au 01/08/08 par les principales méthodes, entre parenthèses le nombre de systèmes planétaires.

Méthode	Nombre de planètes détectées
Pulsars Millisecondes	5 (3)
Vitesses Radiales	243 (202)
Astrométrie	1
Imagerie directe	5 (5)
Transits	44 (44)
Microlentilles gravitationnelles	7 (6)

Toutes les méthodes de détection sont biaisées par la connaissance, la maîtrise et le niveau d'optimisation que l'on en a. La base de temps pendant laquelle elles sont utilisées joue aussi un rôle important dans la découverte d'un large échantillon de planètes aux caractéristiques variées. Evidemment chacune des approches implique elle aussi certains biais intrinsèques aux méthodes de détection. Pour autant si l'on s'attache à un point de vue statistique du nombre de détection, deux méthodes se dégagent très clairement et présentent un "tableau de chasse" bien plus fourni que les autres (voir tableau 2.1). Les méthodes de détection par mesure de vitesses radiales et par transit sont en effet clairement plus efficaces, de par leur approche, mais également grâce aux bonnes performances de l'instrumentation.

L'ensemble de ces méthodes se complètent. Elles couvrent en effet un large domaine de pa-

ramètres détectables, des plus petites périodes orbitales aux confins des systèmes planétaires, explorant des objets de quelques masses terrestres à quelques masse joviennes. Les méthodes de détection par microlentille gravitationnelle, par imagerie directe et des pulsars sont limités à détecter des planètes lointaines, dont la distance orbitale est de l'ordre de quelques UA, et au-delà. Il leur est donc impossible de détecter des planètes de type Jupiter chauds. Les méthodes de détection par mesure de vitesse radiales et par transit sont, quant à elles, plus adaptées à détecter des planètes proches de leur étoile. Les planètes à plus grande distance orbitale ne s'avèrent pas inaccessibles avec ces techniques, mais nécessitent une base de temps d'observation plus longue. Il est apparaît clairement que seules les méthodes de VR et de transit participent à la découverte de planètes à courte période, voire à très courte période orbitale. C'est dans ce contexte scientifique que mes travaux de thèse s'articulent, m'intéressant tout particulièrement aux deux seules méthodes permettant la détection de Jupiter-chauds. Ce sont celles-ci que je vais présenter en détail.

2.2 Deux méthodes de détection très complémentaires

Avec pour objectif de détecter des planètes à courte période orbitale, il était nécessaire que je m'intéresse tout particulièrement aux deux seules méthodes qui permettent d'en découvrir. Cette section développe ainsi les points majeurs de chacune de ces techniques que sont la méthode de mesure des VR et de transit.

2.2.1 Principes

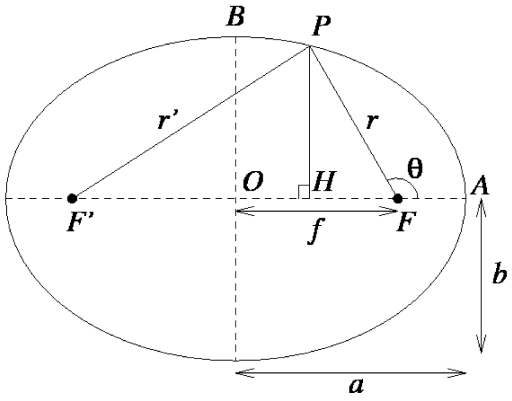
Méthode des vitesse radiales

Considérons un système binaire constitué d'une étoile et d'une planète. Comme décrit dans la section précédente, chacun de ces objets orbitent autour du centre de masse commun du système. Au cours de sa révolution, le spectre de l'étoile parent présente ainsi un décalage spectral tantôt vers le rouge, tantôt vers le bleu, suivant que l'étoile s'éloigne ou se rapproche de l'observateur.

Plus précisément, si λ et λ' sont respectivement les longueurs d'onde propres de chaque raie du spectre stellaire et celles mesurées par l'observateur, le décalage spectral, selon l'effet Doppler-Fizeau, s'exprime par $(\lambda' - \lambda)/\lambda = v/c$, dans le cas non-relativiste, où c est la vitesse de la lumière dans le vide et v la vitesse de la source émettrice (ici l'étoile) en direction de l'observateur. Ainsi donc, lorsque l'étoile s'éloigne $v < 0$, $\lambda' > \lambda$, dans le cas contraire, $\lambda' < \lambda$. C'est la mesure d'un décalage spectral périodique qui permet de déduire la présence d'une planète. La formulation exprimée ci-dessus correspond à un cas non relativiste, et revient à négliger les termes du second ordre dans le décalage en longueurs d'onde. Ceci équivaut à une erreur de quelques $\mathrm{cm\,s^{-1}}$ pour une vitesse radiale inférieure à quelques $\mathrm{km\,s^{-1}}$, ce qui est parfaitement cohérent dans le cadre de la recherche de planètes.

A partir de la mesure du décalage spectral, il s'agit ensuite de déterminer les caractéristiques de l'orbite de la planète. Considérons une étoile décrivant une ellipse de demi-grand axe $a_\star$ et d'excentricité e. O est le centre de l'ellipse et F le foyer correspondant au centre de masse du système étoile-planète. P représente la position de l'étoile, caractérisée par les coordonnées (r, θ) , r étant la distance au foyer, et θ l'anomalie vraie. Le point H est ici la projection sur le demi-grand axe de la position P.

En coordonnées polaires, on peut écrire : $\overrightarrow{r} = r.\overrightarrow{u_r}$
D'où l'expression de la vitesse : $\overrightarrow{v} = \frac{\partial r}{\partial t}\overrightarrow{u_r} + r\frac{\partial \theta}{\partial t}\overrightarrow{u_\theta}$.



Soit α est l'angle entre la projection de la ligne de visée dans le plan de l'ellipse et le demi-grand axe.

La projection de la vitesse de l'étoile sur la ligne de visée, dite vitesse radiale, est donc :

$$v = [\frac{\partial r}{\partial t}\cos(\alpha - \theta) + r\frac{\partial \theta}{\partial t}\sin(\alpha - \theta)]\sin i, \quad (2.1)$$

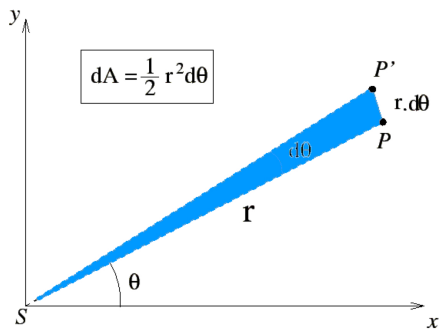
où i est l'angle entre la ligne de visée et la perpendiculaire au plan orbital. On cherche à exprimer v en fonction du temps t. Pour cela, on s'intéresse tout d'abord à l'expression de v en fonction de θ. Les facteurs $\frac{\partial r}{\partial t}$ et r peuvent s'exprimer selon θ et $\frac{\partial \theta}{\partial t}$ en utilisant l'équation de l'ellipse, $r = p/(1 + e\cos\theta)$, où $p = a_\star(1 - e^2)$ est le paramètre de l'ellipse. D'où :

$$\frac{\partial r}{\partial t} = \frac{a_\star(1 - e^2)e\sin\theta}{(1 + e\cos\theta)^2}\frac{\partial \theta}{\partial t}. \quad (2.2)$$

La relation entre la période de révolution P et la vitesse aréolaire C (l'aire balayée par le rayon vecteur par unité de temps), d'après la deuxième loi de Kepler, permet le calcul de $\frac{\partial \theta}{\partial t}$ en fonction de θ. Son expression s'écrit simplement

$$P = \pi a_\star b_\star / C, \quad (2.3)$$

où C est constante. Le terme $b_\star$, le demi-petit axe de l'ellipse, est relié à $a_\star$ par la relation $b = a_\star\sqrt{1 - e^2}$.



Considérons un déplacement infinitésimal d'un angle dθ par rapport à une position quelconque sur l'orbite, le rayon vecteur de la nouvelle position, ayant pour origine le foyer F, s'écrit $r + dr$. Dans cette configuration, l'aire balayée pendant dt est $r^2 d\theta/2$ et donc

$$C = \frac{1}{2}r^2\frac{d\theta}{dt}. \quad (2.4)$$

En combinant les deux expressions 2.3 et 2.4 de la vitesse aréolaire, on obtient alors

$$\frac{\partial \theta}{\partial t} = \frac{2\pi(1 + e\cos\theta)^2}{P(1 - e^2)^{3/2}} \text{ et } \frac{\partial r}{\partial t} = \frac{2\pi a_\star e\sin\theta}{P\sqrt{1 - e^2}}. \quad (2.5)$$

A partir des précédentes expressions, on peut exprimer la vitesse v donnée par l'équation (2.1) sous la forme :

$$v = \gamma + K[\sin(\alpha - \theta) + e\sin\alpha], \quad (2.6)$$

où γ est une constante, correspondant à la vitesse moyenne et K la semi-amplitude du mouvement

$$K = \frac{2\pi a_\star \sin i}{P\sqrt{1-e^2}}. \tag{2.7}$$

D'autre part, l'expression de $d\theta/dt$ ci-dessus peut être intégrée et donne :

$$\frac{2\pi t}{P} + cste = -\frac{e\sqrt{1-e^2}\sin\theta}{1+e\cos\theta} + 2\arctan\frac{\sqrt{1-e^2}\tan(\theta/2)}{1+e}. \tag{2.8}$$

Les équations (2.6) et (2.8) permettent de déterminer v en fonction du temps t pour une orbite donnée. Quelque soit la valeur de e, v est une fonction périodique de période P. La connaissance de v (déterminée à partir du décalage Doppler) permet de le calcul de P. D'autre part, si $e = 0$, $v(t)$ est une sinusoïde, alors que si $e \neq 0$, $v(t)$ est une sinusoïde "déformée". L'écart par rapport à la sinusoïde permet alors de calculer e.

Il est intéressant de pouvoir lier les paramètres de l'orbite à la masse des objets. Ainsi, le demi-grand axe de l'ellipse décrite par la planète est $a = a_\star M_\star/M_p$, où M_p est la masse de la planète et $M_\star$ celle de l'étoile. D'autre part, $P = 2\pi[a_f^3/G(M_\star + M_p)]^{1/2}$, où a_f est le demi-grand axe de l'ellipse décrite par la particule fictive dont la masse est la masse réduite du système et de position égale à la position relative des deux objets. On a la relation $a_f = a(M_p + M_\star)/M_\star$. Alors K donné par la relation (2.7) peut s'écrire :

$$K = \left(\frac{2\pi G}{P}\right)^{1/3} \frac{M_p \sin i}{(M_p + M_\star)^{2/3}} \frac{1}{\sqrt{1-e^2}}. \tag{2.9}$$

L'ajustement de ce modèle Képlérien aux mesures de vitesses radiales nous donne directement accès aux différents paramètres orbitaux. De plus, connaissant P et e, on peut donc en déduire $M_p \sin i$ de la mesure de K, la masse de l'étoile étant supposée connue par ailleurs. Dans le cas planétaire, on sait que $M_p \ll M_\star$, d'où $P \simeq 2\pi(a^3/GM_\star)^{1/2}$, et a peut donc être calculé à partir de P (à condition d'avoir estimé $M_\star$).

Dans le cas simplifié d'une excentricité nulle, les relations 2.6 et 2.9 s'écrivent alors sous la forme :

$$v = K\sin(\alpha - \theta) \tag{2.10}$$

et

$$K = \left(\frac{2\pi G}{P}\right)^{1/3} \frac{M_p \sin i}{(M_p + M_\star)^{2/3}}. \tag{2.11}$$

Lorsque $e = 0$, θ représente alors la phase dans le référentiel du plan de l'ellipse, $\alpha - \theta$ est en fait la phase dans le référentiel de l'observateur. Pour exemple, une planète d'une masse de Jupiter autour d'une étoile d'une masse solaire induit un signal d'une amplitude K de ~90 m s^{-1}, lorsque la planète se situe à 0,1 UA de son étoile, dans le cas d'une orbite circulaire. Si la planète se situe à 1,0 ou 5,0 UA, l'amplitude est alors respectivement de 28,4 et 12.7 m s^{-1}.

Par convention, la vitesse radiale mesurée est celle de l'étoile par rapport au barycentre du système solaire. Il est donc nécessaire d'effectuer un changement de référentiel, de celui-ci au référentiel terrestre, lié à l'observateur. Ce dernier se déplace à une vitesse particulière par rapport au premier référentiel, que l'on nomme *vitesse barycentrique* V_{berv} (pour *Barycentric Earth Radial Velocity*). Elle est inhérente à la position de l'observateur, aux coordonnées de l'étoile observée et aux date et heure d'observation. Au cours de l'année cette vitesse varie de ±30 km s^{-1}. De la

même manière que précédemment, on peut donc corriger le décalage spectral engendré par cet effet en utilisant l'effet Doppler-Fizeau afin d'obtenir un spectre dont la calibration en longueur d'onde correspond à celui qu'obtiendrait un observateur lié au référentiel du barycentre du système solaire.

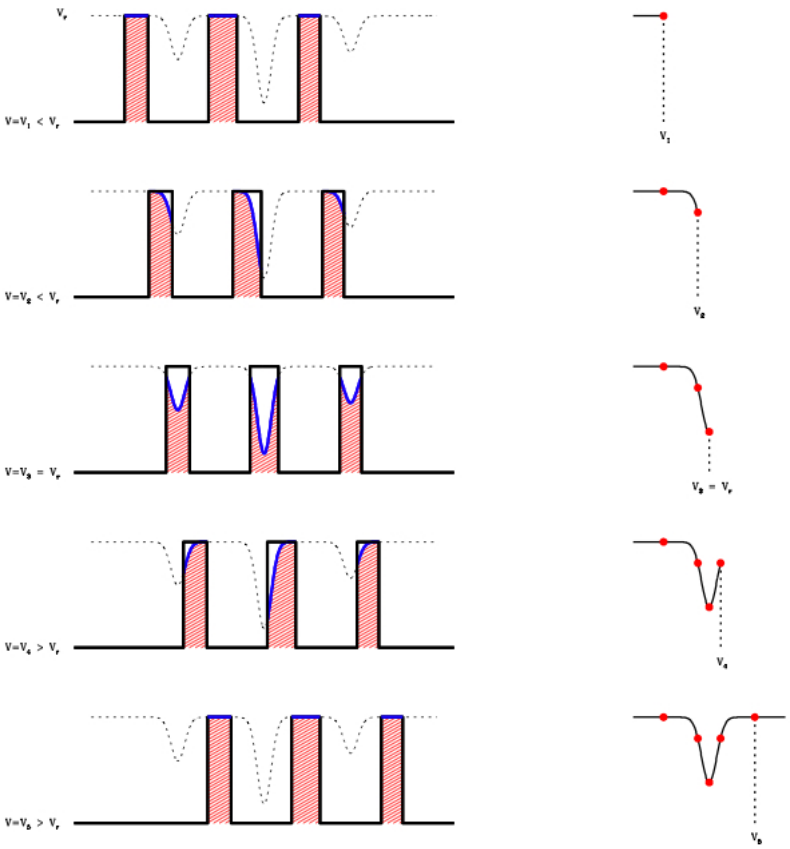


FIG. 2.4 – Schéma de principe de la méthode de corrélation croisée (tirée de la thèse de C. Melo).

L'amplitude K de l'étoile parent d'une planète géante à courte période (< 10 jours) est de l'ordre de plusieurs dizaines de mètres par seconde, voire quelques centaines. Cette variation de vitesse correspond à un décalage en longueur d'onde de l'ordre de 10^{-3}Å dans le visible. Cet infime décalage ne correspond qu'à un dixième, voire un centième de pixel du CCD utilisé. Mesurer un tel décalage semble être ardu. Pour cela, une des techniques utilisées est celle de la corrélation croisée numérique (Baranne et al. 1996). Elle consiste à corréler le spectre observé à un masque numérique représentatif du spectre de raies d'absorption de l'étoile au repos. En comparant la position relative des raies sur l'ensemble du spectre, il est alors possible de mesurer le décalage du spectre et donc la vitesse radiale de l'étoile à l'instant observé. Par ce procédé, on obtient un pic de corrélation (appelée *CCF*, "Cross-Correlated Function" en anglais), équivalent en quelque sorte à une raie moyenne du spectre. Le processus concentre l'information spectrale des raies, incluant les phénomènes d'élargissement ou de déformation des raies, tels que la rotation de l'étoile, l'élargissement thermique. La Fig. 2.4 illustre le principe de ce procédé. La vitesse radiale est alors obtenue par l'ajustement par une gaussienne (ou d'une fonction symétrique) de la CCF, la valeur en est son extremum.

Ce procédé s'est avéré être à la fois simple et robuste. Il n'est en effet pas nécessaire d'utiliser des spectres observés de haute qualité (à haut rapport signal-sur-bruit), comme le montre l'expé-

rience du programme OGLE (Bouchy et al. 2005). Cependant, cette technique nécessite un grand nombre de raies dans le spectre, ne se superposant pas. Dans le cas contraire, la précision de la détermination de la vitesse en est fortement affectée. De même, le procédé est également limité en précision par la vitesse de rotation des étoiles. En effet, sous l'influence de la rotation de l'étoile (au-delà de quelques dizaines de $\mathrm{km\,s^{-1}}$) les raies sont significativement élargies, se recouvrant les unes sur les autres. Elles ne permettent alors pas une comparaison précise du spectre et du masque, même à l'aide d'un masque élargi. L'application se limite donc aux étoiles dites de type solaire et plus tardives, tels que les étoiles de type spectral F, G, K et M, et n'est pas adaptée dans le cas des étoiles plus précoces. La technique présentent néanmoins d'excellents résultats dans ces cas là. D'ailleurs l'une des améliorations consiste à pondérer le calcul du pic de corrélation par la profondeur des raies. Ainsi plus les raies sont profondes et étroites, plus elles contiennent d'informations pertinentes concernant le décalage spectral, et sont alors mises en valeur par la pondération (Pepe et al. 2002). Cette technique est celle que j'ai utilisée lors de mes travaux, présentées dans cette thèse. Deux autres paramètres issu de cet ajustement sont également précieux, à savoir la largeur à mi-hauteur (FWHM : *"Full Width Half Maximum"*), qui permet de déterminer la vitesse de rotation de l'étoile (Santos et al. 2002) et le contraste. Ce dernier paramètre est lié à la FWHM, de manière à ce que la surface du pic de corrélation soit relativement constante pour un type spectral des étoiles donné. La Fig. 2.5 présente un exemple de CCF et les paramètres que l'on peut en déduire.

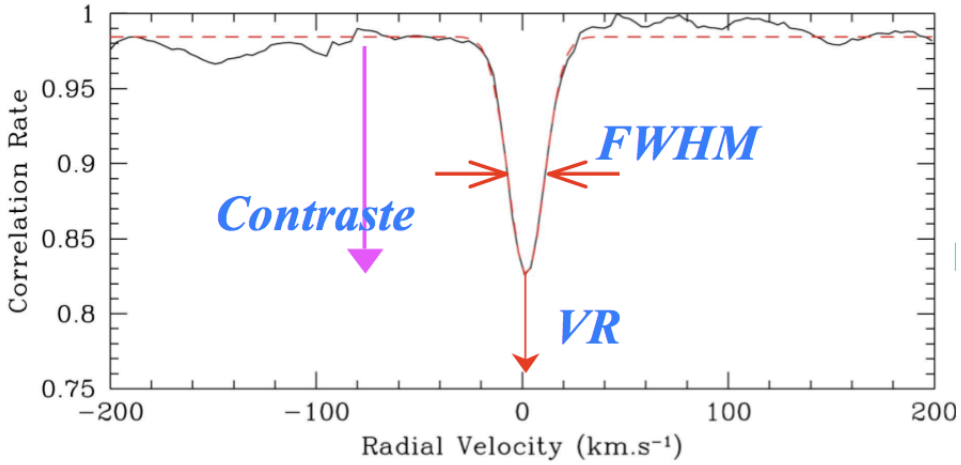


Fig. 2.5 – Paramètres d'une CCF. La vitesse radiale correspond à l'extremum du pic de corrélation, le contraste correspond à la profondeur du pic et la FWHM correspond à la largeur à mi-hauteur.

Comme le montre l'Eq.2.9, la détection de planètes par cette méthode ne permet de déterminer qu'une valeur minimale de la masse ($M_p \sin i$). C'est une des principales limitations de cette technique. Il existe en effet une dégénérescence de la masse de l'objet avec l'angle i qui est inconnu. De plus, lorsque cet angle est proche de 90 deg, l'amplitude de variation des vitesses radiales se réduit, pour une masse et des paramètres orbitaux donnés, jusqu'à devenir nulle lorsque l'angle est de 90 deg. Le plan orbital est, dans ce cas, confondu avec le plan du ciel. De plus, l'amplitude K est directement proportionnelle à la masse minimale et inversement proportionnelle à la période orbitale P, à la puissance $1/3$. On comprend bien alors que la détection de planètes massives à courte période est largement favorisée et qu'il existe un biais statistique intrinsèque à cette méthode dépendant de l'inclinaison du plan orbital au plan de la ligne de visée. Suivant ce premier biais, la grande majorité des premières planètes détectées se sont en effet avérées être des planètes

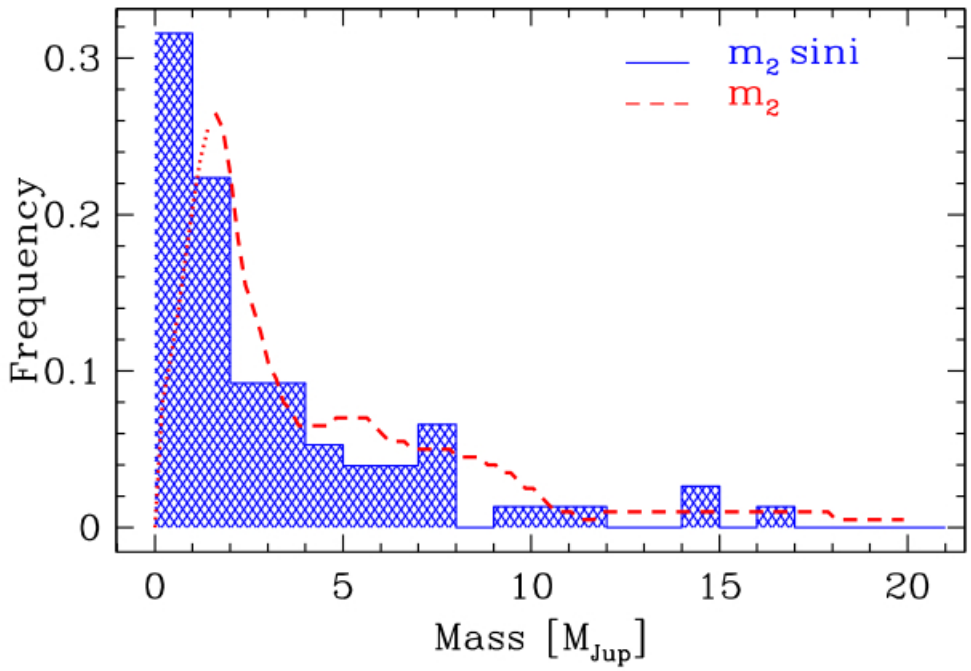


FIG. 2.6 – Fonction de masse des compagnons des étoiles de type solaire. Le trait plein présente la fonction de masse telle que mesurée dans la plupart grâce à la méthode des vitesses radiales. La courbe en tirets représente quant à elle cette même fonction de masse déconvoluée statistiquement de l'angle d'inclinaison orbitale i. Issue de Santos & Halbwachs (2006).

d'environ une masse de Jupiter (ou plus) à courte période. Afin de déceler la présence de planètes à plus longue période, il est alors nécessaire d'avoir une base de temps de mesures plus longue. On estime à au moins une période orbitale la base de temps de mesures nécessaire pour confirmer la présence de l'objet. Typiquement pour détecter des planètes de type de Jupiter, dont la période de révolution est de quasiment 12 ans, il faut accumuler au minimum 12 ans de mesures. Il est facilement imaginable ainsi que le temps nécessaire pour découvrir un système planétaire semblable au système solaire par cette méthode se compte en plusieurs dizaines d'années. L'inclinaison du plan orbital des planètes par rapport au plan de la ligne de visée induit quant à lui un biais relativement faible. C'est ce que montre en effet la Fig. 2.6, décrite dans Santos & Halbwachs (2006), représentant la fonction de masse des compagnons des étoiles de type solaire, telle qu'observée en trait plein et déconvoluée statistiquement de l'inclinaison orbitale (Jorissen et al. 2001). L'angle i ne semble donc pas être un facteur limitatif dans la compréhension de la distribution en masse des planètes détectées.

Méthode des transits

Comme décrite précédemment (voir section 2.1.5), cette technique met à profit le phénomène d'éclipse partielle des étoiles par leur planète. Cependant cette méthode reste quelque peu limitée. Force est de constater en effet que parmi les quelques 300 planètes extra-solaires découvertes à ce jour, seules 44 présentent une telle configuration. La distribution aléatoire des inclinaisons i des orbites planétaires fait que la probabilité d'observer une planète en transit autour de son étoile

reste faible. Elle s'exprime de la manière suivante :

$$Pr_{transit} = \frac{R_\star}{a_p}, \tag{2.12}$$

où $R_\star$ est le rayon de l'étoile et a_p le demi-grand axe de l'orbite de la planète. Ainsi la probabilité d'observer le transit d'une planète à 1 UA autour d'une étoile semblable au Soleil est d'environ 5.10^{-3}. Celle d'une planète à 0,03 UA est ramenée à 0.15. On comprend donc facilement pourquoi la grande majorité des planètes détectées par transit sont très proches de leur étoile.

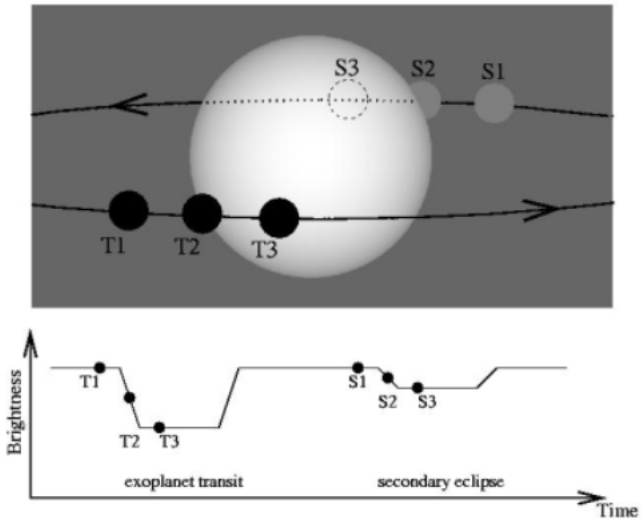


Fig. 2.7 – Schéma du transit et de l'anti-transit d'une planète autour de son étoile. D'après I. Snellen.

Le phénomène, en lui-même, se traduit par une baisse apparente de luminosité de l'étoile lorsque la planète traverse le disque stellaire. Une seconde éclipse partielle se produit également lorsque la planète est occultée par son étoile. On appelle cet événement le *transit secondaire* ou *anti-transit*. La Fig.2.7 illustre ces 2 phénomènes et schématise la courbe de lumière que l'on peut alors observer. La baisse de luminosité observée pendant le transit secondaire est due à la disparition du flux émis, ou réfléchi, par la planète. Il est en général bien plus faible que le transit lui-même. Il est observable aux points S1 et S2, symbolisés sur la Fig. 2.7, et n'a pu être détecté que pour 3 planètes à transit, jusqu'à ce jour, grâce à des télescopes spatiaux bénéficiant d'une très grande précision photométrique. Dans d'excellentes conditions d'observation, le premier événement peut donner accès au spectre de transmission de la planète, la lumière stellaire est en effet filtrée par l'atmosphère planétaire, tandis que l'anti-transit donne accès au spectre de la lumière émise par la planète. Ce qui nous intéressera par la suite pour la détection de planètes est le transit en lui-même.

La détection permet la détermination de quelques unes des caractéristiques des planètes. Ainsi comme le montre la Fig.2.8, il est possible de mesurer le rapport de flux $\Delta F/F$, la durée du transit $\Delta t_{transit}$, la durée de l'entrée en transit Δt_e et le paramètre d'impact b (Brown et al. 2001). On peut alors en déduire l'effet d'assombrissement centre-bord de l'étoile, noté Δ_{abc}. Celui-ci est un effet résultant de la décroissance de la densité et de la température de la photosphère sur les bords du

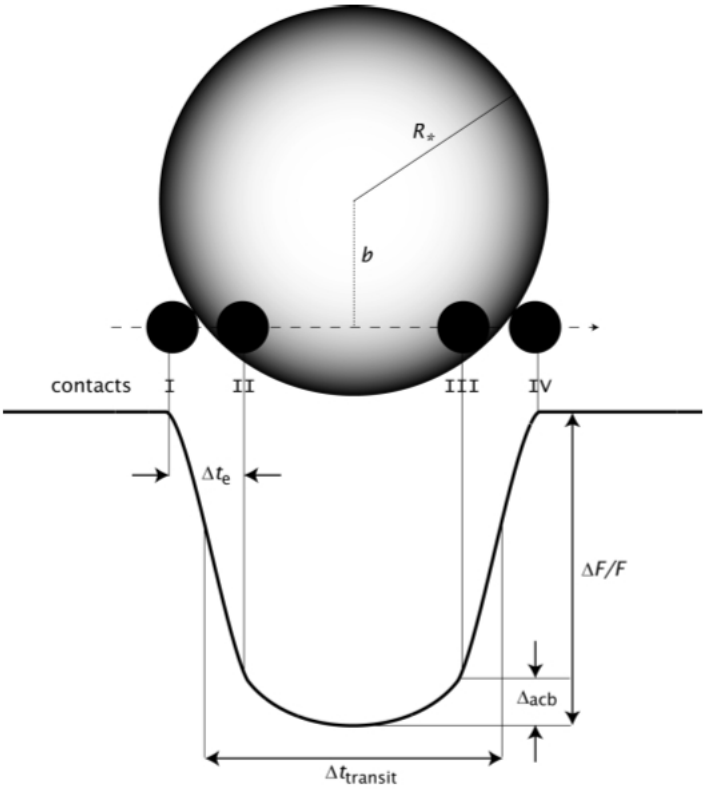


Fig. 2.8 – Schéma présentant les caractéristiques déterminées par transit (Figure issue de Brown et al. (2001)).

disque stellaire. La profondeur du transit s'exprime de la manière suivante :

$$\frac{\Delta F}{F} = \frac{F_{out} - F_{in}}{F_{out}} = (\frac{R_p}{R_\star})^2, \tag{2.13}$$

où F_{out} et F_{in} sont les flux stellaires hors-transit et pendant le transit, et R_p et $R_\star$ les rayons planétaires et stellaires. Elle est donc directement liée aux rayons des deux objets en cause. Seul bémol de cette formule très simple : elle suppose que l'étoile et la planète sont des disques uniformes, et que le fond de la courbe est plat, négligeant ainsi l'effet d'assombrissement centre bord. Cela n'est en fait pas le cas. Cet effet joue un rôle important, comme le montre la forme des ailes et du fond de la courbe de lumière de la Fig. 2.8. Lors d'un transit, la planète n'occulte pas un disque uniforme, comme supposé, mais diverses zones concentriques d'intensité différentes. Mandel & Agol (2002) donnent une description analytique de ce paramètre, permettant de le calculer. Il a été exclu des relations précédentes. L'analyse de la courbe de lumière d'un transit permet notamment d'extraire l'information sur le rayon de la planète, lorsque celui de son étoile parent est connu.

Le paramètre d'impact, quant à lui, caractérise la latitude à laquelle la planète traverse l'étoile. Ce paramètre est directement lié à la durée du transit. Le transit dure en effet plus longtemps lorsque la planète occulte son étoile à l'équateur qu'à plus grande latitude. Le paramètre d'impact se définit de la sorte, lorsque la planète est centrée longitudinalement sur le disque stellaire (phase orbitale $\phi = 0$) :

$$b = \frac{a_p \cos(i)}{R_\star}. \tag{2.14}$$

Il s'agit en fait du paramètre d'impact minimal, celui-ci augmentant lorsque la phase $\phi \neq 0$. Mandel & Agol (2002) ont établi une relation permettant d'obtenir b en fonction de la phase.

Dans le cas d'une orbite circulaire, la durée totale d'un transit peut être exprimée selon

$$\Delta t_{transit} \sim \frac{PR_\star}{\pi a_p} \sqrt{(1 + \frac{R_p}{R_\star})^2 - b^2}. \tag{2.15}$$

La durée de l'entrée dans le transit, correspondant au temps passé par la planète entre les premier et second points de contact, s'écrit alors

$$\Delta t_e \sim \Delta t_{transit} \frac{R_p}{R_\star} \sqrt{1 - b^2}. \tag{2.16}$$

Dans le cas d'orbites excentriques, les formules se complexifient (Moutou et al. 2006b). L'expression de la durée totale du transit devient :

$$\Delta t_{transit} = 2 \sqrt{\frac{1 - (\rho \cos(i))^2}{(R_\star + R_p)^2}} (R_\star + R_p) \frac{\sqrt{1 - e^2}}{1 + e \cos(\phi)} (\frac{P}{2\pi GM})^{1/3}, \tag{2.17}$$

où G est la constante universelle de gravitation et ρ la distance étoile-planète au moment du transit. Sachant que la probabilité de détecter des planètes à courte période orbitale, dont l'orbite est rapidement circularisée par effets de marée, est grande, le formalisme dans le cas des orbites circulaires est en général suffisant. Cependant, plusieurs planètes se sont avérées présenter une orbite excentrique, voire très excentrique, au-delà de 0,1. Dans ce cas, la durée du transit est dépendante de la position de la planète sur son orbite, représentée ici par la phase ϕ, dont la référence est le périastre de l'ellipse. La date de passage de la planète au transit secondaire est également dépendante de l'excentricité, et le timing exact de celui-ci nécessite une détermination très précise des paramètres orbitaux.

Tout comme la méthode des vitesses radiales, la méthode des transits est elle aussi empreinte de biais intrinsèques. La première limitation est directement liée au phénomène en lui-même. En effet, pour qu'un observateur terrestre puisse observer de tels événements, il est nécessaire que les trois protagonistes en jeu soient alignés, ou quasiment, c'est-à-dire que le plan orbital soit proche du plan de la ligne de visée. Or, toutes les planètes ne sont pas alignés avec leur étoile et l'observateur. Actuellement 44 planètes parmi les 309 planètes découvertes à ce jour, transitent leur étoile, une proportion de 15%. Néanmoins, certains programmes de recherche de planète utilisent cette méthode comme outil de détection, introduisant un biais statistique dans cette analyse. La technique est de plus limitée par la probabilité de transit de ces objets. L'alignement seul ne suffit pas. Ainsi la probabilité de transit d'une planète, comme le montre l'Eq.2.12, est proportionnelle au rayon de l'étoile et la distance orbitale de la planète. C'est ce dernier paramètre qui apparaît le plus sensible ; en effet le rayon stellaire ne varie pas de facteurs importants dans la séquence principale, en comparaison à la distance orbitale. Ce paramètre est aussi directement lié au nombre de transits observables sur une période de temps donnée, qui est un critère quant à la reproductibilité de l'événement. La méthode favorise aussi la détection de planètes à large rayon, ou d'objets autour de petites étoiles, produisant un transit plus profond dans la courbe de lumière. Enfin, la photométrie depuis le sol de manière générale souffre du mouvement diurne de la Terre, ne permettant pas une continuité des observations depuis un lieu unique.

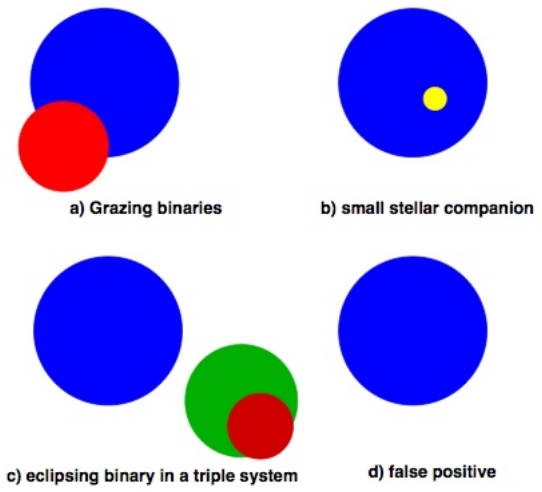


FIG. 2.9 – Les différents scénarios pouvant imiter le phénomène de transit planétaire (Figure issue de Moutou et al. (2006b)).

2.2.2 Complémentarité et biais observationnels

Comme on a pu le voir dans le chapitre 2.2.1, la méthode de mesure des vitesse radiales nous permet de déterminer l'ensemble des paramètres dynamiques de l'orbite d'une planète. Seule une valeur minimale de la masse peut être obtenue par cette méthode. Il existe en effet deux inconnues : l'angle d'inclinaison de la perpendiculaire au plan orbital par rapport au plan de la ligne de visée, et la vitesse de rotation de l'étoile sur elle-même. Cette dégénérescence est levée lorsque la dite planète s'avère être en transit. La détection et l'analyse de la courbe de lumière du système permet alors une détermination de la masse exacte de l'objet, attestant de l'éventuelle nature planétaire de celui-ci. Cette confirmation se combine à la détermination du rayon planétaire (lorsque le rayon stellaire est connu - ce qui s'avère délicat dans certains cas). En effet, ces deux paramètres connus donnent ainsi accès à une estimation de la densité de la planète, directement liée à sa composition interne globale. La nature solide de planètes de petites masses telles que GJ436b, de type Neptune chaud, a ainsi pu être montré. Plus généralement il devient possible d'estimer la proportion relative d'hydrogène et d'hélium, et d'éléments lourds au sein de la planète. La complémentarité parfaite de ces deux méthodes apporte de précieuses informations et contraintes aux modèles de formation et d'évolution de ces systèmes planétaires. En plus de la complémentarité du point de vue de la caractérisation de systèmes planétaires, la méthode des vitesses radiales associée à celle des transits permet d'établir la nature de l'objet, lorsque seul le transit a été observé. En effet, un tel événement peut résulter de plusieurs scénarios possibles, imitant la signature d'un transit planétaire (voir Fig.2.9) :

- Binaires rasantes : Deux étoiles peuvent produire des transits peu profonds lorsqu'elles s'éclipsent à un angle d'inclinaison important (proche de 90 deg), à la limite de détection. Pour autant dans la plupart des cas, ils sont plutôt faciles à distinguer, puisqu'ils présentent malgré tout des transits trop profonds pour une signature planétaire. Plusieurs indices dans la courbe de lumière de l'étoile trahissent la nature stellaire du compagnon. Un transit en forme de "V", ou encore des modulations ellipsoïdales due aux effets de marée entre les 2 objets en font parties. De plus, la mesure de quelques points de vitesses radiales de ces étoiles permettent, dans la plupart des cas, de les écarter très rapidement.
- Compagnon stellaire de petit rayon : Une étoile de petit rayon, du type étoile naine M, en

transit devant une étoile à grand rayon peut produire une signature similaire à celle d'une planète. Dans ce cas, seule la méthode des vitesses radiales peut trancher quant à la nature de l'objet. Deux exemples connus ont montré ce genre de configurations dans le programme OGLE, *OGLE-TR-122* et *OGLE-TR-123* (Pont et al. 2005b,a).

– Binaires à éclipses diluées dans le flux d'une 3ème composante : Dans la plupart des cas, les systèmes stellaires multiples sont identifiés grâce à la spectroscopie haute-résolution, d'autant mieux si le spectre présente les différents systèmes de raies de chacune des composantes. Cependant, certains cas persistent à imiter un transit planétaire, pas seulement la courbe de lumière, mais aussi les variations de vitesses radiales, présentant un comportent similaire à celui de la présence d'une planète. L'étoile binaire à éclipses présentent dans ce cas une signature de transit dont l'amplitude observée est diminuée par le flux de la 3ème composante. *OGLE-TR-33* (Torres et al. 2004) en est un très bon exemple. La nature de l'objet a pu être décelée dans l'analyse des pics de corrélation, et plus particulièrement dans l'analyse de leur bissecteur (voir les phénomènes qui perturbent les mesures de vitesse radiale).
– Le dernier phénomène pouvant imiter un transit planétaire est composé de ce que l'on nomme les *faux-candidats positifs*. Ils ont pour origine les artefacts instrumentaux et observationnels ou encore des signatures d'activité stellaire. Il est possible de les distinguer en comparant par exemple deux campagnes d'observations d'un même champ stellaire (la probabilité de trouver un même artefact est en effet très faible), ou grâce à des mesures des vitesses radiales (aucune variation n'est associée à ces étoiles).

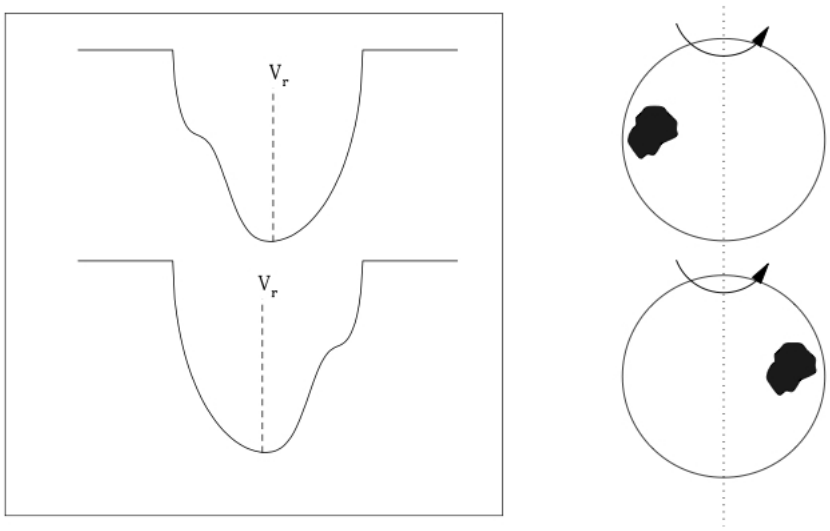


Fig. 2.10 – Scénario dû à une tâche sur le disque stellaire, reproduisant la variation de vitesses radiales d'une étoile en présence d'une planète (Figure issue de Bouchy & Halbwachs (2006)).

Cependant on observe aussi ce même phénomène de fausses détections dans l'utilisation de la méthode des vitesse radiales. On identifie plusieurs causes de fausse détection dans la mesure de vitesses radiales produisant une signature similaire à celle d'une planète :

– Activité stellaire : La plus importante limitation est liée aux mouvements photosphériques des étoiles (Santos et al. 2000; Desort et al. 2007). Des pulsations ou des processus liés à l'activité magnétique provoquent des tâches ou des inhomogénéités convectives à la surface de l'étoile, perturbant la mesure de vitesse. L'amplitude de ces variations en vitesse peut

atteindre plusieurs dizaines de $\mathrm{m\,s^{-1}}$ (Santos et al. 2000). Un tel signal peut noyer celui d'une planète, ou, s'il est cohérent, imiter celui-ci et ainsi entraîner une fausse détection. Dans ce cas, les modulations périodiques sont régies par la rotation stellaire. La présence de tâches déforme de manière asymétrique les raies du spectre, faisant ainsi croire à un effet Doppler apparent. Cet effet s'accompagne néanmoins de plusieurs indices détectables. L'activité stellaire de la photosphère se traduit par une variation photométrique en phase avec les vitesses radiales permettant de discriminer un compagnon planétaire d'une modulation due à cette activité. Un deuxième indice se trouve dans la mesure du profil des raies, ou ce que l'on appelle le bissecteur des raies spectrales. On peut ainsi contrôler la variation de forme des raies à partir de la CCF (Queloz et al. 2001). Un changement de symétrie de celle-ci fournit alors un bon indicateur de l'origine stellaire de la variation de vitesse observée. Un troisième indice peut se manifester par des raies d'émission au sein des raies H et K du CaII (3968.5 et 3933.7 Å), indiquant une activité de l'étoile. L'indice R'_{HK} permet alors d'estimer la fraction du flux au centre de la raie normalisé au flux du continuum. Saar et al. (1998) et Santos et al. (2000) ont mis en évidence une relation claire entre la dispersion des vitesse radiales et cet indice d'activité, permettant un rapide diagnostic. Le dernier indice d'une telle contamination réside dans la stabilité en phase observée des tâches stellaires. En effet, au vu de la durée de vie de ces tâches, la stabilité en phase n'est pas permanente. L'analyse réalisée sur l'étoile HD 166435 (Queloz et al. 2001) est un exemple de ce type, pour laquelle l'activité stellaire reproduit la signature d'une planète.

– De la même manière que pour la détection de transit, la détection par mesure de vitesses radiales se heurte à la similitude de signature des systèmes triples (physique ou non) non résolus avec celle d'une planète. Une variation de vitesse semblable à celle d'une planète peut cacher la présence d'une étoile accompagnée d'un système binaire. Le spectre obtenu est alors composée de 2 composantes indistinguables. Le pic principal de la CCF due à l'étoile principale est pollué par la composante plus faible du système binaire. Cette composante secondaire varie en vitesse de plusieurs $\mathrm{km\,s^{-1}}$ ou dizaines de $\mathrm{km\,s^{-1}}$. Il est possible d'observer son déplacement d'une aile à l'autre de la CCF, déformant périodiquement le profil asymétriquement. Une étude approfondie du profil des raies ou du bissecteur permet alors de contrôler le changement de forme des raies, révélant ainsi la nature de la variation de vitesse observée (Santos et al. 2002).
– Une autre limitation des mesures de vitesses radiales à très haute précision provient de l'activité sismique des étoiles. Des modes d'oscillations acoustiques se propagent au sein de l'étoile, perturbant sa surface, la faisant vibrer avec des périodes de quelques minutes à quelques dizaines de minutes et des amplitudes de variations de vitesse de l'ordre de quelques $cm\,s^{-1}$ à quelques dizaines de $cm\,s^{-1}$. Bien que l'amplitude des oscillations soit faible, leurs battements produisent des modulations pouvant atteindre jusqu'à quelques $\mathrm{m\,s^{-1}}$. L'étude de ces modulations ont permis ces dernière années des avancées significatives dans la détection et l'identification des modes d'oscillations des étoiles de type solaire, contraignant les modèles de structure interne et d'évolution stellaire (Bouchy & Carrier 2003). Néanmoins, dans la recherche d'exoplanètes, ces modulations sont une source de bruit. Afin de réduire et de s'affranchir de cette limitation, il est nécessaire de moyenner le signal sur un temps d'intégration suffisamment long (de l'ordre de plusieurs dizaines de minutes).
– Enfin, un dernier phénomène peut perturber le signal détecté. Il s'agit d'une contamination par une (ou plusieurs) étoiles dans un champ dense. Dû au seeing (l'indice de qualité observationnelle du ciel en terme de résolution angulaire), la pollution peut alors varier selon les changements de la PSF. Cette pollution peut ainsi affecter la mesure de vitesse, des pics secondaires apparaissant dans le CCF et pouvant perturber le pic de l'étoile principale. Cet

effet apparaît aussi lorsque la Lune est présente dans le ciel, pouvant fortement affecter les mesures selon le site d'observation et les conditions météorologiques.

2.3 Programmes et Paysage instrumental existants

La remarquable efficacité des deux méthodes de détection de planètes extra-solaires, que sont la méthode de mesure de vitesses radiales et celle des transits, a beaucoup profité à leur large développement et leur optimisation, qu'elle soit instrumentale ou stratégique. Comme on l'a vu précédemment, chacune possède ses avantages et ses inconvénients mais, combinées, leur complémentarité est excellente. Pour autant l'une ou l'autre n'a-t-elle pas une approche plus intéressante que son homologue ? Il me semble que d'un point de vue de l'interprétation scientifique de la formation et l'évolution des systèmes planétaires, la seule réalisation d'un catalogue de découvertes de planètes est limitée. Une telle étude statistique de cet échantillon peut être réalisée. Cette étude permet d'apporter des contraintes dans des zones de l'espace des paramètres encore "inaccessibles" par les méthodes connues. La méthode spectroscopique est un excellent moyen de détecter des planètes de petites masses, jusqu'à quelques ou une masse(s) terrestre(s) et d'étudier en détail celles qui s'avèrent transiter.

Afin de détecter de nouveaux Jupiter-chauds, deux approches sont alors possibles. Celles permettent non pas la seule détection, mais la caractérisation des Jupiter-chauds et de leur système étoile-planète. La première consiste à considérer un large échantillon d'étoiles, soit limité en volume dans l'espace (dont les objets sont à une distance maximale de la Terre), soit limité en magnitude (les objets sont dans ce cas d'une brillance supérieure à un certain seuil). Le suivi en VR de cet échantillon qui nécessite plusieurs mesures par étoile, permet d'identifier les candidats planétaires, les binaires spectroscopiques (SB1, 2 et plus), les étoiles non variables, etc... C'est un programme qui peut prendre un certain temps (tout dépend, en grande partie, de la taille de l'échantillon et des performances de l'instrument et du télescope). Il a l'avantage de pouvoir identifier toute planète au-delà du seuil de détection, quelque soit l'orientation de son plan orbital (mise à part, le cas extrême, parallèle au plan de la ligne de visée). Les Jupiter chauds détectés peuvent alors être soumis à une recherche photométrique d'éventuels transits, en focalisant spécifiquement aux dates prédites par l'orbite. Les programmes basés sur cette approche ont permis la détection de plus de 80% des planètes connues. Ces programmes sont souvent associés à un instrument spécifique. On compte ainsi, parmi les principaux, les programmes N2K (*Next 2000*), AAPSP (*Anglo-Australian Planet Search Program*), ET (*Exoplanet Tracker*), le programme mené avec CORALIE (Télescope Euler, La Silla, Chili), les programmes du consortium HARPS (*High Accuracy Radial Velocity Planet Search*), et les programmes du consortium SOPHIE (*Spectrographe pour l'Observation des Phénomènes des Intérieurs stellaires et des Exoplanètes*). L'instrument actuellement le plus performant est le spectrographe HARPS, la précision en vitesse radiale obtenue est inférieure au $\mathrm{m\,s^{-1}}$. Les instruments KECK/HIRES (utilisé par le programme N2K) et *SOPHIE* sont des spectrographes de haute précision pouvant atteindre une précision de l'ordre de 2 à 5 $\mathrm{m\,s^{-1}}$. L'instrument HET, en place sur le télescope SLOAN, quant à lui, atteint des précisions de l'ordre de 5 à 10 $\mathrm{m\,s^{-1}}$, semblable à celles obtenues avec l'instrument CORALIE. A l'heure actuelle, seul le programme HARPS de haute précision a pu identifier des objets de type super-Terre chaudes (Mayor et al. 2008).

La deuxième approche consiste à observer de grands champs d'étoiles à l'aide d'un instrument photométrique, sur une grande base de temps afin de détecter le plus d'objets en transit et le plus d'événements possibles pour une même étoile, lorsqu'il a lieu. Une limitation en magnitude donne ici la taille de l'échantillon, l'instrument étant limité en qualité à partir d'un certain éclat. Le

nombre de cibles est important et le nombre de courbes à lumière ainsi à analyser est impressionnant. Il s'agit alors d'identifier les candidats les plus intéressants, laissant de côté les binaires, les étoiles trop actives, etc... Un suivi en VR est alors indispensable afin d'établir la nature planétaire de l'objet observé en transit (voir chapitre 2.2.2). Une poignée de mesures est nécessaire dans ce cas, puisqu'il est possible de sélectionner les phases orbitales auxquelles il convient de mesurer la vitesse radiale de l'étoile. De tels programmes ont vu le jour peu de temps après la découverte du premier transit planétaire, en 2000 (Charbonneau et al. 2000), et plusieurs sont, aujourd'hui, très productifs. En seulement 3 ans, le nombre de planètes à transit a quadruplé, passant d'une dizaine à plus de quarante planètes découvertes par transit à ce jour. La cause en est due à l'appréciation et l'optimisation des programmes et de leur stratégie d'observation, ainsi qu'à une meilleure instrumentation. L'amélioration des algorithmes de détection utilisés et une meilleure estimation des limites de ceux-ci permettent d'affiner les recherches. Horne (2003) a tenté d'estimer les limites des programmes de recherche de planètes par transit depuis le sol. Et il estimait qu'en 2008, tous les Jupiter-chauds autour d'étoiles de type solaire de magnitude $V = 13$ auront été découvertes. Cette prédiction s'avère très optimiste, puisqu'aujourd'hui l'ensemble de ce domaine n'a pu être couvert.

On dénombre actuellement 6 programmes principaux, dont la stratégie est orientée vers une détection planétaire par transit, et donnent l'ensemble des découvertes par cette méthode. Ce sont les programmes OGLE (Udalski et al. 2002a,b), TrES (Alonso et al. 2004), HAT (Bakos et al. 2004), SWASP (Street et al. 2002), XO (McCullough et al. 2006). Tous chassent leurs proies depuis le sol, couvrant une grande partie des ciels boréal et austral grâce à des instruments photométriques optimisés. Le lancement du satellite *CoRoT*a ouvert, quant à lui, une nouvelle ère, celle de la détection planétaire depuis l'espace, et sa mission constitue le sixième chaînon. Débarrassé de toutes perturbations atmosphériques et de la rupture observationnelle depuis le sol due au mouvement diurne de la Terre, le satellite présente des courbes de lumière d'une qualité inégalée depuis le sol.

Au cours de ma thèse, j'ai eu la chance d'être impliqué dans nombre de ces programmes de recherche, appliquant ces approches à la recherche de nouveaux Jupiter-chauds. Les paragraphes qui suivent présentent ainsi les instruments utilisés, et les programmes et stratégies de recherche associés.

2.3.1 Le nouveau spectrographe *SOPHIE*

Le spectrographe *SOPHIE* est un instrument récent, faisant partie des instruments de haute précision en VR. Il remplace le spectrographe ELODIE (Baranne et al. 1996), installé au foyer du télescope de 1.93 m de l'Observatoire de Haute-Provence (OHP). Financé en partie par l'INSU et la région Provence-Alpes-Côte-d'Azur (PACA) et grâce à l'aide du laboratoire d'astrophysique de Marseille, de l'observatoire de Genève et de l'OHP, Il fut mis en fonctionnement à partir de l'automne 2006, palliant ainsi aux limitations d'ELODIE. Dédié à la mesure de VR des étoiles et l'analyse spectroscopique stellaire, *SOPHIE*, tout comme son prédécesseur, est un spectrographe à fibre et à dispersion échelle. Le système dispersif de l'instrument est ainsi composé d'un prisme et d'un réseau-échelle. L'instrument possède alors une grande résolution spectrale, permettant d'atteindre une résolution de 75000 (dans le mode HR), au lieu des 42000 d'ELODIE. Basé sur le même principe que ELODIE et l'instrument HARPS (ESO, La Silla, Pepe et al. (2002); Mayor et al. (2003)), l'instrument fonctionne dans le domaine visible (3872 à 6943 Å) sous 2 modes. Le premier est le mode de haute résolution (mode HR), permettant la meilleure précision en VR (4-5 $\mathrm{m\,s^{-1}}$, actuellement). Le second est le mode de haute efficacité (mode HE), optimisant le nombre

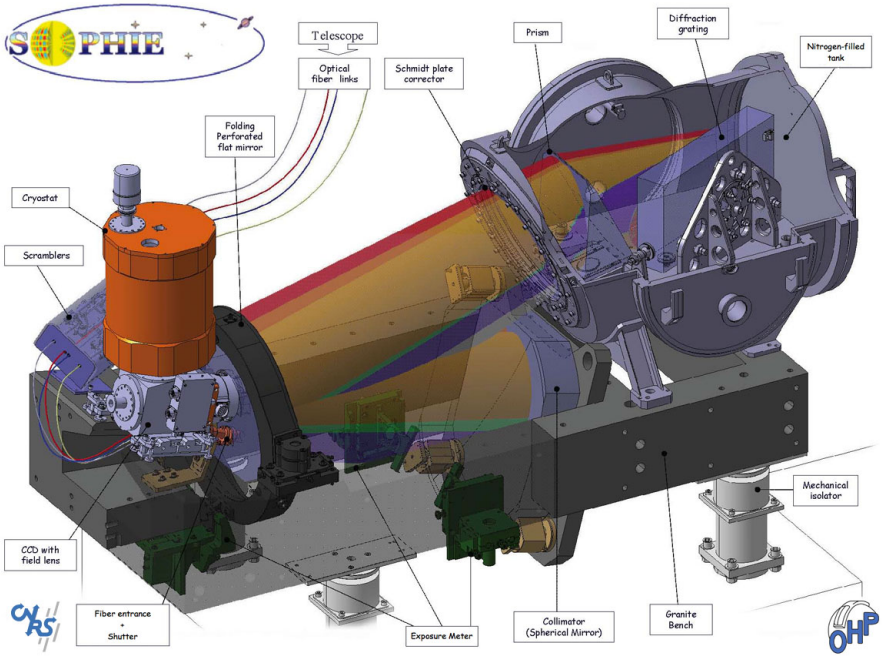


FIG. 2.11 – Schéma du principe de fonctionnement de l'instrument *SOPHIE*. © OHP

de photons en entrée, mais réduisant par conséquent la résolution spectrale à 39000. L'utilisation de ce mode est particulièrement adaptée à l'observation d'objets faiblement brillants, tels que les candidats du satellite *CoRoT*. La différence d'efficacité lumineuse entre ces 2 modes est d'un facteur 2,5, l'équivalent d'une magnitude. Deux fibres interviennent dans chaque mode permettant l'observation simultanée de la cible (fibre étoile ou fibre A) et soit d'une calibration grâce à une lampe Th-Ar, soit du fond de ciel (fibre ciel ou fibre B).

Perruchot et al. (2008) décrit l'ensemble des caractéristiques techniques de l'instrument *SOPHIE*. Comme le montre la Fig. 2.11, le spectrographe est muni de deux miroirs, un plan et un sphérique, complété par un système dispersif composé d'un prisme et d'un réseau-échelle, enfermés dans une cuve étanche, non soumise aux variations de pression extérieure. Ce dispositif en fait un instrument compact, relativement facile à stabiliser en température, à ±0.01 degré près. L'instrument atteint des performances parfaitement adaptées pour la détection de Jupiter chauds. La Fig. 2.12 illustre les performances nominales de *SOPHIE*, par temps clair avec un seeing de 2,5 arcsec.

Un consortium Exoplanètes, similaire au consortium HARPS, a été créé autour de cet instrument (Loeillet et al. 2006). Regroupant une vingtaine de chercheurs, spécialistes de la recherche de planètes extra-solaires, issus de l'institut d'astrophysique de Paris, de l'observatoire de Genève et des laboratoires d'astrophysique de l'observatoire de Grenoble et de Marseille, ce consortium, mené par François Bouchy, est conduit cinq sous-programmes, ayant chacun des objectifs spécifiques. Le programme scientifique de ce consortium est ambitieux, avec une demande de 110 nuits de télescope par semestre afin de répondre aux objectifs fixés. Elargissant les recherches autour d'étoiles plus jeunes (moins brillantes) et plus précoces (ayant moins de raies spectrales), deux des sous-programmes (SP) se focalisent sur la recherche de planètes autour de naines M et d'étoiles de type spectral A et F (SP3 et SP4). Un autre s'intéresse plus particulièrement à l'exploitation de la haute précision de *SOPHIE* à la recherche de planètes de faible masse (SP1). Un second (SP5) traque des planètes de type Jupiter et Saturne sur de très longues périodes, bénéficiant d'une base

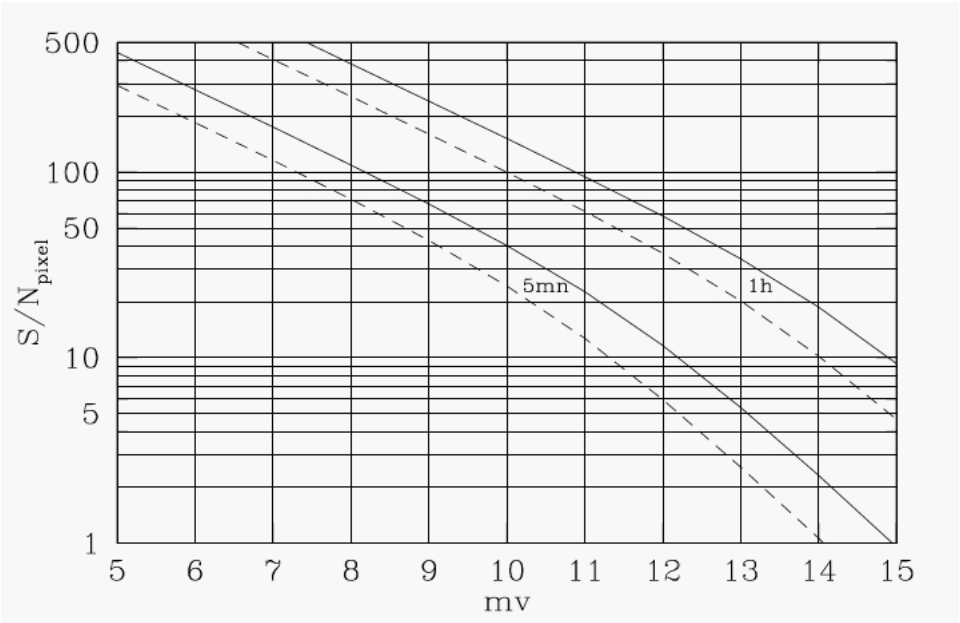


Fig. 2.12 – Performances nominales du spectrographe *SOPHIE*, par temps clair et un seeing de 2.5 arcsec, illustrant le niveau de S/N obtenu en fonction de la magnitude de l'objet observé et du temps de pose utilisé. En pointillés, la courbe représente les performances du mode HR et en ligne pleine, celles du mode HE.

de temps importante à l'aide des données obtenues grâce à l'instrument ELODIE. Finalement, le sous-programme 2 (SP2) est consacré à la recherche de Jupiter-chauds et à leur caractérisation, se focalisant sur des étoiles riches en métaux. L'instrument apparaît clairement adapté à ce type de recherche. Au cours de l'installation et du commissionning de l'instrument, nous avons pu montré que les performances obtenues, atteignant autour de 4 à 5 m s^{-1}de précision en VR, sont suffisantes pour la détection de Jupiter-chauds.

2.3.2 L'instrument multi-fibres FLAMES

L'instrument *FLAMES* est un lien multi-fibre vers les spectrographes *FLAMES/GIRAFFE* et *UVES*, de moyenne et haute résolution (Pasquini et al. 2002). Il est installé sur l'UT2, le 2me télescope du *"Very Large Telescope"* (VLT). Il permet de combiner l'utilisation simultanée des deux spectrographes, que sont *FLAMES/GIRAFFE* et *UVES* (voir Fig. 2.13). Le spectrographe *FLAMES/GIRAFFE* est d'une résolution spectrale de 5600 à 46000 pouvant observer le domaine visible au complet (370 - 950 nm) par l'intermédiaire de filtres. Ces différents filtres réduisent cependant le domaine spectral observé, à quelques 200 Å. La particularité de cet instrument est sa capacité à observer simultanément jusqu'à 132 objets dans un champ de 25 arcmin de diamètre. Un total de 5 fibres, parmi les 132, peut être dédié à l'observation d'une lampe Th-Ar, permettant une calibration simultanée au cours de l'observation. De son côté, l'instrument *UVES* bénéficie de 8 fibres, pouvant également observer simultanément le ciel. Avec une résolution spectrale de 47000, il couvre un plus large domaine spectral, de 200 nm autour de trois longueurs d'onde centrales (520, 580 et 860 nm). Pour chacun des instruments, il est possible d'affecter une ou plusieurs fibres à l'observation du fond de ciel.

La capacité multi-fibre de *FLAMES* en fait un instrument tout à fait intéressant dans la re-

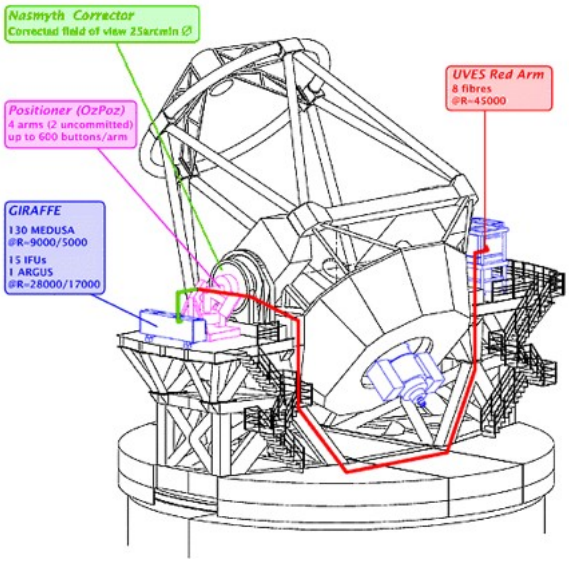


FIG. 2.13 – Illustration des instruments *UVES* et *FLAMES/GIRAFFE* sur leur télescope (Figure issue du site internet de l'ESO, http ://www.eso.org).

cherche de planètes par mesures de VR. En effet, l'observation simultanée de 132+8 étoiles permet de mener des programmes de grande envergure sur un échantillon d'étoiles important en un temps d'observation réduit, comparé à un instrument mono-fibre. Le second avantage de cet instrument est le diamètre du télescope sur lequel il est monté. Avec 8,2m de diamètre, il permet l'observation d'objets de faible magnitude. Pour exemple, un temps de pose de 1h sur une étoile de type solaire (G2V) de magnitude $V = 15$, dans le cas de l'instrument *FLAMES/GIRAFFE*, donne, à $\lambda = 550$ nm, un S/B par pixel de 51, et de 18 pour une étoile de magnitude $V = 17$. L'instrument *UVES* est, quant à lui, plus efficace. Dans le mode combiné à *FLAMES/GIRAFFE*, il permet d'obtenir un S/B par pixel (avec un pas en longueur d'onde différent) de 33 et 12, respectivement pour une étoile de magnitude V de 15 et 17. La précision du spectrographe, annoncée par l'ESO, est estimée en moyenne à 70 $\mathrm{m\,s^{-1}}$ pour des mesures de vitesses radiales. Nous verrons dans les chapitres suivants qu'un programme que nous avons mené grâce à cet instrument, une meilleure précision en vitesse radiale peut être obtenu.

2.3.3 Le programme *SuperWASP*

Le programme *SuperWASP* est un programme de recherche de planètes extrasolaires par transit photométrique. Dirigé par un groupe de chercheurs britanniques en collaboration avec des chercheurs français et suisses, ce consortium, créé en 2000, bénéficie de deux instruments. Le premier, qui existe depuis 2003, est situé sur l'île de la Palma, couvrant ainsi l'hémisphère nord. Le deuxième couvre l'hémisphère sud, depuis la fin 2005, et est situé en Afrique du Sud, sur le site de l'observatoire astronomique d'Afrique du Sud (SAAO). Chacun est composé d'un ensemble de 8 téléobjectifs grand-angles de 200mm de focale mis en parallèle (Fig. 2.14). Avec une ouverture optique de f/1.8, l'ouverture géométrique de l'objectif est de 11,1 cm et alimente un CCD 2048x2048 refroidi à -50°C. Le champ de vue obtenu est impressionnant et couvre 7.8° x 7.8° (61 degrés carrés) sur le ciel. Chaque détecteur est ainsi capable d'observer jusqu'à 100 000 étoiles par image. Totalement dédiés à la recherche de planètes à transit, ces instruments observent en continu toute l'année. En quête de planètes à transit, le programme se focalise sur la détection d'objets à

courte période orbitale (inférieure à 5 jours), clairement adapté au domaine des Jupiter-chauds.

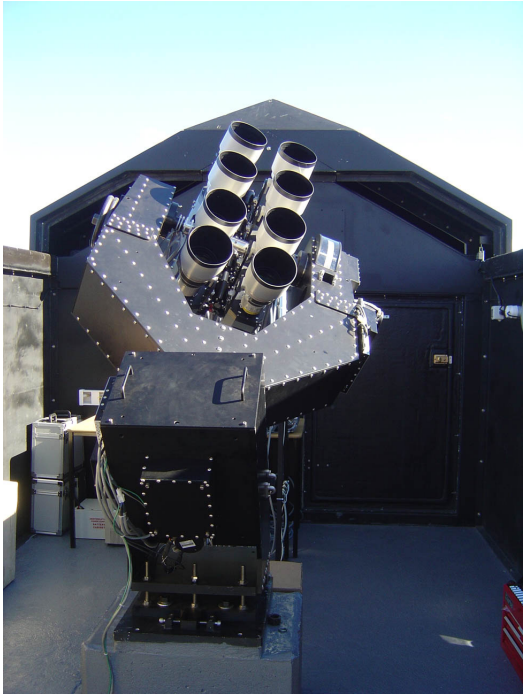


FIG. 2.14 – Photographie d'un des instruments *SuperWASP*(Photographie issue du site internet de *SuperWASP*).

Le programme observe principalement des étoiles relativement brillantes, d'une magnitude V comprise entre 9 et 13 (Lister et al. 2007). Ce programme est un excellent complément au programme OGLE, qui se focalise sur des étoiles bien plus faibles ($14 < V < 18$). Pour les étoiles plus brillantes que $V = 11.5$, une précision photométrique meilleure que 0.01 magnitude est obtenue (Pollacco et al. 2006). Plus précisément, une précision de 0.005 magnitude peut être atteinte pour une étoile de magnitude $V = 9.5$, et de 0.02 magnitude pour $V = 13$.

Dans l'hémisphère Nord, les cibles du programme *SuperWASP* sont situées dans une large bande autour de la déclinaison $\delta = +28^\circ$ (correspondant approximativement à la latitude du site de la Palma). Le pointage de l'instrument évolue de $\pm 3,5$ heures à l'est et à l'ouest autour du méridien, en évitant les régions du centre galactique, trop denses. Grâce à une couverture photométrique de haute cadence, un même champ est ainsi observé toutes les 6 minutes. Pour exemple, durant la saison d'observation 2004, le programme *SuperWASP* a pu obtenir quelques 12,9 milliards de mesures photométriques pour 6,7 millions d'étoiles observées. Un système de réduction complexe (Pollacco et al. 2006) et une identification efficace des candidats (Cameron et al. 2007), basé sur un algorithme statistique utilisant les méthodes Monte-Carlo par chaînes de Markov, ont été mis en place.

2.3.4 Le pari du programme spatial *CoRoT*

Lancé en décembre 2006, la mission spatiale est totalement dédiée à la recherche de planètes et l'étude sismique des étoiles. Elle est menée par le CNES (Centre National d'Etudes Spatiales), avec la participation de la France et de plusieurs pays européens, dont l'Allemagne, la Belgique, l'Espagne et l'Italie, l'agence spatiale européenne (ESA) et le Brésil (Baglin et al. 2006). La

mission a deux objectifs scientifiques, l'étude sismologique stellaire et la détection par transit de planètes extrasolaires, pour une durée nominale de 3 ans. Il est à noter que *CoRoT* est la première mission spatiale en opération ayant pour objectif la détection de planètes extrasolaires.

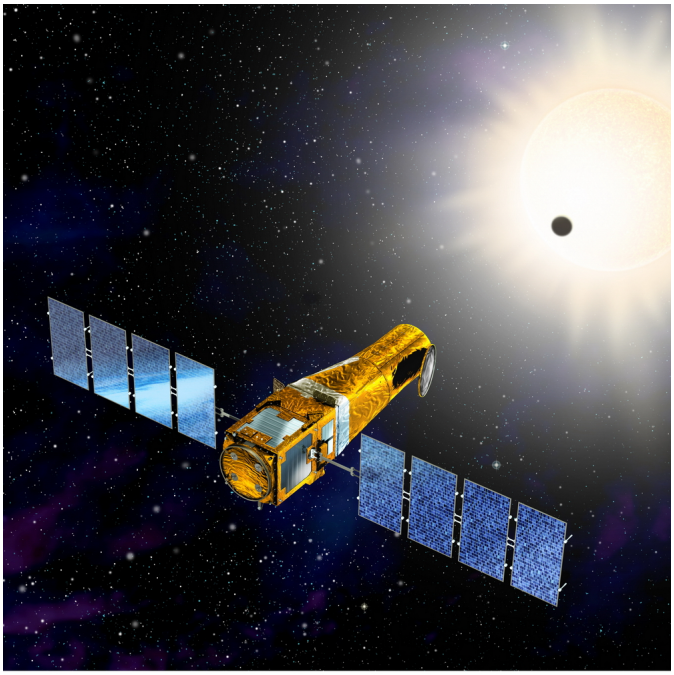


FIG. 2.15 – Illustration du satellite *CoRoT*.

Le satellite est équipé d'un télescope de 27 cm, qui est un collimateur afocal à 2 miroirs hors axe, et d'une caméra grand champ, fonctionnant dans le visible [1]. L'instrument est monté sur une plateforme *PROTEUS* du CNES. Celle-ci est munie d'un logiciel de vol permettant une précision de pointage de 0,5 arcsec. Le satellite est en orbite polaire, à 896 km d'altitude, pointant dans une direction équatoriale afin de s'affranchir de la lumière parasite de la Terre. De plus, le satellite se retourne tous les 6 mois lorsque le Soleil se rapproche du plan de l'orbite, évitant ainsi l'éblouissement de l'instrument. L'année est donc divisée en deux périodes d'observation de 6 mois, alternant entre la direction du centre et de l'anticentre galactique. Chacune se divise à nouveau en 2 parties, une première de courte période d'environ 20 jours et une deuxième qui s'étend sur 150 jours. Les observations se sont alors en continu au cours de ces périodes et c'est en cela que réside un des avantages majeurs de la mission spatiale. Une description détaillée de l'instrument et de la mission est donnée dans la publication d'avant lancement, le "pre-launch *CoRoT* book 2006". La table. 2.2 présente le planning des champs observés, au cours des 3 années nominales de fonctionnement de l'instrument. Au total, il est prévu d'observer 12 champs. Les lettres "S", pour "short", et "L", pour "long", désignent respectivement les courtes et longues périodes d'observation. Les lettres "c" et "a" désignent, de plus, la position du champ, soit dans la direction du centre galactique, soit dans la direction de l'anticentre galactique. Pour exemple, le champ LRc01 correspond à la première longue période d'observation dans la direction du centre galactique.

L'instrument est muni de deux voies d'observation, chacune étant dédiée à l'un des objectifs scientifiques. La voie sismologie a pour cible seulement quelques étoiles brillantes spécifiques dans le champ d'observation. Elle fournit également à la plate-forme des données d'écartomé-

[1] http ://smsc.cnes.fr/COROT/Fr

TAB. 2.2 – Planning d'observation des champs *CoRoT*.

<table>
<tr><td>Fev.
07</td><td>Mars
07</td><td>Avr.
07</td><td>Mai
07</td><td>Juin
07</td><td>Juil.
07</td><td>Août
07</td><td>Sept.
07</td><td>Oct.
07</td><td>Nov.
07</td><td>Dec
07</td><td>Jan.
08</td><td>Fev.
08</td></tr>
<tr><td colspan="2">IRa01</td><td colspan="6">SRc01 & LRc01</td><td colspan="4">SRa01 & LRa01</td></tr>
<tr><td>Mars
08</td><td>Avr.
08</td><td>Mai
08</td><td>Juin
08</td><td>Juil.
08</td><td>Août
08</td><td>Sept.
08</td><td>Oct.
08</td><td>Nov.
08</td><td>Dec.
08</td><td>Jan.
09</td><td>Fev.
09</td><td>Mars
09</td></tr>
<tr><td>LRa01</td><td colspan="6">SRc02 & LRc02</td><td colspan="5">SRa02 & LRa02</td></tr>
<tr><td>Avr.
09</td><td>Mai
09</td><td>Juin
09</td><td>Juil.
09</td><td>Août
09</td><td>Sept.
09</td><td>Oct.
09</td><td>Nov.
09</td><td>Dec.
09</td><td>Jan.
10</td><td>Fev.
10</td><td>Mars
10</td><td>Avr.
10</td></tr>
<tr><td colspan="7">SRc03 & LRc03</td><td colspan="5">SRa03 & LRa03</td><td>...</td></tr>
</table>

trie alimentant le système de pointage, afin d'optimiser la stabilité et le pointage du satellite. La voie exoplanètes permet, quant à elle, l'observation en continu de quelques 12000 étoiles, d'une magnitude V comprise entre 12 et 16, avec une fréquence de mesure du flux de 512s. Les séquences d'observation sont en fait composées de 16 expositions de 32s chacune, et permettent un sur-échantillonnage sur une centaine de cibles pré-sélectionnées. Des fenêtres photométriques spécifiques permettent également une correction du fond de ciel. L'acquisition du flux de ces étoiles s'effectue par l'intermédiaire de masques photométriques de dimensions variables, englobant l'étoile cible et plusieurs de ces étoiles voisines. Ce procédé a été mis en place afin de répondre à la limitation du débit de télémétrie descendante, ne permettant pas d'obtenir au sol les données de chacun des pixels.

Débarrassé de toutes perturbations atmosphériques et de celles dues au mouvement diurne de la Terre, le satellite permet donc l'observation d'un même champ d'étoiles en continu pendant plusieurs mois. Avec une précision photométrique de 3.10^{-4}, une précision inégalée depuis le sol, le programme exoplanètes de *CoRoT* recherche des planètes de périodes orbitales inférieures à 75 jours, incluant de fait les Jupiter-chauds. Le programme espère notamment détecter des planètes en transit de petit rayon, jusqu'à 2 rayons terrestres.

Chapitre 3

Recherche de Jupiter-chauds par vélocimétrie autour d'étoiles brillantes

3.1 Le programme ELODIE-II

Débuté en Mars 2004 à l'aide du spectrographe ELODIE, le programme de recherche ELODIE-II est le successeur des programmes historiques mené sur le même instrument par Michel Mayor et Didier Queloz, et de nombreux collaborateurs français. Il a permis la découverte de 51 Pegb, la première planète extrasolaire autour d'une étoile de type solaire. Avec une stratégie différente, ce programme avait pour objectif de détecter de nouveaux Jupiter-chauds. Celui-ci pris fin au cours de l'été 2006, avec le remplacement de l'instrument ELODIE par *SOPHIE*. Débutés au cours de la dernière année de vie du programme, mes travaux de thèse m'ont permis de participer aux observations et à la découverte de plusieurs planètes, dont une de type Jupiter-chaud, HD 185269b.

3.1.1 Programme et stratégie

Le programme ELODIE-II fut basé sur l'idée de cibler les étoiles à forte métallicité, autour desquelles un plus grand nombre de compagnons planétaires a été trouvé. Les planètes recherchées furent principalement les Jupiter chauds, candidats idéaux à une recherche systématique d'éventuels transits. La découverte, par le consortium N2K en 2005, de HD 149026b (Sato et al. 2005), Jupiter chaud à transit ayant un coeur anormalement large, montra, et montre encore actuellement, l'importance de tels programmes afin de comprendre les intérieurs planétaires.

Le programme ELODIE-II est actuellement terminé et a été remplacé par un programme scientifique plus complet du consortium *SOPHIE* (voir section 3.2). L'échantillon d'étoiles-cibles a été sélectionné au sein du catalogue HIPPARCOS (ESA 1997), en se focalisant sur les étoiles brillantes ($V < 8.5$) de l'hémisphère nord, de couleurs compatibles avec des types spectraux F8 à M0 ($0.45 < B - V < 1.4$). Plusieurs critères ont ensuite été appliqués afin de réduire l'échantillon initial (da Silva et al. 2006). Ainsi :

1. Les étoiles évoluées ont été enlevées de la liste, utilisant un critère de proximité (2 magnitude) de la séquence principale dans la diagramme HR,
2. Toutes les étoiles membres des divers autres programmes de recherche de planètes extrasolaires dans l'hémisphère nord ont été retirées,
3. Les cibles connues comme étant binaires, grâce aux mesures de l'instrument CORAVEL ont également été ôtées,

4. Et finalement, la forte vitesse de rotation des étoiles fut aussi un critère, éliminant ainsi toutes celles présentant un $v \sin i > 5 \mathrm{km\,s^{-1}}$.

L'échantillon final comptait 1061 étoiles, à une distance maximale de 100 pc du Soleil. Une mesure de bonne qualité suffit à l'estimation de la métallicité de l'étoile observée, en mesurant la surface de la CCF (Santos et al. 2002; Naef et al. 2003). En effet, la forme de la CCF nous donne des indications, notamment grâce au contraste de celle-ci, quant à l'abondance relative des éléments chimiques de l'étoile. L'erreur typique réalisée sur cette mesure est de ~0.05 dex.

Les critères de sélection mentionnés ci-dessus entraînent en effet un biais dans la recherche de planètes. Notamment celui d'écarter systématiquement les étoiles estimées à grande vitesse de rotation. La recherche de planètes à courte période orbitale a montré que nombre de celles-ci peuvent présentées une orbite synchronisée à la vitesse de rotation de leur étoile parent, et donc un grand $v \sin i$. Dans le cas de la stratégie du programme N2K, la sélection des candidats grâce à une limite maximale en amplitude de variation de VR impose un biais, écartant systématiquement les planètes massives à courte période orbitale, pour lesquelles l'amplitude de variation du signal peut atteindre plusieurs $\mathrm{km\,s^{-1}}$.

3.1.2 Découverte d'un Jupiter-chaud autour de HD 185269

L'un des résultats de ce programme est la découverte de la planète HD 185269b, à laquelle j'ai participé au travers de nombreuses nuits d'observation et du travail d'analyse des mesures. Cette découverte a donné lieu à une publication, consigné en section 3.1.3. Les mesures de vitesse radiale de l'étoile (HD 185269) ont été obtenues de Juin 2005 à Juin 2006. La première mesure a permis de mettre en évidence la métallicité élevée de l'étoile, d'une valeur de 0.15 dex. Suivant la stratégie, les mesures ont été poursuivies et ont révélées une variation d'une centaine de $\mathrm{m\,s^{-1}}$ sur plusieurs jours. L'étoile fut donc suivie et a finalement montré une variation de VR d'une périodicité de 6,8 jours.

L'étoile est une étoile de type G0IV, d'une magnitude V de 6.67, et d'un indice de couleur $B - V = 0.58$. Elle est située à 47.37 pc du Soleil, lui donnant ainsi une magnitude absolue de 3.29. Une analyse spectroscopique fine décrit l'étoile comme étant une étoile de $T_{eff} = 5983K$, $\log g = 4.05$ et $[Fe/H] = 0.10$ (Moutou et al. 2006a). Comparativement, le résultat obtenu grâce à la mesure dérivée de la CCF, est plus grand, de même que celui obtenu par la photométrie à bande étroite Strömgren, qui est de 0.02 (Nordström et al. 2004). Au final, une valeur médiane de 0.10±0.08 a été conservée. Afin d'estimer l'âge et la masse de l'étoile, ces données ont été comparées à celles des scénarios d'évolution calculés par Girardi et al. (2002), suggérant une étoile légèrement évoluée d'une masse de 1.33±0.07 masses de Jupiter (M_{Jup}) et d'un âge de 4.0±1.0 milliards d'années. De plus, l'estimation de la vitesse de rotation de l'étoile sur elle-même est de $v \sin i = 5.5\ \mathrm{km\,s^{-1}}$. L'absence de raies d'émission au coeur des raies H et K du CaII indique que l'activité chromosphérique est faible, excluant une variation de VR due à l'activité intrinsèque de l'étoile. De plus, l'analyse du bissecteur des CCF ne montre aucune corrélation avec les mesures de vitesse radiale, excluant là aussi une cause stellaire à la variation de VR de l'étoile.

Les variations de VR de HD 185269 sont donc dues à la présence d'un compagnon planétaire. L'ajustement orbital que nous avons réalisé sur l'ensemble des 36 mesures dont nous bénéficions nous donne une période de 6.8384±0.0015 jours et une excentricité de 0.228±0.028 (voir Fig. 3.1). La dispersion de l'écart des mesures au meilleur ajustement, que l'on appelle communément *résidus*, est de $16\ \mathrm{m\,s^{-1}}$. Une telle solution, avec une amplitude de $K = 92.75 \pm 2.6\ \mathrm{m\,s^{-1}}$, indique la présence d'une planète de masse minimale égale à $M \sin i = 1.015 \pm 0.03\ \mathrm{M}_{Jup}$.

Malgré sa courte période orbitale, l'étoile HD 185269 a une orbite excentrique. Pour autant, cela semble s'expliquer par le fait que sa période se situe juste au-dessus de la limite de circu-

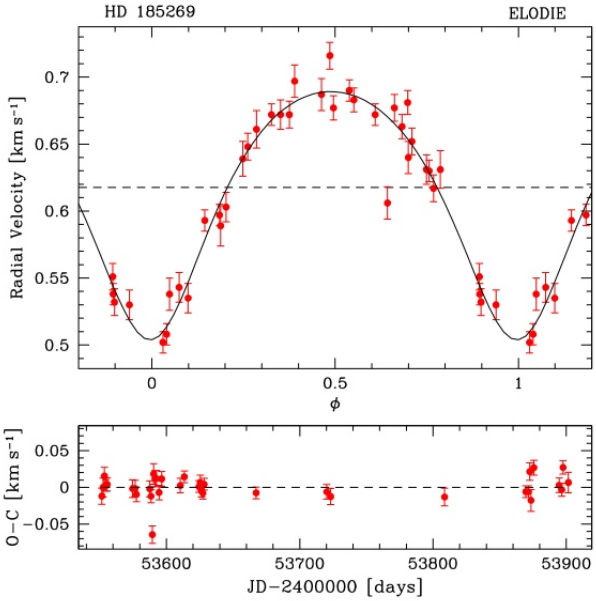


FIG. 3.1 – Mesures de VR de l'étoile HD 185269 mises en phase et superposées au meilleur ajustement orbital. Les barres d'erreur représentent l'erreur de bruit de photon. La partie du dessous représente les résidus en fonction du temps.

larisation telle qu'exprimée par Halbwachs et al. (2006). Une telle planète est évidemment un excellent candidat pour la recherche d'éventuels transits, la probabilité qu'un tel événement existe est de 8%, loin d'être insignifiante. Malheureusement, son excentricité implique de larges erreurs sur son temps de passage en transit, rendant par conséquent les éphémérides peu précises. Pour autant, une séquence d'observation photométrique a été menée, mais en vain.

3.1.3 Publication de la découverte de HD 185269b

A&A 458, 327–329 (2006)
DOI: 10.1051/0004-6361:20066029
© ESO 2006

Astronomy & Astrophysics

ELODIE metallicity-biased search for transiting Hot Jupiters*

III. A hot Jupiter orbiting the star HD 185269

C. Moutou[1], B. Loeillet[1], F. Bouchy[2,3], R. Da Silva[4], M. Mayor[4], F. Pont[4], D. Queloz[4], N. C. Santos[4,5,6], D. Ségransan[4], S. Udry[4], and S. Zucker[7]

[1] Laboratoire d'Astrophysique de Marseille, Traverse du Siphon, 13013 Marseille, France
e-mail: Claire.Moutou@oamp.fr
[2] IAP, 98bis Bd Arago, 75014 Paris, France
[3] Observatoire de Haute Provence, 04870 St Michel l'Observatoire, France
[4] Observatoire de Genève, 51 ch. des Maillettes, 1290 Sauverny, Switzerland
[5] Lisbon Observatory, Tapada da Ajuda, 1349-018 Lisboa, Portugal
[6] Centro de Geofisica de Evora, Rua Romao Ramalho 59, 7002-554 Evora, Portugal
[7] Weizmann Institute of Science, PO Box 26, Rehovot 76100, Israel

Received 13 July 2006 / Accepted 9 August 2006

ABSTRACT

We present new results of a search for extrasolar planets. The survey uses radial-velocity techniques and focuses on metal-rich stars. We used radial velocity measurements obtained with the echelle spectrograph ELODIE at the Observatoire de Haute Provence. New data have revealed a planetary companion to the slightly evolved star HD 185269. It belongs to the hot Jupiter class of planets, with a projected mass $M \sin i = 1.0\ M_{\rm Jup}$ and period $P = 6.84$ days. We describe the measurements that led to this discovery and discuss the orbital solution.

Key words. stars: individual: HD 185269 – planetary systems – techniques: radial velocities

1. Introduction

There are approximately 40 known extrasolar planets with a semi-major axis smaller than 0.1 AU, the so-called hot Jupiters. Among them, seven have a mass of less than about 0.1 $M_{\rm Jup}$ and should better be called hot Neptunes. These hot Neptunes could be very abundant as only recently have they become available above the detection limit of intruments. 85% of these short-period planets have a metal-rich parent star, in comparison to 70% for the whole sample of extrasolar planets. There is thus an indication that the frequency of planets versus the metallicity of the parent star relationship is stronger for short-period planets (see also Sozzetti 2004). To understand whether this trend is significant, we need data from more short-period planets orbiting metal-rich stars. This is the goal of two observational programs using radial-velocity techniques; both surveys started in 2003 and several planets have been discovered: HD 88133 (Fischer et al. 2005), HD 118203 (Da Silva et al. 2006), HD 149026 (Sato et al. 2005), HD 149143 and HD 109749 (Fischer et al. 2006; Da Silva et al. 2006) and HD 189733 (Bouchy et al. 2005). The observational strategy of these programs, introducing a bias in the selection of target stars based on their metallicity, allows a more efficient detection of planets, and will clarify the link between the metallicity of stars and the planet formation and migration. Also, the discovery of short-period planets opens the possibility to discover new transiting systems (as e.g. HD 149026 and HD 189733, see references above), with precise determinations of their mass and radius. However, non-biased target sample surveys are still needed in order to explore other parameters of the origins of planetary systems.

In this paper, we report the detection of a new planetary system around the main-sequence star HD 185269 at the Observatoire de Haute Provence. In Sect. 2 the observations are described; in Sect. 3 we derive the stellar parameters and the interpretation is discussed in Sect. 4.

2. Observations

Radial-velocity measurements of the main-sequence star HD 185269 were obtained with ELODIE from June 2005 to July 2006 in the framework of the survey of metal-rich stars as described in Da Silva et al. (2006). ELODIE is a fiber-fed echelle spectrograph (Baranne et al. 1996) mounted on the 193-cm telescope at the Observatoire de Haute Provence (France), designed to obtain simultaneous spectra of a star and a calibration ThAr lamp, for precise radial-velocity measurements.

A first observation of HD 185269 shows its enrichment, with a metallicity deduced from the cross-correlation function of 0.15. Further measurements of this star revealed fluctuations in the radial velocity over a few days. The star was then regularly monitored. Individual measurements of HD 185269 have errors of the order of 10–12 m s^{-1} (Table 1) while the standard deviation of the series is about 90 m s^{-1}. A 6.8-d periodicity is clearly visible.

* Based on observations collected with the ELODIE spectrograph on the 1.93-cm telescope (Observatoire de Haute Provence, France).

Article published by EDP Sciences and available at http://www.edpsciences.org/aa or http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361:20066029

Table 1. Radial-velocity measurements of HD 185269 obtained with ELODIE from June 2005 to June 2006.

JD-2 400 000. day	*VR* km s^{-1}	error ms^{-1}
53551.55350	0.535	0.011
53552.57440	0.639	0.013
53553.54090	0.697	0.012
53554.55910	0.690	0.008
53555.54490	0.663	0.009
53574.55610	0.687	0.012
53576.51360	0.631	0.011
53577.53300	0.532	0.010
53587.46980	0.672	0.011
53588.45620	0.677	0.009
53589.46500	0.606	0.012
53590.45090	0.631	0.014
53591.48810	0.530	0.011
53592.41560	0.543	0.011
53594.47180	0.672	0.010
53596.43110	0.677	0.010
53610.43430	0.652	0.010
53613.41040	0.593	0.008
53624.43320	0.630	0.008
53625.37140	0.551	0.010
53626.37360	0.508	0.008
53627.36100	0.597	0.008
53628.32940	0.672	0.008
53667.33630	0.502	0.008
53720.25140	0.617	0.010
53723.22240	0.603	0.011
53808.68270	0.640	0.012
53869.60890	0.672	0.008
53871.55960	0.538	0.008
53872.61180	0.538	0.012
53873.56570	0.589	0.015
53875.60370	0.716	0.010
53894.58770	0.648	0.010
53896.56560	0.683	0.009
53897.56800	0.681	0.009
53901.58760	0.661	0.014
53932.46560	0.609	0.015
53934.42560	0.518	0.009

3. Stellar characteristics of HD 185269

HD 185269 has been observed by HIPPARCOS (ESA 1997). It is a G0IV star with a visual magnitude $V = 6.67$ and color index $B - V = 0.58$ and is located at 47.37 pc from the Sun. This results in an absolute V magnitude of 3.29. Strömgren narrow-band photometry on this star derives a metallicity of 0.02, i.e. almost solar (Nordström et al. 2004). Comparatively, the metallicity derived from the cross-correlation function (0.15) is slightly higher. Direct spectroscopic analysis as described in Santos et al. (2004) allows us to derive: $T_{\rm eff} = 5983$ K, $\log g = 4.05$ and [Fe/H] = 0.10 (Table 2).

By comparison with the evolutionary tracks calculated by Girardi et al. (2002), we obtain a stellar mass of $1.33 \pm 0.07\ M_\odot$ and an age of 4.0 ± 1.0 Gyr. The star is slightly evolved, as also suggested by the lithium content in the spectrum.

The projected rotational velocity derived from a calibration of the cross-correlation function is $v \sin\ i = 5.5$ km s^{-1}.

The stellar chromospheric activity of HD 185269 is low, as deduced from the absence of emission in the core of the CaII lines (Fig. 1). This excludes large amplitude radial-velocity jitter due to intrinsic activity of the star.

Table 2. Stellar parameters of HD 185269.

Spectral Type	G0 IV
V	6.67
$B - V$	0.58
Distance [pc]	47.37
M_V	3.29
BC	–0.06
$M_{\rm bol}$	3.228
$T_{\rm eff}$ [K]	5983 ± 62
$\log g$	4.05 ± 0.22
[Fe/H]	0.10 ± 0.08
$v$sin$i$ [km s^{-1}]	5.5
Star mass [$M_\odot$]	1.33 ± 0.07
Age [Gyr]	4.0 ± 1.0

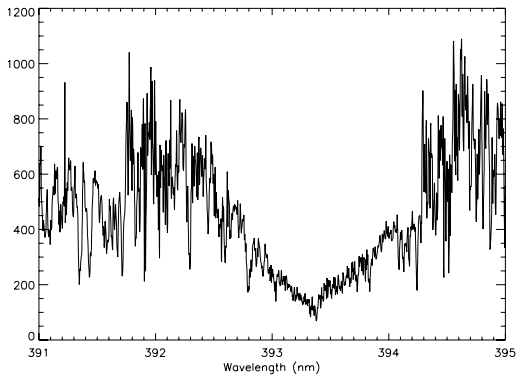


Fig. 1. The CaII K absorption line of the ELODIE spectrum of HD 185269, which shows no emission feature in its core.

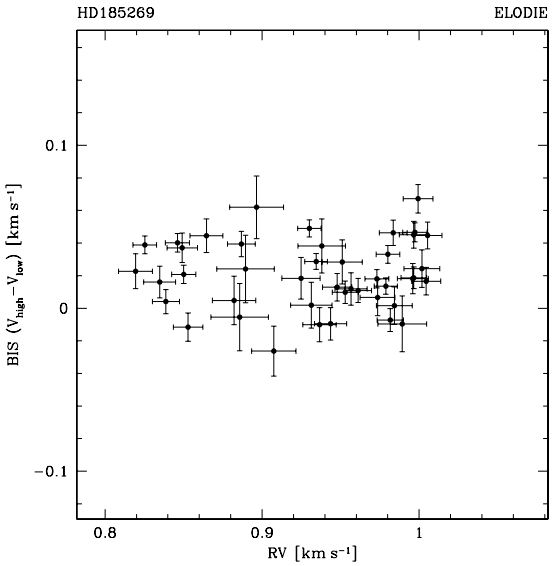


Fig. 2. The inverse slope of the bisector is shown against the radial-velocity measurements of HD 185269. No correlation is observed.

The bisector analysis of the cross-correlation functions shows no correlation with the measured velocimetric variations. The shape of stellar lines is therefore not related to the observed fluctuations in radial velocity (Fig. 2).

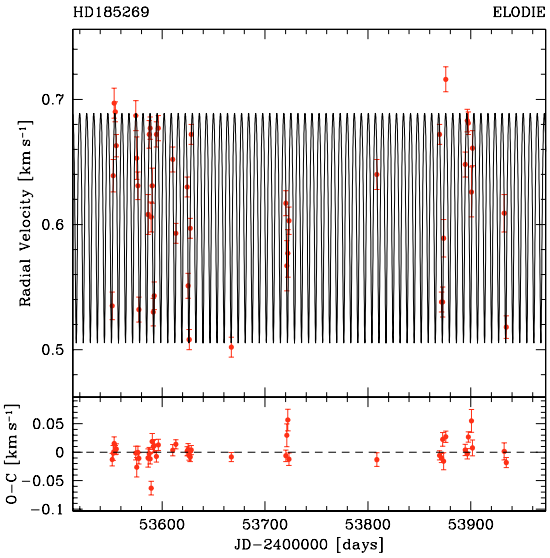


Fig. 3. Radial-velocity measurements of HD 185269 superimposed on the best Keplerian solution. Error bars represent the photon-noise uncertainties.

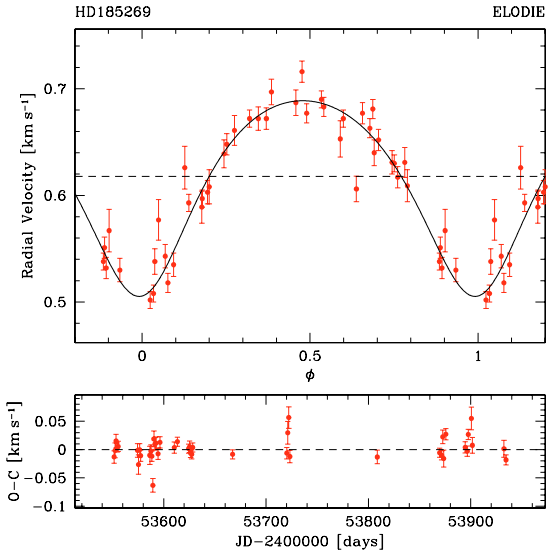


Fig. 4. Phase-folded radial velocity measurements of HD 185269 superimposed on the best Keplerian solution. Error bars represent the photon-noise uncertainties. Bottom plot: residuals as a function of time.

Table 3. Parameters for the Keplerian solution and the planetary companion.

Period [days]	6.8399 ± 0.0013
Periastron epoch [JD-2453000]	797.152 ± 0.12
Orbital eccentricity	0.225 ± 0.025
Radial velocity semi-amplitude [$m\,s^{-1}$]	93.56 ± 2.5
Systemic velocity [$km\,s^{-1}$]	0.617 ± 0.002
O–C residuals [$m\,s^{-1}$]	16
Orbital semi-major axis [AU]	0.077
Planet mass [M_J]	1.03 ± 0.03

4. Planetary system

A careful check of stellar properties shows that the radial-velocity fluctuations of HD 185269 were not likely of stellar origin. A Keplerian orbit was then adjusted on the 38 data points with photon noise uncertainty below 15 $m\,s^{-1}$ (Fig. 3); the best parameters of the fit are a period of 6.84 days and an eccentricity of 0.23. The final parameters of the orbital solution are presented in Table 3. The residuals are 16 $m\,s^{-1}$.

With a stellar mass of 1.33 $M_\odot$, the deduced minimum mass is 1.03 ± 0.03 $M_{\rm Jup}$ for the planetary companion in an orbit with a 6.8399 ± 0.0015 day period; the folded orbit is shown in Fig. 4.

Like HD 118203 (Da Silva et al. 2006), HD 185269 has a short-period planet in eccentric orbit. The period of HD 185269 (6.84 days) is above the limit of circularization as expressed in Halbwachs et al. (2005) and evidently, circular orbits are extremely rare when the period is larger than about 5 days (Schneider 2006).

A short-period planet is a good target for transit detectability; for HD 185269, the transit probability is about 8%. However, the eccentricity makes the error on the time reference large and therefore the transit ephemeris is not precise. A photometric observation sequence will nevertheless be scheduled in the following months, in parallel with further radial-velocity measurements aimed at refining the orbital solution.

Note added in proofs: After this paper was submitted, an independent discovery of the same planet was announced by Johnson et al. (2006). Both sets of measurements and analysis are compatible and no transit is visible.

Acknowledgements. We thank the Programme National de Planetologie (PNP), the Swiss National Science Foundation (FNSRS) and the Geneva University for their continuous support of our planet-search programs. NCS thanks the Fundação para a Ciência e a Tecnologia (Portugal) for the scholarship SFRH/BPD/8116/2002 and grant POCI/CTE-AST/56453/2004.

References

Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., et al. 1996, A&AS, 119, 373
Bouchy, F., Udry, S., Mayor, M., et al. 2005, A&A, 444, L15
Da Silva, R., Udry, S., Bouchy, F., et al. 2006, A&A, 446, 717
ESA 1997, VizieR Online Data Catalog, 1239, 0
Fischer, D. A., Laughlin, G., Butler, P., et al. 2005, ApJ, 620, 481
Fischer, D. A., Laughlin, G., Marcy, G. W., et al. 2006, ApJ, 637, 1094
Girardi, L., Bertelli, G., Bressan, A., et al. 2002, A&A, 391, 195
Halbwachs, J. L., Mayor, M., & Udry, S. 2005, A&A, 431, 1129
Johnson, J., Marcy, G., Fischer, D., et al. 2006, ApJ, in press
Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., et al. 2004, A&A, 418, 989
Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2004, A&A, 415, 1153
Sato, B., Fischer, D. A., Henry, G. W., et al. 2005, ApJ, 633, 465
Schneider, J. 2006, `www.obspm.fr/planets`

3.1.4 Bilan

Une analyse analogue a été appliquée sur l'ensemble des découvertes faites grâce à ELODIE. Au total, le programme ELODIE-II a permis de détecter 6 planètes, HD 43691b, HD 132406b (da Silva et al. 2007,découverte confirmée par *SOPHIE*), HD 45652b (Santos et al. 2008,découverte confirmée par CORALIE), dont 3 Jupiter-chauds, du nom de HD 149143b (da Silva et al. 2006), HD 185269b (Moutou et al. 2006a) et HD 189733b (Bouchy et al. 2005). Parmi les 3 Jupiter chauds détectés au cours de ce programme, une planète s'avère transiter son étoile. Bouchy et al. (2005) présentent, en effet, la détection par la méthode des VR d'une planète de 1.15 ± 0.046 M_{Jup} en orbite autour de l'étoile HD 189733, sur une période de 2.219±0.0005 jours. Elle a été l'une des planètes les plus étudiées. De par, sa très courte période, son rayon relativement important, et son étoile de petit diamètre, son étude a permis de compléter le petit échantillon en 2005 de planètes à transit complètement caractérisées.

Un bilan complet du programme est présenté dans la thèse de Ronaldo da Silva (Soutenue à l'observatoire astronomique de Genève en 2007). Pour autant, il me semble intéressant de revenir un instant sur ce bilan, en le comparant aux résultats d'un programme similaire. Basé sur une stratégie identique, le programme du consortium nord-américain N2K présente, sur la même base de temps, un bilan similaire. En effet, leur stratégie est fondée sur le principe d'observer chaque étoile de leur échantillon de 2000 étoiles, à trois reprises sur une période de plusieurs jours. Avec une précision de 7 $m\,s^{-1}$, il est alors possible d'identifier la très grande majorité (>90%) des planètes dont la masse est supérieure à 0.5 M_{Jup} et la période orbitale est comprise entre 1.2 et 14 jours (Fischer & Valenti 2005). Avec une telle stratégie, les périodes orbitales plus longues peuvent être ainsi détectées. Ce programme totalise la découverte de 7 planètes, sur la même période d'activité que le programme ELODIE-II. Parmi ces planètes, on dénombre 2 Jupiter chauds (Fischer et al. 2006; Johnson et al. 2006), 2 Saturne chauds (Sato et al. 2005; Fischer & Valenti 2005), 2 planètes de masse de Saturne (Fischer et al. 2006; Johnson et al. 2006), dont les périodes sont de ∼5 et ∼18 jours, et 1 planète de masse jovienne ayant une période orbitale de ∼27 jours (Johnson et al. 2006). Le bilan de ce programme est très similaire à celui du programme ELODIE-II. La masse des planètes est en moyenne plus faible, due à la meilleure précision de VR obtenue avec l'instrument HIRES/Keck (qui a décru de 7 $m\,s^{-1}$ à 3-4 $m\,s^{-1}$). Les prévisions de ces programmes suggéraient la découverte de plusieurs dizaines de planètes pour ELODIE-II (da Silva et al. 2006) et jusqu'à 60 pour le N2K (Fischer & Valenti 2005), sur une période de 2 ans. Malheureusement, comme on peut le constater, les estimations étaient très optimistes. D'après la thèse de R. da Silva (2007), des simulations faites sur le pouvoir de détection de l'instrument ELODIE, en fonction de la stratégie du programme et de la précision de l'instrument, montrent que le nombre de planètes détectées est compatible avec celui que l'on peut attendre d'un tel programme.

Une importante retombée de ces observations consiste en la caractérisation des paramètres stellaires de milliers d'étoiles, à l'aide des spectres réalisés sur celles-ci (Ammons et al. 2006; Robinson et al. 2006, 2007; Fischer et al. 2007). Une bonne connaissance des étoiles-hôtes constitue en effet un atout majeur dans la compréhension de la formation et de l'évolution des systèmes planétaires, permettant ainsi de corréler les paramètres stellaires aux paramètres orbitaux, spécifiques aux planètes (masse, rayon, ...).

3.2 Le sous-programme "Jupiter-chauds" du consortium exoplanètes SOPHIE

Parmi les programmes de recherche en VR, seules quatre planètes ont été détectées en transit devant des étoiles brillantes ($7.6 < m_V < 8.2$). Ce chiffre est peu étonnant vu la très faible probabilité de transit des planètes. Cependant, ces quatre cas sont d'une grande importance dans la compréhension de la formation et de l'évolution de celles-ci. Elles constituent en effet les seules orbitant autour d'étoiles assez brillantes pour lesquelles des études approfondies ont pu être possibles, notamment sur la recherche de signature d'éléments dans leur atmosphère, ou encore les interactions magnétiques et gravitationnelles entre l'étoile et sa planète.

Le sous-programme "Jupiter-chauds" du consortium exoplanètes SOPHIE, qui se place en successeur du programme ELODIE-II, se focalise sur la recherche de planètes à transit, notamment les Jupiter chauds, autour d'étoiles brillantes. Le second objectif de ce sous-programme est la caractérisation fine des planètes détectées, grâce à la mesure de leur transit spectroscopique par effet Rossiter-McLaughlin (voir chapitre 5). Le suivi de planètes à transit déjà connues fait également partie, à moindre échelle (5%), des attributions de ce sous-programme, afin de déceler la présence éventuelle de compagnons à plus longue période. Finalement, une petite partie reste consacrée à la détection de planètes à plus longue période, pouvant présenter une probabilité non négligeable de transit, dans le cas d'orbites excentriques, comme l'a montré le cas de HD 17156b (Barbieri et al. 2007). Ce sous-programme est celui auquel j'ai tout particulièrement participé au cours de ma thèse, au sein du consortium. J'en détaillerai les points majeurs, la stratégie et les résultats, dans les sections suivantes.

3.2.1 Observations et stratégie

Le nombre de nuits obtenus, par semestre, par le consortium Exoplanètes *SOPHIE* est important. Il a été convenu qu'une importante fraction du temps accordé serait consacrée au SP2. Le temps a en fait été divisé de manière un peu différente selon les semestres. En effet, ouvert à la communauté en risques partagés et en attente d'une meilleure stabilité de l'instrument, le SP2 a été fortement privilégié pendant les premiers semestres, ne nécessitant pas une très haute précision en VR. Depuis, grâce à une nouvelle isolation thermique que nous avons installée, la stabilité s'est accrue, ainsi que la précision permettant ainsi de reprendre un fractionnement du temps d'observation entre les sous-programmes tel qu'initialement défini au sein du consortium (Loeillet et al. 2006). La table 3.1 présente la fraction de temps de télescope et le nombre de nuits alloués au SP2. Parmi l'ensemble des 306 nuits (au 30 juin 2008) du consortium des 4 quatre derniers semestres, 90 ont été perdues, pour cause de mauvaise météo ou de problèmes techniques, se répercutant ainsi sur les observations du SP2.

TAB. 3.1 – Nombre de nuits consacré au SP2.

Semestre	Nombre de nuits
2006B	32,4
2007A	42,5
2007B	33,4
2008A	22,0

La stratégie de ce sous-programme consiste à se focaliser sur la recherche de planètes autour des étoiles riches en métaux. L'échantillon du programme ELODIE-II a en partie été conservé (les étoiles non observées et les non-variables) et a été complété pour atteindre 2000 étoiles, étendant l'échantillon à des étoiles de plus faible magnitude et moins riches en métaux. De la même manière que pour le programme ELODIE-II, une mesure sur une étoile permet d'estimer sa métallicité ($[Fe/H]$). Lorsque celle-ci est supérieure à 0 dex, 2 mesures supplémentaires de VR doivent alors être réalisées, à quelques jours d'intervalle. Les étoiles déficientes sont en effet laissées de côté, sans pour autant être définitivement écartées. Si la dispersion de ces 3 mesures est supérieure à trois fois son bruit de photon (ce qui équivaut en moyenne à 15 $\mathrm{m\,s^{-1}}$), de nouveaux points sont alors mesurés avec un intervalle de 2 à 3 jours, afin de détecter une éventuelle périodicité. Dans le cas contraire, l'étoile est considérée comme non-variable. Si la première mesure présente une CCF avec plusieurs pics d'origine stellaire, l'étoile est classée comme binaire spectroscopique (SB) et est écartée du catalogue. Au bout des 3 mesures, si l'étoile présente une variation de VR supérieure à 5 $\mathrm{km\,s^{-1}}$, nous considérons alors que l'étoile est une binaire spectroscopique de type 1 (SB1). C'est une limite que nous nous sommes nous-mêmes fixés. Elle introduit en effet un biais, pour autant il ne nous est pas possible de suivre l'ensemble des étoiles dans le temps imparti, à la vue du grand nombre de cibles. Néanmoins, le biais généré s'avère n'être que d'une faible portée, ne concernant que les planètes extrêmement massives, qui ne sont pas l'objectif premier de ce programme. L'expérience du programme ELODIE-II nous a aussi appris à ne pas seulement se focaliser sur la détection de Jupiter-chauds. Les planètes à plus longues périodes (au-delà de 10 jours) sont elles aussi recherchées.

La détermination de la métallicité et de l'indice d'activité d'une étoile est effectuée grâce aux calibrations réalisées par Isabelle Boisse (Rapport de stage, juillet 2007), basées sur celles décrites pas Santos et al. (2002) dans le cas de CORALIE. Il en est de même pour le calcul de la vitesse de rotation de l'étoile $v \sin i$, à partir des paramètres de la CCF.

3.2.2 Statistique globale des résultats

Après quelques quatre semestres d'activité à la fin du mois de juillet 2008, le SP2 comptabilise 3883 spectres sur 835 étoiles différentes. La figure de gauche de la Fig. 3.2 présente le nombre de mesures réalisées par étoile. Parmi l'échantillon observé, 284 étoiles ont été mesurées à 1 ou 2 reprises, représentant 34 % des étoiles observées. Les calibrations de métallicité et de l'indice d'activité n'ont été mis en place qu'un an après les premières observations, la stratégie d'observation telle que définie plus haut n'a pas donc pu être appliquée dès le début. Cela explique que certaines étoiles de métallicité inférieure à 0,1 dex aient été observées plusieurs fois. La figure de droite représente, quant à elle, la distribution des S/B mesurés à l'ordre 26 des spectres. Cet ordre correspond au domaine spectral autour de 550 nm. L'ensemble des spectres observés dans le cadre du SP2 est représenté sur cet histogramme, illustrant le niveau satisfaisant de la plupart des spectres. On retrouve une distribution de S/B piquée sur une valeur de 50. Faisant partie de notre stratégie d'observation, nous avons en effet essayé d'obtenir cette valeur pour chacune des mesures réalisées.

Afin de mesurer l'erreur intrinsèque d'une mesure de VR réalisée avec *SOPHIE*, il est nécessaire d'estimer l'erreur due au bruit de photon de celle-ci. Pour cela, il a été nécessaire de reprendre la méthode décrite par Baranne et al. (1996) dans le cas de l'instrument ELODIE, qui donne la relation liant les paramètres de la CCF à l'erreur due au bruit de photon. Ainsi de manière empirique, la même méthode a été appliquée à *SOPHIE*, exprimant la relation de la manière suivante,

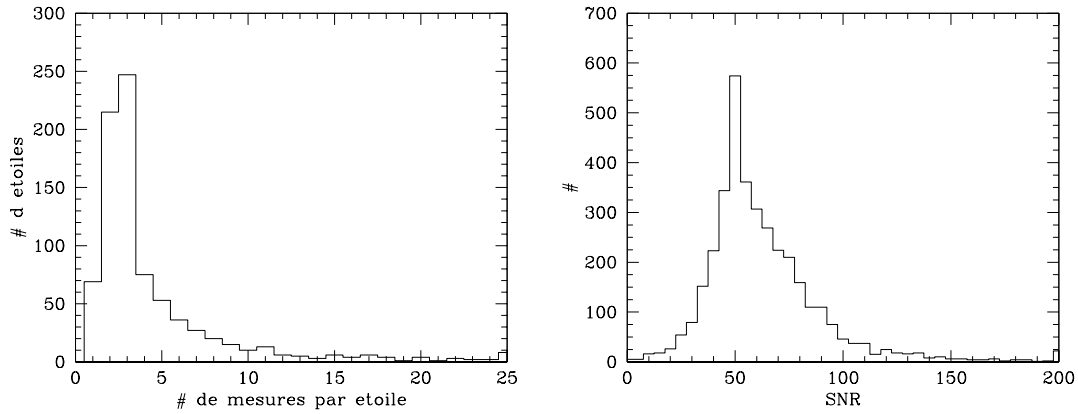


FIG. 3.2 – Distribution du nombre de mesures par étoile (gauche) et du S/B obtenu pour chacune des mesures (droite).

pour le mode HR :

$$\sigma_{bdp} = 1.7 \frac{FWHM}{Cont * S/B},$$

où *FWHM* (km s^{-1}) est la largeur à mi-hauteur, *Cont* le contraste de la CCF (en %), et S/B le signal-sur-bruit du spectre associé à la mesure. Cette relation est fiable à haut S/B et est confirmée par l'approche décrite par Bouchy et al. (2001).

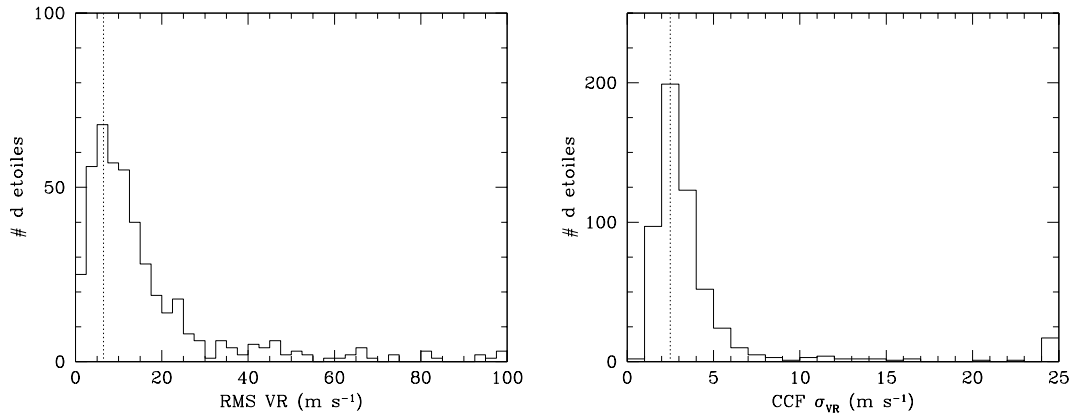


FIG. 3.3 – Distribution des dispersions de VR (gauche) et des erreurs dues au bruit de photon (droite).

La figure de gauche de la Fig. 3.3 présente la distribution de dispersion des mesures de VR pour les étoiles ayant été observées au minimum à 3 reprises. La distribution pique autour de ~7 m s^{-1}, donnant une indication statistique de la dispersion de VR minimale obtenue avec *SOPHIE*. La figure de droite présente la distribution des bruits de photon pour ce même échantillon d'étoile. Celle-ci pique à 2,5 m s^{-1}. Si on compare les deux distributions, il apparaît clairement que les mesures du SP2 ne sont pas limitées uniquement par le bruit de photon. L'erreur sur la calibration en longueur d'onde est de l'ordre de 1 m s^{-1}, il est nécessaire de l'ajouter quadratiquement à celle du bruit de photon afin d'obtenir l'erreur sur une mesure de VR. Néanmoins, cela ne suffit pas à

atteindre un ordre de grandeur similaire à la valeur médiane du pic de distribution des dispersions en VR. D'autres facteurs limitent donc la précision en VR de l'instrument.

3.2.3 Facteurs limitatifs de la précision

Grâce aux très nombreuses observations réalisées sur *SOPHIE*, il nous a été possible d'identifier plusieurs pistes, pouvant être responsables de cette limitation de précision. Je présente ci-dessous les facteurs identifiés et les solutions que nous y avons apportées.

Effet de pollution par la Lune

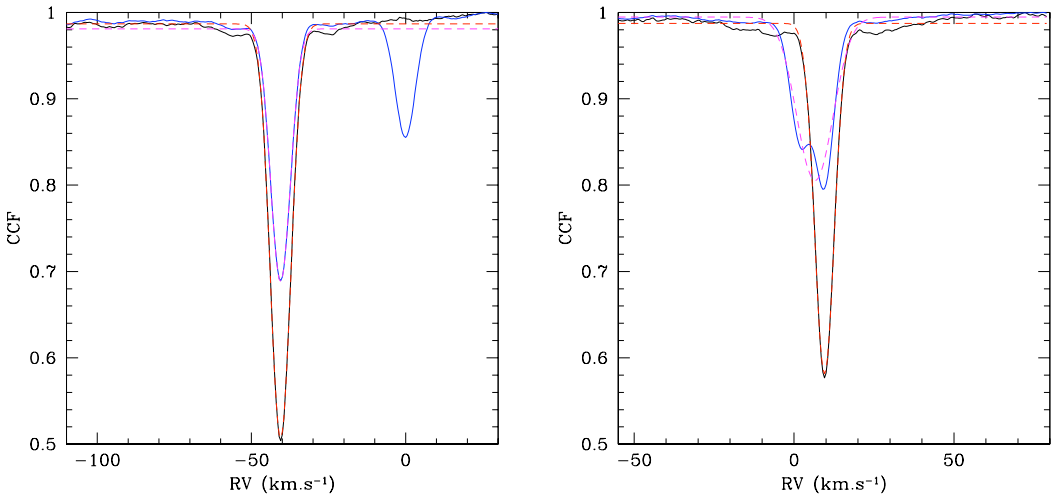


Fig. 3.4 – Exemples de contamination d'un pic stellaire par un pic de corrélation dû à la lumière diffusée par la Lune. La courbe bleue représente la CCF non corrigée de la pollution lunaire, et l'ajustement gaussien de celle-ci en pointillés magentas. La courbe noire correspond à la CCF corrigée, et son ajustement gaussien apparaît en pointillés rouges.

Un des facteurs les plus importants est la contamination du spectre stellaire par la lumière diffusée dans le ciel en provenance de la Lune. En effet, lorsque la Lune brille dans le ciel, sa composante lumineuse apparaît dans la CCF comme un pic secondaire au pic stellaire. Lorsque les 2 pics sont proches, voire confondus, la mesure des trois paramètres de la CCF (la vitesse radiale, la FWHM et le contraste) en est affectée. Le pic stellaire est alors perturbé par les paramètres propres au pic de la Lune comme le montre la Fig. 3.4. Cet effet n'avait jamais été aussi important auparavant avec les instruments HARPS ou ELODIE. Cela est due à la grande ouverture (3 arcsec) sur le ciel de l'instrument *SOPHIE*, en comparaison à ces homologues. La surface de la fibre de l'instrument *SOPHIE* est 9 fois plus grande que celle de HARPS et 2,25 fois plus grande que celle de ELODIE. C'est dans cette optique que j'ai développé un outil permettant de corriger cette contamination (lorsqu'elle existe) et permettant ainsi de déterminer les paramètres de la CCF propres à l'objet observé. Cette correction n'est possible que dans le cas d'observations menées en mode *obj_AB*, lorsque la fibre B est dédiée à l'observation du fond de ciel. Cet effet de pollution apparaît dans les 2 modes HR et HE, même si celui-ci est bien plus important en mode HE. Ce dernier est en effet privilégié pour les observations d'étoiles de magnitude élevée, cependant

le rapport du flux stellaire au flux diffus de la Lune est par conséquent plus important. Il présente effectivement un effet conséquent sur certaines mesures des étoiles du SP2, indiquant une variation de VR de l'étoile non réelle. Cependant, cet effet s'avère beaucoup plus problématique dans le cas d'étoiles faibles ($V > 11$), telles que les cibles du suivi des programmes *CoRoT* ou *SuperWASP*, par exemple (pour plus de détails spécifiques à ces programmes, voir le chapitre 4).

L'idée fut tout d'abord d'aborder le problème au niveau du spectre, en amont de la technique de corrélation croisée. La fibre B nous donnant accès au spectre contaminant du fond de ciel, il est envisageable de le soustraire tout simplement au spectre observé sur la fibre A, mêlant spectre stellaire et contaminant. Il s'avère que l'opération est délicate à mener avec précision. En effet, les deux fibres n'ont pas exactement la même solution en longueur d'onde, et cette différence est inférieure au pixel. Or il n'est possible de soustraire les spectres ordre par ordre que de pixel à pixel. Sans interpolation du signal spectral, il apparaît difficile de réaliser cette correction sans perdre de l'information spectrale ou d'altérer le spectre stellaire. Dans ce cas, l'utilisation des spectres ré-échantillonnés aurait pu convenir, sacrifiant seulement quelques pixels lors de la soustraction des deux signaux. Cependant, la génération des spectres à 1 dimension (S1D) est affectée d'un problème de correction de la réponse lumineuse du réseau-échelle (que l'on appelle le blaze de l'instrument), provoquant l'apparition de vaguelettes dans le spectre, qui pourrait aussi altérer le spectre stellaire lors de la correction. Je me suis donc penché sur la question dans l'espace des vitesses, s'affranchissant ainsi de tout problème de calibration en longueur d'onde des spectres. Il s'agit dans ce cas de déterminer séparément pour chacune des fibres A et B, leur CCF, ordre par ordre, non-renormalisée, puis de les soustraire les unes aux autres dans un même domaine de vitesse. Cette opération s'effectue en utilisant le rapport d'efficacité ordre par ordre, et le décalage en vitesse observé entre les 2 fibres, lorsque l'on utilise la même calibration en longueur d'onde pour les 2 fibres. Ce décalage en vitesse observé sur des poses réalisées avec la lampe Th-Ar simultanément sur les 2 fibres est différent selon le mode (HR ou HE) utilisé. Ainsi on observe un décalage de 30 $\mathrm{m\,s^{-1}}$, et de 80 $\mathrm{m\,s^{-1}}$ en moyenne, respectivement dans les modes HR et HE. Celui-ci serait dû à l'inefficacité du transfert de charge lors de la lecture du CCD, appelé effet de *CTI* (*"Charged Transfert Inefficacity"*) (Goudfrooij et al. 2006), qui se manifeste de manière significative dans le cas de spectres à faibles S/B.

Comme l'illustre la Fig. 3.4, la correction semble fonctionner correctement et permettre une mesure correcte des paramètres de la CCF, dont la vitesse radiale. Afin de vérifier au mieux la fiabilité de cette correction, j'ai réalisé une série de simulations, imitant la contamination d'un spectre stellaire par celui du spectre solaire reflété par la Lune, pour différents S/B. Ayant accès à l'ensemble de la base de données *SOPHIE*, j'ai fait une sélection d'un grand nombre de spectres stellaires réels couvrant un large domaine de vitesse radiale et de S/B, observés en *obj_AB* dans le mode HR, et ne présentant aucune contamination du flux lunaire sur la fibre ciel. Dans le cas du mode HE, ne pouvant malheureusement pas couvrir l'ensemble d'un large domaine de vitesse au vu du nombre limité de spectres, je n'ai pas restreint mon échantillon, considérant l'ensemble des spectres ne présentant pas de contamination sur la fibre ciel. Les simulations ont alors consisté à polluer les 2 fibres (A et B) de chacun des spectres sélectionnés par une série de spectres, dits "contaminants", de différents S/B, obtenus au cours d'une fin d'après-midi sur un ciel bleu afin d'avoir une uniformité maximale. Ces derniers jouent le rôle de flux contaminant en provenance de la Lune. L'un des avantages de ses simulations à l'aide de spectres réalisés sur le ciel est de tester la fiabilité du procédé de correction dans des conditions réelles d'observation. On mesure ainsi dans chacun des cas, les paramètres de la CCF du spectre avant et après pollution de celui-ci, et après correction. Cette correction est réalisée à l'aide de la CCF obtenue pour le spectre de la fibre B.

Le paramètre qui nous intéresse le plus dans cette étude est celui de la vitesse radiale finale-

ment obtenue après correction. ll est alors possible d'évaluer l'erreur réalisée sur la mesure après correction suivant les deux paramètres les plus sensibles que sont le rapport de S/B entre le spectre de la fibre A et celui de la fibre B, et la distance entre les pics stellaire et lunaire de la CCF. Ce paramètre de distance est égal à la différence de vitesse des 2 pics, pondérée par la valeur maximale de FWHM entre les deux pics. Cette pondération permet de prendre en compte les effets de pollution des ailes entre les pic stellaire et lunaire. L'expression du paramètre de distance s'écrit alors alors comme suit :

$$D_{LuneEtoile} = \frac{VR_{Etoile} - VR_{Lune}}{max(FWHM_{Etoile/Lune})} \tag{3.1}$$

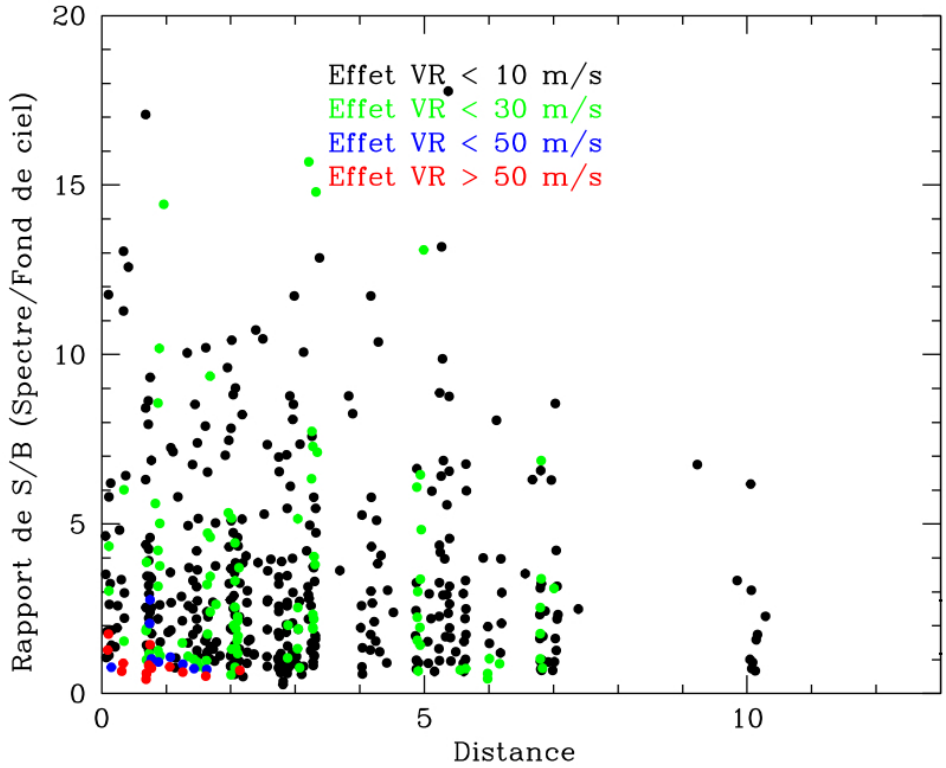


FIG. 3.5 – Erreur résiduelle sur la vitesse après correction de la Lune, dans le mode HR, en fonction du rapport de S/N du spectre de la fibre A et de la fibre B et du paramètre de distance.

Les Fig. 3.5 et 3.6 illustrent les résultats obtenus lors de ses simulations pour les modes HR et HE, respectivement. Elles présentent la différence obtenue entre la vitesse mesurée sans qu'aucune pollution n'ait lieu et celle mesurée après correction de la pollution appliquée, en fonction des paramètres de distance et de rapport de S/N. On obtient ainsi l'erreur résiduelle réalisée sur la mesure en utilisant le procédé de correction, suivant les conditions d'observation. Ces simulations montrent que la correction fonctionne très bien dans le cas du mode HR, au-delà d'un rapport de S/N de 2 ou 3. Ceci est souvent le cas, puisque le S/B moyen obtenu sur la fibre B, par temps de pleine Lune est de l'ordre de 15-20, et que celui des étoiles du SP2 en mode HR est en moyenne de 50. Au-delà d'une valeur de 3 du paramètre de distance, l'erreur engendrée par la correction devient alors faible, et est de l'ordre de l'erreur de mesure (instrumentale + bruit de photon). Dans le cas du mode HE, il apparaît que le procédé est moins fiable. En effet, lors de la simulation on constate que 80 % des VR ont une erreur résiduelle due à la correction inférieure à 20 m s^{-1}, au-delà d'un rapport de S/B de 3 quelque soit la distance entre le pic stellaire et le pic lunaire.

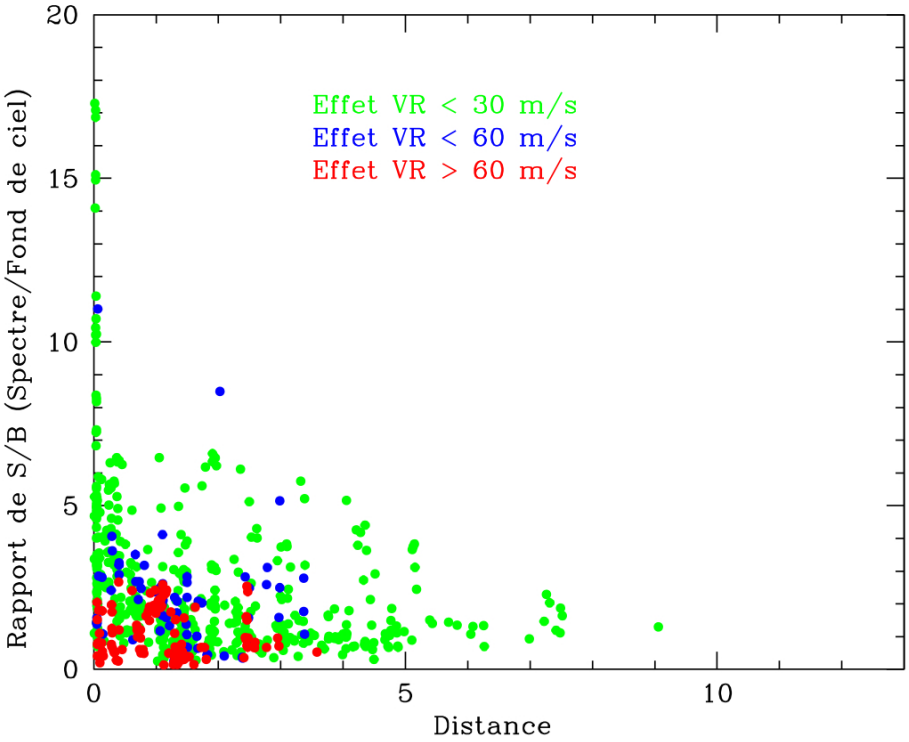


FIG. 3.6 – Erreur résiduelle sur la vitesse après correction de la Lune, dans le mode HE, en fonction du rapport de S/N du spectre de la fibre A et de la fibre B et du paramètre de distance.

Un nombre non-négligeable de VR reste loin de la valeur de VR initiale, même après correction, de plusieurs dizaines de m s^{-1}, voire une centaine de m s^{-1}. Néanmoins, au-delà d'une distance de 3 km s^{-1}, quelque soit le rapport de S/B, la correction est alors fiable à 30 m s^{-1} près. L'erreur engendrée par la correction est nécessaire afin d'estimer l'erreur réelle induite par la mesure elle-même et également la correction. Chacune des simulations réalisées dans les 2 modes montre que certaines mesures sont plus perturbées que d'autres et n'indiquent pas la tendance générale. Utilisant des spectres réels, j'ai affecté ceux-ci d'un facteur variable permettant ainsi de faire varier leur S/B. L'opération peut alors générer du bruit supplémentaire, notamment dans le cas de faibles S/B, suggérant l'apparition de tels points de mesure dans les simulations. Toutefois, il est également intéressant de connaître l'effet de VR que la pollution a induit par rapport à l'erreur résiduelle, après correction. Les Fig. 3.7 présentent la différence de VR entre les mesures de VR sur les CCF polluées non corrigées et celles sans pollution, comparées à la différence entre les mesures de VR sur les CCF non polluées et celles polluées et corrigées. Ces figures présentent la comparaison dans les deux modes, HR et HE. Elles illustrent que la procédure de correction permet de s'affranchir d'une très grande partie de la pollution de la mesure générée par la présence de la Lune dans la CCF, et ceci notamment dans le mode HR. En effet, pour une grande valeur de dérive de la VR lorsque la CCF est fortement polluée, la différence de mesure de VR après correction, par rapport à un état non pollué, devient relativement faible. On obtient ainsi une valeur de VR très proche de la VR réelle de l'étoile, n'engendrant qu'une relativement faible erreur de mesure. Dans le cas du mode HE, les résultats indiquent que la procédure de correction semble moins adaptée. Cependant, plusieurs facteurs restent limitatifs dans ce mode et pourraient induire ces perturbations résiduelles.

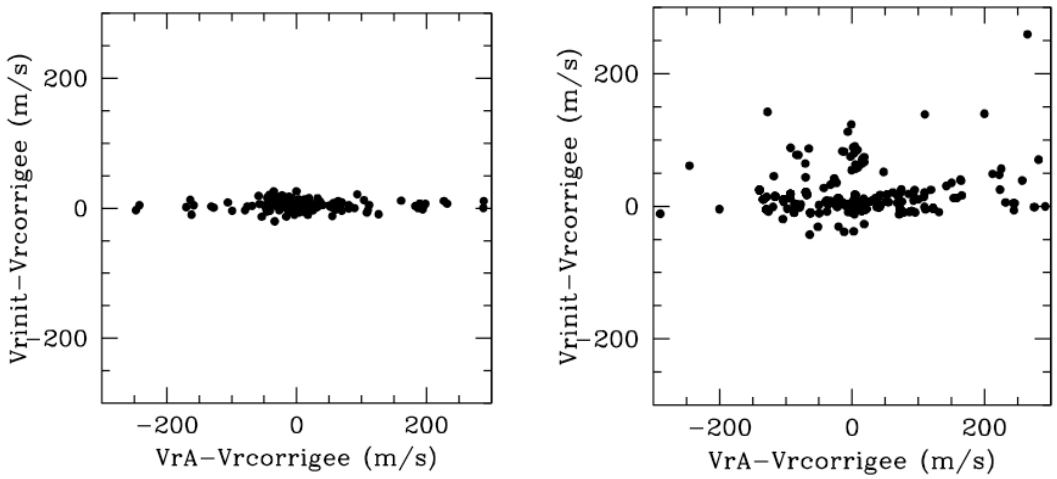


FIG. 3.7 – Comparaison des différences de VR entre la CCF polluée et la CCF non polluée, et la CCF non polluée et la CCF corrigée. Cette figure présente la différence de VR avant et après correction par rapport à la mesure de référence, non polluée, dans le cas du mode HR (à gauche) et HE (à droite).

L'effet résiduel observé dans le mode HE est de l'ordre d'un facteur 2 ou 3 de l'erreur sur une mesure que l'on obtient sur une étoile de faible magnitude, c'est-à-dire quelques dizaines de $\mathrm{m\,s^{-1}}$. Ajoutées quadratiquement, l'erreur résiduelle et celle de la mesure au final peuvent sembler importantes. Pour autant l'effet de vitesse induit par la pollution de la Lune peut, pour sa part, atteindre plusieurs centaines de $\mathrm{m\,s^{-1}}$, comme le montre la Fig. 3.8. Par comparaison entre l'effet de vitesse induit par la pollution et l'erreur résiduelle après correction, on constate que la fraction corrigée est grande lorsque l'effet de pollution est important. Dans les cas extrêmes, la correction de vitesse améliore donc significativement la mesure, sans pour autant que l'erreur soit certes petite. Néanmoins, l'échantillon de spectres utilisés lors de ces simulations est relativement petit, et nécessiterait d'être étoffé afin de compléter et de mieux contraindre les statistiques obtenues. De plus, un effet résiduel subsiste sur les mesures dans les modes HR et HE, dû, semblerait-il au CTI, ne permettant pas une correction optimale de cette pollution. Des études sont actuellement en cours pour permettre de palier à ce problème.

Une approche différente de cette correction a également été testée, mais ne s'avère pas fiable. Elle consiste à corriger la fibre A de la CCF de la fibre B en ajustant tout d'abord cette dernière par une gaussienne. On ne corrigerait de cette manière que la contamination due au pic de la Lune. J'ai repris les mêmes simulations que précédemment en appliquant cette méthode. J'y ai fixé, de plus, un seuil minimal à toute correction, imposant que le contraste de la CCF de la fibre B soit supérieur à 2%. Ce critère permet d'identifier si un signal contaminant sur la fibre B est détectable et par conséquent si une correction est alors nécessaire. Cela permet également d'éviter toute sur-correction, l'algorithme ajustant la gaussienne sur la CCF n'étant pas fiable lorsque le signal ne présente que du bruit ou une très faible composante. Les résultats obtenus semblent introduire plus de bruit que le procédé précédent. La correction effectuée ne peut en effet être meilleure. Sur chaque ordre, le bruit domine en effet le signal. L'ajustement gaussien alors obtenu pour chacun d'entre eux ne reflète pas correctement le pic stellaire et ne permet pas une correction optimale.

Le système de préparation des observations est maintenant équipé d'un outil de calcul de la position de la Lune et de la valeur de la vitesse barycentrique V_{berv}, indiquant la position en VR du pic de corrélation. Celui-ci permet de calculer la positon de la Lune dans le ciel, à une

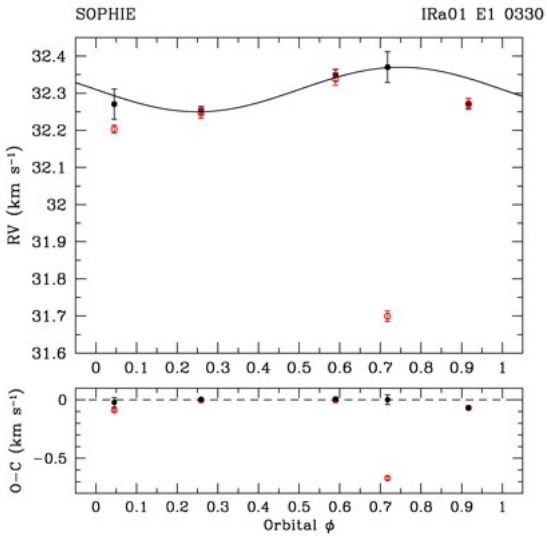


FIG. 3.8 – Effet de pollution par la Lune sur les mesures de VR. Exemple d'un jeu de VR mesurées sur une cible de faible luminosité. Les points rouges représentent les mesures non corrigées et les points noirs, les mesures corrigées.

date et heure données, et de déterminer V_{berv}, considérant les coordonnées de l'étoile observée. Cela permet ainsi de comparer la vitesse barycentrique et celle de l'étoile afin de vérifier que les deux pics résultant ne se mélangent pas, lorsque la Lune brille dans le ciel. Cet outil se nomme *"MoonPosition.py"* et peut être utilisé en ligne de commande directement depuis le poste *sophiedrs* au télescope.

Effet de VR à faible S/B

L'instrument est de plus affecté d'un deuxième effet sur la mesure de la vitesse lorsque les spectres ont de faibles S/B, quelque soit le mode d'utilisation. Ainsi plus le S/B est faible, plus la vitesse radiale mesurée sur le spectre semble petite. C'est un effet que l'on retrouve dans le cas de plusieurs étoiles, comme BD+492265 en Fig. 3.9. Il semblerait que cet effet soit lié à l'effet de lecture du CCD (effet CTI), évoqué plus tôt. Nous avons mis au point une correction empirique basée sur les mesures réalisées sur plusieurs étoiles présentant un tel effet. Il s'agit d'appliquer une correction en VR en fonction du S/B grâce à un ajustement de la tendance moyenne obtenue par des observation-tests réalisées sur une étoile avec différents temps de pose, permettant de faire varier le S/B des spectres obtenus. Cette correction semble fiable lorsqu'elle est appliquée individuellement, améliorant par exemple les résidus de l'ajustement de mesures de VR de planètes connues. Mais une correction électronique de l'effet de CTI est nécessaire afin de s'affranchir définitivement de cet effet.

3.2.4 Candidats identifiés

L'identification de ces facteurs a permis de relever un échantillon de 186 étoiles présentant une variation significative de VR, parmi les 551 étoiles possédant 3 mesures et plus. Le seuil de détection a été fixé à 15 m s^{-1}de dispersion de VR. Les étoiles étant affectées par les effets de

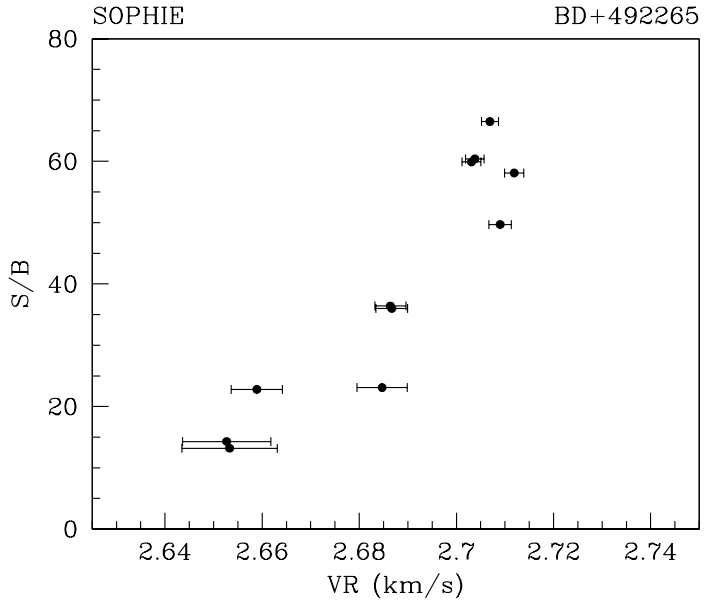


FIG. 3.9 – Exemple de l'étoile BD+492265, dont les VR apparaissent corrélées au S/B des spectres obtenus.

pollution de Lune et de CTI et ne présentant pas de variation après correction ont été écartées. Je me suis, par la suite, attardé sur chacune de ces étoiles, inspectant leur niveau de contamination par la présence éventuelle de la Lune, la qualité de chacune des mesures grâce au S/B, la variation du bissecteur des CCF pour une même étoile et son éventuelle corrélation avec les VR. La table 3.2 présente la liste des étoiles, de plus de 3 mesures, détectées au-dessus du seuil de détection au cours du programme (à la date du 01/09/2008).

Les sigles utilisés dans cette table correspondent à divers diagnostics réalisés. Ainsi *'A Suivre'* signifie que l'étoile présente une variation de VR intéressante et de nouvelles mesures sont nécessaires afin de conclure quant à l'origine du signal observé. Une estimation de la cadence des mesures à faire est d'ailleurs donnée. Une fréquence de mesure au-delà de 1 point par mois suggère que l'étoile possède un compagnon à longue période (> 1 mois). Parfois, quelques mesures supplémentaires sont nécessaires afin de confirmer la variation de VR identifiée (*'Qques pts'*), lorsque l'étoile n'a que quelques points de mesures (autour de 3 ou 4). Le *'STOP'* signifie que les observations sur cette étoile doivent être arrêtées. La variation de VR détectées est alors due soit à une binaire spectroscopique (SB1), soit à une corrélation entre le bissecteur des CCF et les mesures de VR, pour pourrait indiquer la présence d'une étoile binaire de fond, ou encore une plus grande variation du bissecteur, par rapport à celle des VR (*'Biss'*). Pour certaines, l'annotation "Pas de période compatible" apparaît également. Cela signifie qu'aucune période orbitale n'a pu être trouvée compatible avec les données, et nécessite quelques mesures supplémentaires ou une analyse des données plus approfondies afin de comprendre la nature de la variation observée. Dans ce tableau, le nom des étoiles identifiées comme *"A suivre"* a été masqué pour éviter d'interférer avec le bon déroulement du programme et de ses découvertes.

Tab. 3.2: Liste des étoiles du SP2 comptant 3 mesures et plus, et présentant une dispersion de VR supérieure à 15 m s^{-1}. N indique le nombre de mesures réalisées sur l'étoile. Δ RV donne l'amplitude de variation de VR, σ_{RV} l'erreur moyenne due au bruit de photon, et Δ BJD la base de temps sur laquelle s'étale les observations de l'étoile. La section "Remarques" met en évidence la stratégie d'observation à adopter et la possible nature de la variation de VR de l'étoile.

Nom de l'étoile	N	Δ RV m s^{-1}	σ_{RV} m s^{-1}	Δ BJD (jours)	Remarques
HD87###	12	360.0	3.43	485.8	A suivre : 1pt/mois
HD89179	4	107.1	8.48	23.9	STOP : Biss
BD+331###	7	2004.5	2.35	436.8	A suivre : 1 pt/mois
HD89593	17	91.7	2.76	91.8	STOP : Biss
HD90905	11	70.6	3.89	60.8	STOP : Biss
HD92###	8	3889.9	2.22	554.7	A suivre : 1 pt/15j
HD93###	3	214.9	5.69	5.0	A suivre : Qques pts
HIP53175	7	94.0	20.41	20.9	STOP : Biss
HD95###	6	174.0	2.27	122.9	A suivre : 1pt / mois
HD95###	5	1040.6	2.88	388.0	A suivre : 1pt/trimestre
BD+392408	3	11154.0	1.91	84.9	STOP : SB1
HD96###	3	34.7	4.14	395.8	A Suivre : Qques pts
HD99176	8	9868.5	5.30	459.8	STOP : SB1
HD99###	10	145.3	4.50	481.9	A suivre : Qques pts
HD7345	3	68.1	494.45	239.3	STOP : SB1
HIP57205	3	41.3	24.04	0.9	STOP : Biss
HD233###	5	1404.0	3.23	53.9	A suivre : 1 pt/ mois
HD103###	17	96.9	3.42	83.8	A Suivre : Signal de 2 planètes ?
HD103###	11	2011.6	3.87	381.0	A suivre : 1pt/trimestre
HD7###	6	81.8	4.66	43.9	A suivre : 2-3 pts/mission
HD8089	5	68.4	4.75	109.8	STOP : Biss
BD+192531	22	154.5	3.19	158.7	STOP : Biss
HIP59###	4	113.7	16.54	41.8	A suivre : Qques pts
BD+192###	3	879.4	2.47	5.9	A suivre : Qques pts
HD105###	6	3077.2	3.29	35.0	A suivre : Qques pts
HD106###	6	1495.1	4.55	53.8	A suivre : 1pt/semestre
HD107###	6	90.7	2.45	422.8	A suivre : Qques pts
HD107###	4	40.2	3.14	14.9	A Suivre : Qques pts
HD107728	5	61.6	8.54	4.0	STOP : Biss
BD+042612	4	74.6	25.14	33.9	STOP : Biss
HD108916	3	64.1	3.53	58.8	STOP : Biss
HD109###	15	66.6	2.45	539.7	A suivre : 2pts/mois
HD109###	4	76.2	7.01	437.9	A suivre : Qques pts
HD85##	17	79.8	5.98	407.0	STOP : Pas de période compatible
HD110802	3	7088.0	3.37	45.9	STOP : SB1
HD112###	6	777.1	4.46	433.8	A suivre : 1 pt/mission
HD113099	3	37.0	3.33	375.0	STOP : Biss

Continue sur la page suivante...

TAB. 3.2 – Suite de la page précédente

Nom de l'étoile	N	Δ RV m s^{-1}	σ_{RV} m s^{-1}	Δ BJD (jours)	Remarques
HD113###	5	276.3	3.19	340.1	A suivre : 1 pt/trimestre
HD114###	6	250.8	4.19	464.8	A Suivre : 1pt/semestre
HD114###	16	719.1	16.99	340.0	A suivre : Qques pts
HD94##	42	253.3	2.57	625.1	P=130j ? ?
HD119929	5	57.7	5.84	38.9	STOP : Biss
HD9616	5	4964.6	1.07	128.7	STOP : SB1
HD120###	7	85.8	4.05	465.8	A suivre : Qques pts
HD10###	6	60.1	2.94	36.9	A suivre : Qques pts
HD122###	9	101.5	1.51	491.7	A suivre : 1pt/mois
HD126###	7	389.6	2.46	505.7	A suivre
HD126453	22	125.7	4.04	98.8	STOP : Biss
HD126###	4	1632.3	5.0	20.9	A suivre : 1 pt/mois
BD+392###	6	1747.1	3.27	365.0	A suivre : 1 pt/trimestre
HD127###	3	47.1	4.01	318.1	A suivre : 1 pt/mois
HD128###	7	117.4	5.57	12.0	A Suivre : Qques pts
HD128###	11	23299.500	6.06	443.8	STOP : SB1
HD10###	9	113.4	1.86	416.9	A suivre : 1pt/semestre
HD132406	5	73.4	3.96	149.9	(da Silva et al. 2007) A suivre : 1pt/mois
HD10###	9	1819.7	1.82	74.9	A suivre : 1 pt/mois
HD134###	5	3202.6	2.20	407.0	A suivre : 1pt/mois
HD135###	10	65.7	5.21	75.9	A suivre : 1 pt/mois
HD135991	10	6074.6	5.79	490.7	STOP : SB1
HD137336	5	46.5	5.09	373.0	STOP : Biss
HD139777	6	45.9	2.24	14.0	Pas de P compatible
HD138339	7	85.0	5.17	11.0	STOP : Biss
HD138###	11	147.5	1.93	514.7	A suivre
HD11###	7	157.2	1.74	354.0	A suivre : 1pt/an
BD+362###	5	3344.7	2.94	4.0	A suivre : 1 pt/mission
BD+212816	11	5252.7	3.03	327.1	STOP : SB1
HD11###	6	61.4	2.70	93.9	A suivre : 2pts/ mission - ACTIVE
HD11963	8	49.0	4.39	329.1	STOP : Biss
HD145368	5	51.4	5.46	24.0	STOP : Biss
HD1179	3	14315.1	3.67	133.8	STOP : SB1
BD+183###	4	94.2	3.26	77.8	A suivre : 1pt /mois
HD153376	17	5968.8	2.41	427.9	STOP : SB1
BD+352###	3	37.8	2.37	76.8	A suivre : Qques pts
BD+342###	3	32.4	2.28	18.9	A suivre : Qques pts
HD166###	8	1206.1	2.66	43.9	A suivre : 1 pt/mois
HD170829	3	17595.8	1.32	117.8	STOP : SB1
HD174###	13	515.4	2.78	129.8	A suivre : 2 pts/an
HD337###	3	40.8	3.61	3.0	A suivre : Qques pts
BD+343438B	5	104.9	2.05	5.0	STOP : HD178911b (Zucker et al. 2002)
BD+472###	7	92.5	5.20	298.1	A suivre : Qques pts
HD226099	3	12135.5	3.61	2.0	STOP : SB1
HD189733	73	427.7	2.55	321.1	Bouchy2005

Continue sur la page suivante...

Tab. 3.2 – Suite de la page précédente

Nom de l'étoile	N	Δ RV m s^{-1}	σ_{RV} m s^{-1}	Δ BJD (jours)	Remarques
HD191806	16	73.2	2.72	337.0	Pas de P compatible
HD193###	8	802.0	1.57	74.9	A suivre : 1pt/mois
HD193###	19	106.2	2.43	356.0	Pas de P compatible
HD198###	5	43.4	1.97	319.1	A suivre : Qques pts suppl
HD199###	6	114.9	2.69	367.0	A suivre : 1 pt/2-3jours
BD+194###	3	37.1	2.79	43.9	A suivre : Qques pts
HD203030	15	78.3	3.61	46.0	STOP : Biss
HD16##	3	357.8	13.85	25.0	A Suivre : Qques pts
HIP105###	6	2333.1	11.59	13.9	A suivre : 1pt/mission
HD204###	9	2315.0	2.15	352.0	A suivre : 1 pt/mois
HD205###	7	148.7	3.54	297.2	A suivre : 1pt/mois
HD205###	12	568.3	3.70	27.9	A suivre : Qques pts
HD207485	8	323.0	11.19	99.9	STOP : Biss
HD207###	7	71.9	1.96	612.2	A suivre : 1pt/semestre
HD13871	6	191.2	2.53	54.9	STOP : Biss
HIP10679	3	81.6	3.89	60.9	STOP : Biss
HD211###	18	239.8	1.74	363.0	A suivre : 1pt/semestre
HD14###	8	3383.6	1.92	463.8	A suivre : 1 pt/semaine
HD211961	3	5321.600	4.14	302.2	STOP : SB1
HD15###	4	42.6	3.05	347.0	A Suivre : Qques pts
HD217###	5	101.2	1.56	120.7	A suivre : 1pt/trimestre
HD218###	4	72.6	3.82	302.1	A suivre : 1pt/2-3 jours
HIP116011	7	81.3	11.63	245.2	STOP : Biss
HD221###	3	501.0	2.21	68.8	A suivre : 1 pt/15j
HD15###	6	785.9	2.15	85.8	A suivre : 1 pt/mois
HD221###	12	73.7	1.95	624.2	A suivre : Qques pts
HD222###	7	51.8	1.68	12.9	A suivre : Qques pts
HD223649	3	48885.2	48.77	320.0	STOP : SB1
HD223###	7	1192.7	1.97	55.8	A suivre : 1 pt/15j
BD+170###	3	873.6	3.02	144.8	A suivre : 1 pt/mois
HD224466	9	140.5	4.20	58.8	STOP : Biss
BD+405###	3	57.0	2.35	3.0	A suivre : 1 pt/2-3jours
HD16739	3	5003.1	2.17	27.9	STOP : SB1
HD16###	17	745.3	2.32	446.9	A Suivre : 1pt/mois P~467 j
HD16###	6	3617.1	2.14	97.7	A Suivre : Qques pts
HD17156	20	540.4	3.18	410.8	(Fischer et al. 2007) A Suivre : 1pt/mois
HD17591	3	52.4	3.90	2.9	STOP : Biss
BD+340###	4	62.7	1.98	293.1	A Suivre : Qques pts
HD20209	6	45.4	3.97	50.8	STOP : Biss
HD20430	6	66.0	2.95	69.9	STOP : Biss
HD20439	16	934.0	3.08	75.9	STOP : Biss
HD20501	4	47083.2	88.56	62.9	STOP : SB1
HD20###	3	48.2	1.17	33.8	A Suivre : Qques pts
HD20717	5	44.0	4.28	30.0	STOP : Biss
HD21663	23	78.9	2.55	83.7	STOP : Biss

Continue sur la page suivante...

TAB. 3.2 – Suite de la page précédente

Nom de l'étoile	N	Δ RV m s^{-1}	σ_{RV} m s^{-1}	Δ BJD (jours)	Remarques
HD22###	7	217.9	3.19	64.9	A Suivre : 1 pt/mois, Possible longue P
HD22###	23	929.6	2.23	330.2	A suivre : 1 pt/mois
BD+100484	8	11033.1	2.68	212.4	STOP : SB1
HD23###	13	1133.9	5.50	149.7	A suivre : 1 pt/ mois
HIP2752	6	1057.6	1.06	29.9	STOP : systeme double
HD25###	7	2725.5	3.77	228.3	A suivre : 1 pt/ trimestre
HD225173	3	6967.0	1.90	31.9	STOP : SB1
HD285###	5	45.6	2.86	60.9	A suivre : 1 pt/mois
HD286###	3	42.5	3.14	3.0	A Suivre : Qques pts
HD27###	6	882.3	2.08	414.9	A suivre : 1 pt/trimestre
HD27857	22	1316.8	3.59	145.8	STOP : Biss
HD28237	3	48.4	5.05	145.7	STOP : Biss
HD283###	9	623.3	3.17	390.0	A suivre : 1 pt/trimestre
HD28736	3	714.4	4.98	64.9	STOP : Fort $V \sin i$
HD28992	11	93.0	3.08	64.9	STOP : Biss
HD30###	13	293.8	3.31	121.8	A suivre : 1 pt/ trimestre
HD31###	8	119.6	4.19	144.8	A suivre : 1pt/nuit pdt une mission
HD32###	24	148.1	3.62	138.8	A suivre : 1 pt/mois
HD233###	9	383.2	2.36	450.9	A suivre : 1 pt/trimestre
BD+730###	10	3085.2	2.11	447.9	A suivre : 1pt/15j
HD37###	6	49.3	2.18	115.7	A suivre : Qques pts
HD39###	3	7910.5	2.96	44.9	A Suivre : Qques pts
HD40512	3	2368.6	12.92	4.0	STOP : SB1
HD54##	8	146.1	2.44	28.1	A suivre : 1pt /mois
HD40930	12	75.2	4.76	409.0	STOP : Biss
HD40###	26	99.3	3.93	155.7	A suivre : 1 pt/semestre
HD41###	8	261.3	2.77	308.1	A suivre : 1 pt/semestre
HD43691	15	2490.7	44.66	110.8	(da Silva et al. 2007) A suivre : 1 pt/mois
HD45652	28	258.4	5.51	480.7	Santos et al 08 A suivre : 1 pt/mois
HD49###	8	1616.2	1.56	41.9	A suivre : 1 pt/mois
HD56168	3	57.1	3.86	33.9	STOP : Biss
HD56###	12	735.7	5.65	372.0	A suivre : 1pt/semestre
BD+481523	3	1363.4	2.30	71.8	STOP : SB
HD59###	6	60.0	4.22	94.7	A suivre : 1pt/2-3 nuits
HD62###	15	79.6	3.37	120.6	A suivre
HD2##	3	37.8	3.50	68.7	A Suivre : Qques pts
HD65518	3	78.4	6.78	35.9	STOP : SB2
HD67587	6	215.7	4.08	108.7	STOP : Biss
HD68255A	15	272.8	1.41	404.9	STOP : SB1
HD69328	12	52.7	2.91	144.7	STOP : Biss
BD+451###	8	261.2	3.83	34.0	A suivre : Qques pts
HD72963	9	283.9	26.57	346.1	STOP : Biss
HD72905	6	133.6	3.21	38.9	STOP : Biss
BD+062008	11	557.2	1.92	340.0	STOP : binaire visuelle
HD73393	24	1909.6	4.29	145.7	STOP : Biss

Continue sur la page suivante...

Tab. 3.2 – Suite de la page précédente

Nom de l'étoile	N	Δ RV m s^{-1}	σ_{RV} m s^{-1}	Δ BJD (jours)	Remarques
HD73636	17	5667.2	2.85	453.8	STOP : SB1
HD73933	21	269.1	4.65	73.9	STOP : Biss
HD74###	30	200.0	1.68	445.7	A suivre : 1pt/semestre
HD75935	18	121.0	4.14	127.7	Pas de P compatible
HD445	10	58.1	1.07	50.9	Pas de P compatible
HD78536	3	11962.9	3.87	33.0	STOP : SB1
HD79282	20	123.2	4.02	127.7	Pas de P compatible
HD81505	16	82.3	2.13	152.7	STOP : Biss
HD81996	4	37681.3	4.58	356.0	STOP : SB2
HD82443	20	284.8	4.25	130.7	STOP : * Active Prot=5j
HD83683	3	36.6	4.79	64.9	STOP : Biss
BD+172140	6	88.2	5.29	51.8	STOP : Biss
BD+202400	8	70.5	3.15	404.0	STOP : Biss

3.2.5 Bilan

Parmi l'ensemble des candidats identifiés, on dénombre un total de 25 étoiles binaires. On trouve également dans cette liste beaucoup de candidats qui semblent indiquer une longue période orbitale ($> 50 - 100$ jours). Malheureusement aucun Jupiter-chaud n'a pu, pour l'instant, être identifié. Néanmoins, nos mesures sur l'étoile HD 17156 confirment celles obtenues par Fischer et al. (2007), indiquant la présence d'une planète de 3.11 M_{Jup} sur une orbite de 21.2 jours, et une forte excentricité (e= 0.67). De plus, plusieurs mesures sur *SOPHIE* ont permis de confirmer la présence de planètes détectées au cours du programme ELODIE-II autour de HD 132406 et HD 43691 (da Silva et al. 2007).

Nous avons opté pour l'observation des étoiles de notre catalogue jusqu'à la magnitude $V = 10$ avec une stratégie similaire à celle des programmes ELODIE-II et N2K. Les étoiles brillantes connues autour d'une magnitude V de 7 ou 8, ont été largement observées par les différents programme de recherche de planètes en VR. Elles sont en effet les plus propices à la détection de Jupiter-chauds, à cause de leur magnitude qui permet d'obtenir des mesures de VR précises en un temps de pose très réduit (seulement quelques minutes), avec des instruments tels que SOPHIE ou HARPS. Ceci laisse une faible marge quant à la possibilité d'en trouver de nombreuses autres autour de ces dernières. L'observation actuelle de 835 étoiles de ce catalogue, dont 284 ont été mesurées à 1 ou 2 reprises seulement, suggère qu'environ 5 Jupiter-chauds auraient pu être détectés. Ceci est valable dans le cas où l'on applique les statistiques estimées, de 1,2 % de Jupiter-chauds autour d'étoiles de type solaire, à l'échantillon de 551 étoiles observées à plus de 2 reprises. Il est alors possible de se demander si la stratégie adoptée est optimale. Il semblerait que oui, puisque celle-ci a montré des résultats intéressant et prometteurs dans le cadre des programme de VR ELODIE-II et N2K.

Ces difficultés à détecter des Jupiter-chauds proviennent notamment, semblerait-il, d'une estimation limitée de la métallicité des étoiles à partir de seules observations photométriques, combinée à un trop grand catalogue initial de plus de 3000 étoiles. Il a aujourd'hui été réduit à 2000 étoiles et la stratégie d'observation a été revue et focalise sur les étoiles les plus brillantes $V < 10$, et ayant un $v \sin(i)$ relativement faible. Au cours de la première année d'utilisation de l'instrument,

des facteurs limitatifs, comme la pollution par la Lune ou l'effet de VR en fonction du S/B, ont été identifiés, perturbant ainsi les mesures réalisées au sein du programme. Une solution a pu être élaborée pour chacun de ces facteurs limitatifs. Certains sont encore en cours d'optimisation.

D'importants efforts sont actuellement mis en oeuvre pour corriger l'ensemble des facteurs limitatifs identifiés et appliquer ces solutions à l'entière base de données de VR obtenue jusqu'à ce jour. Grâce à cela, nous espérons bien y détecter les candidats qui nous aurait échappés, en complément des observations qui continuent d'être menées.

Chapitre 4

Recherche de Jupiter-chauds par photométrie

4.1 Programmes et stratégie des programmes *SuperWASP* et *CoRoT*

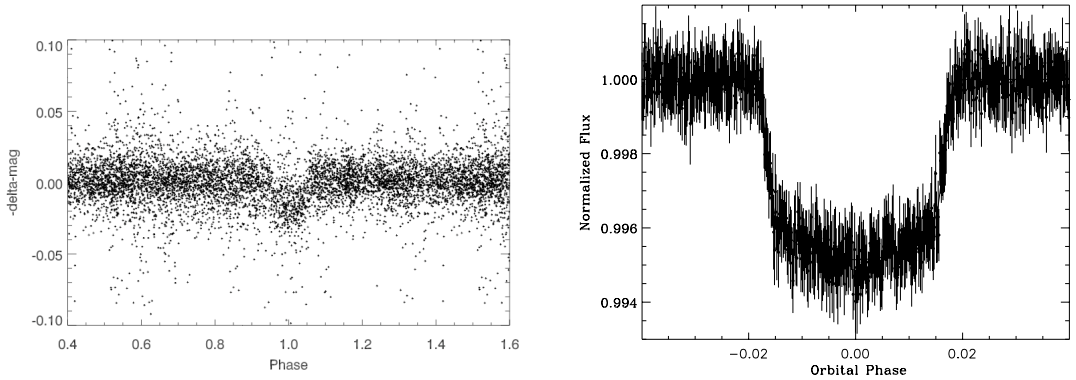


FIG. 4.1 – Courbes de lumière issus des instruments *SuperWASP* et *CoRoT*, pour les planètes WASP-12b (à gauche) et CoRoT_Exo_3b (à droite).

Les deux programmes de recherche de planètes *SuperWASP* et *CoRoT* ont tous deux pour objectif la détection de planètes à courte période, incluant, par définition, les Jupiter-chauds. Les deux instruments sont clairement différents. Le programme *SuperWASP* innove en s'équipant de deux instruments de 8 téléobjectifs de 200 mm couvrant une grande partie du ciel, tandis que le programme *CoRoT* est une mission spatiale dont les données fournies par le télescope permettent un suivi temporel continu et une précision photométrique inégalés depuis le sol. La Fig. 4.1 présente un exemple de courbe de lumière d'un candidat planète pour chacun des programmes mentionnés. Elle illustre de très belle manière le gain de précision photométrique obtenu depuis l'espace. La figure de gauche montre le transit d'une planète d'un rayon estimé à $\sim 1,76 R_{Jup}$, et à droite d'une planète d'un rayon de $\sim 0,97 R_{Jup}$.

La stratégie de détection de planètes des programmes *SuperWASP* et *CoRoT* est relativement similaire. Elle est composée de plusieurs étapes impliquant des observations photométriques et spectroscopiques. Tout d'abord l'identification des candidats se fait par détection de transits au sein

des courbes de lumière (CdL) observés. Puis un suivi photométrique et spectroscopique depuis le sol est réalisé afin de confirmer et d'établir la nature planétaire de l'objet. Plusieurs tests et diagnostics sont effectués au cours des différentes étapes afin :

- d'identifier les fausses détections et les candidats qui s'avèrent être non planétaires,
- de caractériser dynamiquement et physiquement les planètes détectées.

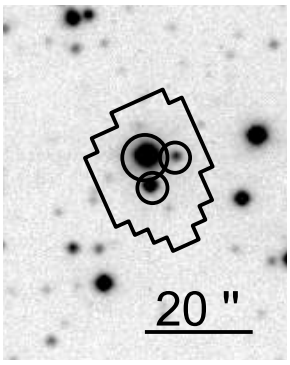


FIG. 4.2 – Exemple du positionnement d'un masque photométrique dans le cadre du programme *CoRoT*. On constate que le flux observé de l'étoile cible est contaminé par 2 étoiles proches à l'intérieur du masque et est partiellement contaminé par des étoiles plus lointaines, dont le PSF non représenté ici recouvre en partie le masque principal.

Ainsi lors de l'identification des candidats, une recherche systématique d'un transit secondaire dans la courbe de lumière (CdL) est réalisée afin de détecter les binaires et les autres phénomènes pouvant imiter la signature d'une planète. Il est également possible de mettre en phase la CdL à 2 fois la période initialement identifiée, vérifiant ainsi l'éventuelle présence d'un événement secondaire. Un suivi photométrique depuis le sol permet l'identification des fausses détections dues, par exemple, à une contamination de l'étoile par une binaire de fond, non liée physiquement à l'étoile-cible. Dans le cas du programme *CoRoT*, ce phénomène a une importance particulière. En effet, l'utilisation de masques photométriques favorise la contamination du flux de l'étoile cible par des étoiles voisines inclues dans le masque, comme le montre la Fig. 4.2. De plus, le recouvrement des différentes PSF des étoiles voisines au masque principal, peut contaminer le masque principal représenté ici. Un transit peut ainsi être identifié, alors que celui-ci est propre à l'une des étoiles contaminantes.

En parallèle, un suivi en VR est réalisé. Une première mesure de VR pour chaque candidat permet de détecter les binaires spectroscopiques à spectre multiple (SB2, SB3, etc...), ainsi que les forts rotateurs, pour lesquels la précision de VR nécessaire à la détection d'une planète ne peut être atteinte. Ces cas sont alors retirés de la liste des candidats. Une deuxième mesure, voire une troisième permet de distinguer :

- les SB1, lorsque la variation de VR est trop importante pour être dans le domaine planétaire (> 5 km s^{-1}à courte période, correspondant à une masse $> 25 - 30$ M$_{Jup}$),
- les étoiles non variables en VR, suggérant la présence d'une binaire de fond non liée physiquement, affectant la CdL observée, ou une faible amplitude de variation non détectable avec cette précision en VR.

La stratégie de suivi par VR, permettant d'établir la nature planétaire de ces candidats en transit, applique de manière générale ces critères. Pour autant, elle est modifiable au cas par cas, lorsque l'on soupçonne un candidat particulièrement intéressant, nécessitant des mesures supplémentaires. Cette stratégie est plus facile à mettre en oeuvre que la détection par les programmes de recherche par VR. En effet, la détection par transit donne accès à la période orbitale de l'objet,

et par conséquent à sa phase orbitale. Les mesures de VR sont alors programmables dans le temps selon la phase optimum. Dans le cas des deux premières mesures de VR, l'idéal est de cibler les deux phases extrêmes (0,25 et 0,75) de l'orbite, lorsque les VR sont aux extremums dans le cas circulaire. Cela permet ainsi de vérifier directement l'amplitude de variation et la mise en phase des mesures avec les paramètres photométriques. On suppose en effet, ici, que les orbites sont circulaires à courte période orbitale. Nous n'avons d'ailleurs aucune information quant à l'excentricité éventuelle des candidats. Seule une étude approfondie du timing du transit secondaire des candidats pourrait nous indiquer l'excentricité de l'orbite. Cependant, cette étude est délicate et le transit secondaire n'a pas encore pu être détecté de manière significative dans le cas des planètes présentées ici.

Ce suivi en VR est réalisé pour les 2 programmes grâce aux instruments *SOPHIE*, TLS (Tautenburg) et CORALIE (Obs. Genève, la Silla). S'y ajoutent l'instrument INT (La Palma) dans le cadre du programme *SuperWASP*, et HARPS pour le programme *CoRoT*. Au vu de la précision des spectrographes TLS et l'INT (de plusieurs dizaines à quelques centaines de $\mathrm{m\,s^{-1}}$), ceux-ci sont seulement utilisés afin d'identifier les grandes variations de VR des étoiles binaires. L'instrument CORALIE est quant à lui utilisé dans le suivi des candidats de l'hémisphère Sud. Mon implication dans la mise en place de *SOPHIE* et ma connaissance de l'instrument m'ont permis de participer activement au suivi des candidats de ces 2 programmes avec *SOPHIE* et à la découverte de plusieurs Jupiter-chauds en transit.

A cause de la magnitude élevée de la majorité des candidats des deux programmes ($V > 10$), le mode HE de l'instrument *SOPHIE* est utilisé, entraînant une importante pollution des spectres stellaires par le spectre diffusé de la Lune. En effet, sans correction la moitié des planètes n'auraient pas pu être confirmées avec *SOPHIE*. Nous avons donc appliqué le processus de correction pour la plupart des observations, nécessitant un ajustement optimal au cas par cas. Ainsi lors de la corrélation des spectres obtenus, jusqu'à 10 ordres parmi les premiers ordres bleus ont dû être supprimés. Ceux-ci peuvent, en effet, présenter une VR incohérente par rapport aux autres à cause principalement de l'effet de CTI, perturbant par conséquent la mesure de VR sur l'ensemble du spectre. La planification des observations a, de plus, été optimisée afin de minimiser cet effet, en évitant d'observer quelques jours avant, pendant et après les nuits de pleine Lune. Cependant, cela n'est pas toujours faisable, rendant indispensable une soigneuse correction de l'effet.

4.2 L'efficacité redoutable du programme SWASP

L'optimisation, en 2007, des critères d'identification des candidats du programme *SuperWASP* en fait un programme très efficace, notamment grâce au spectrographe *SOPHIE* dans l'hémisphère Nord. Depuis peu, le suivi en VR bénéficie également des services de l'instrument FIES, installé sur le NOT (*Nordic Optical Telescope*, situé sur l'île de la Palma), lui permettant d'identifier les étoiles binaires. Mis en oeuvre depuis 2006, le suivi des candidats *SuperWASP* avec le spectrographe *SOPHIE* totalise 22,5 nuits au cours des 5 derniers semestres (2006A et B, 2007A et B, et 2008A), dont 3 nuits avec le spectrographe ELODIE, en 2006A, juste avant la mise en place de son successeur.

Au cours des 18 nuits du programme, 50 candidats ont été observés à une ou plusieurs reprises. Parmi ceux-ci on compte 8 détections confirmées de planètes, non loin d'un taux de détection de 1/5. La table 4.2 présente la liste des candidats suivis avec *SOPHIE* (la nature planétaire des 2 premières planètes a été établie grâce à ELODIE et confirmée par *SOPHIE* et n'apparaissent pas dans cette table). On dénombre 18 étoiles binaires spectroscopiques, désignées dans la table par

les sigles : SB1 pour les étoiles binaires spectroscopiques de type 1 et SB2 pour les étoiles binaires spectroscopiques de type 2. On distingue également les cibles dont la signature de transit s'avère due aux éclipses d'une étoile binaire de fond, non liée physiquement à l'étoile-cible, dont le flux est mêlé à celui de la cible. On nomme cet effet "Blend". La détection de transits non réels constitue également une source de fausses détections, que l'on désigne par FP pour "Falses Positives". Elle est principalement due à des perturbations instrumentales ou des détections à la limite du seuil de détection. Dans le tableau ci-dessous, le nom des étoiles ont été masqués dans le cas des planètes détectées, mais non encore publiées, ainsi que dans le cas des étoiles toujours candidates à la présence d'une planète.

Parmi l'ensemble des candidats observés, quatre restent indéterminés. Aucune explication n'a pour l'instant pu être donnée. Trois d'entre eux conservent un statut de candidat à observer avec une priorité A ou B. Le quatrième présente une faible variation de VR, non en phase avec les données photométriques. Il est probable que le transit de cette cible soit dû à un "Blend". On dénombre également 15 candidats présentant une signature de transit due à un "Blend". Certaines étoiles présentent une rotation très rapide, qui ne permet pas d'atteindre une précision suffisante à la détection d'une planète. Ces dernières ont alors été écartées de la liste des candidats à observer.

TAB. 4.1: Liste des candidats *SuperWASP* suivis avec le spectrographe *SOPHIE*. Les différentes colonnes indiquent le nombre de mesures réalisé, la variation de VR observée, le S/B moyen des différentes poses, ainsi que la conclusion sur la nature de l'objet à laquelle nous avons abouti. Le nom de certaines étoiles ont été masqués, les données de celles-ci n'ayant pas encore été publiées.

Nom du candidat	Nombre de mesures	Δ RV m s^{-1}	S/B moyen	Nature du candidat
J003837	2	155.5	50	Blend
J010112	3	13.0	31.4	FP
J011043	1	0.0	45	SB2
J013841	1	0.0	29	SB1, fort rotateur
J014956	2	7.0	36.1	FP
J023239	1	0.0		SB1 Fort rotateur
J03####	7	187.0	32.1	Planète : WASP-11b
J031649	1	0.0	53	SB2
J035319	7	460.5	36.7	Blend
J06####	21	469.0	40.5	Planète : WASP-12b
J073353	4	7.0	47.5	Système triple ou Blend
J075932	3	21.5	44.1	Blend
J080527	6	36.0	50.2	Blend
J081757	1	0.0	32	SB2
J082202	1	0.0	36	SB2
J09####	11	143.0	50.1	Planète : WASP-13b
J092714	1	0.0	35	SB2
J124535	4	79.0	34	Blend
J141421	6	174.0	32.5	Blend
J143306	21	1.651	42.3	Planète : WASP-14b
J143554	1	0.0	33	SB1

Continue sur la page suivante...

Tab. 4.1 – Suite de la page précédente

Nom du candidat	Nombre de mesures	Δ RV m s^{-1}	S/B moyen	Nature du candidat
J151746	1	0.0	41	SB2 Fort rotateur
J155326	2	93	33.5	Blend
J162437	2	2011	50	SB1
J164154	2	3.0	43	FP
J170523	3	25.5	30.5	FP
J172130	2	87460	32.6	SB1
J172410	10	49.0	65.0	FP
J172823	3	48.5	47.3	FP
J17####	10	76.5	34.3	Cdt A
J17####	3	35.0	47.0	Cdt B
J174221	1	0.0	23	SB1, Fort rotateur
J175300	8	34.8	46.3	Blend
J175401	13	258.0	29.6	Blend
J181317	1	0.0	35	FP
J183431	8	602.0	50.6	Planète : WASP-3b
J204617	3	47.0	36.0	Blend
J210151	5	62.5	37.4	Blend ou système triple
J210912	1	0.0	33	SB1, Fort rotateur
J211059	2	25.0	38.5	Blend
J211451	6	118	38	Blend
J211959	2	17521	42.5	SB1
J213415	3	61.0	39	FP
J22####	3	32.0	34	-
J222736	3	56.0	37.7	SB1
J223320	2	989	60	Blend
J23####	3	66.3	43	Cdt B
J231558	7	963.3	30.3	Planète : WASP-10b
J232619	1	0.0	40	SB1
J233250	2	47500	25	SB1, fort rotateur
J233325	2	9.0	59.5	Blend
J234318	2	688.5	63.5	SB1
J235549	1	0.0	44	FP

Le programme *SuperWASP* totalise, en date du mois d'Août 2008, la détection de 8 planètes à transit, dans le seul cadre du suivi réalisé avec le spectrographe *SOPHIE*. Parmi les 8 planètes, 3 d'entre elles ne sont pas encore publiées, à l'heure où j'écris cette thèse. La découverte de 5 de ces planètes est un événement inédit, puisque celles-ci ont été découvertes en seulement 5 nuits d'observation. Associées aux 5 autres planètes découvertes dans l'hémisphère Sud dans la même période, c'est la première fois qu'un programme annonce la détection de 10 planètes extra-solaires à transit en une seule fois. Ces planètes, caractérisées en masse et rayon, complètent de manière significative l'échantillon connu des planètes à transit. Le lot de planètes, spécifiquement découvert grâce au spectrographe *SOPHIE*, est composé de 6 Jupiter-chauds et 2 planètes massives à courte période. On y trouve en particulier la planète ayant la plus courte période orbitale jamais détectée (WASP-12b avec 1.1 jours de période), ce qui en fait un objet d'une température

très élevée. Des observations complémentaires, ainsi que des études concernant son atmosphère pourrait apporter de fortes contraintes aux modèles de formation et d'évolution de ces systèmes planétaires à courte période. Les deux planètes massives, et plus spécifiquement WASP-14b d'une masse de 7.7 M_{Jup} (Joshi et al. 2008), proche de la frontière avec les naines brunes, enrichissent l'échantillon de planètes massives à courte période, et pourrait contribuer à la compréhension du lien entre ces objets et les naines brunes. La Fig. 4.3 présente la position des planètes découvertes par le programme *SuperWASP* au sein du diagramme masse-rayon des planètes à transit connues. WASP-14b complète en effet l'échantillon de planètes massives à courte période composé de HD 147506b (HAT-P-2) et X0-3b. Ces dernières possèdent d'ailleurs une orbite d'une excentricité non négligeable, suggérant soit la présence d'un compagnon à plus longue période, soit un temps de circularisation de leur orbite élevé, ou encore un mécanisme de formation et d'évolution différent de par leur masse de celui des autres planètes à courte période.

TAB. 4.2 – Paramètres des planètes *SuperWASP* confirmées grâce au spectrographe *SOPHIE*.

Nom	P (jours)	e	M_{pl} (M_{Jup})	R_{pl} (R_{Jup})	ρ ($g.cm^{-3}$)	Réf
WASP-1b	2.51996±1.8e-5	0.0	0.867±0.073	1.443±0.039	0.36±0.06	Cameron et al. (2007)
						Shporer et al. (2007)
						Charbonneau et al. (2007)
WASP-2b	2.152226±4e6	0.0	0.88±0.07	1.038±0.05	0.98±0.22	Cameron et al. (2007)
						Charbonneau et al. (2007)
WASP-3b	1.8468±4e-4	0.0	$1.76^{+0.08}_{-0.14}$	$1.31^{+0.07}_{-0.14}$	$0.97^{+0.22}_{-0.37}$	Pollacco et al. (2008)
WASP-10b	3.09276±1.5e-5	$0.057^{+0.011}_{-0.005}$	3.06±0.22	1.29±0.08	1.77±0.46	Christian et al. (2008)
WASP-11b	3.722	0.0	$0.59^{+0.033}_{-0.073}$	0.973±0.06	0.79±0.21	Non encore publiée
WASP-12b	1.091	0.0	$1.179^{+0.056}_{-0.158}$	$1.756^{+0.067}_{-0.158}$	$0.27^{+1.00}_{0.05}$	Non encore publiée
WASP-13b	4.353	$0.257^{+0.129}_{-0.128}$	$0.508^{+0.103}_{-0.083}$	$1.166^{+0.068}_{-0.110}$	$0.40^{+0.14}_{-0.18}$	Non encore publiée
WASP-14b	2.243756±3e-6	0.0	7.7±0.5	1.26±0.07	4.77±1.11	Joshi et al. (2008)

4.2.1 Découverte d'un Jupiter-chaud fortement irradié

La planète WASP-3b fait partie de ce lot d'objets découverts grâce au programme *SuperWASP*. C'est un Jupiter-chaud d'une masse de 1,76 M_{Jup}et d'un rayon de 1,31 R_{Jup} (Pollacco et al. 2008). Il orbite autour de son étoile en environ 1,85 jours. Ce candidat a été identifié en tant que haute priorité grâce aux données photométriques de l'instrument *SuperWASP* obtenues au cours de la saison d'observation 2004 (Street et al. 2007). La CdL de cette étoile est alors composée de 3969 points de mesures étalés sur 118 jours, permettant de détecter un transit de 0.013 magnitudes d'une durée de 137 minutes, et se répétant tous les 1.84680 jours. Les paramètres initialement mesurés ont permis de planifier l'observation du transit de cette planète au 4 Août et au 10 Septembre de l'année 2007. Les observations complémentaires ont ainsi été réalisées grâce au télescope de 80 cm de l'*institut d'astronomie des Canaries* (IAC), dans les bandes proche infrarouge I et visible V, et grâce au 60 cm de l'université de Keele (UK), dans la bande photométrique K. La Fig. 4.4, à gauche, présente les CdL obtenues au cours de ces observations, ainsi que leur meilleur ajustement. Celles-ci confirment l'événement observé avec *SuperWASP*. Par la suite, l'acquisition de mesures de VR a permis d'établir la nature planétaire de l'objet. Sept points de mesure, au total, ont été obtenus, avec une erreur moyenne due au bruit de photon de 14 $m\,s^{-1}$. A l'aide des spectres obtenus, sommés afin d'obtenir un spectre de plus haut S/B, une analyse spectroscopique fine fut

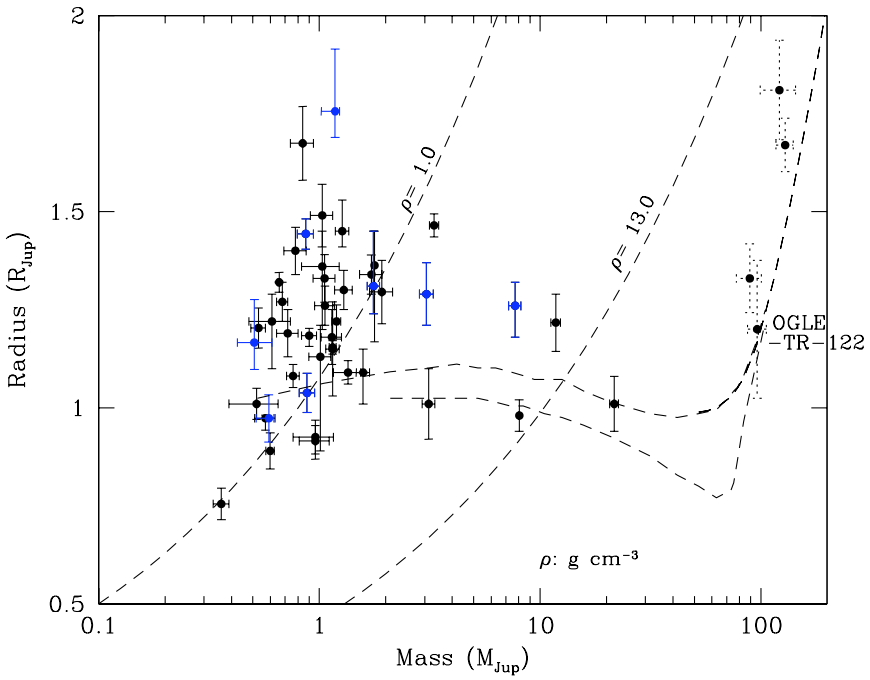


FIG. 4.3 – Diagramme Masse-Rayon des planètes à transit connues, avec en bleu les planètes découvertes (publiées) par le programme *SuperWASP*.

effectuée, notamment grâce à des spectres re-réduits des nuits du 2 au 5 Juillet 2007 moins affectés par la lumière de la Lune. Cette analyse conclut que cette étoile est d'une température effective de 6400 K, d'une gravité log$g$=4.25 et d'une métallicité de 0.0 correspondant à un type spectral F7-8 V, compatible avec la photométrie du catalogue 2MASS.

La forte présence de la Lune dans le ciel au cours des mesures de VR, a affecté 6 spectres parmi les 7, dont 4 de façon significative. Les mesures ont été réalisées lors de nuits consécutives, pendant lesquelles la Lune étaient quasi pleine, perturbant fortement celles-ci. J'ai donc utilisé la procédure de correction sur ceux-ci. Dans ce cas précis, le S/B des spectres est plutôt bon, de l'ordre de 40 à 70, il n'a donc pas été nécessaire de supprimer les premiers ordres bleus. La Fig. 4.4, à droite, présente les mesures de VR corrigées (en rouge) et non-corrigées (en noir) de la contamination de la Lune. On se rend bien compte que cette correction est indispensable à la détection de cette planète à partir de ces mesures. La contamination peut ici engendrer jusqu'à quasiment 400 m s^{-1} d'erreur sur la mesure de VR, comme l'illustre le point à 0.95 de phase orbitale. Après correction, les mesures de bissecteur des CCF ne présentent aucune corrélation avec les mesures de VR, appuyant fortement le scénario planétaire responsable de la variation de VR.

L'analyse combinée des observations photométriques et spectroscopiques, basée sur les méthodes Monte-Carlo par chaînes de Markov, nous donne une planète d'une masse de $1{,}76^{+0.08}_{-0.14}$ M_{Jup} et d'un rayon de $1{,}31^{+0.07}_{-0.14}$ R_{Jup}, orbitant en 1,846834±0,000002 jours autour de son étoile. La haute température effective de l'étoile parent et la grande proximité de cette planète à son étoile en fait l'une des planètes les plus irradiées. Ce phénomène se traduit également par son important rayon planétaire. Similaire à OGLE-TR-56b (Konacki et al. 2003) et OGLE-TR-132 (Bouchy et al. 2004), WASP-3b devrait posséder une température très élevée. En soit, cette pla-

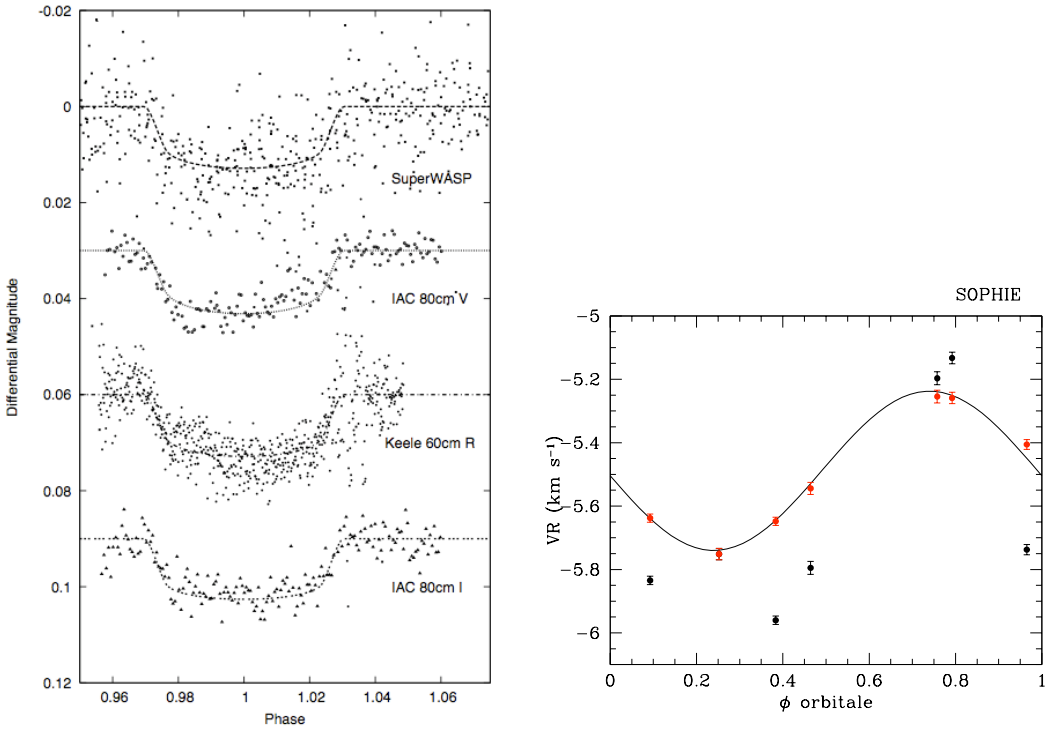


FIG. 4.4 – Courbe de lumière de l'étoile WASP-3, lors du transit de sa planète (gauche) obtenue par différents instruments. Mesures de VR de WASP-3, avec et sans correction de la contamination par la Lune (droite). Les points rouges représentent les mesures corrigées et les noirs les non corrigées. Les mesures ont été réalisées au cours de nuits consécutives pendant lesquelles la Lune fut fortement présente dans le ciel, puis déclinant, perturbant l'ensemble des mesures de manière plus ou moins importante.

nète ressemble beaucoup également à WASP-12b, qui est encore plus proche de son étoile. La température atteinte par cette dernière pourrait être très élevée. Il est possible qu'une telle température au sein de l'atmosphère puisse permettre au TiO et au VO de passer en phase gazeuse, créant par conséquent une chaude stratosphère fortement absorbante (Fortney et al. 2007), expliquant ainsi le rayon observé. L'importante luminosité dans l'infrarouge qui en résulterait, fait de WASP-3b un excellent candidat à l'étude de son éventuelle stratosphère, grâce à des observations menées avec le satellite *Spitzer*. Ces travaux ont été publiés dans la revue britannique MNRAS (*Monthly National Royal Astronomical Society*), dont la version complète de l'article est donnée dans la section suivante 4.2.2.

4.2.2 Publication concernant les planètes WASP-3b et WASP-12b

La publication concernant WASP-12b a actuellement été soumise auprès de la même revue. Elle décrit la détection grâce aux instruments du programme *SuperWASP* et du spectrographe de la planète à transit possédant la plus courte période orbitale jamais découverte. Il semble, de plus, qu'elle ait un très grand rayon planétaire, parmi les importants détectés. Une très forte irradiation, ainsi que l'augmentation de l'opacité atmosphérique de la planète, comme suggérée par Burrows et al. (2007), pourrait expliquer un tel rayon. Néanmoins, des études approfondies de cette planète et de son environnement pourraient permettre de comprendre quels mécanismes sont responsables

des larges rayons de quelques unes des Jupiter-chauds détectés.

Mon. Not. R. Astron. Soc. **000**, 1–10 (2002) Printed 29 November 2007 (MN LaTeX style file v2.2)

WASP-3b: a strongly-irradiated transiting gas-giant planet

D. Pollacco[1⋆], I. Skillen[7], A. Collier Cameron[2], B. Loeillet[11], H.C. Stempels[2], F. Bouchy[12,13], N.P. Gibson[1], L. Hebb[2], G. Hébrard[12], Y.C. Joshi[1], I. McDonald[5], B. Smalley[5], A.M.S. Smith[2], R.A. Street[1,15], S. Udry[10], R.G. West[3], D.M. Wilson[5], P.J. Wheatley[9] S. Aigrain[6], C.R. Benn[7], V.A. Bruce[2], D.J. Christian[1], W.I. Clarkson[4,14], B. Enoch[4], A. Evans[5], A. Fitzsimmons[1], C.A. Haswell[4], C. Hellier[5], S. Hickey[7,16], S.T. Hodgkin[6], K. Horne[2], M. Hrudková[7,17], J. Irwin[6], S.R. Kane[7], F.P. Keenan[1], T.A. Lister[2,5,15], P. Maxted[5], M. Mayor[10], C. Moutou[11], A.J. Norton[4], J. P. Osborne[3], N. Parley[4], F. Pont[10], D. Queloz[10], R. Ryans[1], and E. Simpson[1]

[1] *Astrophysics Research Centre, School of Mathematics & Physics, Queen's University, University Road, Belfast, BT7 1NN, UK*
[2] *School of Physics and Astronomy, University of St Andrews, North Haugh, St Andrews, Fife KY16 9SS, UK*
[3] *Department of Physics and Astronomy, University of Leicester, Leicester, LE1 7RH, UK*
[4] *Department of Physics and Astronomy, The Open University, Milton Keynes, MK7 6AA, UK*
[5] *Astrophysics Group, Keele University, Staffordshire, ST5 5BG*
[6] *Institute of Astronomy, University of Cambridge, Madingley Road, Cambridge, CB3 0HA, UK*
[7] *Isaac Newton Group of Telescopes, Apartado de Correos 321, E-38700 Santa Cruz de la Palma, Tenerife, Spain*
[8] *Department of Astronomy, University of Florida, 211 Bryant Space Science Center, Gainesville, FL 32611-2055, USA*
[9] *Department of Physics, University of Warwick, Coventry CV4 7AL, UK*
[10] *Observatoire de Genève, Université de Genève, 51 Ch. des Maillettes, 1290 Sauverny, Switzerland*
[11] *Laboratoire d'Astrophysique de Marseille, BP 8, 13376 Marseille Cedex 12, France*
[12] *Institut d'Astrophysique de Paris, CNRS (UMR 7095) – Université Pierre & Marie Curie, 98bis bvd. Arago, 75014 Paris, France*
[13] *Observatoire de Haute-Provence, 04870 St Michel l'Observatoire, France*
[14] *STScI, 3700 San Martin Drive, Baltimore, MD 21218, USA*
[15] *Las Cumbres Observatory, 6740 Cortona Dr. Suite 102, Santa Barbara, CA 93117, USA*
[16] *Centre for Astrophysics, Science & Technology Research Institute, University of Hertfordshire, Hatfield, AL10 9AB, UK*
[17] *Astronomical Institute, Charles University Prague, V Holesovickach 2, CZ-180 00 Praha, Czech Republic*

arXiv:0711.0126v1 [astro-ph] 1 Nov 2007

Accepted 1988 December 15. Received 1988 December 14; in original form 1988 October 11

ABSTRACT

We report the discovery of WASP-3b, the third transiting exoplanet to be discovered by the WASP and SOPHIE collaboration. WASP-3b transits its host star USNO-B1.0 1256-0285133 every 1.846834 ± 0.000002 days. Our high precision radial-velocity measurements present a variation with amplitude characteristic of a planetary-mass companion and in-phase with the light-curve. Adaptive optics imaging shows no evidence for nearby stellar companions, and line-bisector analysis excludes faint, unresolved binarity and stellar activity as the cause of the radial-velocity variations. We make a preliminary spectroscopic analysis of the host star finding it to have $T_{\rm eff} = 6400 \pm 100$ K and $\log g = 4.25 \pm 0.05$ which suggests it is most likely an unevolved main sequence star of spectral type F7-8V. Our simultaneous modelling of the transit photometry and reflex motion of the host leads us to derive a mass of $1.76^{+0.08}_{-0.14} M_J$ and radius $1.31^{+0.07}_{-0.14} R_J$ for WASP-3b. The proximity and relative temperature of the host star suggests that WASP-3b is one of the hottest exoplanets known, and thus has the potential to place stringent constraints on exoplanet atmospheric models.

Key words: methods: data analysis – stars: planetary systems – techniques: radial velocities – techniques: photometric

© 2002 RAS
⋆ E-mail: d.pollacco@qub.ac.uk

1 INTRODUCTION

Since the discovery by Henry et al. (2000) and Charbonneau et al. (2000) of the first exoplanet found to transit its host star, HD209458b, a further 22 transiting systems have been announced (see http://obswww.unige.ch/˜pont/TRANSITS.htm). Transiting exoplanets are highly prized because the transit geometry constrains the orbital inclination, and this in turn allows their masses and radii to be determined directly. The mass-radius relation for exoplanets allows us to probe their internal structure, since it is these parameters which are compared with models of planetary structure and evolution (Sato et al. 2005; Guillot 2006). The limited numbers of transiting exoplanets studied so far show remarkable diversity in their physical parameters. For example, planets with masses $M \sim 1M_J$ range in size from 0.8–1.5R_J for reasons that still elude us, although several plausible explanations have been proposed (eg Arras & Bildsten 2006; Burrows et al. 2007; Fortney et al. 2007; Gu et al. 2004). The discovery of transiting planets in greater numbers will allow us to further explore the mass-radius plane, and thereby constrain theories of planetary formation, migration and evolution.

The discovery of the first exoplanet, 51 Peg b, was by the radial-velocity method (Mayor & Queloz 1995), and this technique is responsible for the discovery of the vast majority of the known exoplanetary systems, including HD209458b. However, following the discovery of the transits of HD209458b (Henry et al. 2000; Charbonneau et al. 2000) it was widely believed that the multiplex advantage of wide-field photometric imaging could lead to this technique becoming the dominant method for detecting exoplanets. While it is true to say that, at least initially, photometric surveys have been slow to realise their expected detection rates (Horne 2003), recently this situation has begun to change with 14 new systems published in 2006-07 alone. This improved detection rate is largely due to the development of a better understanding of noise characteristics, especially the correlated noise inherent in such photometric surveys (Pont et al. 2006). Transiting planets now comprise approximately 10% of the known exoplanets. Successful exoplanet photometric surveys include Wide Angle Search for Planets (WASP) Project (Pollacco et al. 2006), the Hungarian Automatic Telescope (HAT) Network (Bakos et al. 2004), OGLE (Udalski et al. 2002), the Transatlantic Exoplanet (TrES) Survey (Dunham et al. 2004; O'Donovan et al. 2006) and the XO group (McCullough et al. 2006). The WASP project has published two new systems in the last year WASP-1b and WASP-2b (Collier Cameron et al. 2007a) and WASP-1b, in particular, has proved to be especially interesting, being well oversized compared to other planets for its mass.

In this paper the WASP and SOPHIE collaboration announce the discovery of a new, relatively high mass, strongly-irradiated gas-giant exoplanet, WASP-3b.

2 OBSERVATIONS AND DATA REDUCTION

2.1 SuperWASP-N Photometry

The photometric observations used in this study are from the inaugural 2004 SuperWASP-N observing season, which ran from April to September of that year; this data set also led to the discovery of WASP-1b and WASP-2b. Briefly, in 2004 the SuperWASP-N instrument comprised 4, and at times, 5 optical cameras, each consisting of a Canon 200 mm f/1.8 telephoto lens imaging onto a thermoelectrically-cooled, science-grade 2048 × 2048 CCD camera (manufactured by e2v Technologies PLC). In this system, the CCD's 13.5 μm pixels project to an angular size of 14.2 arcseconds. For the entirety of the 2004 season, while robotic operation was being commissioned, the instrument performance was supervised with an observer always in attendance, although data acquisition was fully automated. Data were shipped to the UK on a weekly basis and reduced at the home institutes of the WASP Consortium using a dedicated, purpose-built pipeline, and the results ingested into the project database at the University of Leicester. The entire project infrastructure is described in detail by Pollacco et al. (2006) along with the deployment of a further facility, WASP-S, at the South African Astronomical Observatory. SuperWASP-N now runs completely robotically, and data are transferred to the UK in near real-time over the Internet.

Transit searches were carried out on this dataset (Christian et al. 2006; Clarkson et al. 2007; Lister et al. 2007; Street et al. 2007) using the techniques outlined by Collier Cameron et al. (2006). 1SWASP J183431.62+353941.4, which we henceforth denote as WASP-3, was highlighted by Street et al. (2007) as a high-priority candidate worthy of further study. Figure 1 (top panel) shows the original SuperWASP-N lightcurve, which comprises 3969 data points obtained over a 118 day period.

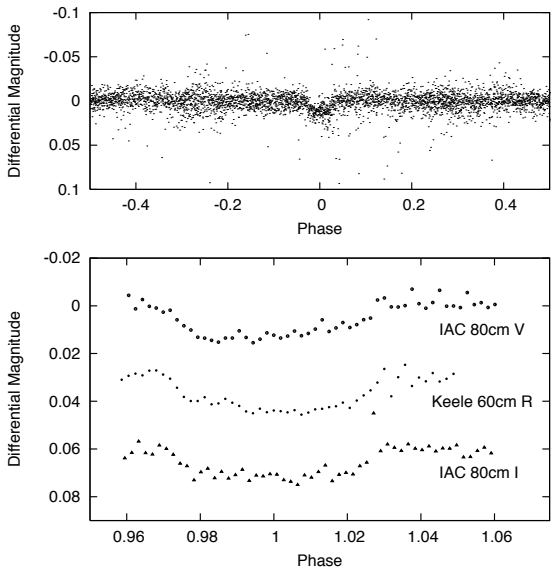


Figure 1. Light Curves for 1SWASP J183431.62+353941.4 (WASP-3) obtained with SuperWASP-N (top panel), the IAC 80-cm telescope (V and I) and the Keele 60-cm telescope (R) as marked. All the data (apart from that from SuperWASP-N) was averaged in 300 second bins. The data was phased using the ephemeris derived in Section 3.2.1, T_0 = 2454143.8504 and P = 1.846834 days.

In the original SuperWASP-N photometry 17 transits were observed with >50% of a transit observed on 10 ocassions. These data led to an ephemeris of T_o=2453139.1748 and P=1.846800 which was used to arrange followup observations. The transit here has a depth of 0.013 mag. and is 137 minutes in duration.

2.2 Higher precision photometric observations

WASP-3 was observed with the IAC 80 cm telescope as part of the Canarian Observatories' *International Time Programme* for 2007. The imaging camera on this telescope has an e2v Technology PLC CCD of 2148 × 2148 pixels giving a scale of 0.33 arcseconds/pixel and a total field of view of 10.6 arcminutes. Observations were taken during the transit of 2007 August 4, and consist of 327 images of 30 and 20 seconds integration in the V and I bands respectively. This night was photometric but suffered from significant Saharan dust extinction, estimated to be ~ 0.4 mag on La Palma from the SuperWASP-N real-time pipeline.

The images were bias subtracted with a stacked bias frame and flat-fielded with a stacked twilight flat field image obtained in both filters using individual flats gathered over the course of the run. After the instrumental signatures were removed, source detection and aperture photometry were performed on all science frames using the CASU catalogue extraction software (Irwin & Lewis 2001). We chose an aperture size matched to the typical seeing (5 pixels, 1.5″) and selected 5 non-variable comparison stars in the field of WASP-3 to use in deriving the differential photometry. For each exposure, we summed the fluxes of the 5 comparison stars and divided by the flux of the target star to derive the differential magnitude of the target. The resulting V and I band lightcurves (Figure 1) of WASP-3 have a precision of $\sim$ 4 millimag.

Further observations of WASP-3 were made with the Keele University Observatory 60cm Thornton Reflector on 2007 September 10. This telescope is equipped with a 765 × 510 pixel Santa Barbara Instrument Group (SBIG) ST7 CCD at the f/4.5 Newtonian focus, giving a 0.68 arcsecond/pixel resolution and a 8.63× 5.75 arcminute field of view. During most of the period the weather was photometric except post egress where some cloud appeared. Altogether 644×20 sec observations in the R band were obtained. After applying corrections for bias, dark current and flat fielding in the usual way, aperture photometry on two comparisons were performed using the commercial software AIP4Win (Berry & Burnell 2005).

Tracking errors and spurious electronic noise mean that systematic noise is introduced into the system at an estimated level of 2 millimag with periodicities of 2 and ∼20 minutes. No corrections have been applied for this effect.

2.3 OHP 1.9 m and SOPHIE

WASP-3 was observed with the Observatoire de Haute-Provence's 1.93 m telescope and the SOPHIE spectrograph (Bouchy et al. 2006), over the 8 nights 2007 July 2 – 5 and August 27 – 30; a total of 7 usable spectra were acquired. SOPHIE is an environmentally stabilized spectrograph designed to give long-term stability at the level of a few m s^{-1}. We used the instrument in its high efficiency mode, acquiring simultaneous star and sky spectra through separate fibres with a resolution of R=40000. Thorium-Argon calibration images were taken at the start and end of each night, and at 2- to 3-hourly intervals throughout the night. The radial-velocity drift never exceeded 2-3 m/s, even on a night-to-night basis.

Conditions during both runs varied from photometric to cloudy, but all nights were affected by strong moonlight. As WASP-3 has magnitude $V \sim 10.5$, integrations of 900 sec give a peak signal-to-noise per resolution element of around 40-50. The 2MASS colours and reduced proper motion for WASP-3 suggest a spectral type of about F7-8V, hence we cross-correlated the spectra against a G2V template provided by the SOPHIE control and reduction software.

In all spectra the cross-correlation functions (CCF) were contaminated by the strong moonlight. We corrected them by using the CCF from the background light's spectrum (mostly the Moon) in the sky fibre. We then scaled both CCFs using the difference of efficiency between the two fibres. Finally we subtracted the corresponding CCF of the background light from the star fibre, and fitted the resulting function by a Gaussian. The parameters obtained allow us to compute the photon-noise uncertainty of the corrected radial velocity measurement (σ_{RV}), using the relation detailed in Collier Cameron et al. (2007a):

$$\sigma_{RV} = 1.7 * \sqrt{(FWHM)}/(SNR * Contrast)$$

Overall our RV measurements have an average photon-noise uncertainty of 14 m/s. As our radial velocity measurements are not photon-noise limited, we quadratically added a radial velocity component to those uncertainties of about 10 m/s (more details in Section 3.2.1). The log of the observations and barycentric RV is given in Table 1.

3 RESULTS AND ANALYSES

3.1 Stellar parameters

The SOPHIE spectra are individually of modest signal-to-noise, but when summed together they are suitable for a preliminary photospheric analysis of WASP-3. However, from experience we have found that the SOPHIE standard pipeline reduction does not fully remove the scattered light component within the spectrograph. While this does not affect radial velocities significantly, it can nonetheless have subtle effects on absorption line depths, adversely affecting the derived spectral synthesis parameters. Therefore we carefully re-reduced the first three raw images taken over 2–5 July 2007 with the REDUCE echelle data reduction package (Piskunov & Valenti 2002), paying careful attention to the issue of scattered light. These data are least affected by moonlight.

Following our analysis of WASP-1 (Stempels et al. 2007), we employed the methodology of Valenti & Fischer (2005), using the same tools, techniques and model atmosphere grid. We used the IDL-based software *Spectroscopy Made Easy* (SME) (Valenti & Piskunov 1996) to calculate and fit synthetic spectra using a multi-dimensional least squares approach.

We concentrated our analysis on five regions in the spectrum (see Figure 2). These regions allow us to constrain the

Table 1. Journal of radial-velocity measurements of WASP-3. The 1SWASP identifiers give the J2000 stellar coordinates of the photometric apertures; the USNO-B1.0 number denotes the star for which the radial-velocity measurements were secured. The quoted uncertainties in the radial velocity errors include components due to photon noise (Section 2.3) and 10m/s of jitter (Section 3.2.1) added in quadrature. The fourth and fifth columns give the FWHM of the CCF dip and the contrast of the dip as a fraction of the weighted mean continuum level. The signal-to-noise ratio at 550nm is given in column six.

BJD	$t_{\rm exp}$ (s)	$V_{\rm r}$ km s^{-1}	FWHM km s^{-1}	Contrast %	S:N	Notes
1SWASP J183431.62+353941.4: USNO-B1.0 1256-0285133 = GSC 02636-00195 = WASP-3						
2454286.5225	900	-5.751 ± 0.018	20.5	11.7	44	Photometric
2454287.4563	900	-5.254 ± 0.020	19.8	11.8	37	Cloud and Moonlight
2454289.3662	900	-5.259 ± 0.018	19.9	11.8	43	Photometric and Moonlight
2454340.3251	1800	-5.648 ± 0.013	19.7	12.2	75	Moonlight
2454341.3989	900	-5.406 ± 0.015	19.7	12.1	53	Moonlight
2454342.3198	900	-5.544 ± 0.019	19.8	12.0	39	Cloud and Moonlight
2454343.4825	2100	-5.638 ± 0.013	19.8	12.2	75	Cloud and Moonlight

Table 2. Parameters for WASP-3 as derived from the SME analysis of the SOPHIE spectroscopy.

Parameter	WASP-3
$T_{\rm eff}$	6400 ± 100 K
$\log g$	4.25 ± 0.05
[M/H]	0.00 ± 0.20
$v \sin i$	13.4 ± 1.5 km/s
$v_{\rm rad}$	-5.490 km/s

stellar effective temperature, $T_{\rm eff}$, (through the broad wings of Hα and, to a lesser extent, Na I D 5890Å), gravity, $\log g$, (through Mg I b 5175Å and Na I D 5890Å) and the metallicity, [M/H], (through the weak photospheric absorption lines in the 6000–6200Å region). We also measured the abundance of lithium from the Li I 6708Å line. The combined spectrum is not of sufficient quality to perform a detailed abundance analysis. The parameters we obtained from this analysis are listed in Table 2, and a comparison between observed and synthesized profiles is shown in Figure 2. In addition to the spectrum analysis, we also used Tycho B and V, and 2MASS photometry to estimate the effective temperature using the Infrared Flux Method (Blackwell & Shallis 1977). This gives $T_{\rm eff} = 6200 \pm 300$ K, which is in close agreement with that obtained from the spectroscopic analysis. The Tycho and 2MASS colours ($V - K = 1.32$, $V - H = 0.2$) also suggest a spectral type of F7-8V (Street et al. 2007; Collier Cameron et al. 2006).

In our spectra the Li I λ6708Å line is weak, but still measurable, and we derive a Lithium abundance of $\log n({\rm Li}) + 12 = 2.0 - 2.5$. However, at this stellar temperature it is thought that stellar age does not correlate well with Lithium abundance (Sestito & Randich 2005), so we have examined the evolutionary tracks for low and intermediate-mass stars presented by Girardi et al. (2000) using a maximum-likelihood fitting routine. Using our derived stellar parameters we find the stellar mass $M_* = 1.24 \pm 0.08$ with an age of $0.7 - 3.5$ Gyr.

3.2 The reflex motion of the host star

3.2.1 Markov-chain Monte Carlo analysis

The SOPHIE radial-velocity data measurements are plotted in Figure 3 together with the best-fitting global fit to the SuperWASP-N, IAC80 and Keele transit photometry. Since the timing of the transits and the radial-velocity solution both provide information about the orbit, we modelled the transit photometry and the reflex motion of the host star simultaneously.

The model of the primary star's radial-velocity orbit is parametrised in the usual way by the primary's radial-velocity amplitude K_1, the centre-of-mass velocity γ, the orbital eccentricity e and the longitude ω of periastron.

The transit profile was modelled using the small-planet approximation of Mandel & Agol (2002), with the 4-coefficient nonlinear limb-darkening model of Claret (2000). We used R-band limb-darkening coefficients for the SuperWASP-N data, whose unfiltered wavelength response is centred near the R band, and for the Keele R-band data. We used the appropriate V and I-band limb-darkening coefficients for the IAC80 photometry. The transit model was characterised by the epoch T_0 of mid-transit, the orbital period P, the duration t_T from first to fourth contact, the squared ratio $\Delta F = (R_p/R_*)^2$ of the planet radius R_p to the stellar radius R_*, and the impact parameter $b = a(1 - e\cos E_T)\cos i/R_*$ of the planet's trajectory across the face of the host star. Here a is the orbital semi-major axis, E_T is the eccentric anomaly at the epoch of transit and i is the orbital inclination. The ratio of the stellar radius to the orbital separation is then given approximately (or exactly for a circular orbit) by

$$\frac{R_*}{a} = \frac{t_T}{P}\frac{\pi}{(1+\sqrt{\Delta F})^2 - b^2}$$

(Collier Cameron et al. 2007b). The orbital semi-major axis is derived from the orbital period and the stellar mass M_*

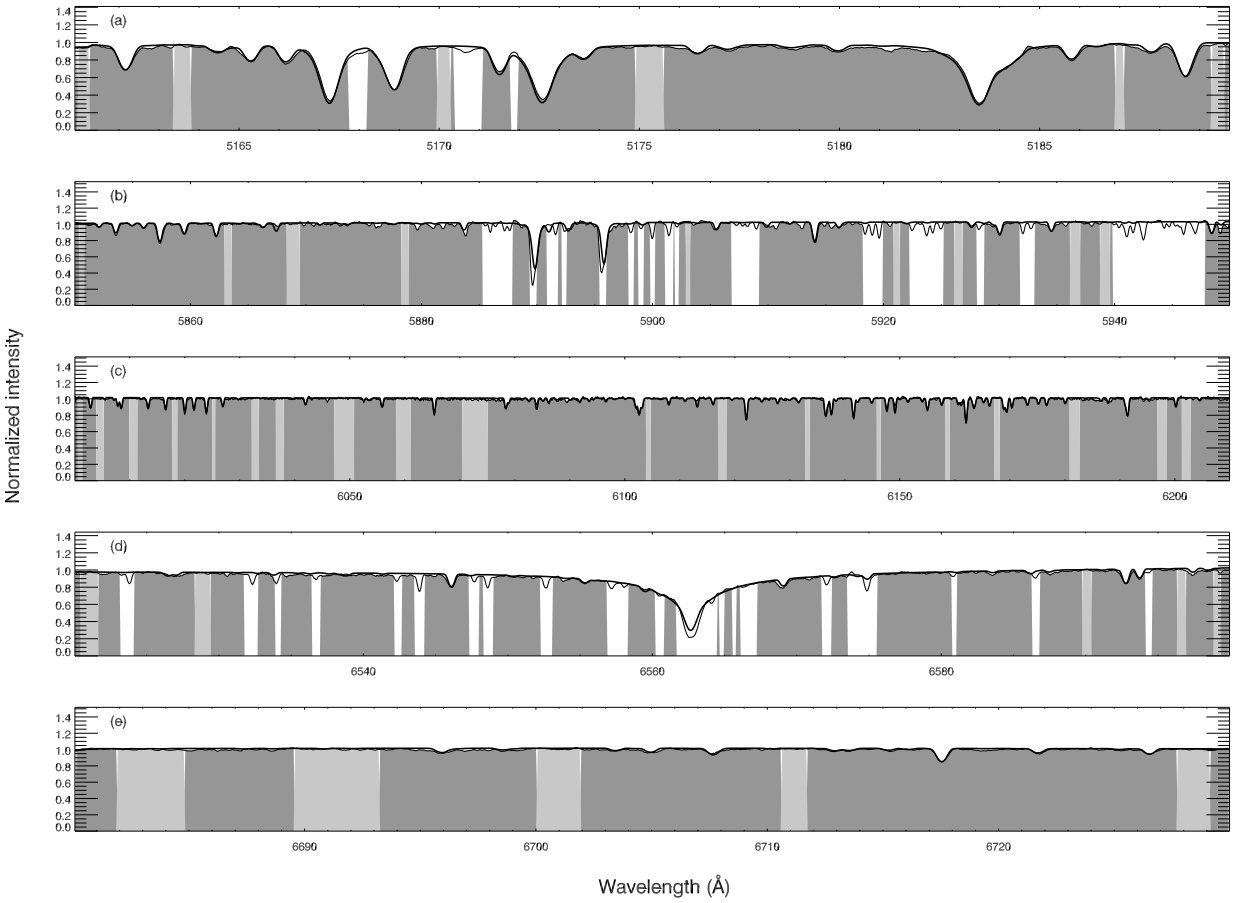


Figure 2. A comparison between the observed SOPHIE spectrum of WASP-3 and the calculated spectrum obtained from spectral synthesis with SME, using the atmospheric parameters from Table 2. The white regions are excluded from the spectral analysis, mainly because of the presence of telluric absorption. Light shaded regions were used to determine the continuum level, and the remaining dark shaded regions to determine the stellar atmospheric parameters. All five spectral sections were used simultaneously. The five sections contain (a) the Mg I b triplet at 5175Å (b) the Na I D doublet at 5890Å/ (c) a large region with well-isolated lines of a wide range of metals (d) the Hα line at 6563Å/ and (e) the Li I line at 6707Å.

via Kepler's third law. The stellar mass is estimated from the $J-H$ colour as described by Collier Cameron et al. (2007b).

The set of nine parameters $\{T_0, P, t_T, \Delta F, b, M_*, K_1, e, \omega\}$ thus defines both the transit light curve and the form of the reflex velocity variation. We compute the photometric zero-point offset Δm of the observed magnitudes m_j from the model μ_j derived from a given set of parameters:

$$\Delta m = \frac{\sum_j (m_j - \mu_j) w_j}{\sum_j w_j}.$$

The weights w_j are the inverse variances $1/\sigma_j^2$ of the individual observations. Similarly, we compute the radial velocity γ of the system's centre of mass as the inverse-variance weighted mean offset between the observed radial velocities v_k and the model values ν_k for the current model parameters:

$$\gamma = \frac{\sum_k (v_k - \nu_k) w_k}{\sum_k w_k}.$$

We quantify the goodness of fit to the data by the combined χ^2 statistic for the combined photometric and radial-velocity data:

$$\chi^2 = \sum_{j=1}^{N_p} \frac{(m_j - \mu_j - \Delta m)^2}{\sigma_j^2} + \sum_{k=1}^{N_v} \frac{(v_k - \nu_k - \gamma)^2}{\sigma_k^2}.$$

Markov-Chain Monte-Carlo analysis has recently become established as an efficient and reliable method for establishing both photometric (Holman et al. 2006; Burke et al. 2007) and orbital (Ford 2006; Gregory 2007) parameters of close-orbiting giant exoplanets. We determined the photometric and orbital parameters of the WASP-3 system using the Markov-chain Monte-Carlo algorithm described in detail by Collier Cameron et al. (2007b), to which

Table 3. WASP-3 system parameters and 1-σ error limits derived from MCMC analysis.

Parameter	Symbol	Value	Units
Transit epoch (BJD)	T_0	$2454143.8503^{+0.0004}_{-0.0003}$	days
Orbital period	P	$1.846834^{+0.000002}_{-0.000002}$	days
Planet/star area ratio	$(R_p/R_s)^2$	$0.0106^{+0.0002}_{-0.0004}$	
Transit duration	t_T	$0.1110^{+0.0009}_{-0.0018}$	days
Impact parameter	b	$0.505^{+0.051}_{-0.166}$	R_*
Stellar reflex velocity	K_1	$0.2512^{+0.0079}_{-0.0108}$	km s^{-1}
Centre-of-mass velocity	γ	$-5.4887^{+0.0013}_{-0.0018}$	km s^{-1}
Orbital semimajor axis	a	$0.0317^{+0.0005}_{-0.0010}$	AU
Orbital inclination	I	$84.4^{+2.1}_{-0.8}$	degrees
Stellar mass	M_*	$1.24^{+0.06}_{-0.11}$	$M_\odot$
Stellar radius	R_*	$1.31^{+0.05}_{-0.12}$	$R_\odot$
Stellar surface gravity	$\log g_*$	$4.30^{+0.07}_{-0.03}$	[cgs]
Stellar density	ρ_*	$0.55^{+0.15}_{-0.05}$	$\rho_\odot$
Planet radius	R_p	$1.31^{+0.07}_{-0.14}$	R_J
Planet mass	M_p	$1.76^{+0.08}_{-0.14}$	M_J
Planetary surface gravity	$\log g_p$	$3.37^{+0.09}_{-0.04}$	[cgs]
Planet density	ρ_p	$0.78^{+0.28}_{-0.09}$	ρ_J
Planet temp ($A = 0$)	$T_{\rm eql}$	1960^{+33}_{-76}	K

we refer the reader for most details of the implementation. The initial photometric solution for the SuperWASP-N transit profiles is established by our transit-search algorithm (Collier Cameron et al. 2006). The initial radial-velocity solution is an inverse variance-weighted linear least-squares fit assuming a circular orbit. In both cases, the initial fits also yield good estimates of the parameter uncertainties. The stellar mass is initialised at the value M_0 estimated from the $J - H$ colour.

At each step in the algorithm, each of the nine proposal parameters is perturbed by a small random amount such that

$$T_{0,i} = T_{0,i-1} + \sigma_{T_0} G(0,1) f$$

and similarly for the other eight parameters. Here $G(0,1)$ is a random Gaussian deviate with mean zero and unit standard deviation. The adaptive step-size controller f is initially set to 0.5, and evolves as the calculation progresses, ensuring that roughly 25 percent of proposal sets are accepted.

The prior probability distributions for all nine parameters are treated as being uniform. The parameters P, t_T, ΔF, M_* and K_1 are required to be positive. The impact parameter and eccentricity are restricted to the ranges $0 < b < 1$ and $0 < e < 1$, while the longitude of periastron is restricted to the range $-\pi < \omega < \pi$. The decision on whether or not to accept a set of proposal parameters is made via the Metropolis-Hastings algorithm using the logarithmic likelihood functional

$$Q_i = \chi_i^2 + \frac{(M_{*,i} - M_0)^2}{\sigma_M^2} + \frac{(\log g_{*,i} - \log g_*)^2}{\sigma_{\log g}^2},$$

where $\log g_{*,i}$ is computed directly from the mass $M_{*,i}$ and radius $R_{*,i}$. This imposes a Gaussian prior on the stellar mass, and indirectly on the radius. The prior forces the stellar mass to be close to the initial estimate M_0 with an assumed uncertainty $\sigma_M = 0.1 M_0$. The prior on $\log g_*$ ensures consistency with the spectroscopically-measured value $\log g_* = 4.25 \pm 0.05$, and thus helps to reduce the uncertainty in the stellar radius if the impact parameter is not strongly constrained by the photometry.

If a new set of proposal parameters yields $Q_i < Q_{i-1}$, the fit to the data is improved and the proposal is accepted. If $Q_i > Q_{i-1}$, the parameter set is accepted with probability $\exp[(Q_{i-1} - Q_i)/2]$. We find that the solution converges within a few hundred steps to a stable, optimal solution. After this initial "burn-in" phase, we re-scale the photometric error bars so that the contribution of each photometric dataset to χ^2 is equal to the associated number of degrees of freedom. For the radial velocity data, we estimate the additional variance needed to match their contribution to χ^2 with the number of degrees of freedom. This is equivalent to adding radial-velocity "jitter" with amplitude 10 m s^{-1} in quadrature with the photon noise uncertainties giving the values listed in Table 1. We then run the algorithm for a few hundred further steps and derive revised parameter uncertainties from the standard deviations of their respective Markov chains. This optimises the step length used in generating new sets of proposal parameters. Finally the algorithm is allowed to run for 10^5 steps in order to map out the joint posterior probability distribution of the nine proposal parameters.

We find that for WASP-3 the nine proposal parameters show only weak mutual correlations. The correlation lengths (Tegmark et al. 2004) of the Markov chains for individual parameters are typically 10 to 20 steps, so the final production run yielded approximately 10^4 statistically

Table 4. Dependence of stellar and planetary parameters on $\log g_*$.

$\log g$ (cgs)	$\chi^2_{\rm ph}$	b	M_* ($M_\odot$)	R_* ($R_\odot$)	R_p (R_J)	ρ_p (ρ_J)
4.05	4492.6	0.76	1.14	1.64	1.75	0.31
4.15	4478.6	0.68	1.18	1.50	1.55	0.46
4.25	4470.9	0.58	1.23	1.37	1.39	0.65
4.35	4468.1	0.38	1.22	1.22	1.20	1.00
4.45	4468.9	< 0.09	1.36	1.17	1.14	1.25
4.55	4491.1	< 0.05	1.60	1.20	1.16	1.32

independent parameter sets. In the initial runs we allowed all nine parameters to float, and arrived at a solution with eccentricity $e = 0.05 \pm 0.05$. Since this is statistically indistinguishable from the circular orbit expected for a planet with such a short period, the remaining eight parameters were fitted assuming $e = 0$.

The values of the parameters at the optimal solution are given, together with their associated 1-σ (68.3 percent) confidence intervals, in Table 3. These results are consistent with those derived from the spectral analysis presented earlier.

We explored the relationship between the stellar surface gravity and the impact parameter of the transit by repeating the fit for a sequence of values of $\log g$, with an artificially restricted $\sigma_{\log g} = 0.01$. The results are given in Table 4. The best formal fit to the photometry is obtained for stellar surface gravities in the range $4.35 < \log g < 4.45$. In this range, however, the stellar radius is unphysically low in relation to the stellar mass. At the spectroscopically-determined $\log g = 4.25$, the photometric χ^2 is only marginally degraded. At still lower values of $\log g$, the impact parameter increases to the point where the duration of transit ingress and egress cannot be fitted satisfactorily. Moreover, the radii of the star and the planet become implausibly inflated. We conclude that the stellar surface gravity must lie in the range $4.25 < \log g < 4.35$, and the impact parameter in the range $0.4 < b < 0.6$. The limits on these parameters derived from the full posterior probability distribution, as listed in Table 3, are consistent with this conclusion.

3.2.2 Line-bisector analysis

It is well known that faint binaries contaminating the photometric aperture, or even stellar activity, can influence absorption line shape and can, in certain circumstances, mimic or confuse small radial velocity motions. By noting the position of the line-bisector of the cross-correlation function, asymmetries in the profile will become apparent.

We measured the asymmetries of the cross-correlation function peaks using the line-bisector method as a function of radial velocity (Gray 1988), as applied by Queloz et al. (2001). Figure 4 demonstrates that periodic variations, indicative of line-of-sight binarity or activity are not apparent, and we conclude that the radial-velocity variations are genuinely due to to the orbital motion of a low mass object.

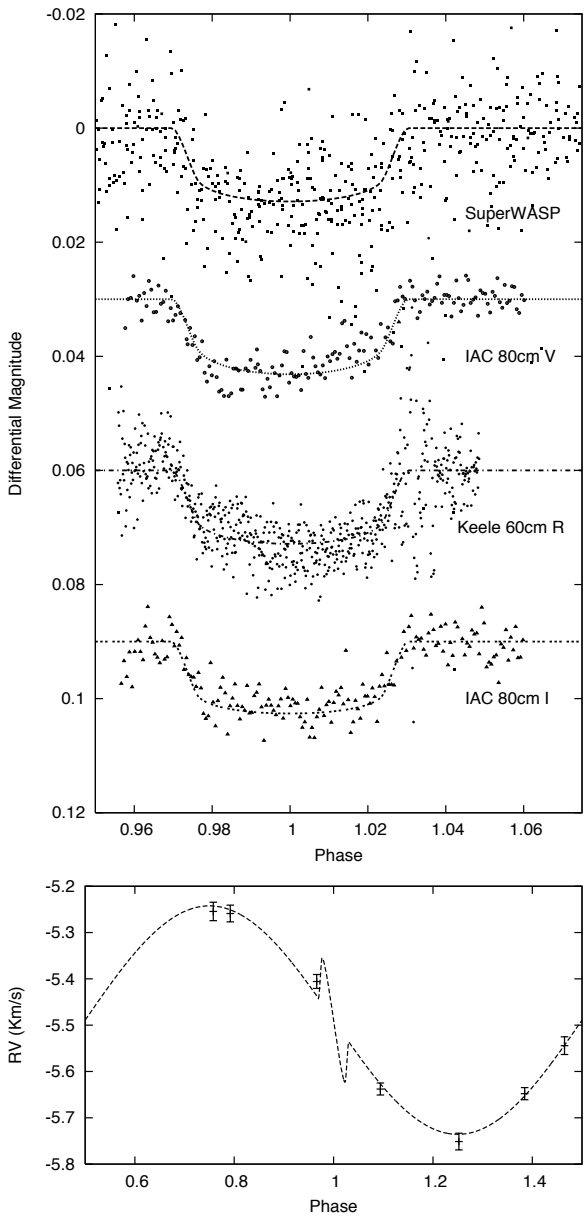


Figure 3. Simultaneous MCMC solution to combined SuperWASP-N, IAC80 V, I and Keele R photometry. The orbital solution is assumed to be circular. The lower panel is the MCMC solution to the radial velocity data. The model here also shows the Rossiter-McLaughlin effect which is predicted to be significant in this system given the hosts $vsini = 13.40$ km/s.

3.3 Adaptive Optics Imaging

We further investigated the scenario of a triple system comprising a bright single star and a faint, blended eclipsing-binary system by performing high-resolution H-band imaging with the near-infrared camera INGRID, fed by the adaptive-optics system NAOMI, on the 4.2-m William

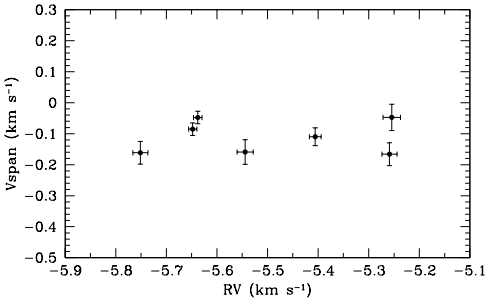


Figure 4. Analysis of line-bisectors in WASP-3 shows the bisector velocity (vspan) does not correlate with stellar radial-velocity. This demonstrates that the cross-correlation function remains symmetric, and that the radial-velocity variations are not likely to be caused by line-of-site binarity or stellar activity.

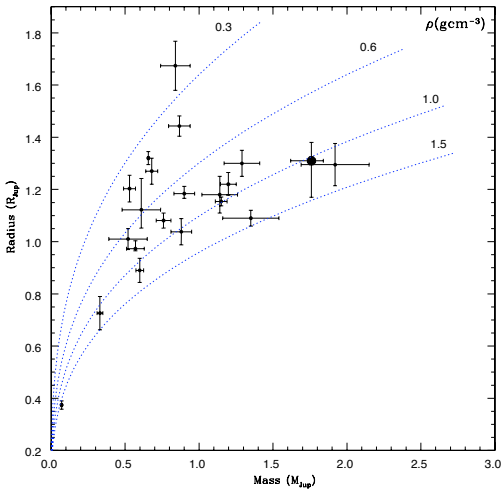


Figure 5. The known confirmed transiting exoplanets plotted in the Mass-Radius plane. Iso-density contours are plotted in cgs units. For clarity of scale we have not plotted HD17156 (mass $3.12\,M_J$, radius $1.15\,R_J$) or the extremely high density object HD147506b (mass $8.04\,M_J$, radius $0.98\,R_J$). WASP-3b is marked as a filled circle (data from http://obswww.unige.ch/~pont/TRANSITS.htm and references therein).

Herschel telescope. An image taken in natural seeing of 0.8 arcsecond with corrected FWHM of 0.2 arcsecond shows no evidence for resolved faint companions to WASP-3. Assuming an F7-8V spectral type ($M_v \sim 3.8$) for WASP-3 would imply a distance of ~ 220 pc, hence these observations constrain any potential associated eclipsing binary companion to lie within ~ 45 AU of the host.

4 DISCUSSION

In this study we have found WASP-3b to be a transiting gas-giant exoplanet with mass $1.76^{+0.08}_{-0.14} M_J$ and radius $1.31^{+0.07}_{-0.14} R_J$. Its host star, WASP-3, has a photospheric temperature of 6400 ± 100 K and $\log g = 4.25 \pm 0.05$, consistent with its F7-8V spectral type derived from 2MASS photometry. This places WASP-3b amongst the most massive of known transiting exoplanets (Figure 5). Given the hosts relatively large rotational velocity and the large radius of the planet we would expect a significant amplitude for Rossiter-McLaughlin effect (the model is included in Figure 3).

Sozzetti et al. (2007) demonstrate a correlation of planet radius with host mass for 14 confirmed transiting exoplanets, and a correlation of planet mass with orbital period for the same sample (first noted by Mazeh et al. (2005)). Figure 6 shows these relationships updated while in Figure 7 we also update the apparent correlation of surface gravity with orbital period noted by Southworth et al. (2007). Despite the additional objects the R_P v's M_* correlation remains week (even ignoring the two most massive objects HD17156b and HD147506b). For both the M_P v's P and g v's P we contend that these relationships arise partly through observational selection and partly through the effects of the intense radiation fields that these planets are experiencing. We believe the absence of high gravity/mass bodies at longer periods is primarily a detection effect, while the absence of low gravity/mass planets at short period could indeed be caused by rapid evaporation.

The closeness of the orbit and the large radius and high effective temperature of the star combine to make WASP-3b one of the most strongly-irradiated, and hence one of the hottest of the known exoplanets, second only to OGLE-

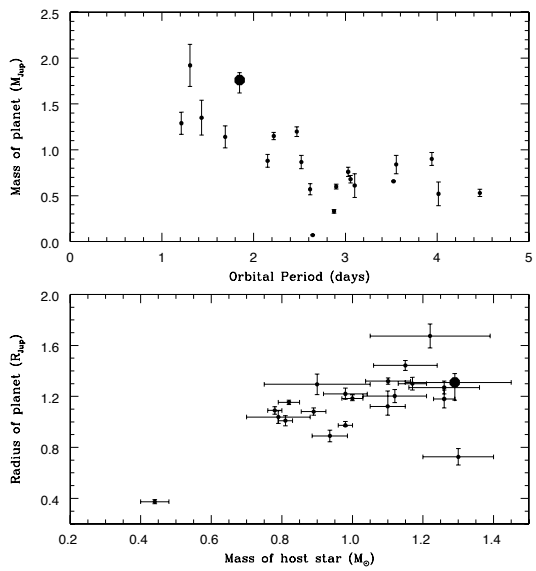


Figure 6. Modified version of Figure 5 from Sozzetti et al. (2007), incorporating a further seven newly discovered systems (data from http://obswww.unige.ch/~pont/TRANSITS.htm and references therein, but again excluding HD17156b and HD147506b). In each case WASP-3b is marked by the filled circle.

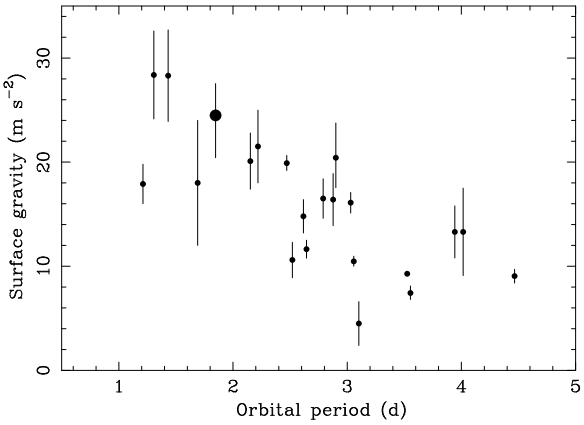


Figure 7. The correlation of planetary surface gravity with orbital period for the 22 shortest period transiting planets(updated version from Figure 2 from Southworth et al. (2007)).

TR-56b and comparable to OGLE-TR-132. This raises the possibility that the atmosphere may be hot enough for TiO and VO to remain in the gas phase above the temperature minimum, creating a hot, strongly-absorbing stratosphere (Fortney et al. 2006). This would give an anomalously high infrared brightness temperature, as Harrington et al. (2007) inferred from *SPITZER/IRAC* secondary-eclipse photometry of HD 149026b at 8μm. Being much closer and brighter than any of the OGLE host stars, WASP-3b is thus an excellent candidate for future observational tests of the hot-stratosphere hypothesis.

ACKNOWLEDGMENTS

The WASP Consortium consists of astronomers primarily from the Universities of Cambridge (Wide Field Astronomy Unit), Keele, Leicester, The Open University, Queen's University Belfast and St Andrews, the Isaac Newton Group (La Palma), the Instituto de Astrofísica de Canarias (Tenerife) and the South African Astronomical Observatory. The SuperWASP-N and WASP-S Cameras were constructed and operated with funds made available from Consortium Universities and the UK's Science and Technology Facilities Council (formerly PPARC). We extend our thanks to the Director and staff of the Isaac Newton Group of Telescopes and the South African Astronomical Observatory for their support of SuperWASP-N and WASP-S operations, and the Director and staff of the Observatoire de Haute-Provence for their support of the SOPHIE spectrograph.

REFERENCES

Arras P., Bildsten L., 2006, ApJ, 650, 394
Bakos G.A., Noyes R.W., Kovács G., Stanek K.Z., Sasselov D.D., Domsa I., 2004, PASP, 116, 266
Berry R., Burnell J., 2005, *The handbook of astronomical image processing*, 2nd Edition, Richmond, VA (Willmann-Bell)
Blackwell D.E., Shallis M.J., 1977, MNRAS 180, 177
Bouchy F., The Sophie Team, 2006, in Arnold L., Bouchy F., Moutou C., eds, Tenth Anniversary of 51 Peg-b: Status of and prospects for hot Jupiter studies, pp 319 – 325.
Burke C.J., et al., 2007, ApJ, Submitted (arXiv:astro-ph 0705.0003)
Burrows A., Hubeny I., Budaj J., Hubbard W.B., 2007, ApJ, 661, 502
Collier Cameron A., et al., 2006, MNRAS, 373, 799
Collier Cameron A., et al., 2007a, MNRAS, 375, 951
Collier Cameron A., et al., 2007b, MNRAS, 380, 1230
Christian D., et al., 2006, MNRAS, 372, 1117
Charbonneau D., et al., 2000, ApJ, 529, 45L
Claret A., 2000, A&A, 363, 1081
Clarkson W., et al., 2007, MNRAS.tmp..824C
Dunham E.W., Mandushev G.I., Taylor B.W., Oetiker B., 2004, PASP, 116, 1072
Ford E.B., 2006, ApJ, 642, 505
Fortney J.J., Saumon D., Marley M.S.,Lodders K., Freedman R.S., 2006, ApJ, 642, 495
Fortney J.J., Marley M.S., Barnes J.W., ApJ, 659, 1661
Girardi L., Bressan A., Bertelli G., Chiosi C., 2000, A&AS, 141, 371
Gregory P.C., 2007, MNRAS, 374, 1321
Gray D.F., 1988, Lectures on Spectral-line Analysis: F, G, and K Stars (Arva, Ontario: Publisher)
Gu P., Bodenheimer P.H., Lin D.N.C., 2004, ApJ, 608, 1076
Guillot T., et al., 2006, A&A, 453, L21
Harrington J., Luszcz S., Seager S.,Deming D., Richardson L.J., 2007, Nature, 447, 691
Henry G.W., Marcy G.W., Butler R.P., Vogt S.S., 2000, ApJ, 529, L41
Holman M.J., et al., 2006, ApJ, 652, 1715
Horne K.D., 2003, Scientific Frontiers of Exoplanet Research, ASP Conf. 294, 361, eds. Deming & Seager (San Francisco)
Irwin M., Lewis J., 2001, New Astronomy Reviews, 45, 105
Lister T., et al., 2007, MNRAS, 379, 647
Mandel K., Agol E., 2002, ApJ, 580, L171
Mayor M., Queloz D., 1995, Nature 378, 355
Mazeh T., Zucker S., Pont F., 2005, MNRAS, 356, 955
McCullough P.R. et al. 2006, ApJ, 648, 1228
O'Donovan F.T., et al., 2006, ApJ, 644, 1237
Piskunov, N. E., & Valenti, J. A. 2002, A&A 385, 1095
Pollacco, D., et al., 2006, PASP, 106, 1088
Pont F, Zucker S., Queloz D., 2006, MNRAS, 373, 231
Queloz D., et al., 2001, A&A, 379, 279
Sato B., et al., 2005, ApJ, 633, 465
Sestito P., Randich S., 2005, A&A, 442, 615
Southworth J., Wheatley P.J., Sams G., 2007, MNRAS, 379, L11
Sozzetti A., Torres G., Charbonneau D., Latham D.W., Holman M.J.,Winn J.N., Laird J.B., O'Donavan F.T., 2007, preprint (arXiv:astro-ph 0704.2938v1)
Street R.A., et al, 2007, MNRAS, 379, 816
Stempels H.C, Collier Cameron A., Hebb L., Smalley B., Frandsen S., 2007, MNRAS, 379, 773
Tegmark M., et al., 2004, PhRvD, 69, 103501
Udalski A., et al., 2002, Acta Astron., 52, 1
Valenti J.A., Fischer D., 2005 ApJS 159, 141
Valenti J.A., Piskunov N., 1996 A&AS, 118, 595

WASP-12b: the hottest transiting extra-solar planet yet discovered

L. Hebb[1], A. Collier-Cameron[1], B. Loeillet[2], D. Pollacco[3], G. Hébrard[4], R.A. Street[5], F. Bouchy[4,6], H.C. Stempels[1], C. Moutou[2], E. Simpson[3], S. Udry[13], Y.C. Joshi[3], R.G. West[7], I. Skillen[8], D.M. Wilson[9], I. McDonald[9], N.P. Gibson[3], S. Aigrain[10], D.R. Anderson[9], C.R. Benn[8], D.J. Christian[3], B. Enoch[1], C.A. Haswell[11], C. Hellier[9], K. Horne[1], J. Irwin[12], T.A. Lister[5], P. Maxted[9], M. Mayor[13], A.J. Norton[11], N. Parley[1], F. Pont[10], D. Queloz[13], B. Smalley[9],
and
P.J. Wheatley[14]

ABSTRACT

We report on the discovery of WASP-12b, a new transiting extrasolar planet with $R_{\rm pl} = 1.79^{+0.09}_{-0.09} R_J$ and $M_{\rm pl} = 1.41^{+0.10}_{-0.10} M_J$. The planet and host star properties were derived from a Monte Carlo Markov Chain analysis of the transit photometry and radial velocity data. Furthermore, by comparing the stellar spectrum with theoretical spectra and stellar evolution models, we determined that the host star is a super-solar metallicity ([M/H]= $0.3^{+0.05}_{-0.15}$), late-F ($T_{\rm eff} = 6300^{+200}_{-100}$ K) star which is evolving off the zero age main sequence. The planet has an equilibrium temperature of $T_{\rm eq}$=2516 K caused by its very short period orbit ($P = 1.09$ days) around the hot, 12th magnitude host star. WASP-12b has the largest radius of any transiting planet yet detected. It is also the most heavily irradiated and the shortest period planet in the literature.

Subject headings: stars: planetary systems – techniques: radial velocities – techniques: photometric

1. Introduction

Transiting extra-solar planets have provided tremendous information about the properties of planets outside our Solar System. Since 2006, a burst of new planet discoveries have been reported. We are now beginning to see the variety of exoplanets which exist in the Galaxy and to classify them based on their properties. Furthermore,

[1]School of Physics and Astronomy, University of St Andrews, North Haugh, St Andrews, Fife KY16 9SS, UK

[2]Laboratoire d'Astrophysique de Marseille, BP 8, 13376 Marseille Cedex 12, France

[3]Astrophysics Research Centre, School of Mathematics & Physics, Queen's University, University Road, Belfast, BT7 1NN, UK

[4]Institut d'Astrophysique de Paris, CNRS (UMR 7095) – Université Pierre & Marie Curie, 98bis bvd. Arago, 75014 Paris, France

[5]Las Cumbres Observatory, 6740 Cortona Dr. Suite 102, Santa Barbara, CA 93117, USA

[6]Observatoire de Haute-Provence, 04870 St Michel l'Observatoire, France

[7]Department of Physics and Astronomy, University of Leicester, Leicester, LE1 7RH, UK

[8]Isaac Newton Group of Telescopes, Apartado de Correos 321, E-38700 Santa Cruz de la Palma, Tenerife, Spain

[9]Astrophysics Group, Keele University, Staffordshire, ST5 5BG, UK

[10]School of Physics, University of Exeter, EX4 4QL, UK

[11]Department of Physics and Astronomy, The Open University, Milton Keynes, MK7 6AA, UK

[12]Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, 60 Garden Street, Cambridge, MA, 02138 USA

[13]Observatoire de Genève, Université de Genève, 51 Ch. des Maillettes, 1290 Sauverny, Switzerland

[14]Department of Physics, University of Warwick, Coventry CV4 7AL, UK

due to the increasing number of planets being discovered and due to the detailed, multi-wavelength follow-up of a handful of very bright transiting systems (e.g. HD 209458, HD 189733), we are able to provide strong observational tests of theoretical models of planet formation and evolution.

Exotic planets are particularly important because they push the boundaries of our theoretical understanding. HD 209458b, for example, confounded theorists with its large radius (Brown et al. 2001). Since its discovery, a class of similar planets have been found suggesting these highly-irradiated, low-density planets are not rare. Here, we report on the discovery of a new extreme transiting extra-solar planet with a short orbital period, enlarged radius, and super-solar metallicity host star.

In this paper, we first describe all the observations we obtained to detect and analyse the transiting star-planet system (§2). We describe the data analysis in §3 where we present the properties of the planet and its host star. Finally in §4, we discuss the planet properties in the context of current theoretical understanding of planet formation.

2. Observations

2MASS J063032.79+294020.4 (hereafter WASP-12) is a bright F9V star. It has been identified in several northern sky catalogues which provide broad band optical (Zacharias et al. 2004) and infra-red 2MASS magnitudes (Skrutskie et al. 2006) and proper motion information. Coordinates and broad band magnitudes of the star are given in Table 1.

2.1. SuperWASP Photometry

Time series photometry of WASP-12 was obtained in the 2004 and 2006 seasons with the SuperWASP-N camera located on La Palma, Canary Islands (Pollacco et al. 2006). In 2004, when the target was first observed, only 820 photometric measurements were obtained between 2004 August and 2004 September. However, the same fields were observed again in 2006 after upgrades to the telescope mount and instrument. During the 2006 season, the target was observed in the field-of-view of two separate cameras, and a total of 5573 photometric brightness measurements were obtained between 2006 November and 2007 March. The data obtained in both seasons were processed with a custom built data reduction pipeline described in Pollacco et al. (2006), and the resulting light curves were analysed using a modified box least-squares algorithm (Collier Cameron et al. 2006; Kovács et al. 2002) to search for the planetary transit signature.

The combined SuperWASP data showed a significant periodic dip in brightness with a period, $P = 1.091$ days, duration, $\tau \sim 2.7$ hours, and depth, $\delta \sim 14$ mmag. The improvement in χ^2 of the box-shaped transit model over the flat light curve was $\delta\chi^2 = 719$ and the signal-to-rednoise (Pont et al. 2006) was $\mathrm{SN_{red}} = 15.6$. A total of 23 partial or full transits were captured by SuperWASP.

There were no obvious objects blended with WASP-12 in the SuperWASP aperture, and the detected transit event was significant, therefore, WASP-12 was classed as a high priority target needing further study. In Figure 1, we show the phase-folded light curve of the SuperWASP data, adopting the ephemeris resulting from the box-least squares analysis on the combined light curve.

2.2. Follow-up Multi-band Photometry

After identification as a high priority transit candidate, follow-up photometry of WASP-12 was obtained using two additional telescopes with high spatial resolution ($< 1''$/pixel) compared to SuperWASP ($13.7''$/pixel). We obtained observations of WASP-12 and the surrounding region during the predicted time of transit to confirm that there are no eclipsing binaries within an arcminute of WASP-12 that may have caused of the transit signal in the SuperWASP data. WASP-12 also appears to be a single star at the resolution provided by these data. The closest companion is $9''$ from the target and has a magnitude of $V \sim 18$. Encouraged by this, we then obtained complete B, I, and z-band light curves of the transit. A detailed description of the follow-up photometry is described below.

2.2.1. Tenagra Telescope photometry

WASP-12 was observed using the fully robotic, Tenagra II, 0.81m f/7 Ritchey-Chretien telescope sited in Arizona, USA. The science camera con-

Table 1: Stellar Parameters for WASP-12. The broad band magnitudes are obtained from the NOMAD 1.0 catalogue. The stellar parameters are derived from our spectral synthesis of observed spectra of WASP-12 (see §3.1).

Parameter	WASP-12
RA(J2000)	06:30:32.79
Dec(J2000)	+29:40:20.4
B	12.11 ± 0.08
V	11.69 ± 0.08
I	11.03 ± 0.08
J	10.477 ± 0.021
H	10.228 ± 0.022
K	10.188 ± 0.020
$T_{\rm eff}$	6300^{+200}_{-100} K
[M/H]	$0.30^{+0.05}_{-0.15}$
$\log g$	4.38 ± 0.10
$v \sin i$	$< 2.2 \pm 1.5$ km/s

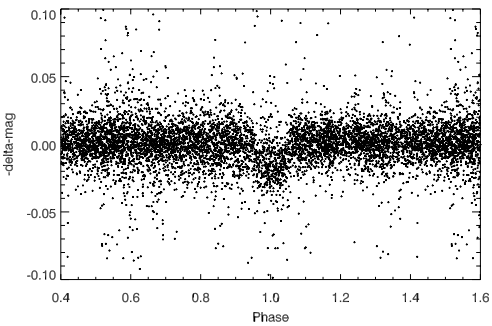


Fig. 1.— The SuperWASP discovery light curve of WASP-12 phase-folded with a period, P = 1.09142 days and epoch, $T_0 = 2454476.2321$.

tains a 1k×1k SITe CCD with a pixel scale of $0.87''$/pixel and a field of view of $14.8' \times 14.8'$. These photometric data were obtained as part of an observing program sponsored by the Las Cumbres Observatory Global Telescope Network[1]. The B-band transit of WASP-12 was created from 227 observations on two consecutive nights in March. The I-band light curve consists of 639 flux measurements taken over five non-photometric nights in 2008 February and March.

Calibration frames obtained automatically every twilight were used in processing the images (bias subtraction and flat fielding) with the SuperWASP data reduction pipeline (Pollacco et al. 2006). Object detection and aperture photometry, with a 7.5 pixel radius aperture, were performed on all the stars in the frame using DAOPHOT (Stetson 1987) run under IRAF[2]. The differential photometry was derived from seven, non-variable comparison stars within the field which had V< 14 magnitude and J-H colors similar to the target star. For each of the filters, the fluxes from the comparison stars were summed, and then converted into a magnitude which was then subtracted from the instrumental magnitude of the target star. The resulting differential photometry of the B-band light curve has an rms of ~ 7 mmag.

The I-band transit was created from data obtained in non-photometric conditions over five different visits to the star (some at high airmass). These data were essential in confirming the transit and refining the ephemeris, but show significant red noise systematics. Therefore, they were unsuitable for defining accurate transit parameters and were excluded when modelling the light curve.

2.2.2. Liverpool Telescope photometry

A full transit was observed using RATCam on the robotic 2m Liverpool Telescope (LT) (Steele et al. 2004) on La Palma as part of the Canarian Observatories *International Time Programme*. A total of 614 images were taken in the Sloan z' band

[1] www.lcogt.net

[2] IRAF is written and supported by the IRAF programming group at the National Optical Astronomy Observatories (NOAO) in Tucson, Arizona. NOAO is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy (AURA), Inc. under cooperative agreement with the National Science Foundation

on the night of 18 February 2008. We employed 2×2 binning (0.27″/pixel) and used a 10s exposure time for all observations. The night was photometric, and the pointing was stable. The target star did not drift more than a few pixels throughout the transit which allowed for very accurate differential photometry.

The images were debiased, flat-fielded, and corrected for fringing using the standard RATCAM processing pipeline[3]. IRAF DAOPHOT was then used to obtain aperture photometry of the target and four, non-variable nearby comparison stars using a 15 pixel radius aperture. The comparison stars were chosen primarily for brightness from within the limited FOV ($4.6' \times 4.6'$) of the camera and are not necessarily matched in color to the target. The differential photometry was performed in the same way as described above for the Tenagra data, and the resulting out-of-eclipse light curve has 2.5 mmag precision. The z-band and B-band transit light curves obtained via follow-up photometry are plotted in Figure 2.

2.3. SOPHIE Spectroscopy

High resolution spectroscopy of WASP-12 was obtained between 2008 February 12–22 with the SOPHIE spectrograph (Bouchy et al. 2006) on the 1.93m telescope at the Observatoire de Haute Provence. We used the same observing program and instrument set-up as for other SuperWASP planets discovered in the northern hemisphere (Pollacco et al. 2008; Christian et al. 2008; West et al. 2008).

The weather was clear and reasonably stable throughout the run, although there were some fluctuations in seeing and transparency. Therefore, we adopted exposure times of 900s and 1080s depending on the transparency. This allowed us to achieve a signal-to-noise (S/N) per resolution element (at 5500Å) of 30-45 in all the spectra. The S/N values for all the spectra are listed in Table 2. The spectra were processed in real time with the SOPHIE instrument control and data reduction software, and the RV measurements were obtained using a weighted cross-correlation method (Baranne et al. 1996; Pepe et al. 2005). To do this, we used a numerical mask constructed from the solar spectrum atlas corresponding to a G2V star.

The Moon was bright over most of the run thus contaminating the spectra with scattered light. We removed its velocity signature (according to the procedure described in Pollacco et al. (2008)) from all the spectra. We then fit the resulting cross-correlation function from each spectrum with a Gaussian to derive a value for the central RV, the full width half maximum (10.15-10.30 km s^{-1}), and the peak amplitude or Contrast (28.60–29.44%). The uncertainties for all RV measurements were derived using an empirical relation applicable to SOPHIE spectra taken in the high efficiency mode (West et al. 2008; Bouchy et al. in prep).

In this way, we obtained 21 RV measurements of WASP-12 over ten nights which have typical uncertainties of $\sim$ 10 m s^{-1}. The RV measurement obtained from each spectrum is listed in Table 2 along with the derived uncertainty. These data have a standard deviation of 130 m s^{-1}, significantly greater than the individual uncertainties, and they vary sinusoidally when folded on the period derived from the transit photometry (Figure 4).

Finally, any asymmetries in the line profiles were explored by measuring the velocity span of the line-bisector (Gray 1988) according to the techique outlined in Queloz et al. (2001). These measurements, also listed in Table 2, show no correlation with radial velocity (Figure 3), therefore it is unlikely that the observed RV variations are caused by star spots on the stellar surface or by blending with an eclipsing binary star in the system or close to the line-of-sight.

Thus, we conclude that the observed RV variations are caused by the gravitational influence of a planetary-mass object orbiting WASP-12. Figure 4 shows a plot of the RV measurements phase-folded on the ephemeris given in Table 3 and overplotted with the best fitting model radial velocity curve which is derived as described in the analysis section (§3.2).

2.4. Additional Spectroscopy

The SOPHIE spectra were obtained in the high efficiency (HE) mode which is known to suffer from problems with corrections for the blaze shape. According to the data products website, a residual

[3]see http://telescope.livjm.ac.uk/Info/TelInst/Inst/RATCam/

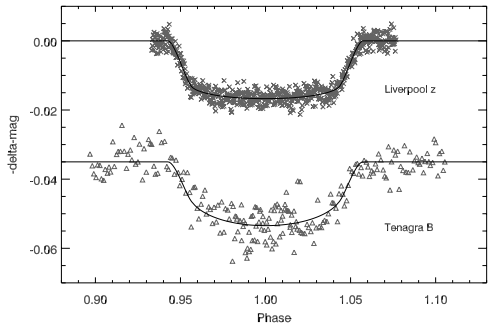


Fig. 2.— Differential z-band (top) and Tenagra B-band (bottom) photometry of WASP-12 during the transit. An offset has been added to the B-band data for clarity. The data are phase-folded with the ephemeris given in Table 3. Overplotted are the best fit model transit light curves using the formalism of Mandel & Agol (2002) applying the limb darkening coeffs from Claret (2000, 2004).

Table 2: The radial velocity measurements of WASP-12 obtained with SOPHIE spectrograph.

BJD	Vr km s^{-1}	$\sigma_{\rm RV}$ km s^{-1}	S/N	Bisector km s^{-1}
2454509.38633	18.9231	0.0088	44.3	0.015
2454509.53836	19.0845	0.0112	34.9	0.047
2454510.40255	18.8497	0.0102	38.0	0.046
2454511.29105	18.9394	0.0082	47.4	0.056
2454511.36791	18.9008	0.0090	43.0	0.047
2454511.40825	18.8582	0.0090	43.3	0.047
2454511.53661	18.8945	0.0108	36.1	0.005
2454512.28835	19.0648	0.0088	44.0	0.057
2454512.30278	19.0429	0.0084	45.6	0.031
2454512.31570	19.0298	0.0096	40.1	0.010
2454512.32867	19.0064	0.0090	42.7	0.033
2454512.34174	18.9973	0.0088	44.2	0.030
2454512.35470	18.9778	0.0086	45.2	0.036
2454512.40579	18.9176	0.0090	42.6	0.038
2454512.43225	18.9124	0.0088	44.4	0.047
2454512.44721	18.8936	0.0086	45.6	0.018
2454513.32972	19.0957	0.0128	29.7	0.079
2454514.30357	19.2105	0.0130	29.6	-0.001
2454515.27220	19.3213	0.0106	36.1	-0.018
2454516.40210	19.2961	0.0128	29.8	0.067
2454519.43071	19.1968	0.0088	44.3	0.038

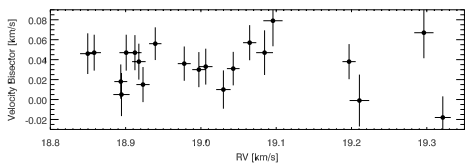


Fig. 3.— Line-bisector velocity versus radial velocity measured from all the observed SOPHIE spectra. We adopt uncertainties of twice the radial velocity uncertainty for all bisector measurements. There is no correlation between these two parameters indicating the radial velocity variations are not caused by stellar activity or line-of-sight binarity.

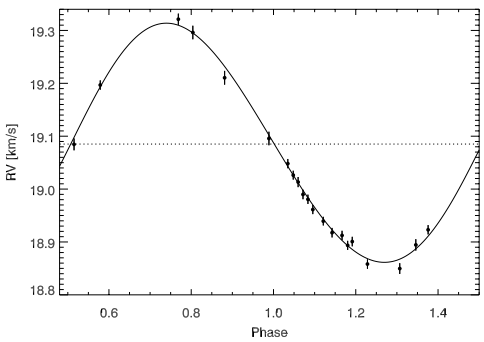


Fig. 4.— The SOPHIE radial velocity curve of WASP-12 phase-folded with the ephemeris given in Table 3. The solid line is the best model curve resulting from the orbital parameters of the system derived from the MCMC analysis in §3.2. The systemic RV value is shown by the dotted line.

blaze effect remains in the reduced spectra at the 5% level[4]. These data provide exceptional radial velocity precision, but they are not always suitable for determining stellar parameters For example, the effective temperature is strongly constrained by the wings of the Hα line, and for hot stars with broad Hα wings, the residual instrumental features in the SOPHIE HE spectra lead to large uncertainties on this parameter. Therefore, in addition to the 21 SOPHIE spectra which were used primarily to measure the radial velocity signature of the orbiting planet, several additional spectra of WASP-12 were obtained and used in deriving independent measurements of the stellar parameters of the host star. The additional spectroscopic observations are described below, and the derivation of the stellar parameters from all available spectra are described in §3.1.

2.4.1. Isaac Newton Telescope spectra

Two individual spectra of WASP-12 were obtained on 2008 April 22 with the 2.5m Isaac Newton Telescope and Intermediate Dispersion Spectrograph (IDS). The longslit data were taken with the H1800V grating using a 1.2″ slit which resulted in a resolution of ($R \sim 8000$). A signal-to-noise of > 50 was achieved in both individual spectra by taking 900s exposures. The spectrum was centered at 6500Å and covered the region from 6200–7000Å, thereby providing measurements of Hα, the Li I doublet at 6708Å and many narrow metal lines. Biases and lamp flats were obtained at the beginning of the night and Neon-Copper-Argon arcs were taken just before and just after the WASP-12 observations. The spectra were reduced in a standard way using the IRAF *longslit* package. We then averaged the two individual spectra and continuum normalized the composite observation before fitting for the stellar parameters.

2.4.2. Telescopio Nazionale Galileo spectra

We observed the target again on 29 April 2008 using the high efficiency echelle spectrograph, SARG, mounted on the 3.58 m Telescopio Nazionale Galileo (TNG) telescope. These data were taken as part of the Canarian Observatories *International Time Programme*. Three consecutive 1800 second exposures were taken using the yellow filter and grism. The spectra were binned 2×1 in the spatial direction at the time of observation to reduce the readout time. A slit width of 0.8″ was adopted which resulted in a spectral resolution of R∼57000. Calibration images, including bias frames, lamp flat-field frames, and Thorium-Argon arcs, were taken at the beginning of the night and used in processing the target spectra with the REDUCE echelle data reduction package (Piskunov & Valenti 2002). Special care was taken to provide an accurate flat-fielding of the data. The three individual reduced spectra were averaged on an order-by-order basis to produce a final merged spectrum which was then used in the determination of the stellar parameters described in §3.1.

3. Analysis

3.1. Spectroscopic analysis

Three spectra of WASP-12 were derived from observations with the SARG, SOPHIE, and IDS spectrographs. Each independent spectrum was compared with synthetic spectra to determine the effective temperature $T_{\rm eff}$, gravity $\log g$, metallicity, [M/H], and projected stellar rotation $v \sin i$ of WASP-12. Our spectral synthesis technique closely follows the procedure of Valenti & Fischer (2005) (hereafter VF05), and a detailed description can be found in Stempels et al. (2007).

Two additional parameters, microturbulence and macroturbulence, are incorporated into the spectral synthesis to characterise turbulent mixing and convection in the upper layers of stellar atmospheres (Gray 1988). Their chosen values affect the derived stellar properties such that microturbulence anti-correlates strongly with metallicity, and macroturbulence affects the line broadening, and therefore the $v \sin i$ measurement. In our spectral synthesis, we closely follow VF05, so that our results can be compared directly with this extensive spectroscopic analysis of planet-hosting stars. For the microturbulence, we adopt their value of $v_{mic} = 0.85$ km s^{-1}, but we note that other empirical studies of main sequence F-stars suggest higher values for v_{mic} (see Montalbán & D'Antona 2007). For the macroturbulence, we use the empirical linear relation with temperature provided in VF05 to derive a value of $v_{mac} = 4.8$ km s^{-1}. However, larger values are not excluded for hot

[4]see http://www.obs-hp.fr/www/guide/sophie/data_products.html

stars like WASP-12. This is due to the difficulty in accurately measuring macroturbulence for early type stars where rotational broadening typically dominates the line widths. Furthermore, only 79 stars in the VF05 sample have $T_{eff} \geq 6200$ K, so the empirical relation is not very well defined in this regime.

We used the SARG data to derive our best measurement of the parameters of the host star. This spectrum is of high resolution and good quality with no known residual instrumental features. Four spectral regions (shown in Figure 5) were selected for the fit because they are particularly sensitive to one or more of the parameters we aim to derive. A simultaneous fit to these four regions of the spectrum yielded a $T_{\rm eff} = 6290$ K, $\log g = 4.38$, and [M/H]=0.30. The line broadening was equivalent to that of the spectral resolution, therefore we were only able to derive an upper limit on the rotational broadening of $v \sin i < 2.2$ km s^{-1}. This is derived by subtracting (in quadrature) the estimated value of macrotubulence (4.8 km s^{-1}) from the width of the smallest resolvable resolution element (5.3 km s^{-1} at R=57000). A comparison of the observed and best fitting model spectrum is shown in Figure 5, and the final stellar parameters are listed in Table 1. We derive uncertainties on these properties based on the range of values measured from the additional analysis of the IDS and SOPHIE data.

In the SOPHIE spectrum, we simultaneously fit the same four spectral regions given above and find $T_{\rm eff} = 6175$ K, $\log g = 4.36$, and [M/H]=0.15. We also measure a $v \sin i = 4.5$ km s^{-1}. Again, we believe this value is only an upper limit. The IDS spectrum spanned the region of Hα and surrounding metal lines. In this region, there are no strongly gravity-sensitive features, therefore, we fixed the $\log g = 4.36$, which was determined from the SOPHIE observations, and solved for the stellar temperature, $T_{\rm eff} = 6495$ K, and metallicity, [M/H]= 0.16. The resolution was too low to measure $v \sin i$.

In summary, we made three independent measurements of the properties of WASP-12 by comparing spectroscopic observations of the star to model spectra. In all three analyses, we find that WASP-12 is a hot, slowly rotating, metal rich, dwarf star. We adopt the results from the analysis of the SARG spectrum as our final values for the parameters of WASP-12 and the uncertainties on the stellar parameters from the range of values that were determined in the three different analyses.

3.2. Deriving Planet and Host Star Parameters

The multi-band light curves and radial velocity curve of WASP-12 were analysed simultaneously in a Markov-chain Monte Carlo (MCMC) based routine designed specifically to solve the multivariate problem of transiting star-planet systems. The routine is described in detail in Collier Cameron et al. (2007) and Pollacco et al. (2008). The results of the box-least squares analysis to the SuperWASP photometric data (described in § 2.1) provide an initial estimate of the light curve parameters. We also initially assume an eccentricity of 0.02, a systemic RV equal to the mean of the velocity data, and a velocity amplitude derived by fitting a sinusoidal velocity variation to the observed RVs by minimizing χ^2. To derive a first guess for the stellar mass, we interpolate the super-solar metallicity (Z=0.03, [M/H]=0.2), zero-age main sequence temperature-mass relation from Girardi et al. (2000) at the stellar temperature derived in the previous section, $T_{\rm eff} = 6300$ K. We adopt a stellar mass of 1.28 M$_\odot$ as the initial value for this parameter.

Via the MCMC approach, the routine repeatedly adopts trial parameters until it converges on the set of values which produce the best model velocity curve and model light curves. The model light curves are generated from the analytic transit formulas found in Mandel & Agol (2002) (adopting the small-planet approximation) and using the limb darkening coefficients for the appropriate photometric filters from Claret (2000, 2004). The sum of the χ^2 for all input data curves with respect to the models is the statistic used to determine goodness-of-fit. The routine also produces 1σ uncertainties on all the parameters.

3.2.1. Evolutionary Status of the Host Star

We ran the MCMC code initially using the SuperWASP light curve, the B and z-band follow up photometry, and the SOPHIE radial velocity curve as input data sets. We ran the code without imposing the main sequence prior on the overall χ^2

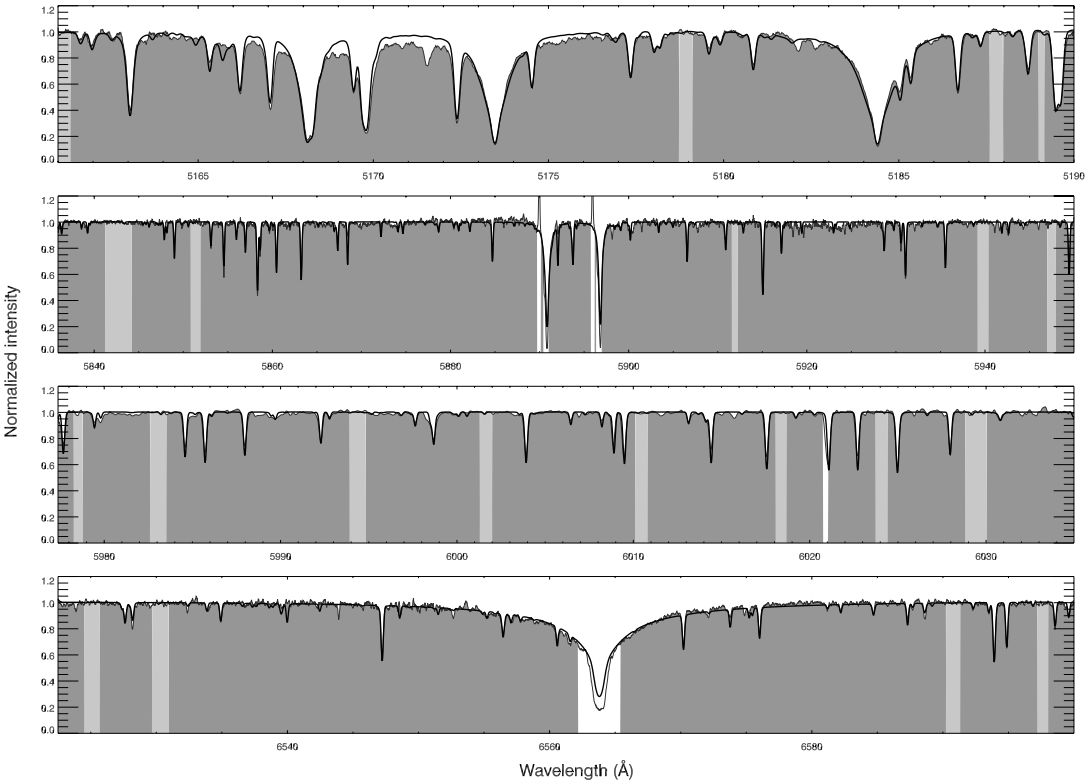


Fig. 5.— Observed SARG spectrum (grey) overplotted by the best fitting theoretical model spectrum (solid black line). The top panel shows the region around the Mg b triplet (5160-5190Å), the second panel is the region around the Na I D doublet (5850-5950Å), the third panel shows the region from 6000-6210Å with a large number of metal lines, and the bottom panel is the region around the Hα line (6520-6600Å). These regions are modelled simultaneously with spectral synthesis to derive the parameters of the host star. The light grey regions of the spectrum are used to determine the continuum. Note, narrow telluric emission features are present in second panel at the rest wavelength of the Na I doublet feature.

statistic. This is not unreasonable for a late-F star which, according to the theoretical models, has a main sequence lifetime of $\lesssim 1$ Gyr. We then determined the evolutionary status of the host star using the results of this run to assess whether this was a reasonable assumption.

First, we examined the lithium abundance in WASP-12 as a possible age indicator. In the SARG spectrum, there is no absorption detected in the Li I line located at 6708Å. The IDS spectrum shows a broad, very shallow absorption feature at this position, however due to the lack of detection in the SARG spectrum, we suspect the feature is due to noise or blending with other absorption lines (e.g. Fe I at 6707.44Å). This lack of Li is consistent with low levels found in old open clusters, like M 67 ($\sim$ 4 Gyr), for a 6300 K star (Sestito & Randich 2005), however a precise age determination cannot be derived for the star from this observation.

Next, we compare the structure and temperature of the star to the super-solar metallicity stellar evolution models of Girardi et al. (2000) to constrain the age. We use the [M/H]=0.2 (Z=0.03) tracks which are consistent with the measured metallicity of WASP-12, given the uncertainty on this parameter. Figure 6 shows a modified Hertzprung-Russel diagram comparing the host star to the theoretical mass tracks and isochrones. Here, we plot the inverse cube root of the stellar density, $R_*/M_*^{1/3}$, in solar units versus the stellar temperature. We choose to compare the data to the models in this parameter space since the quantity, $R_*/M_*^{1/3}$, unlike R_* or luminosity, is purely observational and is measured directly from the light curve. In addition, it is completely independent of the temperature determined from the spectrum.

The results of the initial MCMC run provided a measurement of the mean stellar density. We converted the density to $R_*/M_*^{1/3}$ in solar units, and generated the same property from the mass and log g values in the models. We then interpolated in the $R_*/M_*^{1/3} - T_{\rm eff}$ plane to determine the mass and age for WASP-12. We interpolated linearly along two consecutive mass tracks to generate an equal number of age points between the zero-age main sequence and the coolest point at the end of core hydrogen burning. We then interpolated between the mass tracks along equivalent evolutionary points to find the mass and age from the models that best match the stellar properties derived from the MCMC code and the spectral snythesis. According to these particular tracks, the large value for $R_*/M_*^{1/3}$ indicates the star has evolved off the zero age main sequence, but has yet to reach the shell hydrogen burning stage. It is in a position in the diagram which give it a mass, $M_* = 1.33 \pm 0.05$ M$_\odot$ and an age of $2.0^{+0.5}_{-0.8}$ Gyr. To check the accuracy and precision of this result, we compared the star to a second set of stellar evolution models. When interpolating the Z=0.03 tracks by Yi et al. (2003), we find a similar result. The position of the star in the $R_*/M_*^{1/3} - T_{\rm eff}$ gives an age of 2.4 Gyr and a mass of 1.38 M$_\odot$.

We investigated using the rotation period of the star which allows for constraining the age based on the expected spin-down timescale. The slow rotational period argues for an old age, however with only an upper limit on the $v\,sin\,i$ we are unable derive an age estimate using the gyrochronology technique (Barnes 2007).

The three age-dating techniques discussed all suggest WASP-12 is several Gyr old, however the stellar evolution models provide the only definitive estimate of the age. Therefore we adopt a final age for WASP-12 of $\tau = 2 \pm 1$ Gyr. We have increased the uncertainty to include the error in metallicity and the systematics in the stellar evolution models.

3.2.2. Final Determination of Planet and Host Star Parameters

After determining the evolutionary status of the host star and estimating the stellar mass from the evolutionary models, we ran the MCMC code a second time. We did not impose the main sequence mass-radius prior, since the star has evolved off the zero age main sequence. Furthermore, we adopted an initial estimate for the stellar mass of 1.33 M$_\odot$ from the comparison to the theoretical tracks.

In addition, during the radial velocity observing run, we attempted to detect the Rossiter-McLaughlin effect by taking six consecutive measurements of the target during and just after the expected transit. We see no evidence for this effect in the data which confirms a small $v\,sin\,i$ for

WASP-12, and is consistent with the upper limit on the projected rotational velocity derived from the spectral synthesis. We do not currently use the in-transit radial velocity data to derive an independent measurement of $v\,sin\,i$, however we do not wish for this sequence of observations, comprising 1/4 of our RV measurements, to bias the fit to the system orbital parameters. A small, but systematic zero-point offset in these data could affect the final results. Therefore, we treated the six data points taken in sequence on the same night as a different dataset during the fitting which allows them to have a slight zero-point offset compared to all the other data points. The resulting zero point offset is only 0.014 m s^{-1}.

The results of the final fit to the light curve and radial velocity curve using the SOPHIE radial velocity data, the SuperWASP photometry, the Liverpool Telescope z-band, and the Tenagra B-band data are given in Table 3 with their 1σ uncertainties. The model light curves in each band are overplotted on the phase-folded data in Figure 2, and the model radial velocity curve is shown in Figure 4. In the analysis, we find that WASP-12b is a low density planet ($\sim 0.2\rho_J$) with a mass approximately 40% larger than Jupiter in a 1 day orbit around a hot, metal rich late-F star which is evolving off the zero age main sequence.

We closely examined the most fundamental fitted parameters (depth, width, and impact parameter) which are used to describe the shape of the transit itself and find the model to be a good match to the data. We do note that the impact parameter, b, which is determined by the shape of the ingress and egress, is difficult to measure precisely without exceptionally good photometry. Furthermore, this parameter strongly influences the stellar radius and thus the planet radius through the depth measurement. Since the impact parameter has such a subtle effect on the light curve, but a large effect on the resulting parameters, we calculate an absolute lower limit on the planet radius by running the MCMC code with the impact parameter fixed to zero (b=0 model). The b=0 model has a greater χ^2 compared to the overall best fitting model by 15, which is significant, but the effect on the light curve is very subtle. However, when comparing the results of the b=0 model to the overall best fit, we find a stellar radius of $R_{*_\mathrm{b=0}} = 1.46$ R$_\odot$ compared to $R_* = 1.57$ R$_\odot$ and a planet radius of $R_{\mathrm{pl_b=0}} = 1.63$ R$_\mathrm{J}$ compared to $R_{\mathrm{pl}} = 1.79$ R$_\mathrm{J}$.

4. Discussion

WASP-12b is a unique transiting planet with the most apparent feature being the very large observed radius (1.79 R$_J$). The planet has a mean density only 24% that of Jupiter, making it a member of the growing class of transiting gas giants which all have particularly large radii. Figure 7 shows the position of WASP-12b among the other published transiting planets in the mass-radius plane. The structure of these planets, including HD 209458b and WASP-1b, cannot be explained through simple, isolated planet formation models, and a great deal of recent theoretical work has gone into determining the mechanism or mechanisms causing their large sizes. It is clear that the external environment (stellar irradiation, tidal forces), the internal properties (heavy element abundance, clouds/hazes, day-night heat transfer, core mass), and the evolutionary state (age) can all affect a planet's radius (Guillot & Showman 2002; Bodenheimer et al. 2003; Fortney et al. 2007; Burrows et al. 2007; Fortney et al. 2008; Burrows et al. 2008a,b; Jackson et al. 2008).

WASP-12b is the most heavily irradiated planet yet detected. With a host star luminosity, L=3.48 L$_\odot$, the planet experiences an incident flux at its substellar point of F$_P$=9.03×10^9 ergs cm^{-2} s^{-1}. which is twice the stellar flux experienced by OGLE-TR-56b or OGLE-TR-132b, the next most highly irradiated planets (Torres et al. 2004; Burrows et al. 2007). This intense stellar radiation results in an equilibrium temperature, T$_{eq}$=2516 ((1-A)/F)$^{0.25}$ K, where A is the fraction of absorbed flux and F is the fraction of the planet's surface that emits at T$_{eq}$. Although Jupiter has an absorbing fraction, A= 0.28 (Taylor 1965), existing evidence suggests hot Jupiters have much lower albedos. For example, high precision optical photometry of HD 209458b gives an geometric albedo of only 4% (Rowe et al. 2007).

It is clear from the detailed modelling of hot Jupiters (Bodenheimer et al. 2003; Fortney et al. 2007; Burrows et al. 2007) that increased incident stellar radiation will lead to an increase in the planet radius by inhibiting its contraction. This is a function of stellar mass and age, and less mas-

4.2.3 Liste des publications du programme *SuperWASP*

Vous trouverez, dans cette section, la liste des publications du programme *SuperWASP*, pour l'hémisphère Nord, auxquelles j'ai personnellement participé.

- *WASP-10b : a 3 M_{Jup}, eccentric transiting gas-giant planet*
  D. J. Christian, N.P. Gibson, E.K. Simpson, R.A. Street, I. Skillen, D. Pollacco, A. Collier Cameron, H.C. Stempels, C.A. Haswell, K. Horne, Y.C. Joshi, F.P. Keenan, D.R. Anderson, S. Bentley, F. Bouchy, W.I. Clarkson, B. Enoch, L. Hebb, G. Hébrard, C. Hellier, J. Irwin, S.R. Kane, T.A. Lister, **B. Loeillet**, et al. 2008, ArXiv e-prints, 806, arXiv :0806.1482

- *WASP-14b : A 7.7 M_{Jup} transiting exoplanet in an eccentric orbit*
  Y. C. Joshi, D. Pollacco, A. Collier Cameron, I. Skillen, E. Simpson, I. Steele, R. A. Street, H. C. Stempels, F. Bouchy, D. J. Christian, N. P. Gibson, L. Hebb, G. Hebrard, F. P. Keenan, **B. Loeillet**, et al. 2008, ArXiv e-prints, 806, arXiv :0806.1478

- *WASP-3b : a strongly-irradiated transiting gas-giant planet*
  D. Pollacco, I. Skillen, A. Collier Cameron, **B. Loeillet**, et al., 2008, *MNRAS*, 385, 1576

- *Efficient identification of exoplanetary transit candidates from SuperWASP light curves*
  A. Collier Cameron, D. M. Wilson, R. G. West, L. Hebb, X.-B. Wang, S. Aigrain, F. Bouchy, D. J. Christian, W. I. Clarkson, B. Enoch, M. Esposito, E. Guenther, C.A. Haswell, G. Hebrard, C. Hellier, K. Horne, J. Irwin, S. R. Kane, **B. Loeillet**, et al. 2007, *MNRAS*, 380, 1230

- *WASP-1b and WASP-2b : Two new transiting exoplanets detected with SuperWASP and SOPHIE*
  A. C. Cameron, F. Bouchy, G. Hebrard, P. Maxted, D. Pollacco, F. Pont, I. Skillen, B. Smalley, R. A. Street, R.G. West, D.M. Wilson, S. Aigrain, D.J. Christian, W.I. Clarkson, B. Enoch, A. Evans, A. Fitzsimmons, M. Gillon, C.A. Haswell, L. Hebb, C. Hellier, S.T. Hodgkin, K. Horne, J. Irwin, S.R. Kane, F.P. Keenan, **B. Loeillet**, et al. 2007, *MNRAS*, 375, 951

4.2.4 Bilan

Avec la découverte de 8 planètes extrasolaires, dont 7 Jupiter-chauds, dans le seul cadre du suivi avec le spectrographe *SOPHIE*, le programme *SuperWASP* affiche un bilan très positif et très prometteur. Il est, en effet, le plus efficace des programmes existants. Il se complète d'ailleurs de 7 autres planètes détectées grâce à l'instrument installé dans l'hémisphère Sud et dont la nature planétaire a pu être établie grâce aux spectrographes HARPS et/ou CORALIE (Wilson et al. 2008; Anderson et al. 2008; Hellier et al. 2008). En seulement trois ans, le nombre de détections réalisé par ce programme est supérieur à tous les programmes existants, tels que HAT ou OGLE, par exemple.

Dans le cas des programmes de recherche de transit connus, le taux de détection de planètes est relativement faible, de l'ordre de 1/10. C'est ce qu'explique Pont et al. (2005b) dans le cas du suivi du champ OGLE Carina, dans lequel le taux de détection de "fausses positives" (des candidats transit dont la signature n'est pas celle de l'étoile cible, ou si le transit est dû à une étoile M tardive ou lorsque l'étoile parent est une géante) est important. Dans le cadre du programme

SuperWASP, la méthode optimale d'identification des candidats décrite par Cameron et al. (2007) permet d'atteindre, maintenant, un impressionnant taux de détection de l'ordre de 1 sur 5.

Cette méthode montre que une analyse des CdL, utilisant une contrainte bayésienne des paramètres de masse et de rayon stellaires aux valeurs compatibles avec les couleurs J-H de l'étoile parent, permet de lever la dégénérescence entre le paramètre d'impact et le rayon stellaire. Le calcul des probabilités de distribution des paramètres stellaires et planétaires à partir du modèle de Markov donne alors une très bonne estimation quant à la cohérence du rayon de l'éventuel compagnon avec le domaine planétaire. Les contraintes utilisées dans cette méthode impliquent que l'étoile parent observée est une étoile seule de la séquence principale. Cette méthode montre d'ailleurs qu'une grande majorité des "faux candidats positifs" (FP) ne répondent pas à cette hypothèse, et sont donc facilement éliminées. Le mode opératoire appliqué permet d'identifier les meilleurs candidats au suivi en VR.

4.3 Un programme unique : la mission spatiale *CoRoT*

Lancé en décembre 2006, le satellite fournit des données scientifiques dans le cadre du programme de recherche de planètes depuis le mois de mars 2007. Un total de 12000 courbes de lumières (CdL) sont acquises par champ d'observation. La liste de candidats peut donc être longue, et il est nécessaire de faire un tri. La réduction complète des données s'étale sur près de 6 mois, entre la fin de l'observation d'un champ et la livraison aux Co-Is des données entièrement réduites et corrigées des diverses perturbations instrumentales. L'analyse de ces CdL permet alors d'établir une liste de candidats. Cette longue période de temps séparant l'observation de l'analyse ne permet pas un suivi optimal des candidats, comme l'illustre la Fig. 4.5. En effet, lorsque l'analyse est possible, les champs d'étoiles ne sont alors plus observables. Plusieurs mois supplémentaires sont nécessaires avant de pouvoir observer ces candidats depuis le sol.

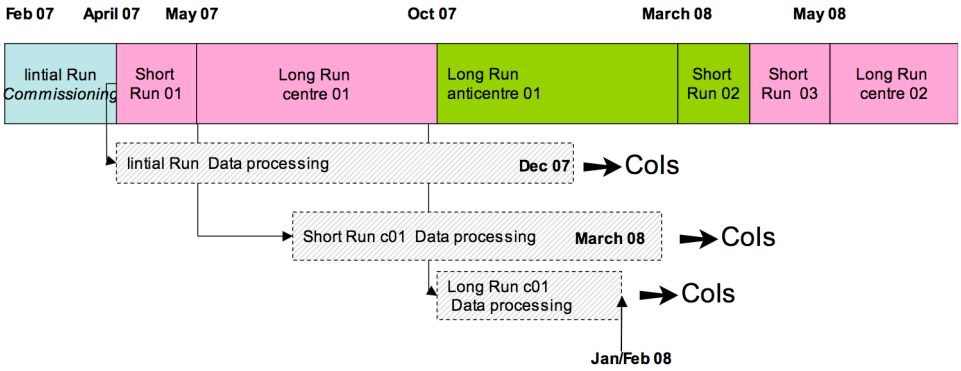


Fig. 4.5 – Planning d'observation, de réduction et de délivrement, pour analyse, à l'ensemble des collaborateurs des données.

Toutefois, un mode particulier de détection a été mis en place. Il consiste à analyser les CdL pré-réduites quasiment en temps réel, dès leur acquisition au sol. Ce mode est appelé le *mode alarme*. De plus amples détails concernant les étapes de traitement effectué sur les données sont présentés dans Barge et al. (2008). Ce mode permet ainsi l'identification préliminaire d'une première liste de candidats. Celle-ci est, par la suite, complétée par l'analyse des CdL corrigées et réduites issues du système de réduction. Dès l'identification des premiers candidats, la fréquence de transmission des données de ces cibles est alors modifiée, passant ainsi d'un temps d'acquisition de 512s à 32s. Ce sur-échantillonnage a 2 objectifs : 1) tout d'abord, il permet de bénéficier d'un très bon échantillonnage des transits, notamment lors de l'entrée et de la sortie de transit de la planète, puis 2) deuxièmement d'obtenir des éphémérides orbitales précises permettant une optimisation du suivi depuis le sol. Ce mode d'analyse permet un suivi des candidats depuis le sol dans les meilleurs délais, et permet ainsi un retour scientifique très rapide.

Dans le cas du champ LRc01, par exemple, la liste de candidats compte 39 candidats planètes (au 1er Août 2008), classés par degrés de priorité (1, 2 et 3), et un total de 189 étoiles identifiées comme binaires, seulement grâce à leur CdL. Ceux-ci ont été identifiés à la fois grâce au mode alarme, et grâce à une analyse approfondie des données réduites et corrigées. Pour ma part, mes travaux sont intégrés au sein du groupe de suivi en VR de ces candidats. Nous sélectionnons les candidats observables grâce aux différents instruments, HARPS, *SOPHIE*, CORALIE, etc..., chacun ayant une limitation en magnitude et précision de mesure. Ainsi dans le cas du spectrographe *SOPHIE*, la limitation en magnitude est atteinte pour $V = 15$ et la précision en VR est de l'ordre

de 15 à 20 m s^{-1} pour ces cibles *CoRoT*. Le spectrographe HARPS prend alors le relais lorsque la cible est de magnitude trop élevée, ou lorsqu'une précision de quelques m s^{-1} est nécessaire, dans le cas de faibles variations de VR par exemple. Les champs de *CoRoT* sont observables depuis les observatoires des deux hémisphères. C'est ce qui permet une grande flexibilité dans l'utilisation des divers instruments. Mon implication étant clairement orientée dans l'utilisation du spectrographe *SOPHIE*, je détaillerai dans cette section le suivi réalisé avec cet instrument, concluant par la synthèse des observations menées. Il est à noter que l'ensemble des planètes détectées, jusqu'à présent, a bénéficié d'un suivi à l'aide de cet instrument et est issu de la liste des candidats du mode alarme.

Tab. 4.3 – Nombre de nuits accordé au suivi des candidats *CoRoT* avec le spectrographe *SOPHIE*.

Semestre	Nombre de nuits allouées
2006B	2
2007A	6
2007B	19
2008A	15

Le programme de suivi des candidats *CoRoT* a bénéficié de 42 nuits au cours des 4 derniers semestres (2006B, 2007A, 2007B et 2008A) sur *SOPHIE*, réparties comme indiqué dans la table 4.3. Un champ donné n'étant observable qu'une à quelques heures par nuit, suivant la saison d'observation pendant les 6 mois, nous nous sommes arrangés avec le consortium Exoplanètes *SOPHIE* afin de partager certaines nuits d'observation et ainsi profiter d'une très grande flexibilité dans la planification de nos observations. Cela a pu être possible du fait d'un pool d'observateurs commun aux deux programmes, incluant François Bouchy, qui est à la fois leader du consortium et responsable du suivi des candidats *CoRoT* depuis le sol. Le nombre de nuits alloué à ce programme permet de suivre l'ensemble des candidats identifiés. Il est à noter que le suivi des candidats n'a réellement débuté qu'au printemps 2007. C'est à ce moment que les premiers candidats du champ IRa01 ont pu être détectés grâce au mode alarme. Les nuits des semestres 2006B et 2007A ont en partie été utilisées pour des tests sur les cibles *CoRoT*, ainsi que pour des observations complémentaires d'un programme annexe (voir chapitre 6). Puis durant l'été 2007, le suivi des candidats du mode alarme du champ LRc01 a été réalisé. Il a alors fallu attendre l'automne 2007 avant de pouvoir reprendre le suivi des candidats du champ IRa01, dont la liste est composée des candidats du mode alarme et de l'analyse des données réduites, qui furent délivrées à l'ensemble des co-investigateurs à ce moment-là. Dans l'état actuel, nous considérons que le suivi des candidats du champ IRa01 est terminé. La nature de l'ensemble de ces candidats a pu être identifiée.

Le suivi des candidats *CoRoT* s'est poursuivi alors de la manière suivante. Au cours de l'hiver 2007/2008, des candidats du mode alarme du champ LRa01 ont pu être observés, de même au printemps 2008 pour les candidats du mode alarme du champ SRc01, et au cours de l'été 2008 pour les candidats du champ LRc01 et ceux du mode alarme du champ LRc02. De nombreux candidats sont actuellement suivis, ce qui pourrait contribuer à la détection de nouvelles planètes. A la date du 1er Août 2008, on dénombre un total de 37 candidats observés avec *SOPHIE*, répartis dans les différents champs. Quatre d'entre eux s'avèrent être des planètes à transit (Barge et al. 2008; Alonso et al. 2008; Deleuil et al. 2008; Aigrain et al. 2008), et font partie des champs IRa01 et LRc01. La table 4.4 présente les résultats des observations que nous avons menées avec *SOPHIE*, dans le cadre du suivi des candidats *CoRoT*, pour les cinq champs IRa01, LRc01, SRc01, LRa01 et LRc02 (candidats du mode alarme seulement pour ces 2 derniers). On dénombre 13 étoiles

TAB. 4.4 – Liste des candidats *CoRoT* observés avec le spectrographe *SOPHIE*, sur le même exemple que la table 4.2 (en date du 01/08/08).

Nom du candidat	Nombre de mesures	Variation de VR	S/B moyen	Nature du candidat
IRa01				
E1_330	8 (+13 Harps)	167.0	16.0	Planète : CoRoT_Exo_4b
E2_1126	9	350.0	21.7	Planète : CoRoT_Exo_1b
E2_1712	3	154.0	16.1	Blend
E2_2009	5	188.0	13.5	Blend
E2_0704	2	24.0	14.8	Pas de ΔVR
E1_1158	2	45936.0	38.0	SB1
E2_2430	2	45300.0	16.1	SB1
E1_3336	3	178.0	13.6	EB Triple
E2_1857	8	12483.0	15.4	Système quadruple
E2_4300	3	747.0	14.2	Blend
E2_1736	2	29631.0	18.0	SB1
E2_3854	2	78222.0	14.5	SB2
E1_0288	4	74.0	27.3	Blend
LRc01				
E2_1145	2	14.0	15.0	Pas de ΔVR, mais 4 pts HARPS indiquent une faible variation
E1_2140	3	150.0	12.6	A Suivre
E1_0523	7	4088.0	22.0	Planète : CoRoT_Exo_3b
E2_0192	17	1235.0	27.0	Planète : CoRoT_Exo_2b
E1_0769	1	0.0	19.0	Mono-transit, A Suivre
E1_1253	3	124.0	13.0	Blend
E1_1090	2	7676.0	21.5	SB1
E1_2837	1	0.0	15.3	SB2
E2_0840	2	25256.0	18.5	SB1
E2_1245	2	41747.0	15.5	SB2
E2_0305	2	5794.0	21.0	SB1
E1_0715	2	8	16.0	Pas de ΔVR, En attente analyse spectro
Alarmes du LRa01				
E1_0561	2	17119.0	36.0	SB1
E2_0165	2	3.0	40.0	Pas de ΔVR, mais Faible ΔVR détectée avec Harps
E2_2481	1	0.0	17.0	SB2
SRc01				
E1_1773	3	256.0	9.0	A Suivre
E1_0780	1	0.0	7.0	A Suivre
E1_2700	1	0.0	4.0	No CCF avec *SOPHIE*
E1_2059	1	0.0	3.4	
Alarmes du LRc02				
E1_0136	2	3.0	7.0	Pas de ΔVR
E1_0202	1	0.0	5.5	A Suivre
E1_0632	4	300.0	10.0	Possible Planète
E1_0651	1	0.0	17.0	Mono-transit (P > 52 jours)
E2_0386	2	118.0	14.0	FP

binaires à éclipses (EB) et 5 "Blend". Les sigles utilisés sont identiques à ceux de la table 4.2. Certaines candidats n'ont qu'une mesure ou 2 et il s'avère nécessaire de les observer à nouveau afin de conclure quant à la nature de la signature du transit observée. Dans le cadre du suivi de ces candidats, une analyse spectroscopique détaillée a également été réalisée grâce aux spectres obtenus par le spectrographe UVES.

TAB. 4.5 – Paramètres des planètes *CoRoT* découvertes grâce à *SOPHIE*.

Nom	P (jours)	e	M_{pl} (M_{Jup})	R_{pl} (R_{Jup})	ρ ($g.cm^{-3}$)	Ref
CoRoT_Exo_1b	1.5089557±6.4e-6	0.0	1.03±0.12	1.49±0.08	0.39±0.11	Barge et al. (2008)
CoRoT_Exo_2b	1.7429964±1.7e-6	0.0	3.31±0.16	1.465±0.029	1.31±0.14	Alonso et al. (2008)
CoRoT_Exo_3b	4.2500±5e-6	0.0	21.6±0.7	0.97±0.065	29.4±6.8	Deleuil et al. (2008)
CoRoT_Exo_4b	9.20205±3.7e-4	0.0	0.72±0.08	1.19±0.06	0.53±0.14	Moutou et al. (2008)
						Aigrain et al. (2008)

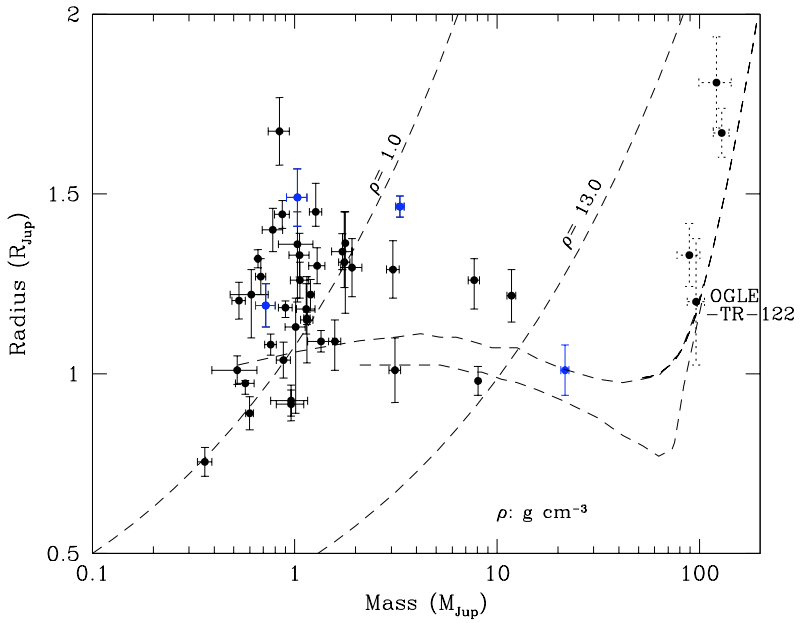


FIG. 4.6 – Diagramme Masse-Rayon des planètes à transit connues, avec en bleu les objets découverts (publiés) par le programme exoplanète *CoRoT*.

Ces 5 nouveaux objets complètent le diagramme Masse-Rayon des objets à transit connus. La Fig. 4.6 présente ce diagramme et place les découvertes du satellite *CoRoT* en couleur. La planète CoRoT_Exo_3b est tout particulièrement intéressante. En effet, le terme appropriée n'est peut être pas "planète", vu la masse de l'objet, qui est bien au-delà de la limite de fusion du deutérium à 13 M_{Jup}. Pour autant, rien ne dit (à part la masse) que cet objet est une naine brune. Le terme qualificatif à employer est encore flou. Quoiqu'il en soit, cet astre est le premier du genre (détecté en transit) et peuple la région que l'on nomme le désert des naines brunes. Notez que malgré une courte période orbitale et une masse très importante, cet objet orbite autour de son étoile de

manière circulaire, contrairement aux planètes HD 147506b (HAT-P-2) et X0-3b, également très massives. Il est possible que cela soit un indice quant à un processus de formation et d'évolution différent entre ces objets.

4.3.1 CoRoT_Exo_1b : La première planète découverte par *CoRoT*.

CoRoT_Exo_1b est la première planète découverte grâce aux CdL du satellite *CoRoT*. Etoile du champ IRa01, la CdL obtenue s'étale sur 55 jours en continu, avec une fréquence d'observation de 512s les 30 premiers jours, et augmentée à 32s pour le reste de la séquence. La CdL présente un total de 36 transits d'une profondeur de 2 %, dévoilant une période de 1,5 jours. Ce candidat fut détecté grâce au mode alarme. Le suivi photométrique et spectroscopique a donc pu être débuté très rapidement. Ainsi des observations menées à l'aide du télescope de 1m de l'observatoire Wise (Israël) confirment que l'événement est bien due à l'étoile identifiée. De plus, des images réalisées depuis le CFHT (*Canada-France HawaÏ Telescope*) montrent qu'aucune étoile proche n'est assez brillante pour contaminer l'étoile principale.

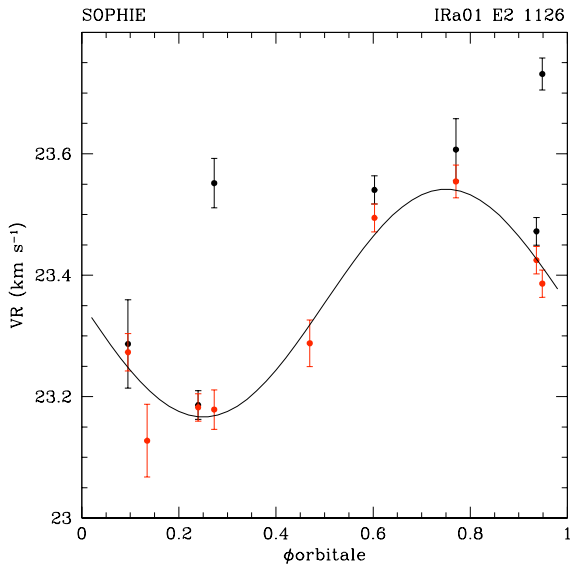


FIG. 4.7 – Mesures de VR de la planète CoRoT_Exo_1b, avec et sans correction de la contamination par la Lune. Les points rouges représentent les mesures corrigées et les noirs les non corrigées.

D'une magnitude V=13,6, le suivi en VR a pu être réalisé grâce au spectrographe *SOPHIE*, en mode HE. Au total, neuf mesures de VR ont été obtenues, avec une erreur moyenne de 20-30 m s^{-1}, pour un temps de pose de 45 minutes. Malheureusement polluées par la Lune, les mesures brutes ne montrent pas une variation totalement compatible avec les très précises éphémérides données par la CdL *CoRoT*. Une correction des données *SOPHIE* a donc été nécessaire. La Fig. 4.7 montre la correction faite sur les mesures. L'amplitude maximale corrigée atteint 370 m s^{-1}, montrant à nouveau la nécessité de s'affranchir du signal induit par la Lune. Cette correction permet alors d'identifier une amplitude de VR K=188±11 m s^{-1}, combinée à une dérive linéaire lente et croissante de 1 m s^{-1} par jour. Après soustraction de cette dérive, la variation de VR confirme la périodicité de 1,50895557±0,0000064, identifiée par la CdL de *CoRoT* et indique la présence

d'une planète de 1,03±0.12 M_{Jup}. Aucune corrélation n'existe entre les mesures de VR et les mesures de bissecteur, renforçant le scénario planétaire. La dérive à long terme continue d'être suivie grâce aux instruments *SOPHIE* et HARPS.

La faible densité et le large rayon de cette planète peuvent s'expliquer par une lacune en métaux de la planète (Burrows et al. 2007), notamment révélée par la faible teneur en métaux de son étoile parent ($[M/H] = -0,7 \pm 0,15$), et une inflation due à une forte irradiation par celle-ci, dont elle est très proche. Cette forte irradiation entraîne ainsi un fort taux de perte de masse (Lammer et al. 2003). Ce ne sont ici que des hypothèses, aucun modèle standard d'évolution n'a pu reproduire une planète avec un tel diamètre. Tout comme WASP-3b ou HD 209458b, une source supplémentaire d'énergie doit être invoquée (Guillot et al. 2006). Une étude détaillée de la CdL, de très haute qualité avec *CoRoT*, de ce type de planète pourrait nous renseigner sur l'origine de cette inflation.

4.3.2 Publication concernant CoRoT_Exo_1b

Ces travaux ont donné lieu à une publication dans la revue *Astronomy & Astrophysics*, présentée ci-après.

Astronomy & Astrophysics manuscript no. Corot-exo1b-longauth
March 24, 2008
© ESO 2008

arXiv:0803.3202v1 [astro-ph] 21 Mar 2008

Transiting exoplanets from the CoRoT space mission ⋆

I - CoRoT-Exo-1b: a low-density short-period planet around a G0V star

Barge, P.[1], Baglin, A.[2], Auvergne, M.[2], Rauer, H.[3,20], Léger, A.[4], Schneider, J.[5], Pont, F.[6], Aigrain, S.[7], Almenara, J-M.[9], Alonso, R.[1], Barbieri, M.[1], Bordé, P.[4], Bouchy, F.[8], Deeg, H.J.[9], De la Reza,[10], Deleuil, M.[1], Dvorak, R.[11], Erikson, A.[3], Fridlund, M.[12], Gillon, M.[6], Gondoin, P.[12], Guillot, T.[13], Hatzes, A.[14], Hebrard, G.[8], Jorda, L.[1], Kabath, P.[3], Lammer, H.[16], Llebaria, A.[1], Loeillet, B.[1], Magain, P.[18], Mazeh, T.[19], Moutou, C.[1], Ollivier, M.[4], Pätzold, M.[15], Queloz, D.[6], Rouan, D.[2], Shporer, A.[19], and Wuchterl, G.[14]

(Affiliations can be found after the references)

Received / Accepted

ABSTRACT

Context. The pioneer space mission for photometric planet searches, CoRoT, steadily monitors about 12,000 stars in each of its fields of view; it is able to detect transit candidates early in the processing of the data and before the end of a run.
Aims. We report the detection of the first planet discovered by CoRoT and characterizing it with the help of follow-up observations.
Methods. Raw data were filtered from outliers and residuals at the orbital period of the satellite. The orbital parameters and the radius of the planet were estimated by best fitting the phase folded light curve with 34 successive transits. Doppler measurements with the SOPHIE spectrograph permitted us to secure the detection and to estimate the planet mass. ⋆⋆
Results. The accuracy of the data is very high with a dispersion in the 2.17 min binned phase-folded light curve that does not exceed $\sim 3. \times 10^{-4}$ in flux unit. The planet orbits a mildly metal-poor G0V star of magnitude V=13.6 in 1.5 days. The estimated mass and radius of the star are $0.95\pm0.15 M_{\odot}$ and $1.11\pm0.05 R_{\odot}$. We find the planet has a radius of $1.49\pm0.08 R_{\rm Jup}$, a mass of 1.03 $\pm0.12 M_{\rm Jup}$, and a particularly low mean density of 0.38 $\pm$0.05g cm^{-3}.

Key words. planetary systems – techniques: photometry – techniques: radial velocity

1. Introduction

CoRoT is the first space survey dedicated to the photometric search for extrasolar planets. Led by the CNES space agency, CoRoT was born from a joint effort of France, European countries, ESA, and Brazil (Baglin et al. 2006). The detailed description of the instrument and the mission can be found in a pre-launch book (CoRoT 2006) and in a post-launch paper (Auvergne et al. *in preparation*). The instrument satisfies the initial scientific requirements of the mission with a noise level that matches the photon noise over most of the magnitude range accessible to CoRoT (12-16). The measure of the stellar flux every 512 s results from the piling up on board of 16 individual exposures of 32 s obtained by aperture photometry. The photometric masks on the CCDs are uploaded at the beginning of a run, after being selected from a pre-defined list of patterns. In addition to the target, a mask may contain contaminating stars that are potential sources of noise and false alarms. Reference windows with a square shape were also selected in the non-exposed parts of the CCDs (5×5 pixels) the offset corrections or in the darkest regions of the CCDs (10×10 pixels) for sky-background corrections. In polar Earth orbit, CoRoT is free of the main limitations of ground-based transit searches. The photometric accuracy is better than 1mmag and the monitoring of the targets is nearly continuous over several months. However, the total duration of a run cannot exceed 6 months to avoid blinding by the Sun and occultation by the Earth. Another inconvenience comes from charged particle impacts at the crossing of the South-Atlantic Anomaly (SAA) as they can produce bright pixels on the CCDs and outliers in the data. This letter reports the detection and characterization of the first planet discovered by CoRoT in its initial run of observation. With a large radius and a low mean density, the planet seems to depart from the distribution of the known transiting planets. The results are based on a preliminary analysis of the raw data that we briefly describe and on ground-based follow-up with the SOPHIE spectrograph. The full analysis of the light curve will be presented elsewhere using the fully reduced data issued from the standard pipeline of corrections.

2. CoRoT observations

CoRoT's observation sequence started with a pointing direction close to the anticenter of the Galaxy. This initial run lasted from February 6th to April 2nd 2007 and supplied ∼12,000 high accuracy light curves for exoplanet transit search. These light curves are nearly continuous over 55 days with only a small number of gaps that mainly result

Send offprint requests to: e-mail: `pierre.barge@oamp.fr`

⋆ The CoRoT space mission, launched on Dec. 27th, 2006, was developed and is operated by the CNES, with participation of the Science Program of ESA, ESTEC/RSSD, Austria, Belgium, Brazil, Germany and Spain. Based in part on observations with the SOPHIE spectrograph at Obs. de Haute Provence, France

⋆⋆ Table 1 is available in electronic form at the CDS via anonymous ftp to cdsarc.u-strasbg.fr (130.79.128.5) or the web site.

from the crossing of the SAA (the duty cycle is 92%). The nominal sampling is 512 s but can be 32 s for ∼10% of the targets (500 out of 5700 in each of the two CCDs). A peculiarity of the CoRoT exoplanet program is the "alarm mode", an operational loop between the science team and "Control & Command Center" on ground and the instrument in space. Its goal is to optimize the science return of the mission by identifying transit candidates early in the process, before the end of run and before the data are fully reduced. For these transit candidates a decision can be made to change the rate of the observations from one exposure in 512 s to one exposure in 32 s. The interest for this oversampling is two-fold: (i) to get a better coverage of the transit profile; (ii) to reduce the level of noise by removing outliers from the corrupted exposures. Last but not least, this "on the stream" detection makes it possible to start follow-up operations as soon as possible. Thanks to the alarm mode, some transit candidates were identified soon in the raw data and the sampling rate changed correspondingly. For example, the best candidate, CoRoT-Exo-1b, found around a G0V star of V=13.6 (CoRoT-Exo-1) with a period of 1.5 days and a depth of 2%, was submitted to a series of follow-up observations that started at mid run.

3. Data and preliminary treatments

The light curve of CoRoT-Exo-1 consists of ∼68,824 data points for a total duration of 54.72 days. Sampling is 512 s during the first 30 days and 32 s for the rest of the time. Out of 36 detected transits, 20 are found in the part of the light curve with nominal sampling and 16 are found in the oversampled part. Data used for "alarm" detection are raw data requiring further processing to get correct estimates of the transit parameters, particularly, the transit depth. We used a number of treatments that focus: (i) on the background and offset corrections; (ii) on the filtering of the outliers and low frequency residuals produced at SAA crossings. The developed procedures are forerunners of the ones implemented in the reduction pipeline.

− Reference windows for the background and the offset corrections can be affected by charged particle impacts at SAA crossing. To detect and eliminate, in these windows, the resulting outliers, we subtracted a moving-median filtered version of the light-curve and discarded the points at distances greater than a few times the dispersion of the residuals. For the background, a constant level was estimated using the reference sky window closest to the target. The background light curve, once filtered from the outliers, is smoothed out with a 190 points width median filter and interpolated into the data points (as the time sampling changed during the observations). By this method the average background level is 11.9 $e^{-}px^{-1}s^{-1}$ (5.58 ADU $px^{-1}s^{-1}$). For the offset, we proceeded in the same way as for the background. The camera offset is obtained as the median of 23 reference windows. The offset curve is low-pass filtered with the same median filter as above, but with a width of 500 points. Thus, the median value of the offset is 55.47$e^{-}px^{-1}s^{-1}$ (25.9 ADU $px^{-1}s^{-1}$). To get the total correction, we made the sum of the background and the offset (estimated within the photometric mask) and subtracted the result to the original data. After multiplying by the detector gain, we found the median flux from the star is 221,000e^{-} per 32 s exposure (640.45$e^{-}px^{-1}s^{-1}$) with a signal-to-noise ratio of 476.19 .

− The CoRoT-Exo-1 light curve also contains outliers that are identified and located thanks to a median filtering, in the same way as performed for the background and offset light curves. With such a procedure, 8% of the data points were identified as outliers and eliminated from the subsequent analysis. The filtered light curve keeps the signature of the satellite orbital period (at 102 min), likely due to residuals of the background corrections. We modeled this effect by estimating, for each orbit of the satellite, the modulation obtained from the 50 closest orbits; the light curve is successively: (i) normalized with the median value at each orbit, (ii) phase-folded at the period of the satellite, (iii) high frequency filtered (using a 128×128 points Savitzky-Golay weighted moving average filter, with 4th degree weighting). From the preparatory ExoDat database only two faint contaminants ($V > 17$) are present within the 61 pixels of CoRoT-Exo-1's photometric mask; their contribution to the total flux was neglected.

4. Folded light curve and best fitting

Possibly due to bright pixels inside the photometric mask, the light curve has low frequency ($< 1 cycle/day$) residuals that could mar the transit shape and affect the estimate of the star and planet parameters. To minimize such effect we proceeded as follows: (i) around each individual transit (just before and after), a parabola is chosen to fit the data points close to the transit phase, (ii) the fit is high frequency filtered and subtracted to the ensemble of points ranging from the transit orbital phase −0.1 to the phase 0.1, (iii) the 36 transits are re-sorted in orbital phase, using the ephemeris reported in Table 2. Then, the points are binned in 0.001 phase-wide bins (2.17 min in time unit), and the error bars are estimated as the dispersion of the points inside the bin divided by the square root of the number of points per bin. The median number of points per bin is 316 and the average 1σ error bar estimated this way is 0.0003 (∼ 3 times larger than expected from the photon noise limit). The noise level should be reduced once the pipeline includes jitter corrections. The detrended light curve was phase-folded, avoiding 2 transits strongly affected by a bright pixel (see Figure 1), and fitted to a model following the formalism of Giménez (2006). To find the solution that best matches the data, we minimized the χ^2 using the algorithm AMOEBA (Press et al. 1992). The fitted parameters are the transit center, the orbital phase at transit start, $R_P/R_\star$, the orbital inclination i and the two non linear limb-darkening coefficients u_+ and u_- (Brown et al. 2001). The 1σ uncertainties were estimated by a bootstrap analysis based on simulated data sets constructed from the best fit residuals. Building each data set required: (i) to subtract the best fit model to the data, (ii) to sort again a fraction of $1/e$ of the residuals, (iii) to add again the best fit model to the new residuals. AMOEBA was used to fit all the parameters in each of the new data sets. The uncertainties were estimated as the standard deviation of each of the fitted parameters (see Table 2).

5. Follow-up observations

Observations of CoRoT-Exo-1 were reported in the archive of the pre-launch photometric survey performed with the Berlin Exoplanet Search Telescope (BEST); the data however, were too noisy to clearly identify a transit egress.

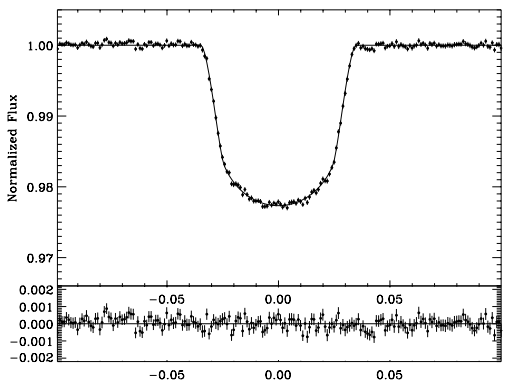


Fig. 1. Normalized and phase folded light curve of the 34 best transits of CoRoT-Exo-1b (top); the residuals from the best-fit model (bottom). The bin size corresponds to $2.17min$, and the 1σ error bars have been estimated from the dispersion of the data points inside each bin.

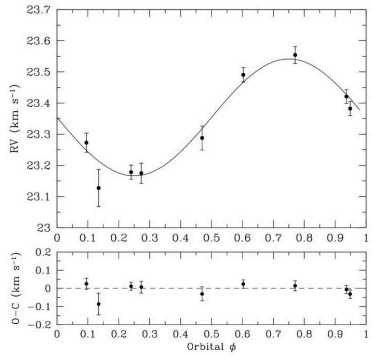


Fig. 2. Radial-velocity variations of CoRoT-Exo-1b versus phase from CoRoT's ephemeris. Top: the data fitted with a circular orbit of semi-amplitude K=188 ms^{-1} and a drift of 1.02 ms^{-1} per day; bottom: the O-C residuals to the fit.

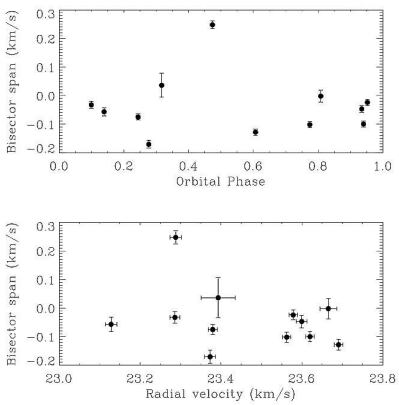


Fig. 3. Bisector spans: no variation with amplitude and phase correlates with the radial velocities (e.g. Queloz et al 2001)

Follow-up photometry with the Wise observatory 1.0 m telescope confirmed that a transit occurs on the main target. Images taken at the CFHT showed only some faint background stars (up to V=22) that confirm the weak contamination inside CoRoT's photometric mask. The results of these investigations, indicative that none of the CoRoT-Exo-1's near neighbour can be responsible for the transit signal, will be published elsewhere. High precision radial velocity observations of CoRoT-Exo-1 were made at Observatoire de Haute Provence in March-April and October 2007 with SOPHIE, an echelle cross-dispersed fiber-fed spectrograph at the 193 cm telescope (Bouchy et al. 2006). The spectrograph routinely gets to a precision less than 2-3 ms^{-1} with the cross-correlation technique (Baranne et al. 1996) on bright targets. CoRoT-Exo-1 was observed with the High Efficiency mode (R=40,000) at an accuracy of about 20-30 ms^{-1} in typical exposure times of 45 min. Data reduction was made online and cross-correlation performed with a mask corresponding to a G2 star. The observations polluted by Moon illumination have been corrected for the correlation peak of the sky background, which is measured simultaneously through a neighbour fiber. The estimated error bars take into account such residual systematics that affect the Doppler measurements on faint targets, with signal-to-noise ratios ranging from 20 to 27. In total, 9 measurements were performed with SOPHIE and are reported in Table 1 where are displayed: Julian date, planetary orbital phase, radial velocity and error. The measurements show a variation in phase with the ephemeris constrained, with a very high accuracy, by the CoRoT light curve. The orbital period and the epoch of the transits are fixed to the CoRoT values. As the period is very short, tidal circularization justifies a zero eccentricity assumption. The semi-amplitude of the radial velocity variation, K $=188\pm11\,\mathrm{ms}^{-1}$, is compatible with a companion of planetary mass and was adjusted to the data (see Figure 2). The best fit is obtained assuming a drift of 200 ms^{-1} between the two epochs of SOPHIE's observations or, equivalently, a linear drift of 1 ms^{-1} per day. The final solution is displayed on Table 2; the O-C residuals have a standard deviation of 34 ms^{-1}. The measurements do not correlate with the bisector of the cross-correlation function (see Figure 3). In summary, the radial-velocity curve supports the planetary nature of the transiting body detected by CoRoT and discards other interpretations involving background stars, grazing eclipsing binary or a triple system. Additional observations are ongoing with HARPS to clarify the nature of the drift, possibly due to a second companion.

6. Star and planet parameters

To derive the star's parameters, we took advantage of the spectroscopic observations performed to get the radial velocity measurements. The very first observations recorded with HARPS, whose resolving power is $R \sim 100,000$, were used to perform a spectral analysis. For each set of spectra, we co-added the individual exposures, order per order, once calibrated in absolute wavelength and rebinned at a constant step of 0.02Å. The resulting signal-to-noise ratio per pixel at 550 nm is $\sim$ 80 for the co-added HARPS spectra. The atmospheric parameters, $T_{\rm eff}$, log g and [M/H] were derived by comparing the observed normalized spectrum to a library of synthetic spectra calculated with LTE MARCS models (Gustafsson et al. 2005). The library sampled the range of temperature from 4000 K and 8000 K, surface gravity from log g = 1.0 to 5.0 and metallicity from -3.0 up to 5.0. The temperature was first estimated on the Hα line wings, which is insensitive to any stellar parameters but the temperature. Special care has been devoted to the normalization of the corresponding order which could be quite tricky due to the extended wings of line. For this line, we used the new grids of ATLAS9 models (Heiter et al. 2002). This value was controlled using the relative intensity of iron lines, from which a similar temperature was derived. Besides, this is also in good agreement with that estimated from its color index in the ExoDat database (B-V = 0.573) and the standard photometric calibrations. Metallicity is difficult to determine in this part of the spectrum as all indicators are also sensitive to gravity. Both were estimated jointly by comparing the observed spectrum with the synthetic ones, until the best fit was achieved. In our modeling of the spectra, we used the rotational velocity $v \sin i$ =5.2±1.0 kms^{-1}derived from the widths of the HARPS cross-correlation function (Santos et al. 2002). Though more detailed studies are needed to achieve a precise determination, we find that CoRoT-Exo-1 is similar to the Sun with a temperature of $T_{\rm eff}$= 5950K ±150 K, log g =4.25±0.30 but a metal deficiency [M/H]=-0.30 ± 0.25. This metallicity is in agreement with the [Fe/H] value of -0.4 deduced from the calibration of the HARPS cross-correlation function and the star's color index (Santos et al. 2002). The stellar mass was derived using the evolutionary tracks (Siess et al. 2000; Morel & Lebreton 2007) in the ($M_\star^{1/3}/R_\star$,$T_{\rm eff}$) plane. The method allows us to take advantage of the $M_\star^{1/3}/R_\star$ value measured on the CoRoT light curve with a very good precision, and to get rid of the large uncertainty on the gravity estimate. It will be detailed in a next paper devoted to the fundamental parameters of the first CoRoT planet host stars, based on forthcoming *UVES* spectra. It is possible to assess that this star is quite an old main sequence star. The uncertainty on the mass, linked to the uncertainties on $T_{\rm eff}$ and [M/H], will be significantly reduced using complementary spectroscopic observations. We get $M_\star$=0.95$M_\odot$ $\pm$0.15$M_\odot$. From the planet side, only the uncertainty on the stellar mass limits our knowledge of the stellar and planet parameters (Brown et al. 2001).

7. Conclusion

CoRoT-Exo-1b is a giant short-period planet orbiting at $\sim$ 5 stellar radii from a G0V star that seems to be metal-poor (further studies are necessary to confirm the metallicity). Its main characteristics are a large radius and a very low value of the mean density that may be consistent with a planet metal deficiency (Burrows et al. 2007). The low mean density could be interpreted as planet inflation under strong irradiation and high loss rate (Lammer et al. 2003). Similarly to HD209458b, the planet is too large to be reproduced by standard evolution models. Its radius could be explained by advocating an additional heat source ($\sim$ 1% of the incoming stellar flux) or an increase of the 2000-3000K opacities (e.g. Guillot et al. 2006). The star and the planet are in strong tidal interaction with a Doodson constant of the same order of magnitude as for OGLE-TR-56b (Pätzold et al. 2004). Due to its high photometric accuracy CoRoT will continue to help us improve our understanding of strongly irradiated planets. CoRoT-Exo-1b was detected early in the processing of the data. A lower level of noise with completely reduced data will open up the possibilities to search for outer planets, using transit timing variations, or to detect planet reflected light.

Table 2. The star and the planet parameters.

Star parameters	
CorotID	0102890318
RA [$J2000$]	6^h 48^m 19.17^s
Dec [$J2000$]	-3° 06' 07.78"
Vmag	13.6
V_0 [km/s]	23.354 ±0.008
K [m/s]	188 ±11
v sin i [km/s]	5.2 ±1.0
$T_{\rm eff}$[K]	5950 ±150
log g	4.25 ± **0.30**
$[M/H]$	-0.3 ±0.25
$M_\star$ [$M_\odot$]	0.95 ±0.15
$R_\star$ [$R_\odot$]	1.11 ±0.05
Planet parameters	
$k = R_P/R_\star$	0.1388 ±0.0021
T_c [d]	2454159.4532 ± 0.0001
$M_\star^{1/3}/R_\star$	0.887 ±0.014
u_+	0.71 ±0.16
u_-	0.13 ±0.30
P [d]	1.5089557 ± 0.0000064
a/$R_\star$	4.92 ±0.08
e	0 (fixed)
i [deg]	85.1 ±0.5
M_P [$M_{\rm Jup}$]	1.03 ±0.12
R_P [$R_{\rm Jup}$]	1.49 ±0.08
ρ_P [g cm^{-3}]	0.38 ±0.05
T_P [K]	1898 ±50

Acknowledgements. We warmly thank the OHP staff for his help observing with SOPHIE and the exoplanet consortium for the offered flexibility and the service observations (T. Forveille and C. Lovis). The austrian team thanks ASA for funding the CoRoT project. The team from the IAC acknowledges support by grants ESP2004-03855-C03-03 and ESP2007-65480-C02-02 of the Spanish Education and Science ministry. The German CoRoT team (TLS and Univ. Cologne) acknowledges the support of DLR grants 50OW0603, and 50QP0701.

References

Auvergne, M. et al. A&A, (in preparation)
Baglin, A. et al., 2006, 36th COSPAR Scientic Assembly, 36, 3749
Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., et al. 1996, A&AS, 119, 373
Bouchy, F. et al., 2006, in *Tenth Anniversary of 51 Peg-b*, 319
Brown, T., Charbonneau, D., Gilliland, R. et al. 2001, ApJ, 552, 699

Burrows, A. et al., 2007, ApJ, 661, 502
CoRoT 2006 *The CoRoT Mission: pre-launch status* ESA-SP 1306
Giménez A. 2006, A&A, 450, 1231
Guillot, T. et al. 2006, A&A, 453, L21
Gustafsson et al. 2005, IAU Symp. 228, Cambridge Univ. Press, 259
Heiter et al., 2002, A&A, 392, 619
Lammer, H. et al., 2003, ApJ, 598, L121
Morel, P. & Lebreton, Y. 2007, Ap&SS, .tmp., 460
Pätzold, M., Carone, L. & Rauer, H. 2004, A&A, 427, 1075
Press, W. H. et al. 1992, Numerical recipes, Cambridge Univ. Press
Santos, N. et al., 2002, A&A, 392, 215
Seiss et al., 2000, 358, 593
Queloz, D. et al., 2001, A&A, 379, 279

[1] Laboratoire dAstrophysique de Marseille, UMR6110, CNRS/Université de Provence - B.P8, 13376 Marseille cedex 12, France
[2] LESIA, Observatoire de Paris-Meudon, 5 place Jules Janssen, 92195 Meudon, France
[3] Institute of Planetary Research, DLR, Rutherfordstr. 2, D-12489 Berlin, Germany
[4] Institut dAstrophysique Spatiale, Université Paris XI, F-91405 Orsay, France
[5] LUTH, Observatoire de Paris-Meudon, 5 place Jules Janssen, 92195 Meudon, France
[6] Observatoire de Genève, Université de Genève, 51 chemin des Maillettes, 1290 Sauverny, Switzerland
[7] School of Physics, University of Exeter, Stocker Road, Exeter EX4 4QL, United Kingdom
[8] Institut dAstrophysique de Paris, Université Pierre & Marie Curie, 98bis Bd Arago, 75014 Paris, France
[9] Instituto de Astrofísica de Canarias, E-38205 La Laguna, Tenerife, Spain
[10] Observatório Nacional, Rio de Janeiro, RJ, Brazil
[11] University of Vienna, Institute of Astronomy, Türkenschanzstr. 17, A-1180 Vienna, Austria
[12] Research and Scientific Support Department, ESTEC/ESA, 2200 Noordwijk, The Netherlands
[13] Observatoire de la Côte dÁzur, Laboratoire Cassiopée, BP 4229, 06304 Nice Cedex 4, France
[14] Thüringer Landessternwarte, Sternwarte 5, Tautenburg 5, D-07778 Tautenburg, Germany
[15] Rheinisches Institut für Umweltforschung an der Universität zu Köln, Aachener Strasse 209, 50931, Germany
[16] Space Research Institute, Austrian Academy of Science, Schmiedlstr. 6, A-8042 Graz, Austria
[17] University of Vienna, Institute of Astronomy, Türkenschanzstr. 17, A-1180 Vienna, Austria
[18] University of Liège, Allée du 6 août 17, Sart Tilman, Liège 1, Belgium
[19] School of Physics and Astronomy, Tel Aviv University, Tel Aviv 69978, Israel
[20] Center for Astronomy and Astrophysics, TU Berlin, Hardenbergstr. 36, 10623 Berlin

Online Material

Table 1. Radial velocity measurements of CoRoT-Exo-1b obtained by SOPHIE associated to the system orbital phases (the large error bar of the second data point, due to acquisition problems, do not change significantly the orbital fitting).

Julian date (d)	Orbit Phase	RV kms^{-1}	σ_{RV} kms^{-1}
2454184.30498	0.469	23.2879	0.0385
2454185.30867	0.134	23.1284	0.0600
2454192.30397	0.770	23.5625	0.0271
2454197.32090	0.095	23.2862	0.0309
2454376.66501	0.948	23.5784	0.0226
2454378.66336	0.273	23.3730	0.0324
2454379.66472	0.936	23.6200	0.0224
2454379.67016	0.602	23.6907	0.0229
2454379.63151	0.240	23.3795	0.0227

4.3.3 Liste des publications du programme *CoRoT*

Vous trouverez, dans cette section, la liste des publications des détections du programme *CoRoT* auxquelles j'ai personnellement participé.

- *Transiting exoplanets from the CoRoT space mission - I. CoRoT-exo-1b : a low-density short-period planet around a G0V star* :
  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., Llebaria, A., **Loeillet, B.**, Magain, P., Mazeh, T., Moutou, C., Ollivier, M., Pätzold, M., Queloz, D., Rouan, D., Shporer, A., Wuchterl, G., 2008, *A&A*, 482, L17

- *Transiting exoplanets from the CoRoT space mission - II. CoRoT-exo-2b : a transiting planet around an active G star* :
  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., Wuchterl, G., 2008, *A&A*, 482, L21

- *Transiting exoplanets from the CoRoT space mission - VI. CoRoT-exo-3b - The first secure inhabitant of the Brown-dwarf desert* :
  Deleuil M., Deeg H., Alonso R., Bouchy F., Rouan D., Auvergne M., Baglin A., Aigrain S., Almenara J.M., Barge P., Bruntt H., Bordé P., 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., and Wuchterl G., 2008, Accepté

- *Transiting exoplanets from the CoRoT space mission. V. CoRoT-Exo-4b : stellar and planetary parameters* :
  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., Wuchterl, G., 2008, *A&A*, 488, L47

4.3.4 Bilan

Après à peine 1 an et demi d'activité, le bilan du programme exoplanètes du satellite *CoRoT* est bon. Le programme compte, à ce jour, 4 planètes détectées, dont 3 Jupiter-chauds et 1 planète massive. Pour le moment aucune planète de faible masse n'a pu être découverte. Les algorithmes de détection, ainsi que la stratégie employée nécessite encore besoin une optimisation. L'analyse

des CdL s'est en effet avérée délicate. Plusieurs facteurs, notamment l'apparition de l'effet de pixels chauds sur les CdL ont, semble-t-il, limité l'identification de candidats de faible masse et de petite taille. Un procédé de correction fine est en cours de développement et on imagine que cela permettra de diminuer le seuil de détection actuel. Les différentes campagnes de suivi en VR des candidats ont montré leur efficacité. Le temps alloué au programme sur *SOPHIE* nous permet d'ailleurs de suivre une grande partie des candidats. Les récentes observations suggèrent, en tout cas, de nouveaux résultats avec des candidats très prometteurs.

Si l'on se permet une comparaison avec le programme *SuperWASP*, puisque celui-ci existe déjà depuis 2004, le taux de détection de planètes du satellite *CoRoT*, combiné avec *SOPHIE*, est de 1 pour 8, légèrement inférieur. Cependant, celui-ci est tout à fait comparable au taux de détection des programmes de recherche de planètes par transit depuis le sol tels que OGLE, HAT, ou encore TrES. Ils présentent un taux de l'ordre de 1 détection sur 10 candidats suivis. Le bilan est donc très correct, même si l'on peut imaginer que la position spatiale de *CoRoT* devrait lui permettre de détecter un plus grand nombre de candidats. Pour autant, c'est le premier programme spatial de ce type, et l'appréciation de l'analyse des données et de l'organisation du suivi sont encore en phase d'optimisation. Les CdL présentent en effet la signature de pixels chauds perturbant fortement l'analyse de certaines d'entre elles.

Même si le programme exoplanètes *CoRoT* n'a pas encore atteint sa pleine maturité en terme de réduction de données et de détection, la très grand précision photométrique de l'instrument permet de détecter des rapports de rayons stellaire et planétaire faibles, suggérant la présence de planètes de petit rayon, ou autour d'étoiles actives. La longue base de temps d'observation en continu de *CoRoT* lui permet également de détecter des planètes de période orbitale intermédiaire. Ces planètes, moins soumises au rayonnement intense de l'étoile, pourrait présentées un rayon plus petit que celles irradiées et très proche de leur étoile, et qui s'avérerait plus en adéquation avec les prédictions des modèles. De plus, la qualité des CdL rend possible des études approfondies à très haute précision quant à la variabilité des étoiles. L'ensemble de ces études ne peuvent être réalisé depuis le sol, et c'est en cela que l'instrument *CoRoT* est unique.

Chapitre 5

Transit spectroscopique des Jupiter-chauds

5.1 L'accès à une dimension supplémentaire

On a vu dans les chapitres précédents que l'observation combinée des planètes en VR et par transit (lorsque celui-ci existe) permet de caractériser la masse et le rayon de celles-ci, donnant ainsi accès à leur densité. Il est alors possible d'estimer la composition interne globale de ces objets. Leur caractérisation est donc structurelle et dynamique, grâce à la détermination de l'orbite dans un plan. Dans le cas où les planètes transitent, il est également possible de déterminer une partie de la structure géométrique du couple étoile-planète. L'observation de l'effet *Rossiter-McLaughlin* (noté RM par la suite) permet en effet de déterminer le sens de rotation de la planète relatif à son étoile, ainsi que l'angle d'inclinaison entre la normale au plan orbital et l'axe de rotation de l'étoile. On appelle ce phénomène également *transit spectroscopique*.

Cet effet se manifeste dans la mesure des VR, lorsque la planète transite devant son étoile. La planète masque, au fur et à mesure de son déplacement, diverses régions de l'étoile contribuant à l'élargissement des raies spectrales. En effet, chacune de ses régions constitue une partie du champ de vitesse de la rotation de l'étoile sur elle-même. Il en résulte une distorsion du profil des raies spectrales, et par conséquent de la CCF du spectre, impliquant un décalage dans la mesure de VR en complément de celui observé au cours du mouvement orbital de la planète. La distorsion est similaire à celle observée dans le cas de tâches sur le disque stellaire (voir Fig. 2.10). Lorsque la planète masque les régions s'approchant de l'observateur, les ailes et le côté bleus du profil spectral est déformé, favorisant ainsi un décalage positif de la mesure de VR. Dans le cas contraire où la planète masque les régions s'éloignant de l'observateur, c'est le côté rouge du profil spectral qui apparaît déformé, favorisant alors un décalage négatif de la mesure de VR. Ce sont ces décalages positif et négatif de la mesure de VR au cours du transit de la planète, qui forment la signature de l'effet RM. Ce dernier se manifeste aussi bien dans le cas d'un compagnon planétaire ou stellaire. La première observation de la signature de l'effet RM eut lieu en 1924 pour les étoiles binaires à éclipses β Lyrae et Algol, et est décrite par Rossiter (1924) et McLaughlin (1924). La première observation de cet effet dans le cas d'un compagnon planétaire eut lieu, quant à elle, en 2000 pour HD 209458b, la première planète en transit découverte (Queloz et al. 2000; Bundy & Marcy 2000).

La signature de l'effet RM dépend principalement de la projection de la vitesse de rotation de l'étoile sur la ligne de visée, $v \sin I_s$, où I_s est l'angle entre la ligne de visée et l'axe de rotation de l'étoile, et de l'angle d'inclinaison entre la normale au plan orbital et l'axe de rotation de l'étoile,

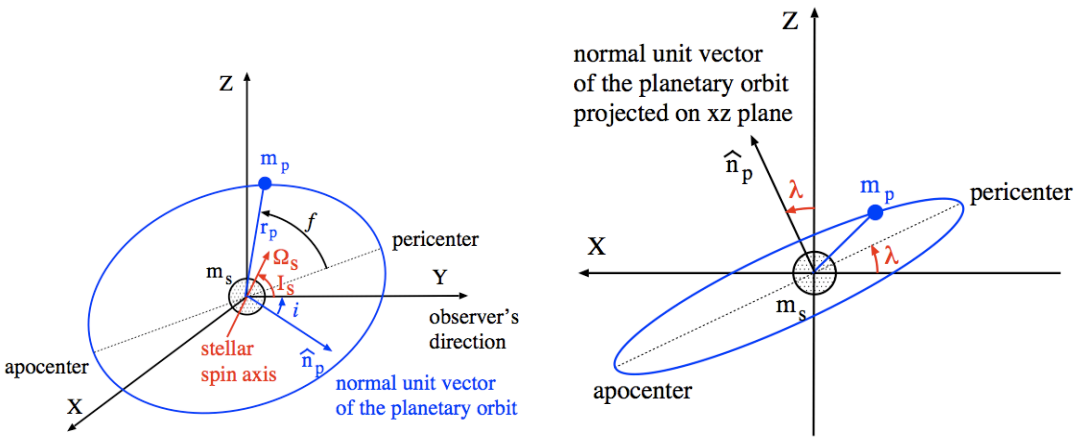


FIG. 5.1 – Définition des angles λ et I_s de l'orbite d'une planète par rapport à la ligne de visée (Figures issues de Ohta et al. (2005)).

que l'on désigne par λ. Les Fig. 5.1 illustrent la position de ces 2 angles dans la dynamique orbitale. L'amplitude de l'effet est en grande partie liée à la vitesse de rotation de l'étoile et peut atteindre quelques dizaines, voire une centaine de $\mathrm{m\,s^{-1}}$. La Fig. 5.2 présente la signature de cet effet dans différents cas de figure pour une orbite circulaire, illustrant l'influence de chacun des paramètres. La figure de gauche présente un signal symétrique, caractéristique d'un angle λ nul. Une valeur positive de cet angle atténue la contribution du décalage positif en VR au détriment d'un décalage négatif plus prononcé, la planète masquant dans ce cas une plus grande partie des régions "rouges" du disque stellaire (figure centrale). Lorsque l'angle λ est au-delà de +60°, seule une signature d'un décalage négatif en VR apparaît, comme le montre la figure de droite, indiquant un mouvement de la planète quasi-parallèle à l'axe de rotation de son étoile. L'effet est symétrique par rapport à la courbe de l'orbite et le décalage apparaît positif lorsque l'angle λ est négatif. Ces figures illustrent l'effet observé dans le cas d'une rotation de l'étoile dans le même sens que celui du mouvement de sa planète. Dans le cas contraire, la signature est inversée.

Ohta et al. (2005) sont les premiers à établir les équations analytiques de l'effet RM, dans le cas précis des planètes à transit. Les équations établies supposent que le coefficient d'assombrissement centre-bord est linéaire. En includant ce coefficient, les équations analytiques ne peuvent plus être intégrées de manière exacte. Des relations analytiques sont donc basées sur les résultats des équations pour un assombrissement centre-bord nul ($\epsilon = 0$). De plus, ces équations ne s'appliquent que dans le cas d'un compagnon planètaire en transit devant une étoile, avec un rapport de rayons petit ($R_p/R_s < 0,1$). Cet article présente également une étude de l'influence des paramètres stellaires et planétaires sur la forme et l'amplitude de l'effet. Par exemple, l'assombrissement centre-bord, introduit dans le chapitre 2.2.1, joue un rôle relativement important dans l'amplitude de cet effet. La courbe pointillée illustre sur chacune des figures 5.2 la signature de l'effet RM sans inclure l'influence de l'assombrissement centre-bord. On constate que ce paramètre atténue l'amplitude de l'effet aux moments des 2me et 3me contacts (aux extremums de l'effet). L'excentricité influe, quant à elle, sur le centroïde du transit spectroscopique, lorsque l'angle λ est non nul.

Dans le système solaire, les planètes sont alignées avec l'équateur du Soleil à ±5°. Selon le modèle standard de formation et d'évolution des planètes, celles à courte période, notamment les Jupiter-chauds, se forment loin de l'étoile parent avant de migrer vers le centre du système. Il s'agit donc de savoir si le processus de migration perturbe l'alignement du plan orbital des planètes ou

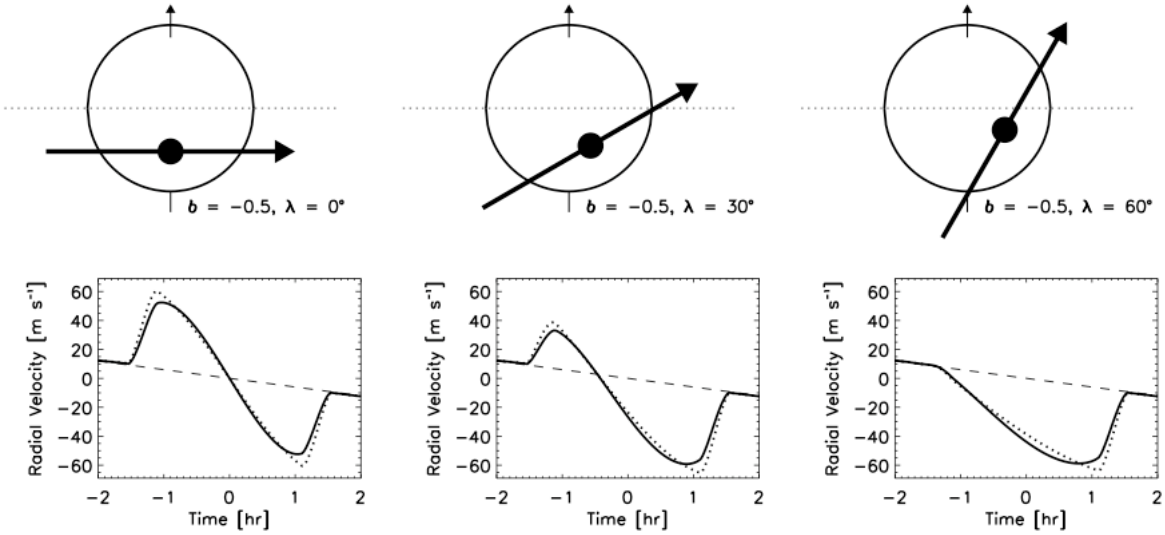


FIG. 5.2 – Illustrations de la signature de l'effet Rossiter-McLaughlin (RM) pour des valeurs d'angle λ égales à 0, 30 et 60°. L'orbite considérée est circulaire et le paramètre d'impact est de -0,5. Les courbes pointillées représentent la signature simulée sans inclure le paramètre d'assombrissement centre-bord (Figure issue de Gaudi & Winn (2007)).

si d'autres processus entrent en jeu. L'étude de l'effet RM des planètes en transit permet alors d'y répondre en mesurant l'angle λ de chaque système.

5.2 Stratégie observationnelle

L'observation du transit spectroscopique d'une planète est particulière et nécessite une planification minutée. La préparation consiste en effet à sélectionner une date à laquelle le transit complet est observable au cours de la même nuit. Cela permet de recaler l'effet dans le signal orbital. Les éphémérides orbitales obtenues grâce aux observations photométriques du transit permettent de déterminer les temps de passage de la planète devant son étoile, ainsi que sa durée. Il s'agit, de plus, d'éviter au maximum d'observer le début et la fin du transit lorsque l'étoile est trop basse dans le ciel, au-delà d'un certaine masse d'air (typiquement 2 à 2,5 maximum). En effet, afin de recaler au mieux les mesures de VR au cours du transit et celles qui ont permis la détermination de l'orbite de la planète, il est nécessaire d'obtenir des points de mesure avant et après le transit. Cette précaution permet, d'une part de mesurer la pente de l'orbite au moment du transit, et ainsi de déterminer l'asymétrie de la signature observée, et d'autre part de parer à une éventuelle dérive des VR due à un compagnon à longue période, ou à la présence de tâches sur le disque stellaire au moment du transit.

Afin d'obtenir la signature la plus à même à déterminer les paramètres les plus précis, la planification des mesures de VR doit être un bon compromis entre le nombre de mesures de VR réalisées au cours du transit et le temps de pose de chacune d'entre elles. En effet, le transit a une durée fixe au cours de laquelle il s'agit alors d'obtenir un maximum de mesures de VR ayant la meilleure précision possible. Ce dernier paramètre est directement lié au temps de pose et à la magnitude de l'étoile. En résumé, plus le nombre de mesures est grand, moins bonne sera leur

précision. Inversement moins le nombre de mesures est élevé, certes meilleure sera la précision de chacune, cependant au détriment d'un bon échantillonnage de la signature de l'effet. Il est clair que ceci est aussi dépendant de l'instrument utilisé. Néanmoins, il existe certaines limitations. Par exemple, l'instrument le plus précis, le spectrographe HARPS, permet d'atteindre une précision en VR d'environ 20 m s^{-1} en 10 min de temps de pose dans le cas du mode EGGS (Bouchy et al. 2008). Pour autant, la précision en VR dépend du type spectral de l'étoile et de son $v \sin(i)$. On constate ainsi que l'observation d'effet RM pour des planètes à courte période, autour d'étoiles de grande magnitude, est limitée par la précision en VR des instruments. C'est typiquement le cas des étoiles du programme OGLE de magnitude élevée (entre $16 < V < 18$), et de certaines étoiles *CoRoT* ($V > 16$).

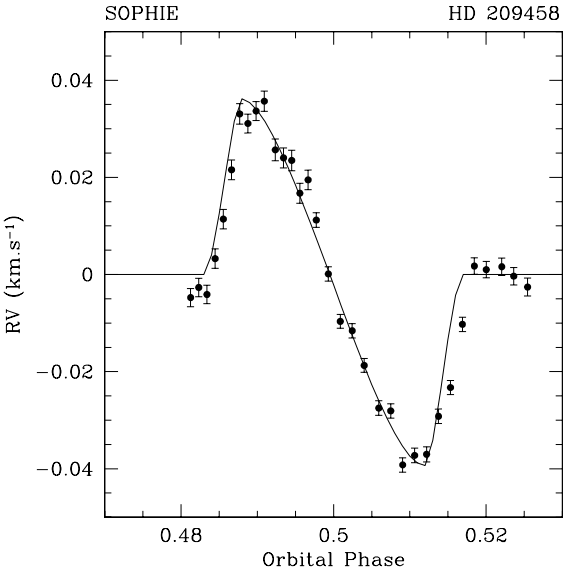


Fig. 5.3 – Transit spectroscopique de l'étoile HD 209458 observé avec *SOPHIE*. La courbe pleine présente le meilleur ajustement obtenu.

Lors de la validation scientifique de l'instrument *SOPHIE*, nous avons réalisé une séquence de test afin de mesurer le transit spectroscopique de HD 209458, décrit pour la première fois par Queloz et al. (2000) et affiné par Winn et al. (2005). La séquence est composée d'une série de 33 mesures lors du transit de la planète du 5 octobre 2006. Le S/B des mesures est en moyenne de 50. Les trois derniers points ont un S/B moindre de 30, dû à l'augmentation de la masse d'air lors de l'observation. La Fig. 5.3 présente les mesures obtenues. Nous avons fixé les paramètres orbitaux et planétaires obtenus par Winn et al. (2005), laissant comme paramètre libre l'angle λ et le $v \sin I_s$. Afin de modéliser la signature de l'effet RM, nous nous sommes inspirés des équations analytiques dérivées par Ohta et al. (2005) afin de les intégrer au sein d'un code numérique, que j'ai réalisé. Puis par recherche du meilleur ajustement statistique, par minimisation du χ^2, nous avons pu déterminer la meilleure solution, adaptée à nos observations. En utilisant ce code numérique, notre meilleur ajustement nous donne des résultats sont tout à fait compatibles avec ceux déterminés par Winn et al. (2005) ($\lambda = -4.0°$ et $v \sin I_s = 4.0$ km s^{-1}). Ce test montre les bonnes performances de *SOPHIE* dans l'observation de transits spectroscopiques.

5.3 Application aux planètes HAT-P-2b, Corot_Exo_2b et X0-3b

Dans le cadre du SP2, nous avons menés une campagne d'observation sur deux planètes à transit toutes particulières, HD 147506b (HAT-P-2b) et X0-3b. En effet, ce sont les planètes les plus massives dont la masse exacte est connue. La première est d'une masse de 8,6 M_{Jup} et la deuxième de 12,4 M_{Jup}, les plaçant clairement à la frontière des 13 M_{Jup}, supposée être une limite en terme de masse du domaine des planètes. Je ne les nommerai pas Jupiter-chauds. Elles sont plutôt assimilées à une possible nouvelle population d'exoplanètes massives, intermédiaires entre les planètes et les naines brunes, suggérée par leur masse et l'excentricité significative de leur orbite à courte période orbitale. Il s'agit donc de savoir si la signature de leur transit spectroscopique diffère de celle des planètes de plus faible masse. De plus dans le cadre du suivi et de la caractérisation des planètes du programme *CoRoT*, nous avons également réalisés l'observation du transit spectroscopique du Jupiter-chaud CoRoT_Exo_2b, à deux reprises à l'aide des spectrographes *SOPHIE* et HARPS (Bouchy et al. 2008). L'analyse de ces effets, présentée ci-dessous, fut réalisée grâce au code numérique que nous avons développé.

5.3.1 Etude orbitale et caractérisante de HD 147506b

Les paramètres de la planète HD 147506b (HAT-P-2b), une excentricité de 0.52 pour une période orbitale de 5,6 jours, une masse de 9.04 M_{Jup} et une densité de 11,9 $g\ cm^{-3}$, tels que déterminés lors de sa découverte (Bakos et al. 2007a), font d'elle un objet intermédiaire entre les planètes géantes et les étoiles de faible masse, proche de la population des naines brunes. D'après les modèles de Baraffe et al. (2003), sa densité est à la frontière de la limite supérieure des modèles planétaires, constituant une éventuelle transition entre planètes et naines brunes (voir Fig. 5.4).

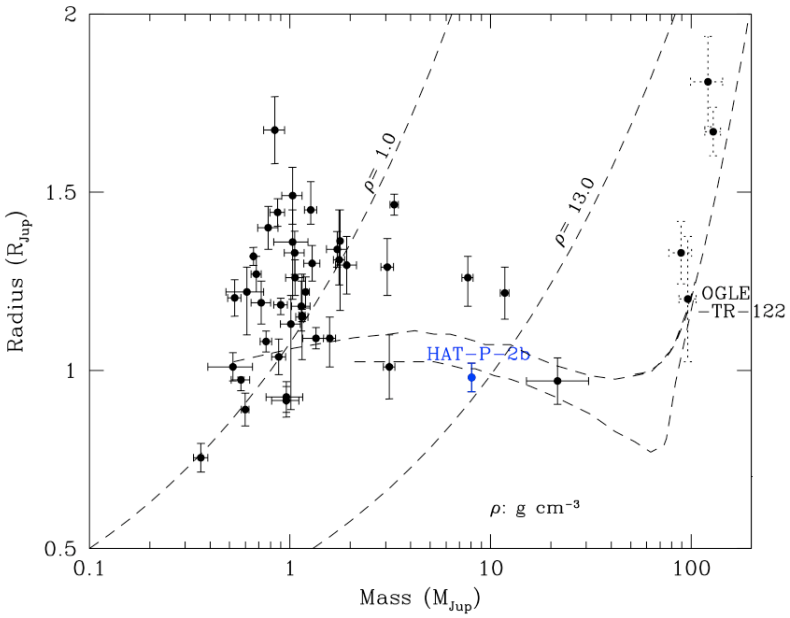


Fig. 5.4 – Diagramme Masse-Rayon des planètes à transit connues. Le point bleu indique la position de la planète HD 147506b au sein du diagramme.

Huit points de mesure de VR, hors transit, réalisés avec le spectrographe *SOPHIE* et combinés aux mesures réalisées par (Bakos et al. 2007a, noté B07 par la suite), nous ont permis d'affiner

les paramètres orbitaux. De plus, deux séquences d'observation ont été réalisées au cours des nuits du 14 Mai 2007 et du 17 Juin 2007 afin d'observer la signature du transit spectroscopique lors du transit. Malheureusement au moment de nos observations, aucun transit ne présentait des conditions parfaites d'observation, ceux-ci étant tronqués par le début ou la fin de nuit. Nous avons donc observé l'effet RM en deux fois. La première séquence est composée de 35 mesures de VR et couvre les deux derniers tiers de la signature, le début du transit n'étant plus observable après le coucher du Soleil. La deuxième séquence comprend 20 mesures et complète la première en observant l'avant-transit, et les 2 premiers tiers du transit, avant le lever du Soleil. Au cours des deux séquences, la phase de la Lune est à un ou deux jours avant celle de la nouvelle Lune, ce qui nous affranchit de toute pollution lumineuse de la part de celle-ci. D'une magnitude $V = 8.7$, le S/B par pixel des spectres obtenus de l'étoile atteint 70 dans la première séquence et 90 au cours de la seconde à 5500 Å, avec un temps de pose de 10 minutes en mode HE, correspondant à une erreur due au bruit de photon de 14 et 10 m s^{-1}, respectivement. Le compromis obtenu est très bon puisqu'il permet de réaliser, dans le cas idéal (sans interruption), 25 mesures de bonne qualité sur les 4h15 de durée du transit.

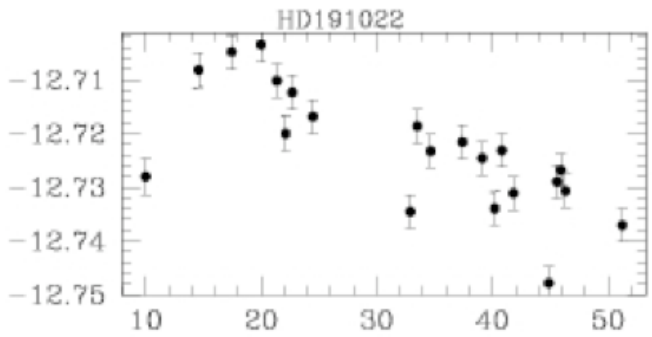


FIG. 5.5 – Effet de variation des mesures de VR en fonction de $\frac{(S/B)^2}{t_{exp}}$, reflétant le seeing.

Nous avons appris à nos dépends au cours de la deuxième séquence d'observation que dans de très bonnes conditions d'observation, lorsque le seeing est inférieur à 1,5 arcsec, un décentrage de l'étoile du coeur de la fibre peut entraîner un décalage de VR de plusieurs dizaines de m s^{-1}. En effet, le huitième point lors de cette 2ème séquence apparaît 60 m s^{-1} plus haut qu'attendu, la première séquence nous ayant fortement suggérée l'alignement de la planète avec l'équateur de son étoile. Des tests réalisés ultérieurement sur une même étoile nous montre que cet effet peut atteindre jusqu'à 50 m s^{-1} dans le mode HE lorsque l'étoile est décentrée sur le bord de la fibre (la valeur donnée ici est une valeur maximale, l'effet est en effet asymétrique). L'effet est alors maximum. Le mode HE n'étant pas équipé de double brouilleur uniformisant le faisceau dans la fibre, le phénomène se comporte comme un vignettage de l'entrée de fibre. La Fig. 5.5 illustre cet effet présente les mesures de VR réalisées sur l'étoile HD191022 en fonction du rapport de S/B^2 sur le temps de pose (t_{exp}). La variation de VR observée est due à la variation du diamètre du faisceau pupille, entraînant le déplacement de raies sur le CCD. Nous avons pris en compte cet effet dans notre analyse en ajoutant quadratiquement une erreur systématique de 50 m s^{-1} à l'ensemble des points de mesure obtenus au cours de cette 2ème séquence.

Utilisant l'ensemble des mesures de VR existantes, celles obtenues avec l'instrument *SOPHIE* ajoutées à celles obtenues par B07, nous avons réalisé un ajustement combiné de l'orbite de la planète et de l'effet RM afin d'obtenir les paramètres orbitaux et les caractéristiques du système planétaire. L'ajustement global comprend 15 paramètres, incluant :

– les paramètres orbitaux (6),

- les différences de point zéro entre les trois instruments (*SOPHIE*, le Keck et le Lick),
- la différence de VR observée entre les mesures de la 2ème séquence d'observation et le reste des mesures, désignés respectivement par Δv_{SK}, Δv_{KL} et Δv_{S2},
- les rapports des rayons planétaire et stellaire (R_p/R_s) et du demi-grand axe orbital au rayon stellaire (a/R_s),
- l'angle λ entre la normale au plan orbital et la projection sur le ciel de l'axe de rotation de l'étoile,
- la vitesse de rotation $v \sin I_s$,
- l'angle d'inclinaison orbitale i,
- et enfin le coefficient linéaire de l'assombrissement centre-bord de l'étoile ϵ.

Nous avons volontairement choisi ce dernier paramètre comme étant linéaire, suivant les équations décrites par Ohta et al. (2005). Il apparaît en effet suffisant à la détermination de l'angle λ. Parmi ces nombreux paramètres, nous en avons fixés deux, la période P, à l'aide de la détermination très précise des observations photométriques, ainsi que le coefficient ϵ donné par Claret (2004) pour une étoile de type spectral F8V.

Nous avons cherché la meilleure solution ajustant les observations en minimisant le χ^2. Pour cela, nous avons utilisé la méthode des moindres carrés (Press et al. 1992,Sect. 15.4), en optimisant la fonction de χ^2 afin de prendre en considération les contraintes extérieures des paramètres prédéterminés par photométrie (B07) et grâce à la CCF. Une contrainte sur la vitesse de rotation de l'étoile, le rapport des rayons planétaire et stellaire et la durée du transit ont ainsi été ajoutées dans le calcul du χ^2. Celui-ci a donc été calculé de la manière suivante :

$$\chi^2 = \Sigma_i(\frac{RV_{o,i} - RV_{c,i}}{RV_{err,i}})^2 + (\frac{v \sin I_s - 21.3}{1.3})^2$$
$$+(\frac{R_p/R_s - 0.0684}{0.0009})^2 + (\frac{T_{dur} - 0.177}{0.002})^2,$$

où $RV_{o,i}$ et $RV_{c,i}$ sont les VR mesurées et calculées, $RV_{err,i}$ l'erreur sur la mesure et T_{dur} la durée du transit.

Le meilleur ajustement des paramètres de l'effet RM nous donne une valeur de $v \sin I_s$ égale à $22.9^{+1.1}_{-1.2}$ km s^{-1}, et un alignement du plan orbital de la planète avec le plan équatorial de son étoile parent. La Fig. 5.6 présente les mesures de VR hors et pendant le transit, ainsi que le meilleur ajustement obtenu. En comparaison, l'analyse de la FWHM des CCF nous indique que la vitesse de rotation de l'étoile est de 21.3 ± 1.3 km s^{-1}, légèrement plus faible que la valeur déterminée par l'effet RM et un petit peu plus élevée que celle de B07 (19.8 ± 1.6 km s^{-1}), mais tout à fait compatible. Cette faible différence peut d'une part s'expliquer par le fait que les équations de Ohta et al. (2005) sur-estiment la valeur de $v \sin I_s$ d'un facteur de 10 %, comme le montre Winn et al. (2005). D'autre part, la planète occultant son étoile à son équateur, la mesure réalisée grâce à l'effet RM pourrait être maximale dans le cas d'une rotation différentielle, tandis qu'elle apparaîtrait moyennée sur l'ensemble du disque stellaire par mesure spectroscopique. En effet, une différence de vitesse de rotation de 10 % peut être observée entre l'équateur et les pôles, pour une étoile de type spectral F8V. Cette différence de vitesse de rotation induirait ainsi une détermination de $v \sin I_s$ plus faible lorsque mesuré grâce au transit spectroscopique, qui a lieu à l'équateur. Par ailleurs, un décalage positif des VR est bien visible autour de la phase orbitale 0,88 dans le transit, ainsi que dans les résidus (voir Fig. 5.6). Celui-ci est dû au décentrage de l'étoile dans la fibre et au très bon seeing au moment de la seconde séquence d'observations, perturbant les mesures de VR. De plus, nous observons une oscillation des VR à la sortie du transit dont on ne connaît pas la cause. Cependant, les résultats obtenus quant à la valeur de l'angle λ sont confirmés par un travail similaire présenté par Winn et al. (2007d).

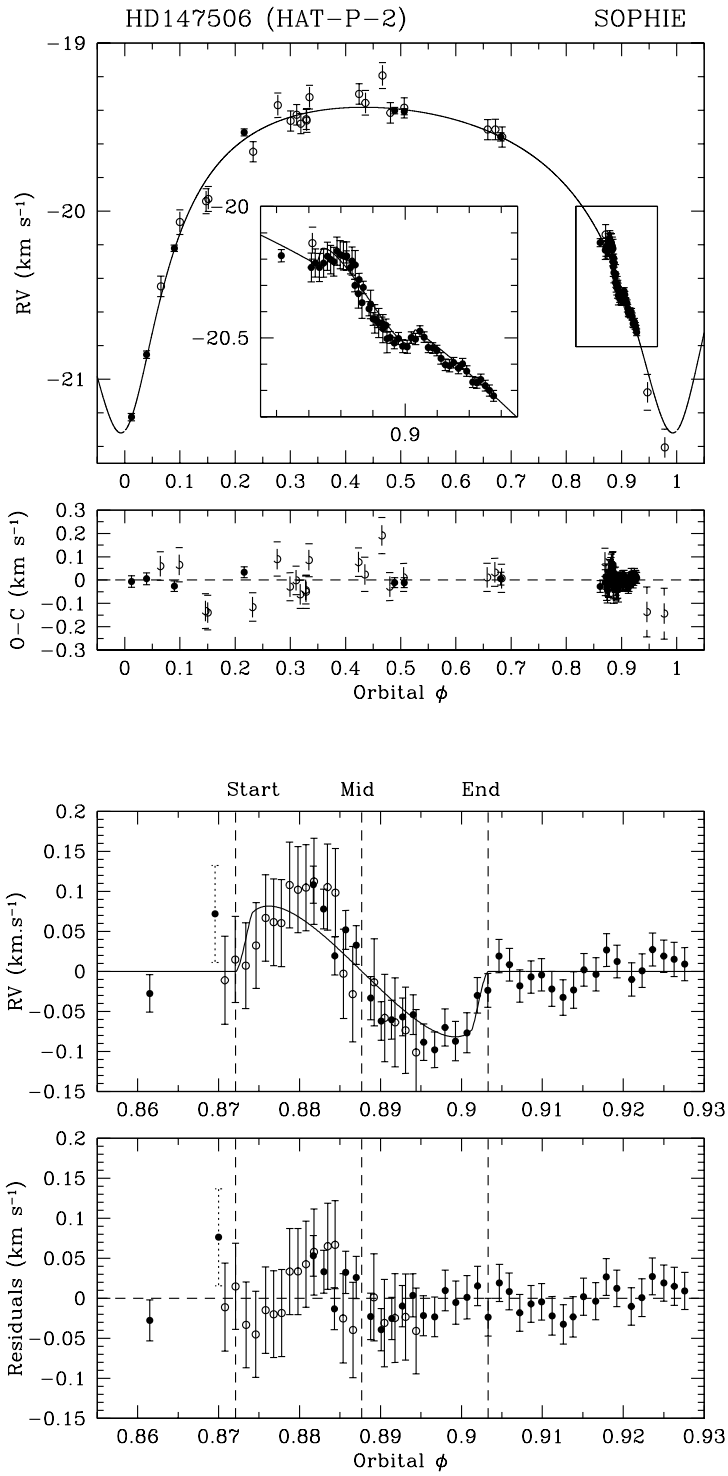


FIG. 5.6 – Mesures de VR de l'étoile HD 147506, sur-imposéees au meilleur ajustement obtenu de l'orbite de sa planète et de son effet RM. Les points pleins correspondent aux mesures *SOPHIE*. Les points vides représentent quant à eux les mesures du Lick et du Keck présentées dans B07. La figure du bas présente un agrandissement du transit spectroscopique, soustrait de la composante orbitale. La courbe représente le meilleur ajustement obtenu, ainsi que les résidus obtenus dans la figure du dessous. Les trois lignes en pointillé désignent le début, le milieu et la fin du transit.

Les valeurs des paramètres orbitaux que nous obtenons sont en accord avec ceux déterminés par B07, et définis avec une plus grande précision grâce aux mesures supplémentaires. La dispersion des résidus hors transit obtenus avec les mesures *SOPHIE* seules, égale 18 $\mathrm{m\,s^{-1}}$, tandis que celle obtenue avec l'ensemble des mesures de VR est de 50 $\mathrm{m\,s^{-1}}$. Néanmoins, la base de temps est de 36 jours dans le premier cas et de 282 jours dans le second, ce qui n'exclue pas une variation du niveau d'activité stellaire, pouvant expliquer par la même la valeur du bruit de VR (appelé "jitter") de 60 $\mathrm{m\,s^{-1}}$ observé par B07. Une erreur systématique a, de plus, été ajoutée à l'ensemble des erreurs des mesures de VR afin de reproduire au mieux le phénomène et de déterminer des erreurs réalistes (et non statistiques) des paramètres. Nous avons donc ajouté quadratiquement une erreur de 17$\mathrm{m\,s^{-1}}$ afin d'obtenir une valeur de χ^2 réduit égale à 1. L'ajout de cette erreur supplémentaire est tout à fait compatible avec un "jitter" induit par l'activité de ce type d'étoile, de l'ordre de 20 $\mathrm{m\,s^{-1}}$.

En omettant toute contrainte sur la vitesse de rotation de l'étoile, le meilleur ajustement nous donne une valeur du $v \sin I_s$ égale à $29,5^{+3,1}_{-2,2}$ $\mathrm{km\,s^{-1}}$ et une valeur de l'angle $\lambda = 5,0^{+17,8}_{-6,0}$. Cependant, une telle valeur de $v \sin I_s$ n'est clairement pas compatible avec celle déterminée à partir de la CCF. Il semblerait que nos difficultés à restreindre l'ajustement à un $v \sin I_s$ compatible avec sa valeur grâce à la CCF soit due à la combinaison des deux séquences d'observation.

Les résultats obtenus suggère donc que les axes de rotation du système sont alignés. D'après Zahn (1977), on s'attend à ce qu'un tel système elliptique soit *pseudo-synchronisé*, la vitesse de rotation étant d'une valeur proche de la vitesse de la planète au passage au périastre. Pour autant, si l'on considère les paramètres orbitaux, il faudrait que la vitesse de rotation de l'étoile pseudo-synchronisée soit de 40 $\mathrm{km\,s^{-1}}$ (Hut 1981,Eq. (43)) pour que cela se confirme, or ce n'est pas le cas. Sachant que d'après Peale (1999), le temps d'alignement et de pseudo-synchronisation sont équivalents, le système semble être aligné depuis sa formation.

5.3.2 Publication : Raffinement des paramètres de la planète HD 147506b et observation de son transit spectroscopique

Les travaux présentés ci-dessus, ont donné lieu à une publication consignée dans les pages suivantes.

A&A 481, 529–533 (2008)
DOI: 10.1051/0004-6361:20078167
© ESO 2008

Astronomy & Astrophysics

Refined parameters and spectroscopic transit of the super-massive planet HD 147506b*

B. Loeillet[1,2], A. Shporer[3], F. Bouchy[2], F. Pont[4], T. Mazeh[3], J. L. Beuzit[5], I. Boisse[2], X. Bonfils[5], R. Da Silva[4], X. Delfosse[5], M. Desort[5], A. Ecuvillon[2], T. Forveille[5], F. Galland[5], A. Gallenne[2], G. Hébrard[2], A.-M. Lagrange[5], C. Lovis[4], M. Mayor[4], C. Moutou[1], F. Pepe[4], C. Perrier[5], D. Queloz[4], D. Ségransan[4], J. P. Sivan[1], N. C. Santos[4,6], Y. Tsodikovich[3], S. Udry[4], and A. Vidal-Madjar[2]

[1] Laboratoire d'Astrophysique de Marseille, BP 8, 13376 Marseille Cedex 12; Université de Provence, CNRS (UMR 6110) and CNES, France
e-mail: benoit.loeillet@oamp.fr
[2] Institut d'Astrophysique de Paris, UMR 7095 CNRS, Université Pierre et Marie Curie, 98bis Bd Arago, 75014 Paris, France
[3] Wise Observatory, Tel Aviv University, 69978, Israel
[4] Observatoire de Genève, Université de Genève, 51 Ch. des Maillettes, 1290 Sauverny, Switzerland
[5] Laboratoire d'Astrophysique de Grenoble, Observatoire de Grenoble, UMR5571, Université J. Fourier et CNRS, BP 53, 38041 Grenoble, France
[6] Centro de Astrofísica, Universidade do Porto, Rua das Estrelas, 4150-762 Porto, Portugal

Received 26 June 2007 / Accepted 14 January 2008

ABSTRACT

In this paper, we report a refined determination of the orbital parameters and the detection of the Rossiter-McLaughlin effect of the recently discovered transiting exoplanet HD 147506b (HAT-P-2b). The large orbital eccentricity at the short orbital period of this exoplanet is unexpected and is distinguishing from other known transiting exoplanets. We performed high-precision radial velocity spectroscopic observations of HD 147506 (HAT-P-2) with the new spectrograph SOPHIE, mounted on the 1.93 m telescope at the Haute-Provence observatory (OHP). We obtained 63 new measurements, including 35 on May 14 and 20 on June 11, when the planet was transiting its parent star. The radial velocity (RV) anomaly observed illustrates that HAT-P-2b orbital motion is set in the same direction as its parent star spin. The sky-projected angle between the normal of the orbital plane and the stellar spin axis, $\lambda = 0.2^{+12.2}_{-12.5}{}^{\circ}$, is consistent with zero. The planetary and stellar radii were re-determined, yielding $R_{\rm p} = 0.951^{+0.039}_{-0.053}\ R_{\rm Jup}$, $R_{\rm s} = 1.416^{+0.040}_{-0.062}\ R_{\odot}$. The mass ($M_{\rm p} = 8.62^{+0.39}_{-0.55}\ M_{\rm Jup}$) and radius of HAT-P-2b indicate a density of $12.5^{+2.6}_{-3.6}$ g cm^{-3}, suggesting an object in between the known close-in planets with typical density of the order of 1 g cm^{-3}, and the very low-mass stars, with density greater than 50 g cm^{-3}.

Key words. techniques: radial velocities – stars: individual: HD 147506 – stars: planetary systems

1. Introduction

Thirty of the almost 270 known extrasolar planets have been observed to transit their parent stars[1]. This small subgroup of planets have the highest impact on our overall understanding of close-in giant planets because we can estimate their mass and radius, and for some of them directly study their atmosphere. These transiting hot Jupiters have masses from 0.07 to about 8 $M_{\rm Jup}$ and radii from 0.3 to about 1.4 $R_{\rm Jup}$. This set of planets was recently extended to hot Neptune objects by the discovery of the transit of GJ436b (Gillon et al. 2007), and to super-massive planets by the detection of HD 147506b (HAT-P-2b) by Bakos et al. (2007) (hereafter B07). The discovery paper of the latter derived the key orbital and physical parameters of this exceptional object, which differs by its mass (9.04 $M_{\rm Jup}$), orbital period (5.63 days), and eccentricity (0.52) from other transiting planets. The radius of HD 147506b implies an uncommon measured mean density (11.9 g cm^{-3}) and surface gravity (227 m s^{-2}). These properties suggest that HAT-P-2b might be an intermediate object between giant planets and low-mass stars, near the brown dwarf population. Its density is indeed close to the upper limit of the planetary models (Baraffe et al. 2003) and may put this object in the transition region between planets and brown dwarfs.

We report here new RV measurements of HD 147506 (HAT-P-2) obtained to provide additional information and constraints on this unusual planetary system. This was done by 1) refining the orbital parameters, 2) refining the mass and radius of the companion and 3) measuring and modeling the Rossiter-McLaughlin effect (RV anomaly due to the partial eclipse of the rotating stellar surface). We present here a more precise orbital solution and the measurement of the sky projection of the inclination between the stellar spin axis and the normal of the orbital plane.

2. Observations

The parent star of HAT-P-2b, HD 147506, was observed in May and June 2007 with the new spectrograph SOPHIE (Bouchy & the Sophie team 2006) mounted on the 1.93-m telescope of Haute Provence Observatory. Observations were conducted in

* Based on observations collected with the SOPHIE spectrograph on the 1.93-m telescope at OHP, France (programs 07A.PNP.MAZE and 07A.PNP.CONS).

[1] See http://obswww.unige.ch/~pont/TRANSITS.htm

the high-efficiency mode (HE mode), which provides a spectral resolution of $R \sim 39\,000$. The Thorium-Argon lamp was used to calibrate the wavelength scale. The simultaneous ThAr calibration mode was not used, as wavelength calibration was performed less than 1 h before and after the observations leading to an instrumental stability of less than 2 m s^{-1}.

We obtained eight out-of-transit spectra on six nights between May 6 and 15, 2007, and a sequence of 6 h, comprised of 35 spectra during and after the transit on May 14 (JD = 2 454 235). Unfortunately, we could not observe the ingress phase of the transit that occurred just before twilight. Another sequence was obtained during transit on June 11 (JD = 2 454 263) to get a full coverage of the transit. The typical exposure time was 10 min, long enough to reach a sufficiently high signal-to-noise ratio (SNR) and short enough to adequately sample the observed transit. The average SNR per pixel, at $\lambda = 5500$ Å, was about 70 during the first observed transit and about 90 during the second one. Another limitation of high-precision RV measurement in the mode used (HE) concerns the guidance centring of the target in the fiber. As the diameter of the fiber is quite large (3 arcsec), a strong decentring under very good seeing conditions (<1.5 arcsec) could indeed induce a RV shift of a few tens m s^{-1}.

We determined RVs using a weighted cross-correlation method, following the procedure of Baranne et al. (1996) and Pepe et al. (2005), with a numerical mask constructed from the solar spectrum atlas corresponding to a G2 dwarf star. This standard mask is well adapted to the F8-type spectrum of the primary star. We estimated the measurement uncertainties based on the photon-noise empirical relation detailed by Bouchy et al. (2005) and Cameron et al. (2007). For the spectra obtained during the night of the first and the second transit, the typical photon-noise uncertainty is 14 and 10 m s^{-1}, respectively, whereas for the other 8 spectra this uncertainty ranges from 6 to 28 m s^{-1}. The journal of SOPHIE observations, including barycentric Julian dates (BJD), RVs, photon-noise uncertainties, and SNR per pixel is given in Table 1. The phase-folded RVs are plotted in Fig. 1. As illustrated by the higher SNR values for the data acquired during the second night of observations, we have strong evidence that the observational conditions were very good. As explained above, the data are thus affected by guiding noise and we assumed an additional systematic error of 50 m s^{-1}. We estimated this systematic error thanks to later instrumental tests under the same conditions.

3. Stellar properties

As described in B07, the spectroscopic determination of the radius of HD 147506 is very sensitive to the method used, as well as to the log g determination, which may be affected by the uncertainty of the spectrum continuum and the large projected rotational velocity, $v \sin I_s$ of the star. The spectroscopic approach described in B07 provides a stellar radius of $1.474^{+0.062}_{-0.167}\,R_\odot$. Our combined SOPHIE spectrum provides an independent spectroscopic determination of the stellar parameters ($R_S = 1.416^{+0.040}_{-0.062}\,R_\odot$), consistent with B07.

From the full width half maximum (FWHM) of the averaged cross-correlation functions (CCF) of SOPHIE spectra, which were calibrated to yield stellar $v \sin I_s$ values (Santos et al. 2002), we determined the $v \sin I_s$ of HD 147506 to be equal to 21.3 ± 1.3 km s^{-1}, somewhat slightly larger than the velocity derived by B07 (19.8 ± 1.6 km s^{-1}). The metallicity index [Fe/H] = 0.11 ± 0.10 we obtained, using the method described in Santos et al. (2002) is in full agreement with B07. The activity index of log $R'_{HK} = -4.75 \pm 0.02$ was derived from the H and

Table 1. SOPHIE radial velocities of HD 147506 (HAT-P-2).

BJD −2 400 000	RV [km s^{-1}]	Photon-noise uncertainties [km s^{-1}]	Signal-to-noise ratio per pixel at $\lambda = 5500$ Å
54 227.5016	−19.4014	0.0088	109
54 227.6000	−19.4082	0.0065	146
54 228.5842	−19.5581	0.0188	54
54 229.5993	−20.1874	0.0161	61
54 230.4475	−21.2249	0.0141	68
54 230.6029	−20.8536	0.0148	66
54 231.5987	−19.5311	0.0121	78
54 235.3466	−20.1916	0.0156	61
54 235.3538	−20.2318	0.0180	53
54 235.3615	−20.3008	0.0167	57
54 235.3692	−20.2790	0.0173	55
54 235.3765	−20.3083	0.0172	56
54 235.3866	−20.3889	0.0209	46
54 235.3938	−20.4280	0.0171	56
54 235.4011	−20.4370	0.0173	55
54 235.4088	−20.4450	0.0163	58
54 235.4161	−20.4530	0.0180	53
54 235.4234	−20.4987	0.0150	62
54 235.4310	−20.5197	0.0144	65
54 235.4383	−20.5032	0.0157	60
54 235.4456	−20.5318	0.0178	53
54 235.4535	−20.5340	0.0182	52
54 235.4608	−20.4990	0.0143	66
54 235.4681	−20.5047	0.0124	75
54 235.4759	−20.4747	0.0117	81
54 235.4831	−20.4974	0.0113	82
54 235.4904	−20.5364	0.0111	84
54 235.4981	−20.5384	0.0111	85
54 235.5054	−20.5484	0.0108	87
54 235.5126	−20.5785	0.0135	70
54 235.5204	−20.6029	0.0142	66
54 235.5277	−20.6066	0.0153	62
54 235.5350	−20.5946	0.0115	81
54 235.5434	−20.6155	0.0118	80
54 235.5507	−20.5987	0.0113	82
54 235.5580	−20.6266	0.0110	85
54 235.5682	−20.6683	0.0119	80
54 235.5755	−20.6712	0.0123	77
54 235.5827	−20.6585	0.0115	82
54 235.5905	−20.6819	0.0108	87
54 235.5978	−20.7002	0.0128	74
54 235.6051	−20.7205	0.0117	81
54 236.5190	−20.2207	0.0056	99
54 263.4521	−20.2050	0.0157	71
54 263.4594	−20.1880	0.0100	102
54 263.4666	−20.2048	0.0089	113
54 263.4739	−20.1887	0.0092	110
54 263.4804	−20.1626	0.0114	90
54 263.4860	−20.1750	0.0120	86
54 263.4915	−20.1832	0.0128	81
54 263.4971	−20.1429	0.0096	104
54 263.5030	−20.1565	0.0102	99
54 263.5086	−20.1615	0.0108	95
54 263.5141	−20.1610	0.0104	97
54 263.5236	−20.1810	0.0103	99
54 263.5291	−20.1955	0.0151	72
54 263.5347	−20.3046	0.0179	63
54 263.5411	−20.3391	0.0277	48
54 263.5561	−20.3457	0.0127	85
54 263.5634	−20.4009	0.0133	82
54 263.5706	−20.4169	0.0173	67
54 263.5779	−20.4377	0.0107	99
54 263.5852	−20.4763	0.0091	113

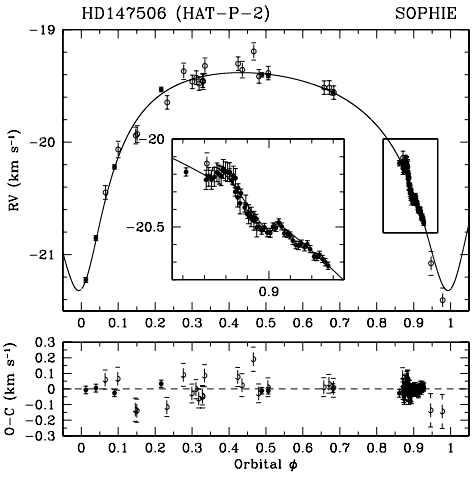


Fig. 1. *Top*: phase-folded Radial Velocity measurements of HAT-P-2 superimposed on the refined Keplerian orbital solution. Open circles refer to the Keck and Lick measurements. Filled circles refer to the SOPHIE measurements. The inset shows a zoom around the transit where radial velocities exhibit the Rossiter-McLaughlin effect. *Bottom*: residuals around the orbital solution.

K CaII lines and appears to be close to the value determined by B07 (log $R'_{\rm HK} = -4.72 \pm 0.05$). As estimated in Santos et al. (2000), our activity index for a F8 dwarf star implies a stellar jitter from a few m s^{-1} to about 20 m s^{-1}, which is confirmed by the calibration made by Wright (2005). Analysis of the line-bisector computed for all out-of-transit spectra does not show significant variations nor correlation with the RVs.

4. Determination of the planetary system parameters

In this section, we first describe the procedure used to fit the observed velocities with the Keplerian orbit and the RM RV anomaly, and how we estimated the uncertainties. In the second and third subsections, we discuss our results.

4.1. Analysis of the RV data

We used all available high-precision spectroscopic data to model the orbit and the RM effect simultaneously. This data includes 10 Lick spectra and 13 Keck spectra obtained by B07, and the 63 SOPHIE spectra. Our model is comprised of 15 parameters: The period, P; periastron passage time, T_0; orbital eccentricity, e; angle between ascending node and periastron, ω; RV semi-amplitude, K; RV zero point, V_0 (these first six are the classical orbital parameters); planetary to stellar radii ratio, $R_{\rm p}/R_{\rm s}$; orbital semi-major axis to stellar radius ratio, $a/R_{\rm s}$; angle between sky projection of the orbital angular momentum axis and stellar spin axis, λ; line of sight stellar rotational velocity, $v \sin I_{\rm s}$; orbital inclination angle, i; and the stellar linear limb darkening coefficient, ϵ. We have also determined a velocity shift between Keck and Lick velocity zero points, $\Delta v_{\rm KL}$, and SOPHIE and Keck zero points, $\Delta v_{\rm SK}$. We also estimated a velocity shift, $\Delta v_{\rm S2}$, between the SOPHIE measurements taken on the second transit night (June 11) and the rest of the SOPHIE measurements, taken about a month earlier. The period was fixed on the value given by B07 (P = 5.63341 days), considering its very high accuracy (11s) derived from extensive photometric observations. A linear limb-darkening coefficient $\epsilon = 0.71$ was also used, considering the stellar $T_{\rm eff}$ = 6250 K (Claret 2004). Hence, our model has 13 free parameters, where 8 are non-linear ($T_0, e, \omega, R_{\rm p}/R_{\rm s}, a/R_{\rm s}, \lambda, v \sin I_{\rm s}$ and i) and 5 linear ($K, V_0, \Delta v_{\rm KL}, \Delta v_{\rm SK}$ and $\Delta v_{\rm S2}$).

We used a Keplerian model for the orbit, and the analytic approach described by Ohta et al. (2005), to model the RM effect. Equations given by Ohta et al. (2005) for the RM RV anomaly were modified to make them dependent on $R_{\rm p}/R_{\rm s}$ and $a/R_{\rm s}$, instead of $R_{\rm p}, R_{\rm s}$ and a.

We searched the parameter space for the global minimum χ^2 position, using the equation below. We used the linear least square method, along with the data, to calculate the linear parameters at each position in the parameter space of the non-linear parameters. We modified our χ^2 function to account for external information, namely the line-of-sight stellar rotational velocity, derived here from the spectra, the radii ratio, and transit duration, from B07:

$$\chi^2 = \Sigma_i \left(\frac{RV_{{\rm o},i} - RV_{{\rm c},i}}{RV_{{\rm err},i}}\right)^2 + \left(\frac{v \sin I_{\rm s} - 21.3}{1.3}\right)^2 + \left(\frac{R_{\rm p}/R_{\rm s} - 0.0684}{0.0009}\right)^2 + \left(\frac{T_{\rm dur} - 0.177}{0.002}\right)^2,$$

where $RV_{{\rm o},i}$ and $RV_{{\rm c},i}$ are the ith observed and calculated RVs and $RV_{{\rm err},i}$ is its error. $T_{\rm dur}$ is the transit duration and is related to $a/R_{\rm s}$, $R_{\rm p}/R_{\rm s}$, i and the orbital parameters P, e, and ω. The uncertainties were computed directly from the linear least squares analysis for the linear parameters (Press et al. 1992, Sect. 15.4, Eq. (15.4.15)). The procedure is a bit more complex concerning the non-linear parameters. For each specific parameter, we increase and decrease it using small steps starting from the minimum χ^2 solution value. At each step, the rest of the parameters are fitted while holding the specific parameter constant. Then, a 4th degree polynomial is fitted to the χ^2 values obtained and the 1-σ uncertainty is estimated by identifying the values of the fit corresponding to the minimum χ^2 value +1.

In the fit procedure, we adopted the B07 stellar jitter of 60 m s^{-1} for the Lick and Keck measurements. For the SOPHIE measurements, we adopted a jitter of 17 m s^{-1}, resulting in a reduced $\chi^2 = 1$ for the out-of-transit SOPHIE measurements. This value is in a good agreement with the value estimated from our revised activity index and should be compared to the jitter of 60 m s^{-1} mentioned in B07, considering the span covered by Lick and Keck observations was 240 nights. Over such a long span, one cannot exclude variations in the stellar activity level. We also note that the effect of this jitter may have a time scale comparable or longer than the time of a single exposure, inducing a correlated noise effect.

4.2. Results of the fitted orbital solution

Table 2 lists the result for the fitted parameters of our model. The solution depends on the RV data and the prior constraints ($v \sin I_{\rm s}, R_{\rm p}/R_{\rm s}$, transit duration), derived from the spectroscopic analysis in this work and the photometry from B07. The refined orbital solution is plotted in the upper panel of Figs. 1, and 2 presents the RM RV anomaly model after subtraction of the Keplerian orbit.

The rms of the out-of-transit residuals of SOPHIE measurements, spanning 36 days, is equal to 18 m s^{-1}, whereas rms of all out-of-transit measurements, spanning 282 days, is 50 m s^{-1}. The orbital parameters we derived are consistent with B07.

Table 2. Refined parameters of the Keplerian orbital solution and the parameters of the HAT-P-2 system, compared to those determined in (Bakos et al. 2007, B07). T_0 refers to the periastron time. The fitted parameters are presented at the top of the table. The bottom part of the table lists the system parameters, derived from the fitted ones. We present in the table both the spectroscopic determination and the result from the fit of the star's $v \sin I_s$.

Parameter	Value	Value from B07
Period [d] ⋆	5.63341 (fixed)	5.63341±0.00013
T_0 [HJD]	$2\,454\,213.4794\ ^{+0.0053}_{-0.0030}$	$2\,454\,213.369 \pm 0.041$
e	$0.5163\ ^{+0.0025}_{-0.0023}$	0.520 ± 0.010
ω [deg]	$189.92\ ^{+1.06}_{-1.20}$	179.3 ± 3.6
K [m s^{-1}]	966.9 ± 8.3	1011 ± 38
V_0 [m s^{-1}]	$-19\,855.1 \pm 5.8$	N.A.
R_p/R_s	$0.06891\ ^{+0.00090}_{-0.00086}$	0.0684 ± 0.0009
a/R_s	$10.28\ ^{+0.12}_{-0.19}$	$9.77^{+1.10}_{-0.02}$
λ [deg]	$0.2\ ^{+12.2}_{-12.5}$	N.A.
$v \sin I_{s\ \mathrm{RM}}$ [km s^{-1}]	$22.9\ ^{+1.1}_{-1.2}$	N.A.
$v \sin I_{s\ \mathrm{Spectro}}$ [km s^{-1}]	21.3 ± 1.3	19.8 ± 1.6
i [deg]	$90.0\ ^{+0.85}_{-0.93}$	>84.6 (2σ)
Δv_{KL} [m s^{-1}]	-328 ± 41	-380 ± 35
Δv_{SK} [m s^{-1}]	-19584 ± 17	N.A.
Δv_{S2} [m s^{-1}]	-27 ± 12	N.A.
Stellar jitter [m s^{-1}] ⋆⋆	17	60
[Fe/H] (dex)	0.11 ± 0.10	0.12 ± 0.08
$\log R'_{\mathrm{HK}}$	-4.75 ± 0.02	-4.72 ± 0.05
M_s [$M_\odot$]⋆	$1.298\ ^{+0.062}_{-0.098}$	$1.298^{+0.062}_{-0.098}$
a [AU]	$0.0677\ ^{+0.0011}_{-0.0017}$	0.0677 ± 0.0014
R_s [$R_\odot$]	$1.416\ ^{+0.04}_{-0.062}$	$1.474^{+0.042}_{-0.167}$
M_p [M_{Jup}]	$8.62\ ^{+0.39}_{-0.55}$	9.04 ± 0.50
R_p [R_{Jup}]	$0.951\ ^{+0.039}_{-0.053}$	$0.982^{+0.038}_{-0.105}$
ρ_p [g cm^{-3}]	$12.5\ ^{+2.6}_{-3.6}$	$11.9^{+4.8}_{-1.6}$
g_p [m s^{-2}]	$237\ ^{+30}_{-41}$	227^{+44}_{-16}

⋆ Adopted from B07; ⋆⋆ short term jitter.

However our uncertainties are smaller, due to a larger sample of high-precision RV data.

We searched for a second planetary signal in the RV residuals to look for hints of a third body in the system. No clear periodic signal appears in the RV residuals. We estimated that we can exclude the presence of a second planet of mass greater than 1.3, 1.5 and 1.8 M_{Jup} for an orbital period shorter than 50, 100, and 200 days respectively. However, the increased RMS for all out-of-transit residuals suggests that a long-term RV follow-up of this star is needed.

4.3. Measurement of the Rossiter-McLaughlin effect

As an important result, the sign of the RV anomaly shows that the orbital motion is set in the same direction as the stellar spin, similar to the four previous observed RM effects on transiting exoplanets (Queloz et al. 2000; Winn et al. 2005, for HD 209458; Winn et al. 2006, for HD 189733; Wolf et al. 2007, for HD 149026; and Narita et al. 2007, for TrES-1). The orbital inclination angle i we derived is in full agreement with the value determined by B07. The projected rotation velocity of the star $v \sin I_s$ determined from the RM fit is 22.9 ± 1.2 km s^{-1}. This value is greater than our spectroscopic determination from SOPHIE CCFs, and 2-σ greater than the determination of B07. However, Winn et al. (2005) showed that $v \sin I_s$ measured with the analytical formulae from Ohta et al. (2005) is biased toward larger velocities by approximately 10%. Moreover, as the planet crosses the star at the equatorial plane, assuming a differential rotational velocity of the star, the fitted $v \sin I_s$ corresponds to the maximum value. Küker & Rüdiger (2005) show that a differential rotational rate can be as high as about 10% for a F8-type star. The projected angle between the stellar spin axis and the normal of the orbital plane, $\lambda = 0.2 \pm 12.5°$, is consistent with complete alignment of the stellar spin and orbital angular momentum.

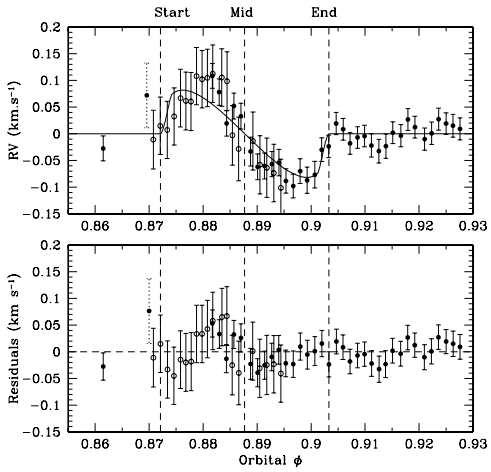


Fig. 2. *Top*: radial velocities of HAT-P-2 as a function of the orbital phase after subtraction of the Keplerian model and superimposed with the best fit of the Rossiter-McLaughlin effect. The filled and open circles represent the RV measurements obtained during the first and the second sequence of observations of the transit with SOPHIE, respectively. The open circle with dotted error bars represent one measurement from the Keck set which is a few minutes before the ingress phase. *Bottom*: RV residuals after subtracting the orbital solution and the modeled RM effect.

We extended our analysis in the search for the global minimum χ^2, without any constraint on the $v \sin I_s$. The result obtained gives a significantly larger $v \sin I_s$ value ($29.5\ ^{+3.1}_{-2.2}$ km s^{-1}) and a consistent lambda value ($5.0^{+17.8°}_{-6.0}$). However, such a $v \sin I_s$ value is clearly incompatible with the spectroscopic determination of the rotational velocity of the star.

We also computed the line-bisector behavior following the procedure described in Santos et al. (2002). As shown in Fig. 3, a specific signature of the line-bisectors can be found during the transit and is anti-correlated with the RVs due to the fact that the crossing planet mainly affects the bottom of the spectral lines.

Assuming the B07 stellar mass and period, of $1.298^{+0.062}_{-0.098}\ M_\odot$ and 5.63341 days, and using the fitted ratios R_p/R_s and a/R_s, we also provide a new determination of the system parameters. Those include: orbital semi-major axis, a, stellar radius, R_s, and the planetary radius, R_p, mass, M_p, density ρ_p, and surface gravity g_p. Our results are similar to those of B07 with smaller errors. The RVs describing the spectroscopic transit are quite noisy and some of the measured RVs (around orbital phase 0.885) present an unexpected RV shift. This shift does not seem to be due to an instrumental deviation and may be explained by a guidance decentring of the telescope. However, the amplitude of the Rossiter anomaly is large enough that we can still estimate the parameters of this system with quite good uncertainties.

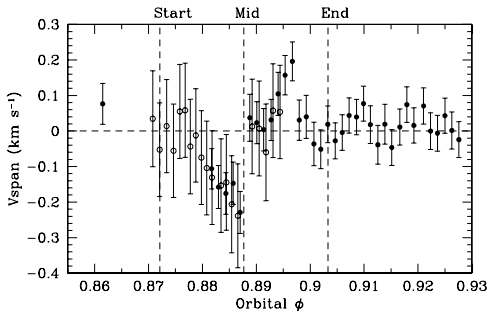


Fig. 3. Line-bisectors signature during the spectroscopic transit as a function of the orbital phase. As in Fig. 2 the filled and open circles represent the RV measurements obtained during the first and second sequences of transit observations with SOPHIE, respectively.

5. Discussion and conclusion

The value of HAT-P-2b radius (0.95 $R_{\rm Jup}$) puts this object in the mass-radius diagram as an intermediate case between Hot-Jupiters and low-mass stars. Its mean density of 12.5 g cm^{-3} is in between the Hot-Jupiter density (0.34–1.34 g cm^{-3}) and the density of the smallest transiting M dwarfs OGLE-TR-122 and OGLE-TR-123 (Pont et al. 2005, 2006), which are 75 and 51 g cm^{-3}, respectively. A similar paper (Winn et al. 2007) published results that are consistent with our conclusions. Super-massive planets like HAT-P-2b may constitute a new class of stellar companions, in between Hot-Jupiters and low-mass stars and near the Brown dwarf population. HAT-P-2b is the first super-massive object around a F8 star for which the exact mass has been determined. Such a massive close-in planet is not in agreement with the type II migration mechanism, which appears to be more efficient for planets around low-mass stars (Ida & Lin 2005). This could suggest a different formation process for this object, such as fragmentation, or interactions between the planet and another companion or between the planet and the disk in the evolution process.

A system with an elliptic orbit is expected to move toward pseudo-synchronization, with the stellar angular rotation velocity tuned to near the angular velocity of the companion at periastron passage (Zahn 1977). Given the Keplerian orbital parameters, we computed the angular planetary speed at the periastron position and found that a stellar radius of 1.42 $R_\odot$ implies a pseudo-synchronization rotational velocity $v \sin I_{\rm s}$ of about 40 km s^{-1} (Hut 1981, Eq. (43)). Because the observed rotational velocity of the star is only about 21 km s^{-1}, the star is definitely not pseudo-synchronized to the planetary orbit. Peale (1999) indicated that the alignment and the synchronization timescales are of the same order of magnitude. Therefore, the lack of pseudo-synchronization indicates that the system was formed with the stellar spin aligned to the orbital angular momentum.

Acknowledgements. Part of these observations have been funded by the Optical Infrared Coordination network (OPTICON), a major international collaboration supported by the Research Infrastructures Programme of the European Commission's Sixth Framework Programme. N.C.S. would like to thank the support from Fundao para a Cincia e a Tecnologia, Portugal, in the form of a grant (reference POCI/CTE-AST/56453/2004). This work was supported in part by the EC's FP6 and by FCT (with POCI2010 and FEDER funds), within the HELAS international collaboration. A.E. would like to thank the support from the Swiss National Science Foundation (SNSF), Switzerland, in the form of a grant (reference PBSK2–114688). We thank the technical team from OHP who worked on the instrument SOPHIE and for their exceptional work.

References

Bakos, G. A., Kovacs, G., Torres, G., et al. 2007, ArXiv e-prints, 705
Baraffe, I., Chabrier, G., Barman, T. S., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 2003, A&A, 402, 701
Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., et al. 1996, A&AS, 119, 373
Bouchy, F., Pont, F., Melo, C., et al. 2005, A&A, 431, 1105
Bouchy, F., & The Sophie Team 2006, in Tenth Anniversary of 51 Peg-b: Status of and prospects for hot Jupiter studies, ed. L. Arnold, F. Bouchy, & C. Moutou, 319
Cameron, A. C., Bouchy, F., Hébrard, G., et al. 2007, MNRAS, 375, 951
Claret, A. 2004, A&A, 428, 1001
Gillon, M., Pont, F., Demory, B., et al. 2007, ArXiv e-prints, 705
Hut, P. 1981, A&A, 99, 126
Ida, S., & Lin, D. N. C. 2005, ApJ, 626, 1045
Küker, M., & Rüdiger, G. 2005, A&A, 433, 1023
Narita, N., Enya, K., Sato, B., et al. 2007, ArXiv Astrophysics e-prints
Ohta, Y., Taruya, A., & Suto, Y. 2005, ApJ, 622, 1118
Peale, S. J. 1999, ARA&A, 37, 533
Pepe, F., Mayor, M., Queloz, D., et al. 2005, The Messenger, 120, 22
Pont, F., Bouchy, F., Melo, C., et al. 2005, A&A, 438, 1123
Pont, F., Moutou, C., Bouchy, F., et al. 2006, A&A, 447, 1035
Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., & Flannery, B. P. 1992, Numerical recipes in C. The art of scientific computing, 2nd Ed. (Cambridge: University Press)
Queloz, D., Eggenberger, A., Mayor, M., et al. 2000, A&A, 359, L13
Santos, N. C., Mayor, M., Naef, D., et al. 2000, A&A, 361, 265
Santos, N. C., Mayor, M., Naef, D., et al. 2002, A&A, 392, 215
Winn, J. N., Noyes, R. W., Holman, M. J., et al. 2005, ApJ, 631, 1215
Winn, J. N., Johnson, J. A., Marcy, G. W., et al. 2006, ApJ, 653, L69
Winn, J. N., Johnson, J. A., Peek, K. M. G., et al. 2007, ApJ, 665, L167
Wolf, A. S., Laughlin, G., Henry, G. W., et al. 2007, ApJ, 667, 549
Wright, J. T. 2005, PASP, 117, 657
Zahn, J.-P. 1977, A&A, 57, 383

5.3.3 Mesure de l'effet RM des planètes X0-3b et Corot_Exo_2b

En plus de la détection du transit spectroscopique de HD 147506b, nous avons également observé le transit spectroscopique des planètes X0-3b et Corot_Exo_2b, dans le cadre du SP2 du consortium exoplanètes *SOPHIE* et du suivi des candidats *CoRoT*. L'un des points majeurs dans la caractérisation d'une planète réside dans la détermination du rayon de l'étoile parent. Dans le cas de X0-3b, Johns-Krull et al. (2008) montrent que le rayon R_s de l'étoile X0-3 est estimée à 2,13 $R_\odot$ par analyse spectroscopique combinée aux modèles d'évolution stellaire (Girardi et al. 2002). Lorsque les données sont soumises à une détermination par photométrie, le rayon de l'étoile est alors estimé à 1,48 $R_\odot$. La première estimation donne une valeur 30 % plus grande que la seconde. On constate ici clairement la difficulté à déterminer de manière précise le rayon d'une étoile. Pour tâcher d'obtenir une valeur du rayon, nous avons donc re-déterminés les erreurs sur les paramètres dérivés à l'aide d'une méthode de "bootstrap", appliquées aux CdL obtenues par Johns-Krull et al. (2008). De plus, en combinant ces paramètres à ceux de l'orbite, nous avons utilisé une approche Bayésienne, telle que décrite par Pont & Eyer (2004), afin de calculer la distribution de probabilité du rayon stellaire. Au final, nous en avons déduit une valeur du rayon de l'étoile X0-3 de $R_s = 1.6 \pm 0.2$ $R_\odot$.

De la même manière que pour HD 147506b (voir chapitre 5.3.1), l'étoile X0-3 a été observée sur une période de 60 jours, permettant ainsi une amélioration significative des paramètres orbitaux de la planète X0-3b (Hebrard et al. 2008). En effet, l'acquisition de 19 points de mesure de VR, hors transit, confortent les paramètres déterminés par Johns-Krull et al. (2008), lors de la découverte, en divisant d'un facteur 3 à 6 leurs barres d'erreur. Une séquence de 36 mesures de VR a également été réalisée afin d'observer l'ensemble de l'effet RM sur une même nuit, au cours du transit du 28 Janvier 2008. Cette séquence est clairement bruitée et ne laisse pas transparaître une signature évidente, notamment dû au fait que l'on s'attend à un effet commun aux mouvements progrades détectés jusque là. La variation de VR observée montre un décalage négatif d'environ 100 $\mathrm{m\,s^{-1}}$ sur toute la durée du transit, suggérant un effet RM transverse. Une telle configuration peut être observée lorsque l'angle λ est proche de 90°, le déplacement de la planète devant son étoile étant alors parallèle à l'axe de rotation de celle-ci. Il semblerait que ce soit le cas pour X0-3b, comme le montre la Fig. 5.7.

Nous avons réalisé différents ajustements de l'ensemble des points de mesures de VR, obtenus au cours du transit. En considérant deux cas de figure, nous avons recherché la meilleure adéquation statistique, par minimisation du χ^2, entre un effet RM avec un angle $\lambda = 0°$ et un second avec $\lambda = 90°$ (voir Fig. 5.7). Avec un facteur 3 de différence de χ^2, cette étude suggère que l'effet RM observé est transverse. La détermination des paramètres, notamment l'angle λ est incertaine. Cependant, ceci constitue un important indice de détection d'une telle signature de l'effet RM, et par conséquent d'une telle configuration pour un système planétaire. Cette dernière favoriserait un scénario de formation invoquant des interactions entre planètes, plutôt que les processus de migration (Ford & Rasio 2006). Ceci suggère donc que la formation de planètes à courte période, telles que les Jupiter-chauds, pourrait également résulter d'interactions gravitationnelles entre planètes. La détection d'un second compagnon dans le système pourrait apporter des contraintes supplémentaires. Pour autant, Ribas & Miralda-Escudé (2007) suggère que ces objets très massifs pourraient finalement être des naines brunes de faible masse, formée par fragmentation d'un nuage de gaz. La détection de X0-3b et de la signature transverse de son effet RM ne contraindrait pas dans ce cas là le scénario de formation planétaire. Ces travaux ont donné lieu à une publication, actuellement soumise dans *A&A*. Vous pourrez trouver de plus amples détails dans celle-ci en annexe.

En complément des observations de suivi en VR des candidats *CoRoT*, nous avons observé

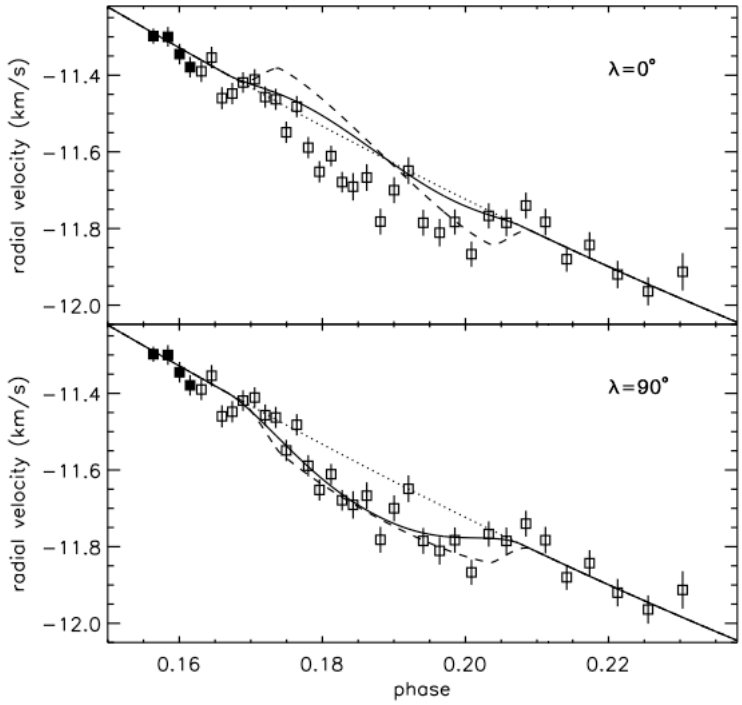


FIG. 5.7 – Effet Rossiter-McLaughlin observé de la planète X0-3b. Les courbes pleine et en tiret représentent la courbe obtenue dans le cas d'une signature RM avec, respectivement, les valeurs maximales et minimales de l'angle i et de a/R_s. La droite en pointillé représente quant à elle le signal orbital simple, sans effet RM.

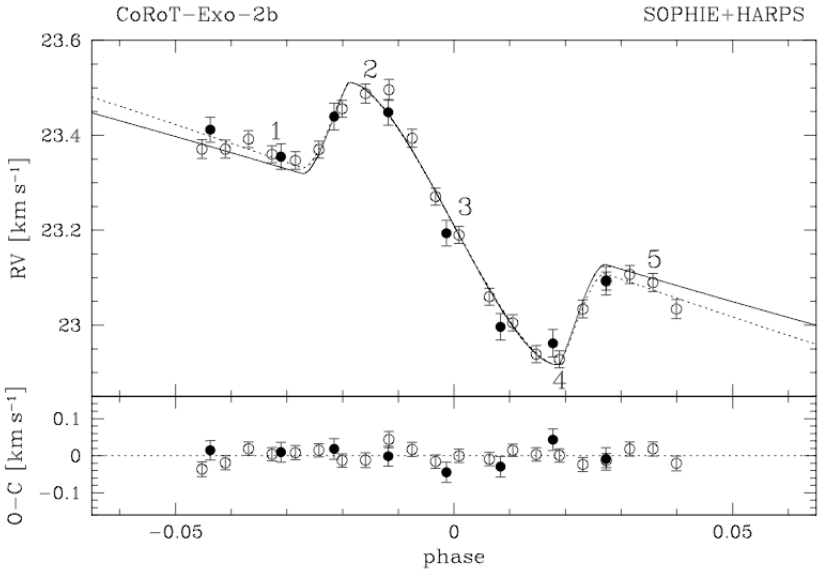


FIG. 5.8 – Effet Rossiter-McLaughlin observé de la planète CoRoT_Exo_2b. La courbe solide montre le meilleur ajustement obtenu en utilisant l'amplitude orbital K déterminé par Alonso et al. (2008). La courbe en pointillés représente quant à elle le meilleur ajustement obtenu en considérant K comme un paramètre libre.

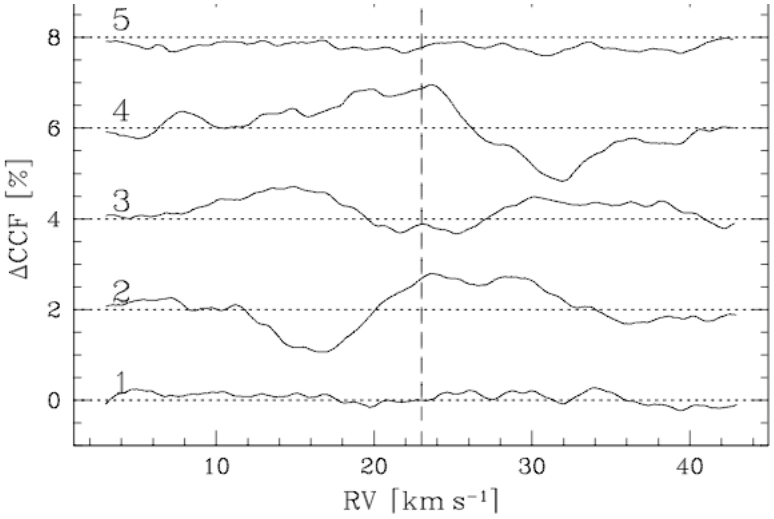


Fig. 5.9 – Différences de CCF prises à 5 instants différents au cours du transit, comparées par rapport à une référence.

le transit spectroscopique de l'un d'entre eux, Corot_Exo_2b (voir chapitre 4.3). Deux séquences d'observation nous ont permis de détecter l'effet RM. La première fut réalisée grâce au spectrographe *SOPHIE*, elle apparut sous-échantillonnée. Une deuxième fut donc menée avec le spectrographe HARPS, un mois et demi plus tard. Elle présente la signature d'un mouvement prograde. Utilisant les paramètres orbitaux et photométriques déterminés par Alonso et al. (2008), nous avons ajusté les valeurs de λ et $v \sin i$ aux points de mesure obtenus, en combinant les deux jeux de données *SOPHIE* et HARPS. Alonso et al. (2008) nous montre que l'étoile est très active, et que les deux séries d'observation ont été réalisées au moment où le flux stellaire est à son minimum (voir Fig. 1 dans Alonso et al. (2008)). Par conséquent les tâches stellaires sont, à ce moment là, à leur phase maximale de visibilité. Saar & Donahue (1997) établit une relation entre le "jitter" de VR, le $v \sin i$ de l'étoile et le taux de présence de tâches. Celle-ci nous permet d'estimer une variation de VR pouvant atteindre jusqu'à 200 $\mathrm{m\,s^{-1}}$ pic-à-pic, sur la période de rotation de l'étoile de 4,5 jours. Un tel paramètre peut engendrer localement une variation de pente du signal orbital. L'effet maximal apparaît au moment où les tâches d'activité sur l'étoile sont de visibilité maximale, et on estime qu'il introduit un effet de VR d'environ 40 $\mathrm{m\,s^{-1}}$. C'est ce que montre la Fig. 5.8, l'ajustement hors transit n'est pas parfait. Si l'on augmente l'amplitude K dans notre ajustement ou si l'on le considère comme étant un paramètre libre, ceci améliore significativement l'ajustement, et augmente légèrement les valeurs de $v \sin(i)$ et λ dans la solution. L'angle λ déterminé ($\lambda = 5.0 \pm 4.0^\circ$) suggère une valeur proche de zéro, présentant ainsi un système aligné dans le plan de l'équateur stellaire, et une valeur de K supérieure de 40 $\mathrm{m\,s^{-1}}$.

La détection de ce transit spectroscopique confirme la présence de la planète. En effet, l'observation combinée du signal de VR pendant et hors transit, ainsi que la signature de celui-ci dans la CdL ne peut être engendrée par aucun autre phénomène que la présence d'un compagnon. Au cours du transit, on observe également la variation de la CCF en fonction du temps, illustrant le passage de la planète devant le disque stellaire. La dissymétrie de la CCF que l'on observe est signe de la présence de la planète dans cette région. Cette déformation suit alors le mouvement de la planète devant l'étoile, passant dans l'aile gauche, le milieu et l'aile droite de la CCF. Cette signature a été mise en évidence au cours de la détection de l'effet RM de HD 147506b par Loeillet et al. (2008b); Winn et al. (2007d), ainsi que dans le cas de CoRoT_Exo_2b par Bouchy et al.

(2008). La Fig. 5.9 illustre ce comportement des raies spectrales lors du transit spectroscopique à travers la différence des CCF observées par rapport à une référence. On observe ici clairement le passage de la planète devant son étoile, perturbant la CCF, et par conséquent son bissecteur.

5.3.4 Publications présentant l'effet RM des planètes X0-3b et CoRoT_Exo_2b

Les travaux présentés ci-dessus, ont chacun donné lieu à une publication consignée dans les pages suivantes.

Astronomy & Astrophysics manuscript no. article
June 5, 2008
© ESO 2008

arXiv:0806.0719v1 [astro-ph] 4 Jun 2008

Misaligned spin-orbit in the XO-3 planetary system?⋆

G. Hébrard[1], F. Bouchy[1], F. Pont[2], B. Loeillet[1,3], M. Rabus[4], X. Bonfils[5,6], C. Moutou[3], I. Boisse[1], X. Delfosse[6], M. Desort[6], A. Eggenberger[6], D. Ehrenreich[6], T. Forveille[6], A.-M. Lagrange[6], C. Lovis[7], M. Mayor[7], F. Pepe[7], C. Perrier[6], D. Queloz[7], N. C. Santos[5,7], D. Ségransan[7], S. Udry[7], A. Vidal-Madjar[1]

[1] Institut d'Astrophysique de Paris, UMR7095 CNRS, Université Pierre & Marie Curie, 98bis boulevard Arago, 75014 Paris, France
[2] Physikalisches Institut, University of Bern, Sidlerstrasse 5, 3012 Bern, Switzerland
[3] Laboratoire d'Astrophysique de Marseille, Université de Provence, CNRS (UMR 6110), BP 8, 13376 Marseille Cedex 12, France
[4] Instituto de Astrofísica de Canarias, La Laguna, Tenerife, Spain
[5] Centro de Astrofísica, Universidade do Porto, Rua das Estrelas, 4150-762 Porto, Portugal
[6] Laboratoire d'Astrophysique de Grenoble, CNRS (UMR 5571), Université J. Fourier, BP53, 38041 Grenoble, France
[7] Observatoire de Genève, Université de Genève, 51 Chemin des Maillettes, 1290 Sauverny, Switzerland

Received TBC; accepted TBC

ABSTRACT

The transiting extrasolar planet XO-3b is remarkable, with a high mass and eccentric orbit. These unusual characteristics make it interesting to test whether its orbital plane is parallel to the equator of its host star, as it is observed for other transiting planets. We performed radial velocity measurements of XO-3 with the *SOPHIE* spectrograph at the 1.93-m telescope of Haute-Provence Observatory during a planetary transit, and at other orbital phases. This allowed us to observe the Rossiter-McLaughlin effect and, together with a new analysis of the transit light curve, to refine the parameters of the planet. The unusual shape of the radial velocity anomaly during the transit provides a hint for a nearly transverse Rossiter-McLaughlin effect. The sky-projected angle between the planetary orbital axis and the stellar rotation axis should be $\lambda = 70° \pm 15°$ to be compatible with our observations. This suggests that some close-in planets might result from gravitational interaction between planets and/or stars rather than migration due to interaction with the accretion disk. This surprising result requires confirmation by additional observations, especially at lower airmass, to fully exclude the possibility that the signal is due to systematic effects.

Key words. Techniques: radial velocities - Stars: individual: GSC03727-01064 - Stars: planetary systems: individual: XO-3b

1. Introduction

Johns-Krull et al. (2008) announced the detection of XO-3b, an extra-solar planet transiting its F5V parent star with a 3.2-day orbital period. Transiting planets are of particular interest as they allow measurements of parameters including orbital inclination and planet radius, mass and density. Moreover, follow-up observations can also be performed during transits or anti-transits, yielding physical constraints on planetary atmospheres.

Among the forty transiting extra-solar planets known to date, XO-3b is particular as it is among the few on an eccentric orbit, together with HD 147506b (Bakos et al. 2007), HD 17156b (Fischer et al. 2007; Barbieri et al. 2007), and GJ 436b (Butler et al. 2004; Gillon et al. 2007). XO-3b is also the most massive transiting planet known to date. Most of the sixty known extrasolar planets, with and without transits, with orbital periods shorter than five days have masses below $2\,M_{Jup}$; XO-3b is actually one of the rare massive close-in planets. It is just at the limit between low-mass brown dwarfs and massive planets, $13\,M_{Jup}$, which is defined by the deuterium burning limit. There was a quite large uncertainty on the planetary parameters of XO-3b and its host star. Indeed, Johns-Krull et al. (2008) presented a spectroscopic analysis favoring large masses and radii ($M_p \simeq 13.25\,M_{Jup}$, $R_p \simeq 1.95\,R_{Jup}$, $M_\star \simeq 1.41\,M_\odot$, and $R_\star \simeq 2.13\,R_\odot$), whereas their light curve analysis suggests lower values ($M_p \simeq 12.03\,M_{Jup}$, $R_p \simeq 1.25\,R_{Jup}$, $M_\star \simeq 1.24\,M_\odot$, and $R_\star \simeq 1.48\,R_\odot$) [see however Sect. 5 and Winn et al. (2008a)].

The fast rotating star XO-3 ($V \sin I = 18.5\,\mathrm{km\,s^{-1}}$; Johns-Krull et al. 2008) is a favorable object for Rossiter-McLaughlin effect observations. This effect (Rossiter 1924; McLaughlin 1924) occurs when an object transits in front of a rotating star, causing a distortion of the stellar lines profile, and thus an apparent anomaly in the measured radial velocity of the star. The shape of the disturbed radial velocity curve allows one to determine whether the planet is orbiting in the same direction as its host star is rotating, and more generally to measure the sky-projected angle between the planetary orbital axis and the stellar rotation axis, usually noted λ (see, e.g., Ohta et al. 2005; Giménez 2006a; Gaudi & Winn 2007). A stellar spin axis not aligned with the orbital angular momentum of a planet ($\lambda \neq 0°$) could reflect processes in the planet formation and migration, or interactions with perturbing bodies (see, e.g., Malmberg et al. 2007, Chatterjee et al. 2007, Nagasawa et al. 2008). Solar System asteroids are examples of objects whose orbital axes can be misaligned from the Sun spin axis by over 30°.

Up to now, spectroscopic transits have been detected for eight exoplanets: HD 209458b (Queloz et al. 2000), HD 189733b (Winn et al. 2006), HD 149026b (Wolf et al. 2007), TrES-1 (Narita et al. 2007), HD 147506b (Winn et al. 2007; Loeillet et al. 2008), HD 17156b (Narita et al. 2008), CoRoT-Exo-2b (Bouchy et al. 2008) and TrES-2 (Winn et al. 2008b). For all of these targets the stellar rotation is prograde relative to the planet orbit, and the sky-projected λ angle is close to

⋆ Based on observations collected with the *SOPHIE* spectrograph on the 1.93-m telescope at Observatoire de Haute-Provence (CNRS), France, by the *SOPHIE* Consortium (program 07A.PNP.CONS).

zero for most of them. So the axes of the stellar spins are probably parallel to the orbital axes, as expected for planets that formed in a protoplanetary disc far from the star and that later migrated closer-in. Three systems have error bars on the λ angle that do not include 0°: TrES-1 ($\lambda = 30° \pm 21°$), CoRoT-Exo-2b ($\lambda = 7.2 \pm 4.5°$) and HD 17156b ($\lambda = 62° \pm 25°$). However, those cases have the largest error bars on λ, and no firm detection of misalignment has yet been claimed. Barbieri et al. (2008) recently presented new radial velocity measurements of HD 17156 secured during a transit, which agree with a spin-orbit alignment.

Approximate spin-orbit alignment therefore seems typical for exoplanets, as it is for planets in the Solar System. The unusual parameters of XO-3b make a test of whether it agrees with this apparent behavior interesting. We present here new measurements of XO-3 radial velocity performed during a transit and at other orbital phases. These data refine the orbital parameters and provide a hint of detection for a transverse Rossiter-McLaughlin effect, *i.e.* a λ angle possibly near 90°. We also present a revised analysis of the transit light curve.

2. Observations

We observed the host star XO-3 (GSC 03727-01064, $m_V = 9.91$) with the *SOPHIE* instrument at the 1.93-m telescope of Haute-Provence Observatory, France. *SOPHIE* is a cross-dispersed, environmentally stabilized echelle spectrograph dedicated to high-precision radial velocity measurements (Bouchy et al. 2006). We used the high-resolution mode (resolution power $R = 75,000$) of the spectrograph, and the fast-read-out-time mode of the 4096×2048 15-μm-pixel CCD detector. The two optical-fiber circular apertures were used; the first one was centered on the target, and the second one was on the sky to simultaneously measure its background. This second aperture, 2' away from the first one, was used to estimate the spectral pollution due to the moonlight, which can be quite significant in these 3"-wide apertures (see Sect. 3).

We acquired 36 spectra of XO-3 during the night of January 28th, 2008 (barycentric Julian date BJD = 2 454 494.5), where a full coverage of the planetary transit was observed. Another 19 spectra were acquired at other orbital phases during the following two months. Table 1 summaries the 55 spectra finally acquired.

The exposure times range from 6 to 30 minutes in order to reach as constant the signal-to-noise ratio as possible. Indeed, *SOPHIE* radial velocity measurements are currently affected by a systematic effect at low signal-to-noise ratio, which is probably due to CCD charge transfer inefficiency that increases at low flux level. A constant signal-to-noise ratio through a sequence of observations reduces this uncertainty. The different exposure times needed to reach similar signal-to-noise ratios reflect the variable throughputs obtained, due to various atmospheric conditions (seeing, thin clouds, atmospheric dispersion). The sky was clear on the night whom the XO-3b transit was observed, but the airmass ranged from 1.2 to 3.1 during this ~6-hour observation sequence; the exposure times therefore increased during the transit observation. They remain short enough to provide a good time sampling (20 measurements during the ~3 hours of the transit). The 19 measurements outside the transit night were performed at airmasses better than 1.4 but with conditions varying from photometric to cloudy.

Exposures of a thorium-argon lamp were performed every 2-3 hours during each observing night. Over 2-3 hours, the observed drifts were typically ~ 3 m s^{-1}, which is thus the accuracy of the wavelength calibration of our XO-3 *SOPHIE* spectra; this is good enough for the expected signal. We did not use simultaneous calibration to keep the second aperture available for sky background estimation. During the night of January 28th, 2008, we performed a thorium-argon exposure before the transit and another one after the sequence, about six hours later. The measured drift was particularly low this night, 1 m s^{-1} in six hours,

Table 1. Radial velocities of XO-3 measured with *SOPHIE*.

BJD -2 400 000	RV (km s^{-1})	$\pm 1\,\sigma$ (km s^{-1})	exp. time (sec)	S/N p. pix. (at 550 nm)
Planetary transit:				
54494.4461	-11.298	0.020	600	54
54494.4526	-11.300	0.026	403	42
54494.4578	-11.345	0.027	373	40
54494.4625	-11.379	0.027	370	40
54494.4675	-11.390	0.028	370	39
54494.4721	-11.354	0.028	370	39
54494.4767	-11.460	0.029	370	38
54494.4813	-11.448	0.028	381	39
54494.4861	-11.419	0.027	380	40
54494.4913	-11.411	0.027	380	40
54494.4960	-11.457	0.028	380	39
54494.5007	-11.463	0.028	380	39
54494.5054	-11.549	0.028	380	39
54494.5101	-11.482	0.028	380	40
54494.5152	-11.589	0.028	380	39
54494.5202	-11.652	0.028	434	39
54494.5254	-11.611	0.027	403	40
54494.5303	-11.679	0.027	392	40
54494.5352	-11.691	0.036	395	40
54494.5413	-11.667	0.035	509	43
54494.5474	-11.782	0.034	500	44
54494.5535	-11.700	0.034	500	42
54494.5599	-11.649	0.035	554	44
54494.5665	-11.785	0.034	531	44
54494.5738	-11.811	0.036	530	44
54494.5806	-11.783	0.033	602	45
54494.5880	-11.867	0.033	622	44
54494.5957	-11.767	0.033	653	45
54494.6036	-11.785	0.035	650	46
54494.6123	-11.740	0.034	682	45
54494.6210	-11.783	0.035	775	45
54494.6305	-11.880	0.033	801	45
54494.6407	-11.843	0.034	906	44
54494.6532	-11.920	0.036	964	42
54494.6668	-11.964	0.037	1321	43
54494.6822	-11.913	0.049	1300	38
Other orbital phases:				
54496.2649	-12.723	0.050	1202	22
54497.2609	-10.156	0.029	655	37
54499.2765	-13.006	0.030	1003	36
54501.2926	-12.433	0.031	775	34
54501.4628	-12.756	0.033	775	34
54502.2730	-13.068	0.024	614	44
54503.2614	-10.936	0.030	907	35
54503.4700	-10.182	0.040	1806	29
54504.4321	-12.398	0.028	645	39
54505.2889	-13.132	0.023	635	46
54506.2904	-11.593	0.025	755	43
54511.4534	-13.041	0.038	600	48
54512.4618	-12.246	0.036	600	41
54513.3091	-10.360	0.052	600	48
54516.3517	-10.176	0.046	600	39
54516.4540	-10.267	0.071	802	32
54551.3044	-10.316	0.032	1274	37
54553.3002	-13.135	0.033	999	36
54554.3114	-11.004	0.019	999	57

which makes us confident the wavelength calibration did not unexpectedly drift during the observation of the XO-3b transit.

3. Data reduction

We extracted the spectra from the detector images and measured the radial velocities using the *SOPHIE* pipeline. Following the techniques described by Baranne et al. (1996) and Pepe et al. (2002), the radial velocities were obtained from a weighted cross-correlation of the spectra with a numerical mask. We used a standard G2 mask constructed from the Sun spectrum atlas including more than 3500 lines, which is well adapted to the F5V star XO-3. We eliminated the first eight spectral orders of the 39 available ones from the cross-correlation; these blue orders are particularly noisy, especially for the spectra obtained at the end of the transit, when the airmass was high. The resulting cross-correlation functions (CCFs) were fitted by Gaussians to get the radial velocities, as well as the width of the CCFs and their contrast with respect to the continuum. The uncertainty on the radial velocity was computed from the width and contrast of the CCF and the signal-to-noise ratio, using the empirical relation detailed by Bouchy et al. (2005) and Collier Cameron et al. (2007). It was typically around 25 m s^{-1} during the night of the transit, and between 20 and 45 m s^{-1} the remaining nights. The large $V \sin I$ of this rotating stars makes the uncertainty slightly larger than what is usually obtained for such signal-to-noise ratios with *SOPHIE*.

Some measurements were contaminated by the sky background, including mainly the moonlight. As the G2 mask matches the XO-3 spectrum as well as the Sun spectrum reflected by the Moon and the Earth atmosphere, the moonlight contamination can distort the shape of the CCF and thus shift the measured radial velocity. During our observations, the 29-km s^{-1} wide (FWHM) CCF of XO-3 is at radial velocities between −13 and −10 km s^{-1}, whereas the moonlight was centered near the barycentric Earth radial velocity, between −23 and −20 km s^{-1}. Thus moonlight contamination tends to blueshift the measured radial velocities. Following the method described in Pollacco et al. (2008) and Barge et al. (2008), we estimated the Moon contamination thanks to the second aperture, targeted on the sky, and then subtracted the sky CCF from the star CCF (after scaling by the throughput of the two fibers). Five exposures with too strong contamination were not used. We estimated the accuracy of this correction on one hand by correcting uncontaminated spectra, and on the other hand by correcting uncontaminated spectra on which we have added moonlight contaminations. Comparisons of the corrected velocities to the uncontaminated ones show that the method works well up to ∼ 500 m s^{-1} shifts, with an uncertainty of 1/9 of the correction to which a minimum uncertainty of 25 m s^{-1} is quadratically added.

The second half of the transit night measurements was contaminated by moonlight, with sky CCFs contrasted between 2 and 5 % of the continuum, whereas the XO-3 CCF has a contrast of 8 %. This implied sky corrections < 150 m s^{-1} (except for the very last exposure where it was ∼ 300 m s^{-1}), with uncertainties in the range 25-30 m s^{-1} (40 m s^{-1} for the last exposure). Five exposures obtained later at different phases were contaminated by the moonlight; corrections of 100 to 500 m s^{-1} were computed, with uncertainties in the range 30-60 m s^{-1}.

The final radial velocities are given in Table 1 and displayed in Figs. 1 and 2. The error bars are the quadratic sums of the different error sources (photon noise, wavelength calibration and drift, moonlight correction).

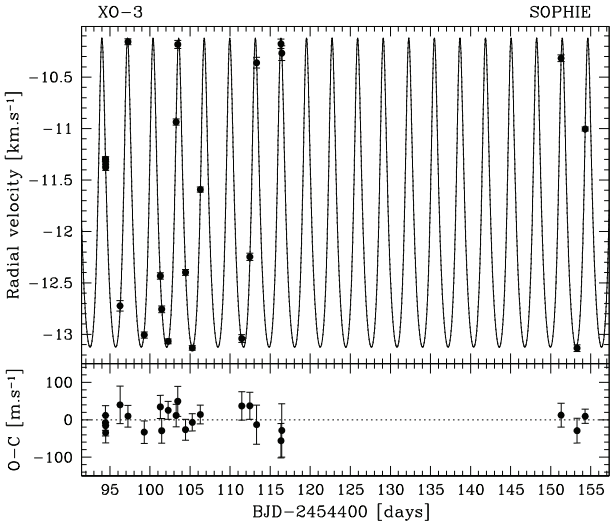


Fig. 1. *Top:* Radial velocity measurements of XO-3 as a function of time, and Keplerian fit to the data (without transit). Only the 23 measurements used for the fit are displayed. The orbital parameters corresponding to this fit are reported in Table 2. *Bottom:* Residuals of the fit with 1-σ error bars.

4. Determination of the planetary system parameters

4.1. Refined orbit

The radial velocities measurements presented by Johns-Krull et al. (2008) have a typical accuracy of ∼ 160 m s^{-1}. Those secured with *SOPHIE* are about five times more accurate, so they allow for a refinement of the original parameters of the system. We made a Keplerian fit of the first four *SOPHIE* measurements performed during the transit night and those performed afterwards, at other phases, first using the orbital period from Johns-Krull et al. (2008). For the refinement of the orbit we did not use most of the data secured during the night of January 28th, 2008, in order to remain free from alteration due to transit anomalies and possible systematic effects due to large-airmass observations.

The standard deviation of the residuals to the fit is $\sigma(O-C)$ = 29 m s^{-1}, implying a χ^2 of 15.3, which is acceptable according the low degrees of freedom, ν = 18. The 29 m s^{-1} dispersion of the measurements around the fit is similar to the errors on the individual radial velocity measurements; these estimated error bars thus are approximatively correct. The fits are plotted in Figs. 1 and 2; the derived orbital parameters are reported in Table 2, together with error bars, which were computed from χ^2 variations and Monte Carlo experiments. They agree with the Johns-Krull et al. (2008) parameters but the error bars are reduced by factors of three to six. The largest difference is on the eccentricity, which we found 1.6 σ larger than Johns-Krull et al. (2008). The residuals, plotted as a function of time in the bottom panel of Fig. 1, do not show any trend that might suggest the presence of another companion in the system over two months.

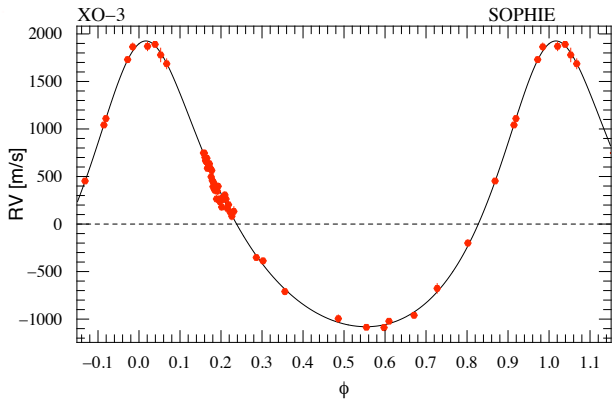


Fig. 2. Phase-folded radial velocity measurements of XO-3 (corrected from the velocity $V_r = -12.045\,\mathrm{km\,s^{-1}}$) as a function of the orbital phase, and Keplerian fit to the data. Orbital parameters corresponding to this fit are reported in Table 2. For display purpose, all the measurements performed during the transit night are plotted here. However, only the first four measurements of the transit night are used for the orbit fit, together with 19 measurements secured at other orbital phases (see § 4.1). Figs. 5 and 7 display a magnification on the transit night measurements.

Table 2. Fitted orbit and planetary parameters for XO-3b.

Parameters	Values and 1-σ error bars	Unit
V_r	-12.045 ± 0.006	$\mathrm{km\,s^{-1}}$
P	3.19161 ± 0.00014	days
e	0.287 ± 0.005	
ω	-11.3 ± 1.5	$^\circ$
K	1.503 ± 0.010	$\mathrm{km\,s^{-1}}$
T_0 (periastron)	$2\,454\,493.944 \pm 0.009$	BJD
$\sigma(O-C)$	29	$\mathrm{m\,s^{-1}}$
reduced χ^2	0.85	
N	23	
t_c (transit)	$2\,454\,494.549 \pm 0.014$	BJD
$M_\star$	1.3 ± 0.2	$\mathrm{M_\odot}$
$R_\star$	1.6 ± 0.2	$\mathrm{R_\odot}$
$M_\mathrm{p} \sin i$	$12.4 \pm 1.9^\dagger$	$\mathrm{M_{Jup}}$
i	82.5 ± 1.5	$^\circ$
M_p	$12.5 \pm 1.9^\dagger$	$\mathrm{M_{Jup}}$
R_p	1.5 ± 0.2	$\mathrm{R_{Jup}}$
λ	70 ± 15	$^\circ$

†: using $M_\star = 1.3 \pm 0.2\,\mathrm{M_\odot}$

Fitted alone, the 23 *SOPHIE* measurements have too short time span (60 days) to measure the period more accurately than Johns-Krull et al. (2008) from photometric observations of twenty transits. A 1.5-year time span is obtained when the *SOPHIE* measurements are fitted together with the radial velocities measured by Johns-Krull et al. (2008) using the telescopes Harlan J. Smith (HJS) and Hobby-Eberly (HET). This longer time span allows a more accurate period measurement. We obtained $P = 3.19168 \pm 0.00015$ days from the fit using the three datasets, in agreement with the photometric one, and with a similar uncertainty. The final period reported in Table 2 ($P = 3.19161 \pm 0.00014$ days) reflect these two measurements and is used for the fits plotted in Figs. 1 and 2. Adding HJS and HET data does not significantly change the other orbital parameters nor their uncertainties. For the global fit using the radial velocities from the three instruments, we did not use the last HET measurement, performed during a transit (see Sect. 6).

The Keplerian fit of the new *SOPHIE* radial velocity measurements also improves the transit ephemeris, as the photometric transits reported by Johns-Krull et al. (2008) were secured between December 2003 and March 2007, one hundred or more XO-3b revolutions before the January 28th, 2008 transit. The mid-point of this transit predicted from the Keplerian fit of the *SOPHIE* radial velocity measurements is $t_c = 2\,454\,494.549 \pm 0.014$ (BJD), i.e. just a few minutes earlier than the prediction from Johns-Krull et al. (2008). The uncertainty on this transit mid-point is ±20 minutes (or ±0.004 in orbital phase).

In order to reduce this uncertainty, we observed a recent photometric transit of XO-3b with a 30-cm telescope at the Teide Observatory, Tenerife, Spain, on February 29th, 2008 (Fig. 3). Weather conditions were poor and we therefore analyzed the transit with a fixed model based on the algorithm of Giménez (2006b). The fixed parameters were the ratio between the radii of the star and of the planet $k = 0.0928$, the sum of the projected radii $rr = 0.2275$, the inclination $i = 79.3^\circ$, and the eccentricity $e = 0.26$. We then scanned different mid-transit times and found $t_c = 2\,454\,526.4668 \pm 0.0026$ (BJD) from χ^2 variations. This reflects photon noise only; fluctuations due to poor weather may introduce additional uncertainties. By taking into account for the uncertainty on the orbital period, this translates into $t_c = 2\,454\,494.5507 \pm 0.0030$ (BJD) for the spectroscopic transit that we observed with *SOPHIE* on January 28th, 2008, i.e. ten revolutions earlier. That is just two minutes after the above prediction from *SOPHIE* ephemeris, and the uncertainty on this transit mid-point is ±4.3 minutes (or ±0.0009 in orbital phase).

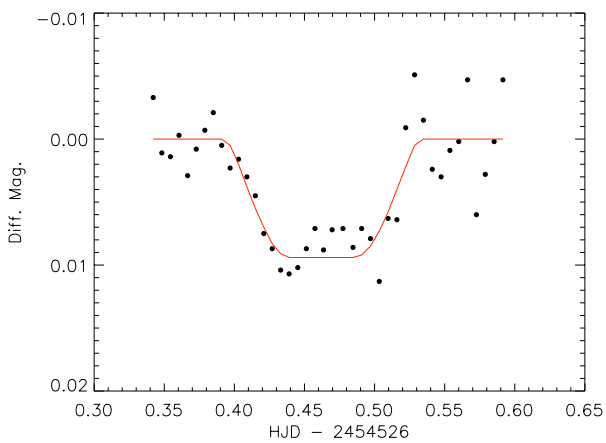


Fig. 3. Light curve of XO-3 observed at the Teide Observatory, Tenerife, during the transit of February 29th, 2008. The transit fit (solid line) provides $t_c = 2\,454\,526.4668 \pm 0.0026 \equiv 2\,454\,494.5507 \pm 0.0030$ (BJD).

4.2. Transit light curve fit revisited

Johns-Krull et al. (2008) point out that the host star radius obtained from the spectroscopic parameters (temperature, gravity, metallicity) combined with stellar evolution models, $R_\star \simeq 2.13$ R$_\odot$, is incompatible with the value obtained from the shape of the transit light curve, namely $R_\star \simeq 1.48$ R$_\odot$. Indeed, a large stellar radius implies a large planetary radius (to account for the depth of the transit) and a large inclination angle (to account for the duration of the transit), but the time from the first to the second contacts (ingress) and third to fourth contacts (egress) predicted for such an inclination are too long when compared to the observed transit light curve (see the upper panel of Fig. 9 in Johns-Krull et al. 2008). Formal uncertainties on the stellar spectroscopic parameters and the photometric measurements are insufficient to account for the mismatch. Since there can be only one value of the real stellar radius, this must be due to systematic uncertainties on the spectroscopic parameters, or the parameter derivation from the photometric data, or both. We revisit these analyses below, using the photometric data from Johns-Krull et al. (2008) and the parameters of the Keplerian orbit obtained in § 4.1 from the *SOPHIE* radial velocity measurements.

Regarding the spectroscopic parameters, the formal uncertainties stated by Johns-Krull et al. (2008), e.g. 0.06 dex for the gravity $\log g$ or 0.03 dex for the metallicity Z, are particularly small. Since these are used in combination with stellar evolution models, even if the actual uncertainties on the observations are small, systematic uncertainties are known to be present in the models themselves. Also, precise gravity measurements are difficult to obtain from stellar spectra. We therefore set a floor level of effective uncertainties in the confrontation with stellar evolution models of 100 K in temperature, of 0.1 dex in $\log g$, or 0.1 dex in Z (see e.g. discussion in Santos et al. 2004 and Pont & Eyer 2004).

Regarding the photometric data, we estimated the uncertainties including systematics effects with "segmented bootstrap" analysis (Jenkins et al. 2002; Moutou et al. 2004). According to Pont et al. (2006), correlated noise usually dominates the total parameter error budget for ground-based transit light curves. The segmented bootstrap consist of repeating the fit on realizations of the data with individual nights selected at random. The photometric follow-up for XO-3 by Johns-Krull et al. (2008) consists of ten individual nights. Since the sequencing of the data within each night is preserved, this method provide error estimates that takes into account the actual correlated noise in the data. We find much larger uncertainties on the impact parameter than the photon-noise uncertainties. This is corroborated by the discussion in Bakos et al. (2006) of the case of HD 189733. With a much deeper transits and a similar number of high-precision photometry transits covered from several observatories, they found that the determination of the stellar radius from the photometric data produced an error of ~ 15 %, consistent with the discussion in Pont et al. (2006).

To estimate the probability distribution of the radius of XO-3 given the available photometric and spectroscopic observations, and the a priori assumption that the star is located near theoretical stellar evolution tracks, we use a Bayesian approach. As discussed in Pont & Eyer (2004), such approach is needed for realistic parameter estimates when the uncertainties are not small compared to the total parameter space and the relation between parameters and observable quantities are highly non-linear. We thus calculate the posterior probability distribution of the stellar radius $R_\star$, using Bayes' theorem with stellar evolution models and prior probability distributions suitable for a Solar-Neighbourhood magnitude-limited sample, as discussed in Pont & Eyer (2004) in the context of the Geneva-Copenhaguen survey.

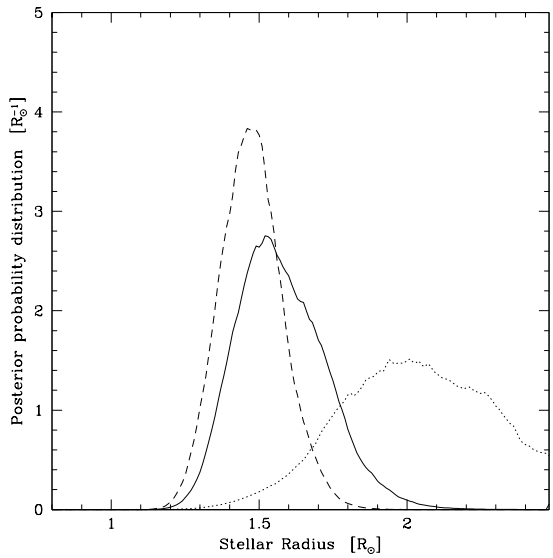


Fig. 4. Posterior probability distribution function for the stellar radius of XO-3 obtained from Bayesian approach. *Dashed line*: Using only the constraints from the light curves of Johns-Krull et al. (2008) and the parameters of the Keplerian orbit (§ 4.1). *Dotted line*: Using only the constraints from the spectroscopic parameters. *Solid line*: Using all these constraints together.

The posterior probability distribution for the stellar radius is calculated according to Bayes' theorem:

$$\mathcal{P}(R_\star|PS) = \int \mathcal{P}(P|R_\star)\mathcal{P}(S|R_\star)\mathcal{P}(R_\star)$$

where $R_\star$ is the stellar radius, P the photometric observations and S the spectroscopic observations. The first two terms on the right are the likelihood of the photometric and spectroscopic observations, $\exp(-1/2\chi^2)$, the last term is the a priori distribution of $R_\star$. The integral covers the mass, age and metallicity parameters. The stellar evolution models provide the function $R_\star = R_\star(M_\star, Z, \text{age})$. For more detailed explanations of the method see Pont & Eyer (2004).

Fig. 4 displays the posterior probability distribution function for the stellar radius obtained from this Bayesian approach given the spectroscopic and photometric data from Johns-Krull et al. (2008), the stellar evolution models from Girardi et al. (2002), and the orbit parameters determined from the Keplerian fit of the *SOPHIE* radial velocity measurements (§ 4.1). The probability distribution function for the radius of XO-3 is centered near $R_\star \simeq 1.5$ R$_\odot$, but extends with non-negligible density from 1.3 to 2.0 R$_\odot$. It is well described by $R_\star = 1.6 \pm 0.2$ R$_\odot$. The corresponding masses are $M_\star = 1.3 \pm 0.2$ M$_\odot$. This is a quantification of our "best guess" from the present observational data and prior knowledge about field stars. These parameters are reported in Table 2.

4.3. Transverse Rossiter-McLaughlin effect?

The radial velocities of XO-3 measured with *SOPHIE* during the transit of January 28th, 2008 are plotted in Fig. 5. Surprisingly, they do not show the ordinary anomaly seen in case of prograde transit, i.e. a red-shifted radial velocity in the first half of the transit, then blue-shifted in its second half. During the full transit of XO-3b, the radial velocity is blue-shifted from the Keplerian curve, by about 100 m s^{-1}. Such shape is expected for a transverse Rossiter-McLaughlin effect, i.e. when the λ misalignment angle is near 90° so the the planet crosses the stellar disk nearly *perpendicularly* to the equator of the star. This is apparently the case for XO-3b, whose transit seems to only hide some red-shifted velocity components, i.e. a part of the star rotating away from the observer. A schematic view of the XO-3 system with a transverse transit is shown in Fig. 6.

We overplot in Fig. 5 models of Rossiter-McLaughlin effects for XO-3b, for $\lambda = 0°$ (upper panel) and $\lambda = 90°$ (lower panel). Following Loeillet et al. (2008) and Bouchy et al. (2008), we used the analytical Ohta et al. (2005) description of the Rossiter-McLaughlin anomaly. We adopted the orbital parameters of Table 2, a projected stellar rotation velocity $V \sin I$ of 18.5 km s^{-1}, and a linear limb-darkening coefficient $\epsilon = 0.69$ from Claret (2004), for $T_{\rm eff} = 6250$ K and $\log g = 4.0$ dex. The transit was centered on the t_c time determined above from the February 29th, 2008 photometric transit. To take into account for the large uncertainty in the masses and radii of the star and its planet derived from spectroscopic and light curve analyses (§ 1 and § 4.2), we plot the models using two extreme sets of parameters over the *SOPHIE* radial velocities in each panel of Fig. 5: the solid line is the Rossiter-McLaughlin model with large masses and radii as favored from spectroscopic analyses, and the dashed line is the Rossiter-McLaughlin model with smaller masses and radii as favored by the light curve analysis. The dotted line is, for comparison, the Keplerian curve without Rossiter-McLaughlin effect.

Table 3 summaries the parameters used for the different models and the quantitative estimations of the quality of the fits. Note that the inclination used by Johns-Krull et al. (2008) for large masses and radii, namely $i = 79.32°$, produces slightly too long transits duration when used together with our refined orbit. We used $i = 78.6°$ in that case, which remains within the $\pm 1.36°$ error bar obtained on i by Johns-Krull et al. (2008). Models with $\lambda = 0°$, or without Rossiter-McLaughlin effect detection, produce poor fits, with high χ^2 values and radial velocity dispersions of 60 to 75 m s^{-1}. This is significantly higher than the expected uncertainties on radial velocity measurements, around 33 m s^{-1} (see Table 1) and the residuals of the Keplerian fit presented in § 4.1, $\sigma(O - C) = 29$ m s^{-1}. Thus, our *SOPHIE* data seem to exclude such ordinary solutions.

The models with $\lambda = 90°$ produces lower χ^2, with velocity dispersions of 42 or 44 m s^{-1}. The lower panel of Fig. 5 shows that transverse transits produce better fits of the data, centered on the expected mid-transit and with the adequate duration and depth. One should also note that the *SOPHIE* measurements performed just after the transit (orbital phases from 0.21 to 0.23) are well described by the Keplerian orbit model (see Figs. 2 and 5). We recall that these points were not used to determine the Keplerian orbit (§ 4.1); the orbital parameters were determined using only the first four measurements of the January 28th, 2008 night (filled squares in Fig. 5), together with the measurements secured on other nights. The good match of the data with the $\lambda = 90°$ models argues for a transverse transit. This possible detection is independent of the set of stellar parameters adopted in Table 3; both produce similar fits with $\lambda = 90°$. The χ^2 is slightly better in the case of large masses and radii but this does not seem to be significant according the noise level.

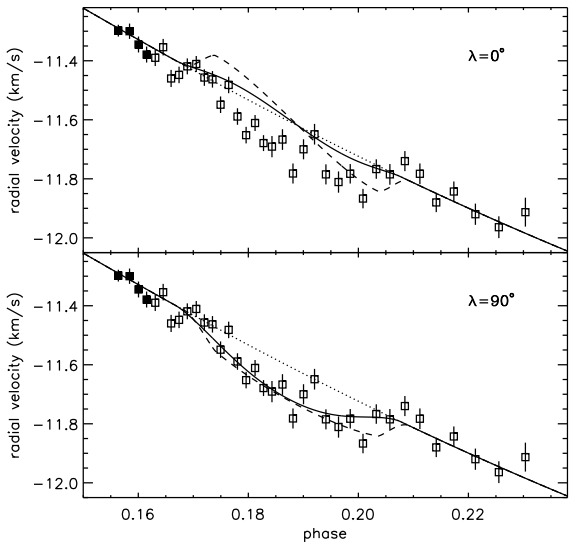


Fig. 5. Rossiter-McLaughlin effect models. *Top:* $\lambda = 0°$ (spin-orbit alignment). *Bottom:* $\lambda = 90°$ (transverse transit). On both panels, the squares (open and filled) are the *SOPHIE* radial-velocity measurements of XO-3 with 1-σ error bars as a function of the orbital phase. Only the first four measurements (filled squares) are used for the Keplerian fit (together with 19 measurements at other orbital phases; see § 4.1). The dotted line is the Keplerian fit without Rossiter-McLaughlin effect. The two other lines show Rossiter-McLaughlin models with $i = 78.6°$ and $a/R_\star = 4.8$ (solid line) and $i = 84.9°$ and $a/R_\star = 7.2$ (dashed line). The summary of these parameters is in Table 3.

Table 3. Chosen parameters for the Rossiter-McLaughlin effect models plotted in Fig. 5 (see text).

$a/R_\star$	a	$M_\star$	$R_\star$	$M_{\rm p}$	$R_{\rm p}$	i	λ	σ	χ^2
	UA	$M_\odot$	$R_\odot$	$M_{\rm Jup}$	$R_{\rm Jup}$	°	°	m s^{-1}	
4.8	0.048	1.4	2.1	13.7	2.0	78.6	0	61	196
4.8	0.048	1.4	2.1	13.7	2.0	78.6	90	42	63
7.2	0.045	1.2	1.3	12.3	1.2	84.9	0	74	291
7.2	0.045	1.2	1.3	12.3	1.2	84.9	90	44	79
without transit:								59	169

The ~ 40 m s^{-1} dispersion of the data from these transverse models remains slightly above the computed uncertainties on radial velocity measurements. This suggests that some extra uncertainties might be present and not taken into account in the error budget. This make us considering this observation as a hint of detection for a spin-orbit misalignment.

An explanation for this too large dispersion could be the high atmospheric refraction. Indeed, as seen in Sect. 2, the end of the transit was observed at large airmass. This could introduce biases in the radial velocity measurements that are difficult to quantify. This agrees with the increasing dispersion of the data from these transverse models, which is in the range 30 − 35 m s^{-1}

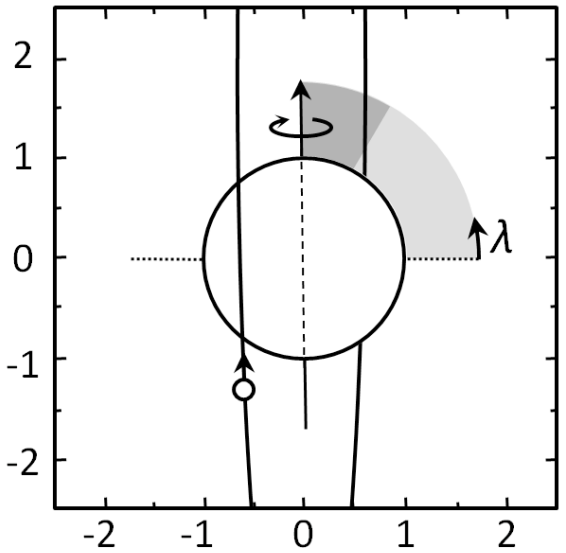


Fig. 6. Schematic view of the XO-3 system with transverse transit, as seen from the Earth. The stellar spin axis is shown, as well as the planet orbit and the λ misalignment angle. The scale is in stellar radii. The limit between soft and strong grey on the λ-scale represents the favored value from our observations ($\lambda = 70°$, see Sect. 5).

in the first half of the transit, then in the range $40 - 45$ m s^{-1} in the second half.

The larger dispersion might also be partly explained as the expected errors are increasing in the second part of the transit because of moonlight correction (see § 3). In addition, it is possible that the planet was crossing the stellar disk above a spot; this could cause extra radial velocity variations (jitter), as the anomaly that is visible near the phase 0.19. Stellar H and K Ca II lines do not show core emissions, but they are less deep than other F5 stars. This implies $\log R'_{\rm HK} = -4.6 \pm 0.2$, and we can not exclude XO-3 presents stellar activity, including spots.

5. A small radius for XO-3b

Shortly after the submission of this paper, photometry of 13 transits of XO-3b were released by Winn et al. (2008a). These new observations strongly favors the smaller values for XO-3 and XO-3b radii and masses. The parameters reported by Winn et al. (2008a) agree with the ones presented here (Table 2); this strengthen the Bayesian approach we used in §4.2. Timing parameters (as P or T_0) from Winn et al. (2008a) are more accurate thanks to their high-quality transit photometry, whereas orbital parameters (as e, ω or K) are more accurate in the present study due to the high-quality radial velocity measurements with *SOPHIE*.

The small $R_{\rm p}$ value excludes a grazing transit for XO-3b, and the corresponding models plotted in solid lines in Fig. 5; the Rossiter-McLaughlin anomaly should thus be large and detectable, with an amplitude near the order of magnitude $(V \sin I)(R_{\rm p}/R_\star)^2 \simeq 150$ m s^{-1} (Winn et al. 2008a). We fitted the *SOPHIE* data using the updated parameters from Winn et al. (2008a), in particular $R_{\rm p} = 1.217$ R$_{\rm Jup}$, $a/R_\star = 7.07$ and $i = 84.20°$. According χ^2 variations, the range of λ compatible with our observations is $70° \pm 15°$. The lowest χ^2 is ~ 64, implying a 42 m s^{-1} velocity dispersions around the model. The best fit with these parameters is plotted in Fig. 7. The residuals are plotted in Fig. 8 in three cases: without transits, with spin-orbit alignment, and with $\lambda = 70°$. Among them, the last case is clearly favored by our data when the parameters from Winn et al. (2008a) are adopted.

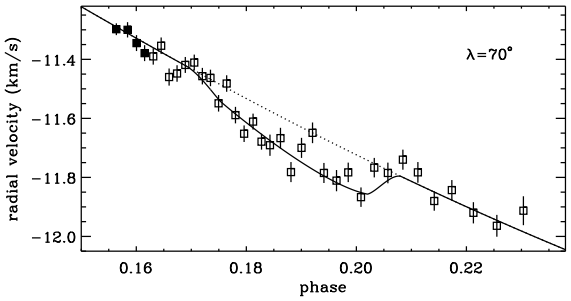


Fig. 7. Rossiter-McLaughlin effect models with $\lambda = 70°$ and the small $R_{\rm p}$ value reported by Winn et al. (2008a). The squares (open and filled) are the *SOPHIE* radial-velocity measurements of XO-3 with 1-σ error bars as a function of the orbital phase. Only the first four measurements (filled squares) are used for the Keplerian fit (together with 19 measurements at other orbital phases; see § 4.1). The dotted line is the Keplerian fit without Rossiter-McLaughlin effcet. The solid and dotted lines are the models with and without Rossiter-McLaughlin effect.

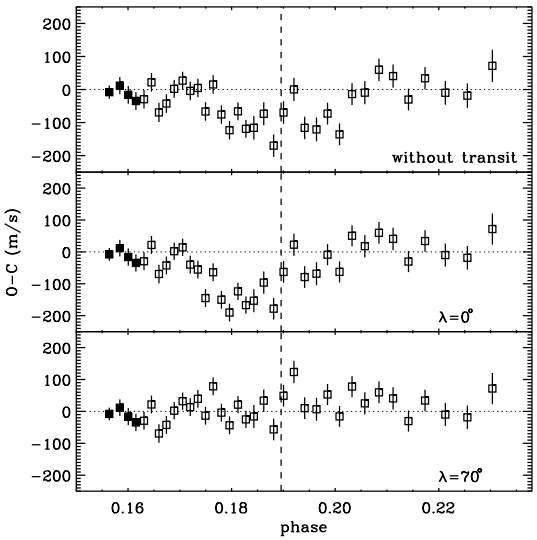


Fig. 8. Residuals of the Rossiter-McLaughlin effect fits. *Top:* Without transit. *Middle:* $\lambda = 0°$ (spin-orbit alignment). *Bottom:* $\lambda = 70°$. The squares (open and filled) are the *SOPHIE* radial-velocity measurements of XO-3 with 1-σ error bars as a function of the orbital phase. Only the first four measurements (filled squares) are used for the Keplerian fit (together with 19 measurements at other orbital phases; see § 4.1). The vertical, dashed line shows the center of the transit.

6. Conclusion and discussion

Table 2 summarizes the star, planet and orbit parameters of the XO-3 system that we obtained from our analyses. The radial velocity measurements that we performed with *SOPHIE* during a planetary transit suggest that the spin axis of the star XO-3 could be nearly perpendicular to the orbital angular momentum of its planet XO-3b ($\lambda = 70° \pm 15°$). We note that one Johns-Krull et al. (2008) HET measurement was obtained near a mid-transit of XO-3b. This radial velocity is blue-shifted by (260 ± 194) m s^{-1} from the Keplerian curve, in agreement with the possible transverse Rossiter-McLaughlin effect we report here, though with a modest significance.

The *SOPHIE* observation remains noisy, showing more dispersion around the fit during the transit than at other phases. We consider this result as a tentative detection of transverse transit rather than a firm detection. Indeed, the end of the transit was observed at large airmasses, which could possibly biases the radial velocity measurements. Our fits favor a transverse transit, but one can not totally exclude a systematic error that would mimic by chance the shape of a transverse transit. This would imply that the radial velocities measured during the end of the transit night, at large airmasses, would be off by about 100 m s^{-1}, i.e. three to four times the expected errors. Other spectroscopic transits of XO-3b should thus be observed. They will allow the transverse Rossiter-McLaughlin effect to be confirmed or not, and to better quantify its parameters, such as the value of the misalignment angle λ.

Narita et al. (2008) estimate that the timescale for spin-orbit alignment through tidal dissipation is longer than thousand Gyrs. This timescale is uncertain, but much longer than the timescale for orbit circularization, which itself is longer than the age of XO-3, estimated in the range 2.4 – 3.1 Gyrs (Johns-Krull et al. 2008); there are thus no obvious reasons to exclude an eccentric, transverse system. A strong spin-orbit misalignment would favor of formation scenarii that invokes planet-planet scattering (Ford & Rasio 2006) or planet-star interaction in a binary system (Takeda et al. 2008) rather than inward migration due to interaction with the accretion disk. This suggests in turn that some close-in planets might result from gravitational interaction between planets and/or stars. Chatterjee et al. (2007) and Nagasawa et al. (2008) have recently shown that scattering with at least three large planets can account for hot Jupiters and predicts high spin-orbit inclinations (see also Malmberg et al. 2007). On another hand, XO-3b is an object close to the higher end of planetary masses. As discussed for instance by Ribas & Miralda-Escudé (2007), there are some indications that these objects be low-mass brown dwarfs, formed by gas cloud fragmentation rather than core accretion; so that XO-3b may not necessarily constrain planet formation scenario.

Finally, pseudo-synchronization might be questioned in the case of the massive XO-3b ($M_{\rm XO-3} \simeq 100 \times M_{\rm XO-3b}$), which moves on an eccentric orbit with a periastron particularly near its host star. Tidal frictions might be high enough to tune the stellar rotation velocity close to the velocity of its companion on its orbit at the periastron (Zahn 1977). The expected pseudo-synchronized stellar rotation is given by $V_{\rm rot} = V_{\rm p} \times \frac{R_\star}{a(1-e)}$, where $V_{\rm p} = 2\pi \frac{a}{P} \sqrt{\frac{1+e}{1-e}}$ is the planet velocity at the periastron. For the XO-3 system, this translates into $V_{\rm rot} \simeq 30 \frac{R_\star}{\rm R_\odot}$ km s^{-1} according to the values in Table 2. As the XO-3 radius is larger than 1.1 R$_\odot$, its rotation velocity $V \sin I = 18.5$ km s^{-1} is clearly smaller than the pseudo-synchronized velocity. However, we note that a spin-orbit misalignment would tend to reduce the pseudo-synchronized rotation velocity of the star. In that case, the planet approaches at the nearest of its star at low stellar latitude, and not above the stellar equator. Pseudo-synchronization might thus be possible if actually there is a significant spin-orbit misalignment in the XO-3 system.

Acknowledgements. We thank the technical team at Haute-Provence Observatory for their support with the *SOPHIE* instrument and the 1.93-m OHP telescope. Financial support to the *SOPHIE* Consortium from the "Programme national de planétologie" (PNP) of CNRS/INSU, France, and from the Swiss National Science Foundation (FNSRS) are gratefully acknowledged. NCS would like to thank the support from Fundação para a Ciência e a Tecnologia, Portugal, in the form of a grant (references POCI/CTE-AST/56453/2004 and PPCDT/CTE-AST/56453/2004), and through program Ciência 2007 (C2007-CAUP-FCT/136/2006). XB acknowledges support from the Fundação para a Ciência e a Tecnologia (Portugal) in the form of a fellowship (reference SFRH/BPD/21710/2005) and a program (reference PTDC/CTE-AST/72685/2006), as well as the Gulbenkian Foundation for funding through the "Programa de Estímulo Investigação". AML, AE, and DE acknowledge support from the French National Research Agency through project grant ANR-NT-05-4_44463. MR is funded by the EARA - Marie Curie Early Stage Training fellowship.

References

Bakos, G. Á., Knutson, H., Pont, F., et al. 2006, ApJ, 650, 1160
Bakos, G. Á., Kovács, G., Torres, G., et al. 2007, ApJ, 670, 826
Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., et al. 1994, A&AS, 119, 373
Barbieri, M., Alonso, R., Laughlin, G., et al. 2007, A&A, 476, L13
Barbieri, M., et al. 2008, IAU Symposium No. 253 - "Transiting Planets", May 19-23, 2008, Harvard
Barge, P., Baglin, A., Auvergne, M., et al. 2008, A&A, 482, L17
Bouchy, F., Pont, F., Melo, C., et al. 2005, A&A, 431, 1105
Bouchy, F., and the Sophie team, 2006, in *Tenth Anniversary of 51 Peg-b*, eds. L. Arnold, F. Bouchy & C. Moutou, 319
Bouchy, F., Queloz, D., Deleuil, M., et al. 2008, A&A, 482, L25
Butler, R. P., Vogt, S. S., Marcy, Ge. W., et al. 2004, ApJ, 617, 580
Chatterjee, S., Ford, E. B., Rasio, F. A. 2007, ApJ, submitted [arXiv:0703166]
Claret, A., 2004, A&A, 428, 1001
Collier Cameron, A., Bouchy, F., Hébrard, G., et al. 2007, MNRAS, 375, 951
Fischer, D. A., Vogt, S. S., Marcy, G. W., et al. 2007, ApJ, 669, 1336
Ford, E. B., & Rasio, F. A. 2006, ApJ, 638, L45
Gaudi, B. S., & Winn, J. N. 2007, ApJ, 655, 550
Gillon, M., Pont, F., Demory, B.-O., Mallmann, F., Mayor, M., Mazeh, T., Queloz, D., Shporer, A., Udry, S., Vuissoz, C. 2007, A&A, 472, L13
Giménez, A. 2006a, ApJ, 650, 408
Giménez, A. 2006b, A&A, 450, 1231
Girardi, M., Manzato, P., Mezzetti, M., Giuricin, G., Limboz, F. 2002, ApJ, 569, 451
Jenkins, J. M., Caldwell, D. A., Borucki, W. J. 2002, ApJ, 564, 495
Johns-Krull, C. M., McCullough, P. R., Burke, C. J., et al. 2008, ApJ, 677, 657
Loeillet, B., Shporer, A., Bouchy, F., et al. 2008, A&A, 481, 529
McLaughlin, D.B., 1924, ApJ, 60, 22
Malmberg, D., Davies, M. B., Chambers, J. E. 2007, MNRAS, 377, L1
Moutou, C., Pont, F., Bouchy, F., Mayor, M. 2004, A&A, 424, L31
Nagasawa, M., Ida, S., Bessho, T. 2008, ApJ, 678, 498
Narita, N., Enya, K., Sato, B., et al. 2007, PASJ, 59, 763
Narita, N., Sato, B., Ohshima, O., Winn, J. N. 2008, PASP, 60, L1
Ohta, Y., Taruya, A., Suto, Y. 2005, ApJ, 622, 1118
Pepe, F., Mayor, M., Galland, F., et al. 2002, A&A, 388, 632
Pollacco, D., Skillen, I., Collier Cameron, A., et al. 2007, MNRAS, 385, 1576
Pont, F., & Eyer, L. 2004, MNRAS, 351, 487
Pont, F., Zucker, S., Queloz, D. 2006, MNRAS, 373, 231
Queloz, D., Eggenberger, A., Mayor, M., et al. 2000, A&A, 359, L13
Ribas, I., & Miralda-Escudé, J. 2007, A&A, 464, 779
Rossiter, R. A., 1924, ApJ, 60, 15
Santos, N. C., Israelia, G., Mayor, M. 2004, A&A, 415, 1153f
Takeda, G., Kita, R., Rasio, F. A. 2008, ApJ in press [arXiv:0802.4088]
Winn, J. N., Johnson, J. A., Marcy, G. W., et al. 2006, ApJ, 653, L69
Winn, J. N., Holman, M. J., Bakos, G. A., et al. 2007, ApJ, 665, L167
Winn, J. N., Holman, M. J., Torres, G., et al. 2008a, ApJ, in press [arXiv:0804.4475]
Winn, J. N., Asher Johnson, J., Narita, N., et al. 2008b, ApJ, in press [arXiv:0804.2259]
Wolf, A. S., Laughlin, G., Henry, G. W., et al. 2007, ApJ, 667, 549
Zahn, J.-P. 1977, A&A, 57, 383

A&A 482, L25–L28 (2008)
DOI: 10.1051/0004-6361:200809433
© ESO 2008

Astronomy & Astrophysics

Letter to the Editor

Transiting exoplanets from the CoRoT space mission

III. The spectroscopic transit of CoRoT-Exo-2b with SOPHIE and HARPS*

F. Bouchy[1], D. Queloz[2], M. Deleuil[3], B. Loeillet[1,3], A. P. Hatzes[4], S. Aigrain[5], R. Alonso[3], M. Auvergne[6], A. Baglin[6], P. Barge[3], W. Benz[7], P. Bordé[8], H. J. Deeg[9], R. De la Reza[10], R. Dvorak[11], A. Erikson[12], M. Fridlund[13], P. Gondoin[13], T. Guillot[14], G. Hébrard[1], L. Jorda[3], H. Lammer[15], A. Léger[8], A. Llebaria[3], P. Magain[16], M. Mayor[2], C. Moutou[3], M. Ollivier[8], M. Pätzold[17], F. Pepe[2], F. Pont[2], H. Rauer[12,19], D. Rouan[6], J. Schneider[18], A. H. M. J. Triaud[2], S. Udry[2], and G. Wuchterl[4]

(Affiliations can be found after the references)

Received 21 January 2008 / Accepted 6 March 2008

ABSTRACT

We report on the spectroscopic transit of the massive hot-Jupiter CoRoT-Exo-2b observed with the high-precision spectrographs SOPHIE and HARPS. By modeling the radial velocity anomaly occurring during the transit due to the Rossiter-McLaughlin (RM) effect, we determine the sky-projected angle between the stellar spin and the planetary orbital axis to be close to zero $\lambda = 7.2 \pm 4.5$ deg, and we secure the planetary nature of CoRoT-Exo-2b. We discuss the influence of the stellar activity on the RM modeling. Spectral analysis of the parent star from HARPS spectra are presented.

Key words. planetary systems – techniques: radial velocities

1. Introduction

Measurement of the spectroscopic signal during the transit of an exoplanet in front of its host star – known as the Rossiter-McLaughlin (RM) effect – provides an assessment the trajectory of the planet across the stellar disk and, more precisely, the sky-projected angle between the planetary orbital axis and the stellar rotation axis. This misalignment angle, denoted by λ, is a fundamental property of planetary systems that provides clues about the process of planet migration. Among the 30 transiting exoplanets known so far, λ has been reported for only 5 exoplanets (HD 209458b, Queloz et al. 2000; HD 189733b, Winn et al. 2006; HAT-P-2, Winn et al. 2007, Loeillet et al. 2008; HD 149026b, Wolf et al. 2007; and TrES-1, Narita et al. 2007). For all of these cases, λ is close to zero, as in the solar system, and the stellar rotation is prograde relative to the planet orbit. Such measurements should be extended to other transiting systems to understand whether this degree of alignment is typical.

The massive hot-Jupiter CoRoT-Exo-2b (Alonso et al. 2008) was revealed as planetary candidate by the CoRoT space mission (Baglin et al. 2003) and its planetary nature and mass was established thanks to ground-based facilities, including high-precision spectrographs SOPHIE (Bouchy et al. 2006) and HARPS (Mayor et al. 2003). This second CoRoT exoplanet is a 3.3 Jupiter-mass planet orbiting an active G7 dwarf star ($mv = 12.6$) every 1.743 days. We report here the measurements of the spectroscopic transit observed with both SOPHIE and HARPS spectrographs. These observations were made simultaneously with the space-based photometry with CoRoT. Such simultaneous monitoring is useful to assess anomalies in the transit parameters due to star spots or transient events.

Our data permits us to determine the sky-projected angle between the stellar spin and the planetary orbital axis, and it provides additional constraints on the orbital and physical parameters of the system. Furthermore, our data confirms and secures the planetary nature of the transiting body, excluding blending of an eclipsing binary with a third star as the cause of the observed shallow transits. We used HARPS spectra to perform the spectroscopic analysis of the parent star.

2. Observations

We performed high-precision radial velocity observations of CoRoT-Exo-2 ($mv = 12.6$) with the SOPHIE spectrograph, based on the 1.93-m OHP telescope (France), and the HARPS spectrograph, based on the 3.6-m ESO telescope (Chile). These two instruments are cross-dispersed, fiber-fed, echelle spectrographs dedicated to high-precision Doppler measurements based on the radial velocity techniques of simultaneous-thorium calibration. SOPHIE was used with its high efficiency mode (spectral resolution $R = 40\,000$). We reduced HARPS and SOPHIE data with the same pipeline based on the cross-correlation techniques (Baranne et al. 1996; Pepe et al. 2002). We observed CoRoT-Exo-2 with SOPHIE on 16 July 2007 and with HARPS on 1 September 2007. The exposure times were respectively 10 and 20 min on HARPS and SOPHIE corresponding to S/N per pixel at 550 nm of 16 and 25, respectively. We obtained the radial velocities by weighted cross-correlation with a numerical G2 mask constructed from the Sun spectrum atlas including up to 3645 lines. We eliminated the first 8 blue spectral orders

* Observations made with SOPHIE spectrograph at Observatoire de Haute Provence, France (PNP.07A.MOUT) and HARPS spectrograph at ESO La Silla Observatory (079.C-0127(F)). The CoRoT space mission, launched on December 27th 2006, has been developed and is operated by CNES, with the contribution of Austria, Belgium, Brasil, ESA, Germany, and Spain.

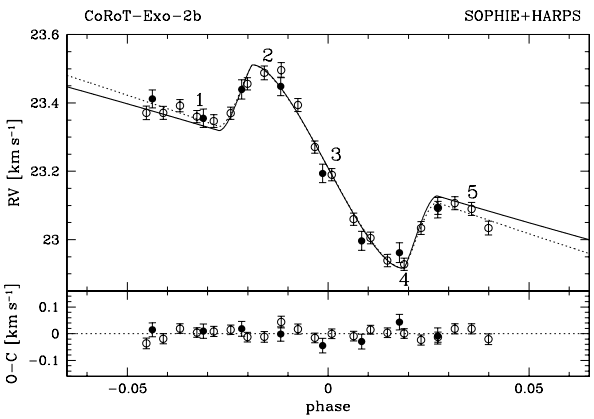


Fig. 1. Phase-folded radial velocity measurements of CoRoT-Exo-2 during the transit of the planet with SOPHIE (dark circle) and HARPS (open circle). The solid line corresponds to the Rossiter-McLaughlin model ajusted to these data assuming the semi-amplitude $K = 563$ m s^{-1} from Alonso et al. (2008). The dotted line corresponds to the Rossiter-McLaughlin model with K as free parameters.

containing only noise. Radial velocities are given in Table 1 and displayed in Fig. 1.

3. Rossiter-McLaughlin modeling

The RM effect corresponds to a distortion of the spectral lines observed during a planetary transit due to stellar rotation. The transiting body hides some of the velocity components that usually contribute to line broadening resulting in an Doppler-shift anomaly (see Otha et al. 2005; Giménez et al. 2006b; Gaudi & Winn 2007).

To model this RM effect, we used the analytical approach developed by Otha et al. (2005). The complete model has 12 parameters: the orbital period P; the mid-transit time T_c; the eccentricity e; the angle between the node and periastron ω; the RV semi-amplitude K; the velocity zero point V_0 (these first six are the standard orbital parameters); the radius ratio r_p/R_s; the orbital semi-major axis to stellar radius a/R_s (constrained by the transit duration); the sky-projected angle between the stellar spin axis and the planetary orbital axis λ; the sky-projected stellar rotational velocity $v \sin I$; the orbital inclination i; and the stellar limb-darkening coefficient ϵ. For our purpose, we started with the orbital parameters and photometric transit parameters as derived by Alonso et al. (2008). We fixed the linear limb-darkening coefficient $\epsilon = 0.78$, based on Claret (2004) tables for filter g' and for the stellar parameters derived in Sect. 4. Our free parameters are then λ and $v \sin I$. We introduced two additional parameters: the offset velocity of HARPS and SOPHIE, $\Delta_{\rm HARPS}$ and $\Delta_{\rm SOPHIE}$, which differ from V_0 due to the stellar activity. We determined the $v \sin I$ independently from SOPHIE cross-correlation functions (CCFs) to be 9.5 ± 1.0 km s^{-1} and from HARPS CCFs to be 10.7 ± 0.5 km s^{-1} with the calibration techniques described by Santos et al. (2002). However, we decided to leave it as free parameter in our fit.

The result of our fit, displayed in Fig. 1 and listed in Table 2, first shows that the stellar rotation is prograde relative to the planet orbit. During the first part of the transit the starlight is redshifted, indicating that the planet is in front of the approaching (blueshifted) half of the stellar disk. During the second part of transit, the sign is reversed as the planet moves to the receding (redshifted) half of the stellar disk. The sky-projected angle between the stellar spin axis and the planetary orbital axis λ is close to zero. The projected rotation velocity of the star $v \sin I$ determined by our RM fit (11.85 ± 0.5 km s^{-1}) seems slightly larger than our spectroscopic determination (2-σ greater). Previous studies by Winn et al. (2005) showed that the $v \sin I$ measured with Otha formulae was biased toward larger values by approximatively 10%. But, as already suggested by Loeillet et al. (2008), it may be due to the differential rotation of the star from equator to pole. Considering the exoplanet crosses the star near its equatorial plan, the fitted $v \sin I$ corresponds to the maximum value. Note that if we fix $v \sin I$ at the spectroscopic value, it does not change the value of the fitted λ angle.

We made the 2 epochs of RM observations at a minimum stellar flux (see Fig. 1 of Alonso et al. 2008), indicating that the stellar spots were at their maximum phase of visibility. Following the Saar & Donahue (1997) relation giving the expected RV jitter as a function of $v \sin I$ and spot filling factor, we found that CoRoT-Exo-2 is expected to present RV variations of up to 200 m s^{-1} peak-to-peak with a period of 4.5 days. The standard deviation of RV residuals (56 m s^{-1}) found by Alonso et al. (2008) is in agreement with this value. Such an activity-related RV variation should then change locally the apparent slope in the RV orbital curve. The maximum effect occurs at the maximum phase of stellar spot visibility, and should induce an apparent increase in the semi-amplitude K of up to 40 m s^{-1}. This explains why our fit in Fig. 1 is not perfect outside of the transit. If we increase K in our fit or leave it as a free parameter,

Table 1. Radial velocity measurements of CoRoT-Exo-2 obtained by HARPS and SOPHIE during the transit. BJD is the Barycentric Julian Date.

BJD −2 400 000	RV [km s^{-1}]	Uncertainty [km s^{-1}]
SOPHIE 2007-07-16		
54 298.4641	23.341	0.026
54 298.4862	23.285	0.027
54 298.5030	23.369	0.028
54 298.5198	23.378	0.027
54 298.5381	23.123	0.027
54 298.5550	22.926	0.028
54 298.5714	22.891	0.029
54 298.5879	23.023	0.030
HARPS 2007-09-01		
54 345.5225	23.371	0.020
54 345.5298	23.371	0.019
54 345.5371	23.392	0.018
54 345.5444	23.360	0.018
54 345.5517	23.347	0.019
54 345.5590	23.370	0.018
54 345.5663	23.456	0.018
54 345.5736	23.488	0.020
54 345.5809	23.496	0.022
54 345.5883	23.394	0.019
54 345.5956	23.271	0.018
54 345.6029	23.190	0.018
54 345.6124	23.060	0.018
54 345.6197	23.005	0.017
54 345.6270	22.939	0.018
54 345.6343	22.928	0.018
54 345.6417	23.034	0.019
54 345.6490	23.093	0.019
54 345.6563	23.107	0.019
54 345.6636	23.090	0.019
54 345.6709	23.034	0.020

Table 2. System parameters of CoRoT-Exo-2. The reduced χ^2 was computed assuming 24 degrees of freedom.

Fixed parameters from Alonso et al. (2008)	
P	1.7 429 964 days
T_c	54 237.53562
e	0.0
V_0	23.245 km s^{-1}
r_p/R_s	0.1667
a/R_s	6.70
i	87.84 deg
ϵ	0.78 (from Claret)
Adjusted parameters with K = 563 m s^{-1}	
$v \sin I$	11.85 ± 0.50 km s^{-1}
λ	7.2 ± 4.5 deg
$\Delta_{\rm HARPS}$	–21.5 ± 5 m s^{-1}
$\Delta_{\rm SOPHIE}$	+21.5 ± 12 m s^{-1}
reduced χ^2	1.43
Adjusted parameters with K as free parameter	
K	656 ± 27 m s^{-1}
$v \sin I$	11.25 ± 0.45 km s^{-1}
λ	5.0 ± 4.0 deg
$\Delta_{\rm HARPS}$	–25.0 ± 4.5 m s^{-1}
$\Delta_{\rm SOPHIE}$	+25.5 ± 11 m s^{-1}
reduced χ^2	1.01
Combined MCMC fit	
K	613 ± 14 m s^{-1}
$v \sin I$	$11.46^{+0.29}_{-0.44}$ km s^{-1}
λ	7.1 ± 5.0 deg
$\Delta_{\rm HARPS}$	–22.5 ± 4.5 m s^{-1}
$\Delta_{\rm SOPHIE}$	+23.5 ± 11 m s^{-1}
reduced χ^2	1.10

it significantly improves the fit and slightly decreases the value of $v \sin I$ and λ (see Table 2).

We also did a combined fitting of the photometry and the whole set of *RV* measurements. On each of the out-of-transit measurements, we inserted an additional error on the *RV* data to take the stellar activity into account. We chose this value as 56 m s^{-1}, corresponding to the standard deviation found by Alonso et al. (2008). This correction is justified since the action of activity on the points taken at random out-of-transit phases can be assumed as random for these points, while during transit we have sets of points with the same activity level throughout. The fitting was done using a Markov Chain Monte Carlo (MCMC) with a Metropolis-Hastings Algorithm for the decision process. We used the models of Giménez (2006a) and (2006b) for photometry and spectroscopic transits respectively. A quadratic law of limb darkening was used. For the photometry, we used the fitted parameters found by Alonso et al. (2008). For the spectroscopy parameters, we chose the *V*-band, from tables published by Claret (2000) for the stellar parameters derived in Sect. 4 ($u_+ = 0.748$, $u_- = 0.256$). The MCMC was performed over 20 000 accepted steps after 5000 steps of a burn-in period. The result of the combined fit is presented in Table 2, and is in full agreement with the other approachs.

The cross-correlation function (CCF) corresponds more or less to an average of all the spectral lines (see top of Fig. 2). In order to characterize the behavior of the spectral lines during the transit, we computed the difference between the HARPS CCFs corrected from the orbital velocity and a reference CCF taken out of the transit (more exactly an average of the 3 first exposures). This difference was computed at 5 epochs identified and labeled in Fig. 1 : (1) just before the ingress, (2) maximum of the *RM* effect, (3) mid-transit epoch, (4) minimum of the *RM* effect, (5) just after egress. These differences $\Delta CCF = CCF_{\rm REF} - CCF_{\#}$

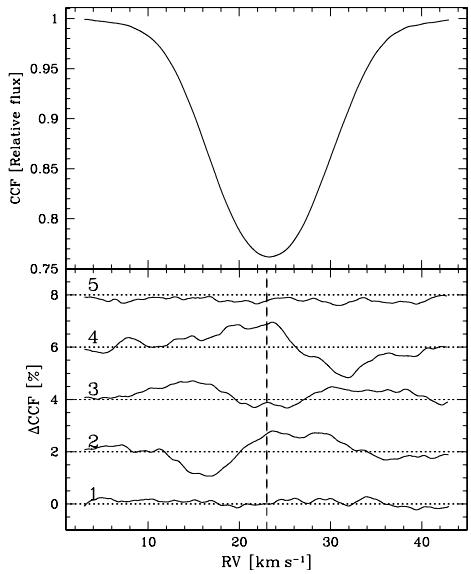


Fig. 2. (*Top*) Averaged cross-correlation function of CoRoT-Exo-2. (*Bottom*) Cross-correlation differences computed at 5 different epochs (see text) illustrating the behavior of the spectral lines during the transit.

are displayed in Fig. 2 and clearly show the spectroscopic anomaly shifting from the blue side (2) to the red side (4) of the CCF. During the transit, the depth or contrast of the CCFs is systematically larger, reflecting the renormalization effect of the CCF, which maintains a constant surface.

The observation of the spectroscopic transit of CoRoT-Exo-2b allows us to confirm definitively that the transiting candidate provided by CoRoT occurred at the central star (and not at a background star inside the CoRoT PSF). Furthermore, if we assume that the system is not diluted by an other star inside the HARPS or SOPHIE PSF, the RM anomaly reveals that the transiting body has a planetary size (from the RM anomaly amplitude) and planetary mass (from the *RV* slope outside the transit). In the case of an eclipsing binary whose light is diluted with a brighter third star, one should assume that the spectral lines of the fainter eclipsing binary move relative to the lines of the bright star and thus change the blended line-profiles. In such a configuration, one should consider not only the flux ratio but the $v \sin I$, velocity zero point, and spectral type of the two systems. In our present case, we did not find a configuration of a blended eclipsing binary that could simultaneously reproduce the *RV* anomaly and the photometric light curve. Furthermore, we computed *RV*s using different cross-correlation mask without significant changes in the shape and amplitude of the RM anomaly. We, thus, consider that the spectroscopic transit confirms and secures the planetary nature of the transiting body.

4. Spectroscopic analysis of CoRoT-Exo-2

We performed the spectroscopic analysis of the parent star using the HARPS spectra. We corrected individual spectra from the stellar velocity, rebinned to a constant wavelength step of 0.02 Å, and co-added spectral order per spectral order giving a S/N per pixel at 550 nm of about 80. We determined the effective temperature first from the analysis of the Hα line wings, providing a temperature of 5450 ± 120 K. In spite of the quite low S/N of the combined spectra, it appears that the star is at the border of the temperature domain in which the Hα line

wings are a good temperature indicator (from 5500 to 8500 K). We then checked this result with other methods. We performed synthetic spectra fitting using LTE MARCS atmosphere models (Gustafsson et al. 2005), which are well adapted for this range of temperature. We compared the synthetic spectra, previously convolved by the instrumental profile and a rotational profile with the $v \sin I$ value previously measured, to the observed one. The best-fit model yields a slightly higher temperature, but is still in agreement with the Hα estimate. Another analysis, using equivalent width measures of FeI and FeII lines, was also carried out and yields similar results. The adopted stellar parameters are $T_{\rm eff} = 5625 \pm 120$ K, $\log g = 4.3 \pm 0.2$ and [M/H] $= 0.0 \pm 0.1$, which correspond to a G7V type star with a solar metallicity. With these values, we derived the star's luminosity and mass with *StarEvolv* stellar evolution models (Siess 2006; Palacios, private communication). We combined these estimates of the star's mass to the $M_{\rm s}^{1/3}/R_{\rm s}$ value provided by the light curve analysis to derive the final star's mass and radius values in a consistent way between spectroscopic and photometric analyses. The method allows us to get rid of the large uncertainty that affects the estimate of the gravity and to take advantage of the excellent quality of the light curve. The method will be detailed in a forthcoming paper devoted to the fundamental parameters of the first CoRoT planet host stars, based on *UVES* spectra. The adopted stellar mass is $0.97 \pm 0.06\ M_\odot$ and the stellar radius is $0.90 \pm 0.02\ R_\odot$. Interestingly, the solar-like metallicity of the parent star and large radius of the planet is consistent with the trend that heavy element content in the planet and stellar metallicity are correlated (Guillot et al. 2006). According to stellar evolution models (Lebreton, private communication), the age of the star could be between 0.2 and 4 Gyr if the star is on the main sequence. However, the presence of the Li I absorption line and the strong emission line core in the CaII *H* and *K* lines, suggest that the star is still close the ZAMS and could be thus younger than 0.5 Gyr in full agreement with the observed stellar activity and the measured rotation period.

The knowledge of the main rotational period of CoRoT-Exo-2 determined from the light curve (4.54 days) and the spectroscopic $v \sin I$ determined from HARPS and SOPHIE CCFs (10.3 km s^{-1}) may be used to independently estimate the minimum radius of $R_s \sin I = 0.92\ R_\odot$ in very good agreement with our previous determination based on spectral classification. We note that this estimate, based on the well-determined stellar rotation thanks to the high-precision CoRoT light curve, does not depend on any spectral classification. On the other hand, if we assume the stellar radius from spectral analysis, we can deduce that $\sin I$ is close to 1, indicating a further constraint on the alignment of orbit and stellar spin.

5. Conclusions

In addition to the previous 5 transiting exoplanets where λ angle have been reported, CoRoT-Exo-2b presents a prograde orbit relative to the stellar rotation and an angle $\lambda = 7.2 \pm 4.5$ deg, close to zero. Our observations illustrate and demonstrate the capability of extending the reach of the RM technique to relatively-faint host stars ($mv \geq 12$) like the CoRoT targets even with a 2-m class telescope.

Acknowledgements. The authors wish to thank Xavier Bonfils and Gaspare Locurto for their precious help and support on HARPS observations. We are grateful for the OHP staff support at the 1.93-m telescope. The German CoRoT team (TLS and Univ. Cologne) acknowledges the support of DLR grants 50OW0603 and 50OW0204. F.B. acknowledges the support of PLS230371. H.J.D. acknowledges support by grants ESP2004-03855-C03-03 and ESP2007-65480-65480-C02-02 of the Spanish Education and Science ministry. The authors thank the referee for insightful comments and suggestions.

References

Alonso, R., Auvergne, M., Baglin, A., et al. 2008, A&A, 482, L21
Baglin, A., Auvergne, M., Boisnard, L., et al. 2006, in COSPAR, Plenary Meeting, 36th COSPAR Scientific Assembly, 36, 3749
Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., et al. 1994, A&AS, 119, 373
Bouchy, F., and the Sophie team 2006, in Tenth Anniversary of 51 Peg-b: Status of and prospects for hot Jupiter studies, ed. L. Arnold, F. Bouchy, & C. Moutou, 319
Claret, A. 2004, A&A, 428, 1001
Gaudi, B. S., & Winn, J. N. 2007, ApJ, 655, 550
Giménez, A. 2006a, A&A, 450, 1231
Giménez, A. 2006b, ApJ, 650, 408
Guillot, T., Santos, N. C., Pont, F., et al. 2006, A&A, 453, L21
Gustafsson, B., Asplund, M., Edvardsson, B., et al. 2005, IAU Symp. 228, ed. Francois & Primas (Cambridge University Press), 259
Loeillet, B., Shporer, A., Bouchy, F., et al. 2008, A&A, 481, 529
Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., et al. 2003, Messenger, 114, 20
Narita, N., Enya, K., Sato, B., et al. 2007, ApJ, 59, 763
Otha, Y., Taruya, A., & Suto, Y. 2005, ApJ, 622, 1118
Pepe, F., Mayor, M., Galland, F., et al. 2002, A&A, 388, 632
Queloz, D., Eggenberger, A., Mayor, M., et al. 2000, A&A, 359, L13
Saar, S. H., & Donahue, R. A. 1997, ApJ, 485, 319
Santos, N. C., Mayor, M., Naef, D., et al. 2002, A&A, 392, 215
Siess, L. 2006, A&A, 448, 717
Winn, J. N., Noyes, R. W., Holman, M. J., et al. 2005, ApJ, 631, 1215
Winn, J. N., Johnson, J. A., Marcy, G. W., et al. 2006, ApJ, 653, L69
Winn, J. N., Holman, M. J., Bakos, G. A., et al. 2007, ApJ, 665, L167
Wolf, A. S., Laughlin, G., Henry, G. W., et al. 2007, ApJ, 667, 549

[1] Institut d'Astrophysique de Paris, UMR7095 CNRS, Université Pierre & Marie Curie, 98bis Bd Arago, 75014 Paris, France
e-mail: bouchy@iap.fr
[2] Observatoire de Genève, Université de Genève, 51 Ch. des Maillettes, 1290 Sauverny, Switzerland
[3] Laboratoire d'Astrophysique de Marseille, CNRS UMR 6110, Traverse du Siphon, 13376 Marseille, France
[4] Thüringer Landessternwarte Tautenburg, Sternwarte 5, 07778 Tautenburg, Germany
[5] School of Physics, University of Exeter, Stocker Road, Exeter EX4 4QL, UK
[6] LESIA, CNRS UMR 8109, Observatoire de Paris, 5 place J. Janssen, 92195 Meudon Cedex, France
[7] Physikalisches Institut Universität Bern, Sidlerstrasse 5, 3012 Bern, Switzerland
[8] Institut d'Astrophysique Spatiale, Université Paris XI, 91405 Orsay, France
[9] Instituto de Astrofisica de Canarias, 38200 La Laguna, Tenerife, Spain
[10] Observatório Nacional, Rio de Janeiro, RJ, Brazil
[11] Institute for Astronomy, University of Vienna, Türkenschanzstr. 17, 1180 Vienna, Austria
[12] Institute of Planetary Research, DLR, Rutherfordstr. 2, 12489 Berlin, Germany
[13] Research and Scientific Support Department, European Space Agency, ESTEC, 2200 Noordwijk, The Netherlands
[14] Observatoire de la Côte d'Azur, Laboratoire Cassiopée, CNRS UMR 6202, BP 4229, 06304 Nice Cedex 4, France
[15] Space Research Institute, Austrian Academy of Sciences, Schmiedlstrasse 6, 8042 Graz, Austria
[16] Institut d'Astrophysique et de Géophysique, Université de Liège, Allée du 6 Août 17, Sart Tilman, Liège 1, Belgium
[17] Institute for Geophysics and Meteorology, Köln University, Albertus-Magnus-Platz, 50923 Cologne, Germany
[18] LUTH, Observatoire de Paris-Meudon, 5 place J. Janssen, 92195 Meudon Cedex, France
[19] Center for Astronomy and Astrophysics, TU Berlin, Hardenbergstr. 36, 10623 Berlin, Germany

5.3.5 Un lot de 9 effets RM détectés

Parmi les 41 planètes à transit découvertes jusque là, on en dénombre seulement 9 dont le transit spectroscopique ait pu être observé. En effet, seules cinq planètes à transit orbitent autour d'étoiles brillantes ($V < 9$), et bénéficient donc d'observations en VR facilitées de leur transit spectroscopique (en rapport au compromis entre le temps de pose et la précision des mesures). Ce biais en magnitude s'explique par le fait que la très grande majorité des planètes à transit ont été découvertes par des programmes de suivi photométrique (HAT, *SuperWASP*, *CoRoT*, OGLE, ...), pour lesquels les cibles visées sont de magnitude $V > 9 - 10$. En effet, il est nécessaire pour ce genre de programme de bénéficier d'un très important nombre d'étoiles cibles dans un même champ d'observation. L'ensemble de ces 5 planètes font partie des 9 effets RM déjà observés (HD 209458b Queloz et al. (2000), HD189733b (Winn et al. 2006), HD 149026b (Wolf et al. 2007), HD17156b (Narita et al. 2007; Cochran et al. 2008) et HD147506b (Winn et al. 2007d; Loeillet et al. 2008b)). Les quatre restants sont TrES-1 (Narita et al. 2007), Corot_Exo_2b (Bouchy et al. 2008), TrES-2 (Winn et al. 2008d) et X0-3b (Hebrard et al. 2008). Toutes présentent la signature d'un mouvement prograde et sont (ou quasi) alignés dans le plan équatorial de leur étoile, sauf une, X0-3b. C'est la seule qui actuellement semblerait présenter un effet RM transverse. Elle est également la planète la plus massive détectée en transit autour d'une étoile. Comme mentionné précédemment (chapitre 5.3.3), à la vue de son non-alignement, de nombreuses questions quant à la nature de cet objet peuvent être posées. Un autre cas est également intéressant, celui de HD 17156b, une planète possédant une période orbitale intermédiaire, d'environ 21 jours, et une grande excentricité (0,67, voir Fischer et al. (2007)). Son importante excentricité l'a fait passer très proche de son étoile parent, et qui par chance transite juste après le périastre (Barbieri et al. 2007). C'est la première et la seule, actuellement, planète en transit à si longue période. Tout d'abord présentée comme ayant un angle $\lambda = 62 \pm 25^\circ$ (Narita et al. 2007), le plan orbital de HD 17156b apparaît finalement clairement alignée au plan équatorial de son étoile Cochran et al. (2008). Un non-alignement de celle-ci aurait pu être possible et ainsi expliquer sa configuration orbitale particulière. La présence d'un troisième corps au sein du système planétaire est en fait une hypothèse plus probable, vu que le processus en jeu ne semble pas avoir affecté l'alignement de la planète (Cochran et al. 2008; Short et al. 2008).

L'observation de cet effet donne de précieux indices quant aux processus de formation de chacun de ces objets, comme le montre l'exemple de X0-3b. Gaudi & Winn (2007) propose d'ailleurs d'établir et de caractériser la nature planétaire des candidats en transit en observant directement l'effet RM produit. Malheureusement cela n'apparaît à ce jour possible que pour des planètes autour d'étoiles relativement brillantes ($V < 11$) en forte rotation sur elles-mêmes, et dont le rapport R_p/R_s est grand. Des planètes de périodes intermédiaires peuvent également transiter leur étoile, comme l'illustre l'exemple de HD 17156b. De tels objets peuvent apporter d'importantes pierres à l'édifice d'un modèle de formation et d'évolution des systèmes planétaires, en explorant ainsi la caractérisation de planètes à plus grande période orbitale que les Jupiter-chauds.

Le suivi du transit spectroscopique de nouvelles planètes en transit peut être tout à fait intéressant, par exemple, dans le cas de WASP-12b, qui est la planète ayant la plus courte période orbitale détectée. Ces observations pourraient alors permettre de savoir si cette planète de 1,45 M_{Jup} a eu au cours de sa migration une influence sur l'alignement du plan orbital par rapport au plan équatorial de son étoile. Un autre cas intéressant est celui de la planète WASP-14b. En effet, cette dernière possède une masse de 7,7 M_{Jup}, et fait partie des planètes les plus massives découvertes en transit. Parmi les 4 compagnons les plus massifs connus (WASP-14b, HD 147506b, X0-3b et CoRoT_Exo_2b), seuls deux ont été observés en transit spectroscopique. La planète X0-3b est la seule planète à présenter un possible effet tranverse, mais cette détection n'a pas encore été confir-

mée. Le compagnon CoRoT_Exo_3b semble être lui aussi une cible particulièrement intéressante. La détection d'un effet RM non-commun, similaire à celui de X0-3b, suggérerait un effet commun aux compagnons très massifs à courte période.

Chapitre 6

Recherche de Jupiter-chauds par instrument multi-fibre

6.1 Un programme de VR à grande échelle

Un programme de VR, tel que celui du SP2, permet de mesurer chacune des étoiles avec une haute résolution et une précision en VR de l'ordre de quelques $\mathrm{m\,s^{-1}}$, suffisant à la détection de Jupiter-chauds. Cependant, l'instrument muni d'une fibre ne permet d'observer qu'une seule cible à la fois, étendant ainsi le programme de recherche sur une importante base de temps. Si l'on désire observer un échantillon de 800 étoiles et mesurer la VR de celles-ci à 5 reprises, il faudra alors environ 834 heures d'observation, pour un temps de pose de 5 minutes par étoile. Dans le cas du SP2, 10 % des étoiles, présentant une variation de VR supérieure au seuil de détection, ont clairement été identifiées comme étoiles binaires. De plus, un tiers des candidats semble indiquer une variation à longue période orbitale, suggérant la présence éventuelle d'un compagnon stellaire. Au final, parmi un tel échantillon de candidats (187) seule une poignée présente les caractéristiques de Jupiter-chauds, les autres étoiles au-dessus du seuil de détection étant finalement des cas d'étoiles binaires de fond, ou de variations de VR dues à l'activité stellaire. On peut alors imaginer qu'un tel écrémage, aussi important soit-il, peut être réalisé à l'aide d'un instrument multi-fibre, ayant la capacité d'observer plusieurs dizaines d'étoiles simultanément. Bien entendu, le nombre de contraintes est élevé dans l'utilisation de ce type d'instrument. En effet, afin d'optimiser l'utilisation de l'ensemble des fibres disponibles, les cibles doivent être contenues dans un champ relativement restreint (dépendant du champ de vue de l'instrument, de quelques arcmin à un degré). Cela signifie par conséquent qu'il est nécessaire que les étoiles observées soient de magnitude plus élevée pour répondre à cette contrainte. Les cibles ne seront donc pas les mêmes que celles d'un programme de recherche par VR ciblant sur des étoiles brillantes. De plus, les performances (résolution, stabilité et précision) d'un instrument multi-fibre ne sont actuellement pas aussi élevées que celles d'un spectrographe mono-fibre tel que *SOPHIE* ou HARPS. Un programme de recherche par VR à l'aide d'un instrument multi-fibre, ne peut, en effet, actuellement pas prétendre avoir les mêmes objectifs que les programmes menés sur ces derniers. Pour autant, un tel instrument peut permettre de réaliser un écrémage important dans le cadre de programmes de VR de grande envergure à la recherche de Jupiter-chauds. Il peut également être utile dans le cadre d'observations de préparation ou de suivi des programmes de recherche par transit, nécessitant un appui important au niveau spectroscopique.

6.1.1 Programme et Stratégie observationnelle

C'est dans ce cadre qu'un programme de recherche de Jupiter-chauds par VR a été mené en Janvier 2005, à l'aide du spectrographe *FLAMES/GIRAFFE*, avec pour but la préparation d'une partie d'un champ de la mission spatiale *CoRoT*, avant son lancement. Les objectifs de ce programme étaient de :

1. identifier des candidats du type Jupiter-chauds massifs et naines brunes,
2. identifier les étoiles binaires,
3. tester la faisabilité d'un tel programme de VR et de montrer les capacités de l'instrument *FLAMES/GIRAFFE* à mesurer des décalages spectraux Doppler,
4. et finalement, confirmer et corriger la classification spectrale, réalisées à partir d'observations photométriques, de ces cibles *CoRoT*.

Un programme de suivi en VR de candidats identifiés par transit, dans le cadre du programme *OGLE* (Udalski et al. 2002a,b), a permis de montrer les capacités du spectrographe *UVES* en mode multi-fibre, permettant d'observer 7 objets simultanément, plus une fibre dédiée à une calibration simultanée. La précision obtenue, de l'ordre de 30 m s^{-1}, sur des cibles de magnitude V de 13 à 16, montre la capacité de l'instrument à détecter des Jupiter chauds (Bouchy et al. 2004, 2005). Alimenté par le même dispositif permettant le mode multi-fibre, nous nous attendions alors à ce l'instrument *FLAMES/GIRAFFE*, l'homologue d'*UVES*, présente des performances similaires.

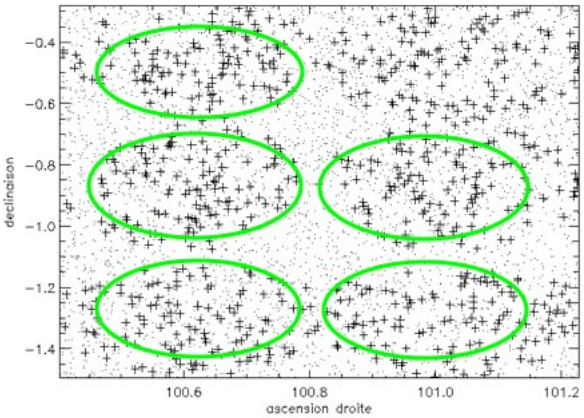


Fig. 6.1 – Distribution des 6 champs d'observation, de 25 arcmin chacun, réparties sur la moitié d'un champ exoplanète *CoRoT*.

Le programme a ainsi permis d'observer plus de 800 étoiles, réparties sur une partie du champ exoplanète LRa01, d'une magnitude r comprise entre 11 et 16. Avec un champ de 25 arcmin et un temps de pose moyen de 30 minutes, il a été possible d'observer 6 champs distincts sur 5 demi-nuits consécutives, comme illustrés sur la Fig. 6.1. Basée sur une classification spetrale préliminaire réalisée à partir d'observations photométriques, différentes priorités ont été affectées aux étoiles, focalisant principalement sur les étoiles naines de type solaire (d'un type spectral F, G et K), plus brillantes que 15 en magnitude r, représentant 60 % de notre échantillon.

La stratégie d'observation a consisté à observer chaque champ une fois par nuit. Par manque de temps, un des 6 champs n'a pu être observé que 3 nuits. Nous avons ainsi obtenus un total de 3808 spectres, dont 5 spectres pour chacune des 680 étoiles de 5 champs, et 3 spectres pour les 136 étoiles du champ restant. Voulant optimisés la stabilité et la précision en VR des mesures

du programme, nous avons pris soin de conserver la même configuration pour chaque champ, reprenant une affectation identique des fibres aux étoiles d'un champ donné, d'une nuit sur l'autre.

6.1.2 Traitement particulier des données et résultats

Une réduction particulière, utilisant le procédé de réduction développé à l'observatoire de Genève, a été réalisée. La calibration en longueur d'onde de l'instrument effectuée la première nuit a été considérée comme référence et appliquée à l'ensemble des spectres. Les dérives observées sur le spectre de la lampe Th-Ar, acquis simultanément au cours de chaque observation permettent alors de corriger les dérives du spectrographe au cours de la première nuit et des nuits suivantes, par rapport à la référence. Cette solution de réduction a été préférée à une réduction plus classique, consistant à calibrer en longueur d'onde chaque spectre grâce aux observations de calibration menées au petit matin de la même nuit. Nous nous, en effet, aperçu que cela perturbait fortement la mesure des VR des étoiles. L'ensemble des étoiles présentaient une variation de VR d'une valeur minimale de plusieurs centaines de $\mathrm{m\,s^{-1}}$ entre chaque nuit. La première solution de réduction présentée semble donc plus fiable.

Une fois les spectres extraits, j'ai alors calculé la VR des étoiles grâce à chacun d'entre eux. Et je me suis tout particulièrement intéressé aux étoiles présentant une variation de VR significative. Nous n'avions pas prévu d'allouer des fibres à l'observation du fond de ciel. Il s'est malheureusement avéré qu'une partie des spectres fut polluée par la présence de la Lune dans le ciel. En effet, on estime à 20 % le pourcentage de spectres affectés. Afin de pallier à cette contamination, j'ai donc mis au point un procédé de correction, utilisant les spectres ne donnant qu'un pic de corrélation, dans la CCF, correspondant à la lumière réfléchie par la Lune. Ces spectres sont, en fait, le mélange du spectre de la lumière en provenance de la Lune et d'une composante spectrale, soit de très faible S/B, soit ayant peu ou de très larges raies spectrales, ne permettant d'obtenir aucun pic dans la CCF, quelque soit le masque de corrélation utilisé. Sélectionnés pour chacun des champs, il est alors possible de soustraire, avant normalisation, leur CCF à l'ensemble des CCF d'un même champ.

La correction n'est, en fait, pas optimale. En effet, lors de la soustraction de la CCF du fond de ciel à l'ensemble des CCF d'un même champ, on ne prend pas en compte la différence de vitesse barycentrique V_{berv} entre les fibres, qui peut atteindre jusqu'à 200 $\mathrm{m\,s^{-1}}$ dans le cas extrême, où les fibres sont séparées d'à peu près 25 arcmin. Néanmoins, cette correction, combinée à notre réduction de données, montre que la dispersion minimale de VR que l'on peut obtenir, en moyenne, est de l'ordre de 30 $\mathrm{m\,s^{-1}}$, pour des étoiles à faibles bruits de photon (spectre à haut S/B sur des étoiles de type solaire à faible vitesse de rotation). Il devient alors possible de détecter des variations de VR à partir de plusieurs dizaines de $\mathrm{m\,s^{-1}}$, comme le montre la Fig. 6.2. Cette figure présente la dispersion de VR de chacune des étoiles observées à 5 reprises, par l'intermédiaire des spectrographes *FLAMES/GIRAFFE* et *UVES*, en fonction du bruit de photon de celles-ci. La courbe σ décrit la limite de détection à 1 σ de notre échantillon d'étoile. La courbe 2.1 σ décrit, quant à elle, le seuil de détection au-delà duquel on estime la variation de VR réelle.

L'analyse de l'ensemble des CCF et des cibles au-dessus du seuil de détection a permis de révéler la présence de 50 étoiles binaires, 14 candidats exoplanètes ou de type naine brune, 9 étoiles actives ou "blended binaries", et 5 cas non résolus. Ces candidats ont pu être suivis grâce à des observations complémentaires menées avec l'instrument SOPHIE. Celles-ci sont présentées en Sect. 6.1.4. Le terme "blended binary" est un terme anglais communément employé, qui désigne une étoile binaire non résolue spatialement avec une seconde étoile, et dont les flux se mêle à travers l'instrument. La majorité des candidats exoplanètes ou de type naine brune semble indiquer une plus longue période orbitale que celle suggérée par l'ajustement des points de mesures de

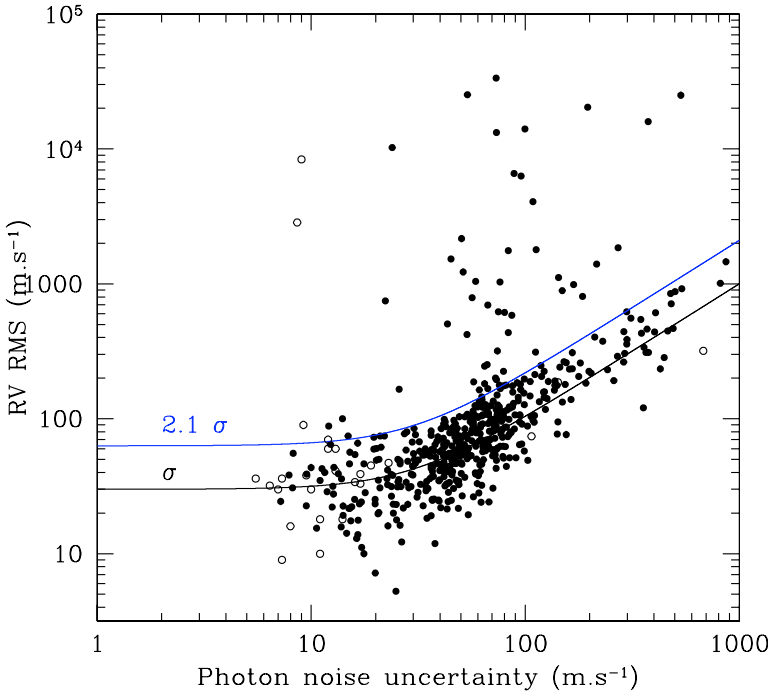


FIG. 6.2 – Dispersion de VR des étoiles observées avec les spectrographes *FLAMES/GIRAFFE* et *UVES*, en fonction du bruit de photon moyen de celles-ci. La courbe σ décrit la limite de détection à 1 σ de notre échantillon d'étoile. La courbe 2.1 σ décrit, quant à elle, le seuil de détection. Les points noirs représentent les mesures réalisées avec l'instrument *FLAMES/GIRAFFE*. Les cercles vides représentent les mesures réalisées avec *UVES*.

VR. Ceux-ci s'avéreraient être donc des compagnons stellaires. Ces travaux ont donné lieu à une publication. Celle-ci est présentée dans la section suivante et donne de plus amples détails quant au traitement des données et aux résultats obtenus.

6.1.3 Publication des résultats du programme

A&A 479, 865–875 (2008)
DOI: 10.1051/0004-6361:20077176
© ESO 2008

Astronomy & Astrophysics

Doppler search for exoplanet candidates and binary stars in a *CoRoT* field using a multi-fiber spectrograph*

I. Global analysis and first results

B. Loeillet[1], F. Bouchy[1,2], M. Deleuil[1], F. Royer[3], J. C. Bouret[1], C. Moutou[1], P. Barge[1], P. de Laverny[4], F. Pont[5], A. Recio-Blanco[4], and N. C. Santos[5,6]

[1] Laboratoire d'Astrophysique de Marseille, BP 8, 13376 Marseille Cedex 12, Université de Provence, CNRS (UMR 6110) and CNES, France
e-mail: benoit.loeillet@oamp.fr
[2] Institut d'Astrophysique de Paris, CNRS, Université Pierre et Marie Curie, 98bis Bd Arago, 75014 Paris, France
[3] GEPI/CNRS UMR 8111, Observatoire de Paris, 5 place Jules Janssen, 92195 Meudon Cedex, France
[4] Observatoire de la Côte d'Azur, Dpt. Cassiopée, CNRS-UMR 6202, BP 4229, 06304 Nice Cedex 04, France
[5] Observatoire de Genève, Université de Genève, 51 Ch. des Maillettes, 1290 Sauverny, Switzerland
[6] Centro de Astrofísica, Universidade do Porto, Rua das Estrelas, 4150-762 Porto, Portugal

Received 26 January 2007 / Accepted 26 November 2007

ABSTRACT

Context. The discovery of the short-period giant exoplanet population, the so-called hot Jupiter population, and their link to brown dwarfs and low-mass stars challenges the conventional view of planet formation and evolution.
Aims. We took advantage of the multi-fiber facilities *GIRAFFE* and *UVES/FLAMES* (VLT) to perform the first large radial velocity survey using a multi-fiber spectrograph to detect planetary, brown-dwarf candidates and binary stars.
Methods. We observed 816 stars during 5 consecutive half-nights. These stars were selected within one of the exoplanet fields of the space mission CoRoT.
Results. We computed the radial velocities of these stars and showed that a systematic error floor of 30 m s^{-1} was reached over 5 consecutive nights with the *GIRAFFE* instrument. Over the whole sample the Doppler measurements allowed us to identify a sample of 50 binaries, 9 active or blended binary stars, 5 unsolved cases, 14 exoplanets and brown-dwarf candidates. Further higher precision Doppler measurements are now necessary to confirm and better characterize these candidates.
Conclusions. This study demonstrates the efficiency of a multi-fiber approach for large radial-velocity surveys in search for exoplanets as well as the follow-up of transiting exoplanet candidates. The spectroscopic characterization of the large stellar population is an interesting by-product of such missions as the *CoRoT* space mission.

Key words. techniques: radial velocities – instrumentation: spectrographs – stars: binaries: spectroscopic – stars: low-mass, brown dwarfs – stars: planetary systems

1. Introduction

The discovery of an ever increasing sample of extra-solar planets (at present more than 250 objects have been detected) shows remarkable objects very close to their parent star. This exoplanet population, called the hot-Jupiter population, is composed of giant planets that revolve at a short orbital distance around a central star. They are orbiting at less than 0.1 astronomical units (AU) with an orbital period ranging from 1.2 to 10 days. Today, more than 40 members of this population have been detected. This existance of this population suggests new mechanisms of planet formation and evolution, not envisioned in the study of our Solar System, such as the migration of the planets in the proto-planetary disk or gravitational interactions (Goldreich & Tremaine 1980; Lin et al. 1996).

Mechanisms of planetary formation can be investigated via the mass function by exploring the gap which separates the high-mass "planetary" companions (considered here to be more than $M \sin i = 3M_{\rm Jup}$) from their low-mass "stellar" counterparts. The "super-planet" or brown dwarf HD 162020b (Udry et al. 2002), the super-massive planet HD 147506b (Bakos et al. 2007) and the very low-mass stars OGLE-TR-122,123 (Pont et al. 2005, 2006) are at the tails of these 2 populations and illustrate this gap. These suggest two different processes of formation and evolution of planetary systems. High-mass exoplanets and low-mass stellar companions with short periods are quite rare. We can only list 6 examples of high-mass exoplanets with an orbital period of less than 20 days: Gl86b (Queloz et al. 2000), Tau Boo b (Butler et al. 1997), HIP 14810b (Wright et al. 2006), HD 195019b (Fischer et al. 1999), HD 162020b (Udry et al. 2002) and HD 147506b (Bakos et al. 2007). All of them have a minimum mass between 3.5 and 14 $M_{\rm Jup}$.

Ground-based photometric transit surveys such as OGLE (Udalski et al. 2002), SuperWASP (Pollacco et al. 2006), TrES (Alonso et al. 2007), HAT (Bakos et al. 2006), have sufficient photometric precision to detect transiting hot Jupiters and eclipsing low-mass stars. New space missions, designed to search for transiting exoplanets, will probe the planetary population at smaller radii than ever before thanks to an improved photometric

* Based on observations collected with the *GIRAFFE* and *UVES/FLAMES* spectrographs at the VLT/UT2 Kueyen telescope (Paranal observatory, ESO, Chile: program 074.C-0633A).

precision, a longer temporal coverage with a better duty cycle, and without the observational perturbations induced by the Earth's atmosphere. In parallel, the next step for radial-velocity (RV) programs consists of simultaneously observing a large sample of stars with a reduced on-telescope time. This could be foreseen by using multi-fiber technology combined with accurate spectrographs.

In a first attempt, Bouchy et al. (2004, 2005) have demonstrated the ability of the *UVES/FLAMES* spectrograph to obtain precise Doppler measurements. However, only 7 stars could be monitored at the same time with their instrumental configuration. This may be convenient for the Doppler follow-up of planetary candidates but is not sufficient for a large Doppler survey to detect new extra-solar planets with limited telescope time. With more than 100 fibers distributed over a large field of view of 25 arcmin, the *GIRAFFE* spectrograph at the VLT (Pasquini et al. 2000), used in the *MEDUSA* mode may overcome this limitation. However, its ability to accurately measure Doppler shifts has yet to be demonstrated.

In January 2005, we performed a dedicated radial-velocity survey of more than 800 stars with the *GIRAFFE* and the *UVES/FLAMES* spectrographs. We chose to observe one of the exoplanet fields of the space mission *CoRoT*, launched in December 2006 (Baglin 2003). We took advantage of the target characterization of the exoplanet input catalog which provides an approximate spectral classification and astrometry of the stars (Moutou et al. 2007, in prep.). Our scientific goals were to :

- identify massive hot-Jupiter exoplanet and brown dwarf candidates;
- identify binary stars in a *CoRoT* field;
- explore the ability of the multi-fiber instrument *GIRAFFE* to accurately measure Doppler shifts for more than one hundred stars simultaneously;
- check and further improve the spectral classification in the *CoRoT* exoplanet fields by photometric observations.

In this paper, we present the results of our radial velocity analysis carried out on 816 stars. The spectral analysis of the whole sample of spectra will be the subject of a separate paper. The sample of stars is presented in Sect. 2. The data reduction method and the subsequent RV measurements are detailed in Sect. 3. The RV performance is discussed in Sect. 4 and the first results of the radial velocity analysis are presented in Sect. 5.

2. Observations

2.1. FLAMES *facilities*

In January 2005 we obtained 5 half-nights in visitor mode with the *FLAMES* facilities (program 074.C-0633A) attached to the 8.2 m Kueyen telescope (UT2) based at the ESO-VLT. *FLAMES* is a multi-fiber link which makes it possible to feed up to 130 targets into the GIRAFFE echelle spectrograph which covers a 25 arcmin diameter field-of-view ($0.136^{\circ 2}$). In addition, a simultaneous Thorium-Argon calibration is available by using the *MEDUSA* mode which dedicates 5 fibers to monitor a Th-Ar lamp. The fiber link allows a stable illumination at the entrance of the spectrograph and the simultaneous calibration is used to track instrumental drift.

We chose to observe in the HR9B spectral domain, centered at 525.8 nm. This setup covers 200 Å and a CCD pixel corresponds to 0.05 Å. This instrumental configuration offers the highest resolution ($R = 25\,800$) and the best radial velocity accuracy (see Royer et al. 2002). It indeed provides the best compromise in term of signal-to-noise and the number of spectral lines necessary for accurate Doppler measurements.

We combined the *GIRAFFE* spectrograph with *UVES/FLAMES* which allow us to simultaneously observe 7 additional stars at a much higher resolution plus one fiber dedicated to the simultaneous Thorium calibration. Observations were made with the red arm of the spectrograph at a central wavelength of 580 nm. This setup covers 2000 Å with a resolution of 47 000 and a CCD pixel corresponds to 0.015 Å.

2.2. Target selection and observational strategy

We chose to observe stars selected in one of the exoplanet *CoRoT* fields located in a region close to the direction of the Galactic anti-center. This field has a homogeneous star density of about 3600 stars per square degree with magnitudes brighter than $r < 15$. It will be one of the first fields to be observed by the space mission during the first year of operation.

We chose 6 different *FLAMES* fields, with no overlap between each field, and distributed over an area that covers about 40% of one of the two *CoRoT* exoplanet CCDs. This results in a total of 774 stars observed with the *GIRAFFE* spectrograph plus 42 additional ones observed at a higher resolution with *UVES/FLAMES*.

When selecting our targets in these *FLAMES* fields, we took advantage of the *CoRoT* exoplanet entry catalogue *EXODAT* (Deleuil 2006). Built from dedicated ground-based observations and existing catalogues to prepare the exoplanet program, this catalogue not only provides the astrometry for all stars within the potential exoplanet fields of the mission, but also gives an estimate of the spectral types and luminosity classes of all the stars in the range 11 to 16 in *r*-mag. Thanks to this information, the target selection was conducted according to 3 different levels of priority, depending on our scientific goals and on the instrumental constraints: angular separation between stars for the positioning of the fibers, field of view of the instrument, etc. Our 3 levels of priorities were defined as: 1) bright solar-type stars (F, G and K spectral type stars) and a *V*-mag less than 15; 2) F0 to K5 giant stars and stars with a *V*-mag greater than 15; 3) O, B and A-type stars, and giant stars with spectral type ranging from K5 to M. The *UVES/FLAMES* fibers were allocated to targets of the first priority only.

Figure 1 shows the number of stars as a function of *V* magnitude for the two spectrographs. Figure 2 shows the number of stars as a function of spectral type for the two main luminosity classes, again for the two spectrographs. The majority of the fibers have thus been allocated to F, G, K-type dwarfs, which are most favorable for precise radial velocity measurements. They represent about 60% of our targets. The remaining targets are mainly giants (30%) and A-type dwarfs (10%).

The observational strategy consists of one measurement per night of each of the 6 fields during the 5 consecutive half-nights with a typical exposure time of 30 min. One of our fields was observed only 3 times, due to a lack of observational time during 2 of the 5 nights. The journal of the observations is presented in Table 1. We have obtained 5 different spectra for 680 stars and 3 spectra for 136 stars, which results in a total of 3808 spectra.

We took care to keep the same configuration each night. Each star was allocated to the same fiber on the instrument on each of the 5 consecutive nights in order to minimize errors, which could be due to different chromatic behavior of the fibers and/or different pixel responses on the CCD.

Table 1. Journal of the observations with the coordinates of the field centers and the exposure time used.

	Field 0	Field 1	Field 2	Field 3	Field 4	Field 5
α center	6:42:26	6:42:26	6:42:26	6:44:06	6:44:06	6:44:06
δ center	–1:23:51	–0:52:30	–0:27:30	–1:17:30	–0:52:30	–0:27:30
MJD - 53 393 /	1.0225	1.1865	1.0526	1.0876	1.1203	1.1538
Exposure time (min)	30	30	35	35	35	35
	2.0228	–	2.0651	2.1368	2.1741	2.2041
	49	–	30	42.3	30	30
	3.0249	3.1879	3.0583	3.0912	3.1234	3.1559
	35	25	35	35	35	35
	4.0214	–	4.0544	4.0877	4.1197	4.1524
	35	–	35	35	35	35
	5.0194	5.1666	5.0481	5.0774	5.1062	5.1374
	30	25	30	30	30	30

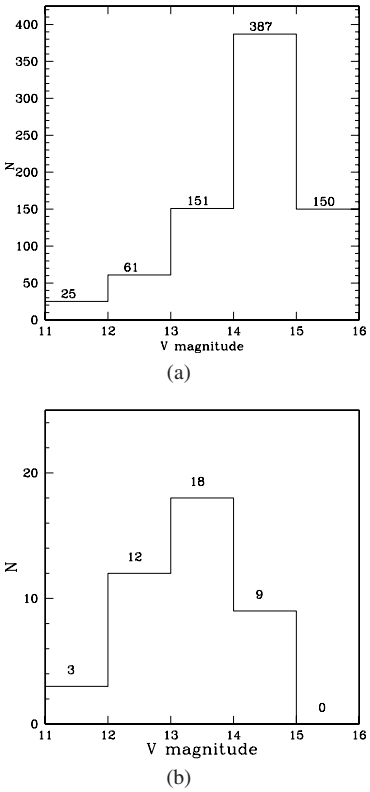


Fig. 1. Magnitude distribution of the observed stars with the *GIRAFFE* (**a**)) and the *UVES/FLAMES* (**b**)) spectrographs.

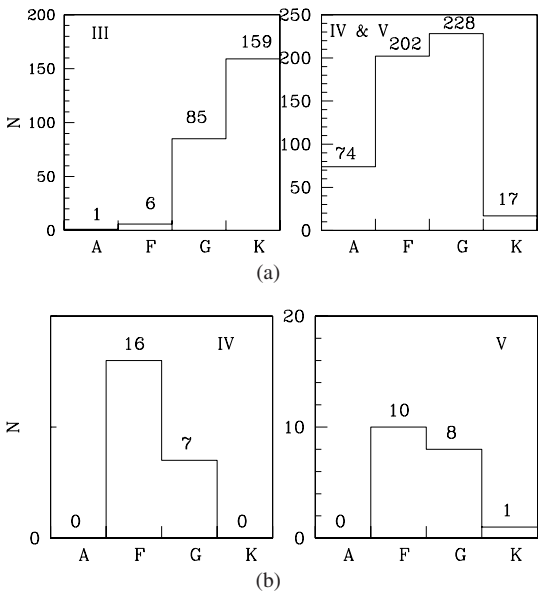


Fig. 2. Distribution of the sample of observed stars with the *GIRAFFE* **a**) and the *UVES/FLAMES*; **b**) spectrograph over the spectral type for dwarfs and giants. The sample is completed by a O-type dwarf star and a M-type giant star.

3. Data reduction

In the next sections we describe the essentials of the extraction and reduction process adopted for the *GIRAFFE* data. The one used for the *UVES/FLAMES* data is detailed in Bouchy et al. (2004).

3.1. Extraction and wavelength calibration

The frames have been reduced using the *GIRAFFE* BaseLine Data Reduction Software (girbldrs v1.12, see Blecha et al. 2000; Royer et al. 2002). The data were optimally extracted to 1D spectra following the original Horne's method (Horne 1986). Analyzing the Th-Ar calibration spectra, we found an instability of the zero-point of the absolute wavelength calibration along the calibrations made during the 5 nights. To set the zero-point, we chose to use the Th-Ar calibration spectra registered during the first day of our observational campaign. The wavelength solution was thus computed once, using this first Th-Ar exposure and applied to all the scientific frames. This allowed for a better estimation of the instrumental drift between observation nights and observational exposures thanks to the simultaneous Th-Ar spectra (see Sect. 3.4 for more details). We thus used the simultaneous Th-Ar spectra for each stellar observation to correct the drift from the first Th-Ar calibration exposure.

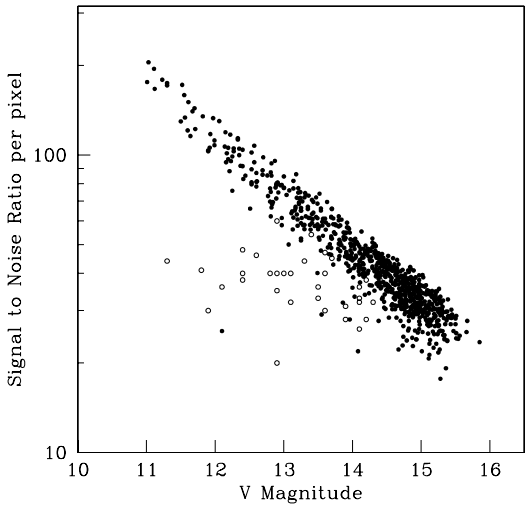


Fig. 3. Signal-to-noise ratio per pixel of all the spectra measured on the last observation night as a function of stellar magnitude. The *GIRAFFE* data is shown by filled circles (1 pixel = 0.05 Å) and the *UVES/FLAMES* data is shown by open circles (1 pixel = 0.015 Å). The signal-to-noise scale is a logarithmic scale and we note that both parameters are linked by a clear logarithmic relation.

3.2. Radial velocity measurements

Radial velocities were obtained by a weighted cross-correlation (Baranne et al. 1996) of each spectrum with a numerical mask, constructed from the Solar spectrum atlas (Baranne et al. 1996; Pepe et al. 2002). The resulting Cross-Correlation Function (CCF) exhibits a Gaussian shape. By fitting it by a Gaussian function, we derived the full width half maximum (*FWHM* in km s^{-1}) which gave an estimate of the projected rotational velocity of the star, the depth (C in %) and the radial velocity (RV in km s^{-1}) given by the center of the Gaussian. In our study, we used the same G2 template mask for the *UVES/FLAMES* and the *GIRAFFE* spectra. It is adapted for most solar-type stars. We performed the same analysis with different masks which gives no significant improvements on the RV determination (see Sect. 5). Finally we corrected the calculated RV by the barycentric Earth RV.

3.3. Photon noise analysis

Our RV measurements are not photon-noise limited. They depend on the photon noise and an instrumental error floor set by systematic effects. This error floor clearly appears for stars with a short RV variation, as illustrated by Fig. 4a. Small observed RV dispersion (rms) values are indeed set around an average value much larger than 0 m s^{-1}. The floor error is set by the asymptotic limit for these stars where the photon noise has very little impact. We estimated this error floor to be equal to 30 m s^{-1}. The same level of systematic effects was found for *UVES/FLAMES* (see Bouchy et al. 2005). Following the analysis carried out by Bouchy et al. (2005), we computed the photon noise uncertainties through the following relation:

$$\sigma_{RV} = \sigma_0 * \frac{\sqrt{FWHM}}{SNR * C}$$

where SNR, $FWHM$ and C are respectively the signal-to-noise ratio per pixel, the full width half maximum and the depth of the CCF peak. The constant σ_0 was determined empirically. To evaluate the impact of the photon noise and the value of σ_0 for the *GIRAFFE* spectrograph, one must move into the regime of large RV rms, where the floor error only enters weakly. The σ_0 values were adjusted so that for the high RV dispersion values the photon noise uncertainty statistically matches the measured RV rms dispersion. It is equal to 3 for *UVES/FLAMES* and to 10.5 for *GIRAFFE*. These values are related to the difference in resolution, spectral coverage and the total efficiency of the spectrographs.

3.4. Simultaneous instrumental drift correction

For the whole set of spectra, we computed the simultaneous instrumental drift of a single exposure, using the 5 Th-Ar fibers. We found that the two extreme Th-Ar fibers, located near the edges of the *GIRAFFE* CCD, present a significant drift departure, indicating that the wavelength calibration provides less constraint on fibers at the edge on the CCD. We thus used the averaged value of the 3 central Th-Ar fibers of each individual exposure to correct the instrumental drift of the individual exposure with the Th-Ar wavelength calibration. Typically the correction applied is about few hundred m s^{-1}. We checked that the correction made with the average value of the 5 Th-Ar fibers does not drastically change the drift correction in our whole analysis.

3.5. Background light correction

Spectra acquired during the first three nights were contaminated by the background light due to the Moon. In particular, the Moon produces an additional peak in the CCF which affects RV measurement when the star's RV is close to the Moon's. We found that about 20% of our targets are affected in this way. We defined the following procedure to correct for the Moon light in our spectra. For each *FLAMES* field we selected one spectrum that presents a clear background Moon light and a low SNR stellar spectrum with very shallow spectral lines. We then subtracted this spectrum from all the spectra obtained during the same exposure. We checked that this correction clearly allows us to reduce the RV dispersion for the sample of affected targets. However the correction is not efficient for small RV variations (less than 200 m s^{-1}). Indeed we noted that the difference between the calculated barycentric correction of the two extreme fibers positioned from the East to the West and distant by about 25 arcmin, reaches 200 m s^{-1} for the same exposure. The observed background light component is then affected in a similar way. The corresponding peak in the CCF is thus shifted in RV. This demonstrates that a single fiber dedicated to sky monitoring is not sufficient. However, we will see in Sect. 5 that this only affects a small fraction of the RV variable stars. One solution to optimize the sky monitoring would be to allocate several fibers in the α direction to limit the difference of the calculated barycentric correction between sky-monitoring fibers and scientific fibers.

4. Radial velocity performance

The CCF of 115 stars, representing about 14% of the whole sample, exhibits no significant correlation peak. Different kind of situations could generate a no-CCF: i) spectra with too small a SNR, ii) stars with a very large $v \sin i$ (typically >50 km s^{-1}), iii) early type stars whose stellar features do not match the template well and iv) multiple-line spectroscopic binaries whose

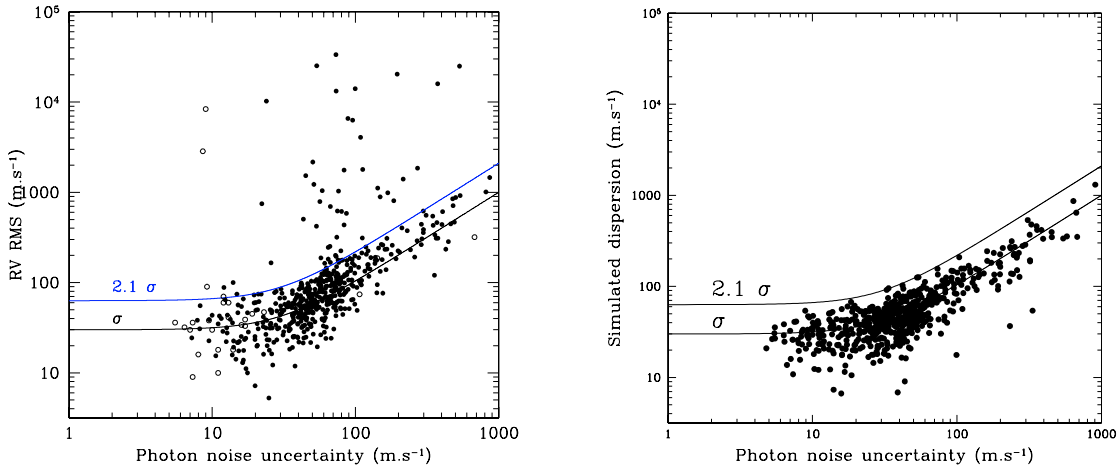


Fig. 4. Distribution of the RV dispersion as a function of photon-noise uncertainty for the *GIRAFFE* targets in first panel and for simulated dispersions in the second panel. Both scales are logarithmic. The filled circles represent the measurements obtained with the *GIRAFFE* instrument and the open circles represent the ones obtained with the *UVES/FLAMES* instrument. The σ curve represents the estimated detection limit at 1σ of the studied sample of stars. The 2.1σ curve shows our threshold to detect RV variable stars. It is derived from simulations presented in the second panel. Stars with identified composite spectra (multiple spectroscopic binaries) have been removed from this figure.

Table 2. Sample of stars observed 3 or 5 times.

	GIRAFFE targets		*UVES/FLAMES* targets	
	With CCF	No CCF	With CCF	No CCF
5 meas.	550	95	34	1
3 meas.	110	19	7	0
Total	660	114	41	1

resulting CCF peaks of each component are blended, reducing the contrast of their peak. We checked that among this set of targets with no CCF peak, there is no correlation with the magnitude of the target nor its position within the slit of the instrument. The spectral type of almost all these stars is in the range F8 to O9 and thus they are likely to be rapidly rotating (Cox 2000). We computed the CCF for these specific stars with an F0 template mask which gave no improvement. Our dynamical radial velocity study was thus restricted to the stars yielding a CCF peak. We also narrowed the sample to the stars observed 5 times either with the *GIRAFFE* or the *UVES/FLAMES* spectrographs. This results in a total of 584 targets suitable for our radial velocity analysis (Table 2).

We computed the dispersion of the 5 RV measurements and plotted them as a function of the average photon noise uncertainty. Figure 4a displays the RV dispersion (rms) as a function of the estimated photon noise uncertainty for each of these stars. We have excluded stars with composite spectra (multiple spectroscopic binaries). The photon noise uncertainties range from 7 to 700 $\mathrm{m\,s^{-1}}$and the RV dispersion ranges from 5 $\mathrm{m\,s^{-1}}$ to 100 $\mathrm{km\,s^{-1}}$.

In order to distinguish the real RV variations of stars from variations generated by statistical effects, we performed a Monte-Carlo simulation. We generated 5 simulated RV for each value of the measured photon noise uncertainty. For that purpose, we used 2 Gaussian distributions with a mean value of zero and a standard deviation equal to the photon noise for the first one and to a systematic error of 30 $\mathrm{m\,s^{-1}}$ for the second one. We then computed the corresponding dispersion of these 5 random values. The results of these simulations are shown in Fig. 4b. They show that a threshold of 2.1σ corresponds to one false detection due to statistical effects over the whole sample.

5. Radial velocity variation analysis

Among the set of 701 stars with detected peaks in the CCF and observed 3 or 5 times, we identified 23 spectroscopic binary stars with multiple spectral components in their CCF. Among the set of 584 stars with CCF peak and observed 5 times with the *GIRAFFE* and *UVES/FLAMES* spectrographs, our dynamical analysis (see Fig. 4a) allows us to identify 66 targets with a RV dispersion greater than the 2.1σ threshold. These targets include spectroscopic binaries of type 1 (SB1), blended binary stars (two merged CCF peaks), active stars and low-mass companion candidates (brown dwarf and exoplanet candidates). The correction of the background light due to the Moon is not totally efficient and some stars are still affected as described in Sect. 3.5. We identified and removed 13 of these 66 targets that are affected by the incomplete Moon light correction. For the remaining 53 stars we looked for an orbital solution by fitting the 5 RV measurements with a sinusoidal curve. We derived the semi-amplitude K, the period P, the systemic velocity V_0, and the phase T_0. Five RV measurements are insufficient to fit an eccentric orbit, therefore we assumed circular orbits. This assumption is justified for orbital periods shorter than 5 days, as the orbit is expected to be circularized by tidal effect (Halbwachs et al. 2005; Marcy et al. 2005). To compute an estimate of the minimum mass of the companion, we derived the stellar masses of these targets using the standard tables of stellar masses (Gray 1988) and the spectral type from the *CoRoT* exoplanet catalogue.

5.1. Spectroscopic binary stars

The so-called spectroscopic binary (SB2) objects show two distinct peaks in their CCF, related to the blended spectra of the two components. Twenty-two SB2 and one clear triple system have been identified. Three SB2 do not present RV variation of both components, probably indicating long-period binary stars.

Table 3. Binary systems.

CoRoT ID	α (h mn s) (J2000)	δ (d mn s) (J2000)	m_V	Binary type	Estimated period range (days)
102613769	6 41 45.38	–1 15 36.65	15.01	SB1	$P > 50$ d
102614070	6 41 45.77	0 30 53.32	14.98	SB2	$P \sim 20$ d
102619385	6 41 53.58	–1 23 36.49	14.62	SB2	$P \sim 8$ d
102619435	6 41 53.64	–0 54 05.29	14.69	SB1	Unsolved P (3 meas.)
102627314	6 42 05.32	–0 29 48.73	14.63	SB1	$P > 100$ d
102627556	6 42 05.7	0 23 25.19	14.67	SB2	$P > 50$ d
102629764	6 42 08.98	0 31 30.29	14.11	SB1	$P < 20$ d
102631863	6 42 12.06	–1 28 26.65	14.72	SB1	20 d $< P <$ 50 d
102634388	6 42 16.01	–0 49 02.82	13.55	SB2	Unsolved P (3 meas.)
102637099	6 42 19.43	–0 53 00.82	14.25	SB2	Unsolved P (3 meas.)
102639561	6 42 22.68	–1 27 01.30	11.93	SB2	$P > 100$ d
102646279	6 42 31.39	–0 49 59.05	12.41	SB2	$P > 100$ d
102648472	6 42 34.22	–0 34 21.94	14.49	SB1	Unsolved P (5 meas.)
102648907	6 42 34.76	–1 04 31.22	14.53	SB1	Unsolved P (3 meas.)
102651332	6 42 37.86	0 24 30.28	15.36	SB1	20 d $< P <$ 50 d
102651632	6 42 38.21	0 30 33.66	14.12	SB2	$P \sim 15$ d
102652553	6 42 39.41	0 38 56.29	14.89	SB2	$P \sim 12$ d
102662997	6 42 52.63	–1 10 10.88	12.84	SB1	$P \sim 9$ d
102663892	6 42 53.77	–1 17 53.56	12.4	SB1	20 d $< P <$ 50 d
102668497	6 42 59.60	0 25 00.91	13.30	SB1	$P \sim 11$ d
102669579	6 43 00.93	0 26 23.93	15.00	SB1	$P \sim 14$ d
102672236	6 43 04.28	–1 20 28.28	15.07	SB2	$P \sim 12$ d
102673596	6 43 06.00	–1 16 08.00	13.69	SB2	$P > 100$ d
102677302	6 43 10.53	–1 12 00.90	13.04	SB1	$P \sim 11$ d
102683896	6 43 18.80	–1 16 41.74	14.61	SB2	$P > 50$ d
102686545	6 43 22.12	–1 12 34.70	13.96	SB1	$P > 50$ d
102692263	6 43 29.23	0 56 33.72	14.97	SB1	$P \sim 8$ d
102694802	6 43 32.34	–1 19 20.35	14.47	SB1	20 d $< P <$ 50 d
102708308	6 43 48.88	0 59 08.09	15.15	SB1	$P \sim 18$ d
102708916	6 43 49.76	0 47 51.25	13.97	SB2	$P \sim 5$ d
102709159	6 43 50.10	0 41 31.02	14.00	SB1	$P \sim 17$ d
102709968	6 43 51.21	0 34 54.01	14.32	SB2	$P \sim 12$ d
102712875	6 43 55.22	0 51 09.00	14.38	SB2	$P \sim 16$ d
102713079	6 43 55.51	0 46 26.69	14.73	SB1	20 d $< P <$ 50 d
102715243	6 43 58.47	–1 00 51.62	13.1	SB2	$P > 100$ d
102715978	6 43 59.54	–1 29 34.30	13.13	SB2	$P \sim 4$ d
102716305	6 43 59.97	0 44 10.32	14.56	SB1	$P \sim 18$ d
102718650	6 44 03.33	–1 21 24.66	13.7	SB2	$P \sim 16$ d
102718810	6 44 03.56	0 57 42.80	13.32	SB1	20 d $< P <$ 50 d
102720035	6 44 05.35	–1 15 26.89	13.57	SB1	$P \sim 20$ d
102725454	6 44 13.08	–1 17 36.53	13.35	SB2	$P > 100$ d
102726103	6 44 14.30	–1 13 44.44	14.54	SB2	$P \sim 4$ d
102732890	6 44 23.49	–1 11 31.70	13.79	SB1	$P > 50$ d
102734591	6 44 25.75	–1 17 29.40	14.39	SB1	$P \sim 8$ d
102737852	6 44 30.25	0 41 54.13	15.11	SB1	$P > 50$ d
102738614	6 44 31.29	–1 10 20.86	14.45	SB2	$P \sim 7$ d
102740955	6 44 34.42	–1 19 9.12	13.27	SB2	$P \sim 8$ d
102747222	6 44 42.72	0 45 22.61	12.89	SB1	20 d $< P <$ 50 d
102748346	6 44 44.27	–1 20 54.64	15.07	SB1	$P \sim 15$ d
102748356	6 44 44.28	–1 18 08.24	12.9	SB3	$P \sim 5$ d

We also identified 27 SB1, defined as targets with an estimated companion minimum mass that is greater than the canonical sub-stellar limit of 70 $M_{\rm Jup}$ (Chabrier et al. 2000). Two of those identified in the field were observed only 3 times. They present an RV variation greater than 4 km s^{-1}. Table 3 presents the characteristics of the central star and a rough estimation of the orbital period of the stellar companion. For periods greater than 20 days, we only give an estimated period range.

A complete analysis of this sample of binary systems will be completed thanks to complementary photometric observations and RV measurements. Indeed the BEST (Rauer et al. 2004) instrument has already observed a large part of the *CoRoT* fields and will probably bring additional constraints on these systems. In parallel the space mission *CoRoT* (Baglin 2003) will observe this field by the end of 2007.

5.2. Targets with small RV variations

Besides the SB1 stars, a subset of 28 stars exhibit an RV dispersion above the 2.1σ detection threshold, which corresponds to 63 m s^{-1} for small photon-noise uncertainty. According to the orbital solutions that we found, sub-stellar companions may induce these RV variations. We checked the origin of these RV variations by performing a bisector analysis of the CCF profiles.

Table 4. Characteristics of identified targets with a line-bisector effect. The proposed interpretation is based on CCF mask analysis.

ID COROT	α (h mn s) (J2000)	δ (d mn s) (J2000)	m_V	Proposed interpretation
102619034	6 41:53.06	–0 20 05.35	14.95	Activity
102631629	6 42 11.71	0 29 53.27	13.87	Blended Binary
102631928	6 42 12.17	0 28 38.50	15.39	Activity
102700329	6 43 39.10	–0 19 58.87	12.81	Activity
102700855	6 43 39.69	0 31 05.84	14.58	Blended Binary
102717173	6 44 01.22	0 27 56.92	14.34	Blended Binary
102723949	6 44 10.95	–1 11 13.24	13.96	Activity
102724171	6 44 11.26	–1 10 09.88	13.43	Blended Binary
102743523	6 44 37.80	–0 34 17.98	11.50	Blended Binary

This allows us to disentangle RV variations due to true companion from stellar activity.

5.2.1. Possible blended binary stars and stellar activity signature

By analyzing the CCF profiles of these targets with a bisector analysis we found that 9 of them presented line-bisector variations. These variations could either be induced by a background blended binary (Queloz et al. 2001) or by stellar photometric activity (Santos et al. 2002). We completed our analysis by exploring the behavior of the RV rms of these stars when cross-correlated their spectra using 4 different masks. We used masks constructed from M4, K0, K5 and F0 type stars. If the RV rms variation is significant we consider the target to be a blended binary system. On the other hand if no variation is found, the stellar activity origin of the RV variation is more appropriate. We thus identified 5 possible blended binary star systems which present a cross-correlation mask effect and 4 active stars (Table 4).

5.2.2. Substellar companion candidates

Fourteen candidates present an orbital solution that matches the exoplanet and brown dwarf mass category and that do not show a line-bisector effect nor cross-correlation mask effects. Figure 5 shows the best orbital solution we obtained for those 14 candidates. Tables 5 and 6 present the parameters of the central stars and the estimated orbital parameters.

A detailed spectral analysis of the stellar spectra of the whole sample is currently under-progress and will be presented in a forthcoming paper. We used on our substellar companion candidate spectra an automatic spectral analysis algorithm (Recio-Blanco et al. 2006), developed for the GAIA/RVS spectroscopic instrument (Wilkinson et al. 2005). This also constitutes the preparation for a planned follow-up program aiming at deriving fundamental parameters of the dwarf population in the *CoRoT* exoplanet fields. This algorithm, MATISSE (MATrix Inversion for Spectral SynthEsis), derives the stellar parameters and measures the abundances of elements present in the spectra. It employs a grid of synthetic spectra covering the observed spectral domain and computed with the same atmosphere models and line lists (see details in Recio-Blanco et al. 2006). For our RV study, we checked that the spectral classification (Tables 4 and 5) of our subset of candidates derived from the photometric observations on the one hand and from spectral analysis on the other hand are in agreement. We used the spectral type determination made with MATISSE to calculate the minimum mass of our sub-stellar companion candidates.

We checked the likelihood of our 14 candidates by comparing the residuals of the sinusoidal and linear fits to the global uncertainty (photon-noise uncertainty quadratically added to the systematic error). A linear fit would suggest a long-period orbiting object. In most cases, the residuals of the sinusoidal and linear fits are comparable to, or even less than the global uncertainty. Three candidates exhibit a residual much larger than the global uncertainty which could be the signature of an eccentric orbit or stellar activity. The results are presented in Table 6. It is statistically difficult in most cases to disentangle the sinusoidal and linear solutions. They are both compatible with their global uncertainty. However 4 candidates, namely *CoRoT* ID 102660283, 102666192, 102726906 and 102689702 (in bold type in Table 6), present significant sinusoidal solutions that are statistically better than a linear solution. They appear as our best candidates. One is in the planetary mass range and 3 are in the BD mass range. Taking into account the BD desert (Grether & Lineweaver 2006), our BD candidates may also be longer-period stellar companions.

5.2.3. Unsolved orbital solution

From the sample of 28 stars, 5 targets remain above the detection threshold with small RV variations and unsolved orbital solutions.

Two of them, *CoRoT* ID 105936100 and 102724641, do not present any satisfactory orbital solutions and their RV variations could be related to stellar activity. The three other targets, namely *CoRoT* ID102622204, ID102638630 and ID102653533, exhibit large variations of the contrast of their CCF. We checked that these variations are not due to a variation of the SNR nor to fiber-to-fiber contamination. Using a cross-correlation mask analysis, we ruled out a blended binary scenario as the origin of this phenomena.

6. Discussion

6.1. Detection capability of the GIRAFFE instrument

We performed Monte-Carlo simulations in order to illustrate the capability of the *GIRAFFE* spectrograph to detect binary stellar systems and exoplanets with 5 consecutive RV measurements. For different stellar companion masses and periods and a solar-mass parent star, we computed the RV of 5 consecutive dates, separated by one day, for which the first one was randomly initiated over the period with a random initial phase. We quadratically added a random noise to the systematic error. This noise corresponds to the estimated photon noise uncertainty given a detection threshold thanks to the σ curve determined previously for the *GIRAFFE* instrument. This photon noise uncertainty

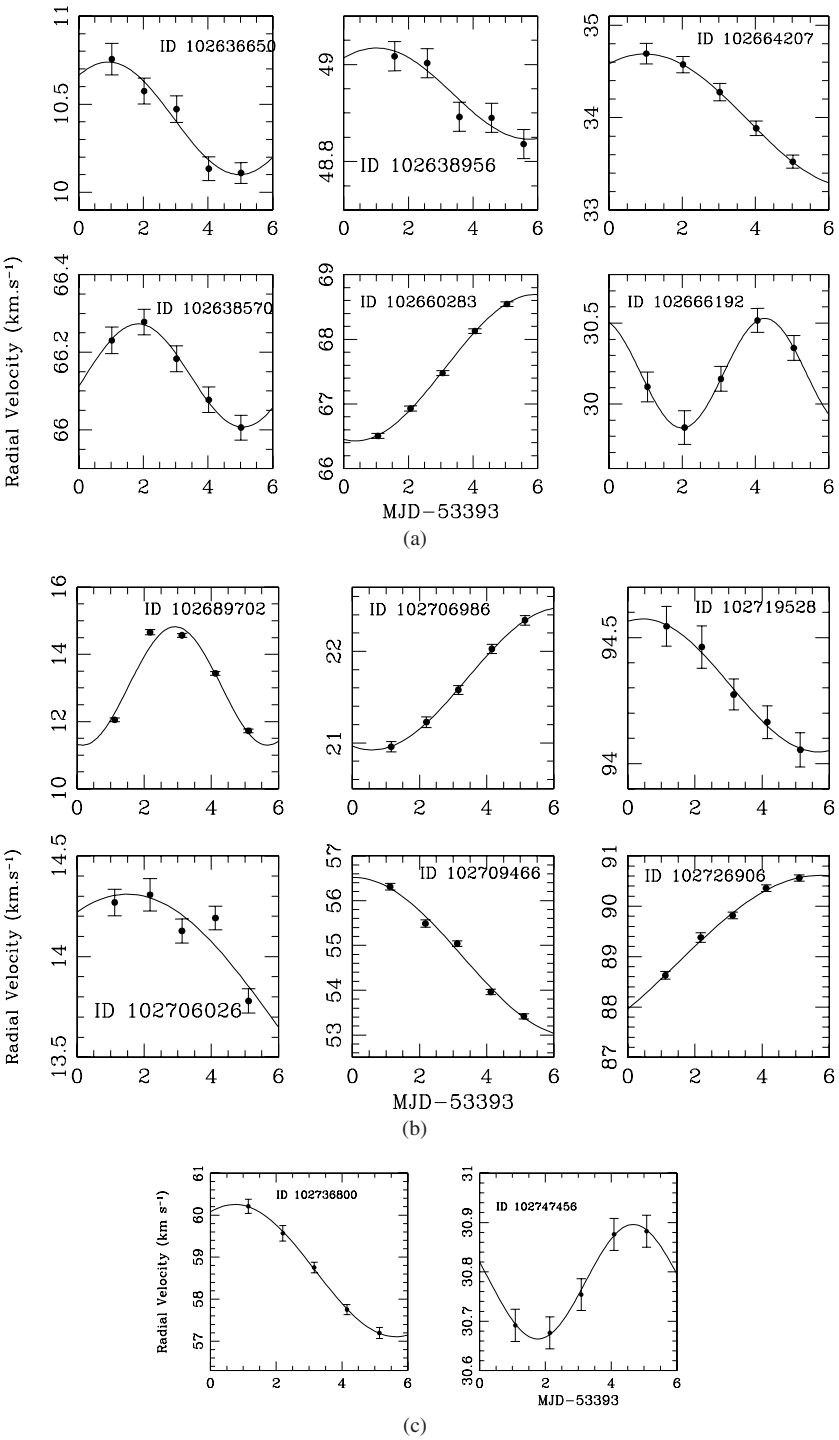


Fig. 5. Sinusoidal fits of the 14 exoplanet and brown dwarf candidates. The RV measurements are represented with their error bars and the curve represents the best sinusoidal fit.

corresponds to the value on the x-axis of the σ curve for the defined detection threshold on the y-axis. We then computed the dispersion and estimated the detection probabilities of such systems as a function of the detection threshold. Only circular orbital cases were considered and we did not include a distribution of orbital inclinations. In these simulations, we only considered the induced RV motion of a star that a planet im-

Table 5. Brown dwarf and exoplanet candidate hosting stars. The spectral types and luminosity classes are determined from our spectral analysis carried out with MATISSE and with the photometric analysis.

CoRoT ID	α (h mn s) (J200)	δ (d mn s) (J2000)	m_V	Spectral type of the parent star (photometric analysis)	Spectral type of the parent star (MATISSE analysis)
102636650	6 42 18.87	–1 24 06.12	15.16	K0V	G8V
102638570	6 42 21.35	–1 11 47.58	12.27	K4III	K3III
102638956	6 42 21.88	–0 31 50.74	13.52	G2V	G2IV
102660283	6 42 49.20	0 17 59.78	12.17	K3III	G8III
102664207	6 42 54.18	–1 20 37.79	15.15	F6V	F8V
102666192	6 42 56.67	0 19 22.08	14.62	G2V	F5V
102689702	6 43 25.98	0 48 32.9	13.90	F5V	F8V
102706026	6 43 45.86	–0 50 31.60	14.45	G2V	F8V
102706986	6 43 47.08	0 23 50.14	14.04	G2V	F8V
102709466	6 43 50.51	0 50 03.52	14.80	G2V	G1V
102719528	6 44 04.62	0 36 31.57	15.19	G0III	G0IV
102726906	6 44 15.39	0 53 43.22	15.39	G0III	G7IV
102736800	6 44 28.79	0 35 21.73	15.25	G0III	No output
102747456	6 44 43.05	–1 22 13.84	11.90	K4III	K3III

Table 6. Estimated orbital parameters of the brown dwarf and exoplanet candidates, average photon-noise uncertainty and residuals of the sinusoidal and linear fits. We quadratically added systematic errors of 30 m s^{-1} to obtain the global error on the measurements. The estimated mass of the parent star based on the MATISSE analysis and the companion candidate are also given. The targets in bold type are our best candidates obtained by comparing the residuals from both solutions.

CoRoT ID	K (km s^{-1})	P (days)	V_0 (km s^{-1})	Average photon-noise uncertainty (m s^{-1})	Residuals from a sinusoidal fit (m s^{-1})	Residuals from a linear fit (m s^{-1})	Estimated mass of the parent star ($M_\odot$)	Estimated $M_2 \sin(i)$ ($M_{\rm Jup}$)
102636650	0.32	8.1	10.42	44.3	47.1	57.7	0.9	3.0
102638570	0.13	6.5	66.14	9.3	6.6	39.3	2.2	2.1
102638956	0.09	9.4	48.9	14.1	19.5	21.0	1.0	1.0
102660283	1.13	11.2	67.56	14.8	16.7	55.8	2.4	23.4
102664207	0.72	11.2	33.97	55.5	0.7	75.8	1.2	9.4
102666192	0.34	4.5	30.19	52.8	0.8	156.3	1.3	3.4
102689702	1.76	5.5	13.01	34.2	231.8	1200	1.2	18.1
102706026	0.6	18.0	13.7	38.2	80.0	108.2	1.2	8.7
102706986	0.78	11.2	21.70	28.9	8.9	44.0	1.2	10.2
102709466	1.77	13.1	54.76	39.1	110.4	113.9	1.1	22.9
102719528	0.26	10.5	94.31	43.1	15.4	22.8	1.6	4.0
102726906	1.74	16.9	89.04	44.5	40.8	120.3	1.5	30.2
102736800	1.57	9.8	58.68	95.4	27.5	101.2	2.1	28.4
102747456	0.12	5.8	30.78	8.0	4.6	32.6	2.2	1.8

plies and compared it to the detection threshold obtained for the *GIRAFFE* instrument.

6.1.1. For binary systems

We considered a detection threshold of 0.2 km s^{-1} and calculated the detection probabilities for 3 different stellar companion masses (M_2/M_1 = 0.5, 0.3 and 0.1 $M_\odot$). Using the σ curve we determined that such a detection threshold corresponds to a photon-noise uncertainty of 90 m s^{-1} which covers about 75% of our stellar sample when considered as an upper limit. The simulation results are presented in Fig. 6. These simulations clearly show that we can identify binary stars with periods longer than 100 days in our observational configuration.

Among the 701 stars with detected CCF peaks we identified 50 binary stars. Assuming that 50% of the stars are binaries and that 13% of this population have an orbital period less than 100 days (Duquennoy & Mayor 1991), we expected to detect 46 of these systems. This is in good agreement with our results. We demonstrated above that the detection of systems with an orbital period of up to 1000 days is possible. Following the statistics from Duquennoy & Mayor (1991), we would expect to detect a sample of 90 binary stars with an orbital period less than 1000 days. This suggests that some of the identified binary stars may have an orbital period longer than 100 days. The detection ability indicates indeed that we cover a small part of the systems with an orbital period from 100 to 1000 days. As suggested in Sect. 5.2.2 some of the radial velocity variations of our candidates suggest longer period binary systems. The number of RV measurements indeed limits the efficiency of the detection and a precise determination of the period.

6.1.2. For low-mass companions

For sub-stellar companions, we calculated the detection probabilities for 3 different companion masses (M_2 = 1, 3 and 5 $M_{\rm Jup}$) and a detection threshold of 100 m s^{-1}. Using the σ curve we determined that such a detection threshold corresponds to a photon-noise uncertainty of 37 m s^{-1} on the x-axis. Notice that only 25% of our sample of stars actually match this lower limit value. We computed the detection probabilities for objects with an orbital period ranging from 1.2 to 20 days. Our simu-

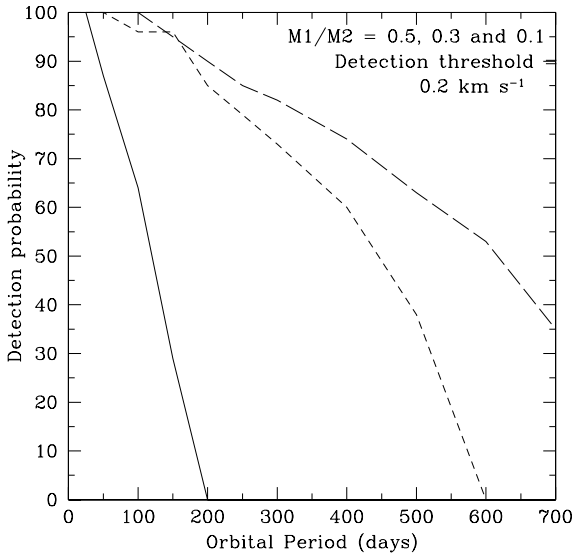


Fig. 6. Detection probability of massive stellar companions as a function of the orbital period for stellar companion masses of 0.1, 0.3 and 0.5 $M_\odot$ and a solar-mass parent star and for a detection threshold of 0.2 km s^{-1}. The solid line represents the M_1/M_2 = 0.1 $M_\odot$ case, the short-dashed line stands for the M_1/M_2 = 0.3 $M_\odot$ case and the long-dashed line stands for the M_1/M_2 = 0.5 $M_\odot$ case.

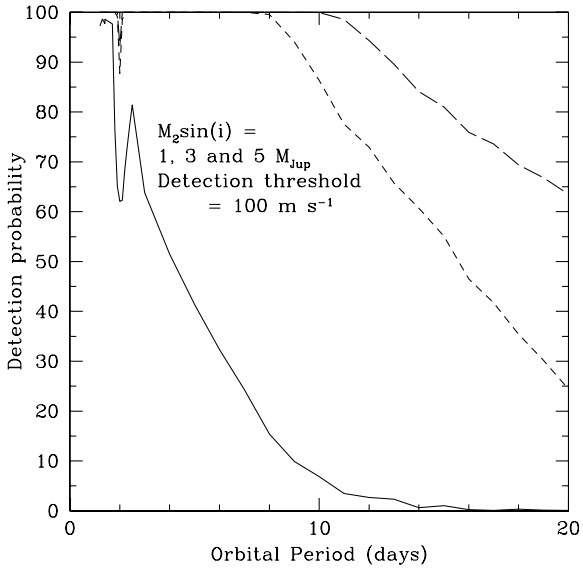


Fig. 7. Detection probability of exoplanets as a function of the orbital period for 4 different companion masses (M_1/M_2 = 1, 3 and 5 $M_{\rm Jup}$), a solar-mass parent star and a fixed detection threshold of 100 m s^{-1}. The solid, short-dashed and long-dashed lines represent the different probabilities for companion masses of 1, 3 and 5 $M_{\rm Jup}$. Note that the drop in the detection probability of a 1 $M_{\rm Jup}$ companion around 2 days decreases due to a stroboscopic effect of our exact simulated sampling of one day.

lations show in Fig. 7 that we have a 100% probability of detecting companions of 1, 3 and 5 $M_{\rm Jup}$ with a period less than 2, 9 and 12 days respectively. The simulations also show that the probabilities of detecting companions with less than a Jupiter mass are weak and rapidly decrease with the orbital period, with such a detection threshold and a small number of RV measurements. However this suggests that close-in massive and super-massive giant planets (>3 $M_{\rm Jup}$) could be detected.

As detailed in Butler et al. (2006), 1.2% of solar-type stars host at least one hot-Jupiter with a period less than 10 days. Considering our sample of 584 targets with a distinct peak in their CCF and 5 measurements, we should expect to detect about 7 hot Jupiters. The statistics of known exoplanets suggest that 33% of them have a mass greater than 1 $M_{\rm Jup}$. With only 25% of our sample (146 stars), with our observational strategy, our survey is expected to detect one massive exoplanet.

6.2. *Extended ability for exoplanet search with the* GIRAFFE *spectrograph*

We have shown that the *GIRAFFE* multi-fiber spectrograph could be used to carry out large exoplanet surveys. Indeed, with a few RV measurements a systematic error floor of 30 m s^{-1} could be achieved, allowing one to explore the massive and the hot-Jupiter exoplanet populations. With our observational strategy, only 25% of the observed stars have a photon-noise uncertainty less than the one obtained for a detection threshold of 100 m s^{-1}. However this limitation might be overcome. For example, increasing the number of RV consecutive measurements from 5 to 10 could reduce the detection threshold to 1.7σ. At small photon-noise uncertainties the detection threshold is equal to 50 m s^{-1}. In that case it would be possible to detect a Jupiter-mass companion with an orbital period up to 12 days. Another solution would be to multiply the exposure time of such faint stars by a factor of two. As a result, the photon-noise uncertainty would be divided by $\sqrt{2}$, allowing one to widen the detection threshold of 100 m s^{-1} to 50% of the sample. In a similar way, observing a sample of stars brighter by about one magnitude would lead to a similar result. Finally, a multi-fiber facility with systematic errors of 20 m s^{-1} would allow us to decrease the detection threshold to 35 m s^{-1} at small photon-noise uncertainties, giving access to the 0.5 $M_{\rm Jup}$ exoplanets with short periods. With 10 RV measurements, objects with periods of up to 8 days would be detected. Such an efficiency would allow for the discovey of up to 5 new hot-Jupiters in only 10 half-nights.

7. Conclusion

A multi-object RV survey enables a very good investigation of a large sample of stars by distinguishing binaries and low-mass companion candidates. With only 5 consecutive RV measurements, with the *GIRAFFE* instrument we achieved a systematic RV error of 30 m s^{-1} on 584 stars. This RV precision reached is 5 times less than announced by the ESO. On a sample of 816 stars we identified 50 binary systems, 14 exoplanet and brown dwarf candidates, 9 active stars or blended binary stars and 5 unsolved cases. Given the existence of the BD desert, most of our candidates might be long-period binary stars. Assuming the statistics on exoplanets (Butler et al. 2006; Schneider 2007, url: `exoplanet.eu`) we could expect one confirmed exoplanet. However, with only 5 RV measurements, we could not derive the exact orbital parameters of our candidates and further higher precision measurements are needed. With this strategy we reduced by a factor of about 50 a large sample of stars to a much smaller sample with interesting RV variations for the search of massive hot Jupiter in only 5 consecutive half-nights. This study demonstrates that this approach (with optimized data reduction) is very efficient in searching for massive exoplanets and brown

dwarfs and could bring a key contribution to large and very large surveys. A similar program carried out with a mono-fiber instrument would require at least one complete year of observations.

The space mission *CoRoT* was launched successfully on December 2006. This multi-fiber approach could be very useful and efficient in the follow-up of the large sample of stars that will be observed by the CoRoT satellite. Indeed a precision of 30 m s^{-1} obtained with only a few measurements will allow us to carry out radial velocity observations over a large sample of stars. Such observations are necessary to further discriminate binaries, low-mass candidates and the hot-Jupiter population. In order to characterize the hot-Jupiter population, the previous knowledge of the two orbital parameters P and T_0 derived from previous high precision photometric observations will significantly reduce the detection threshold and allow us to determine the parameters K and V_0 at the 1σ level. The selection made with such a multi-fiber instrument leads to a significant reduction of the on-telescope time. The most interesting candidates could thus be observed with more accurate instruments in a second step.

New measurements are now needed to confirm the nature of our substellar companions and derive accurate orbital parameters. To that purpose we will use the new spectrograph SOPHIE (Bouchy & The Sophie Team 2006), mounted on the 193-cm telescope at the Observatoire de Haute Provence.

Acknowledgements. N.C.S. would like to thank the Fundao para a Cincia e a Tecnologia, Portugal, for the grant (reference POCI/CTE-AST/56453/2004). This work was supported in part by the EC's FP6 and by FCT (with POCI2010 and FEDER funds), within the HELAS international collaboration.

References

Alonso, R., Brown, T. M., Charbonneau, D., et al. 2007, in Transiting Extrasolar Planets Worshop, ed. C. Alfonso, D. Weldrake, & Th. Henning, ASP Conf. Ser., 366, 13
Baglin, A. 2003, Adv. Space Res., 31, 345
Bakos, G., Noyes, R. W., Latham, D. W., et al. 2006, in Tenth Anniversary of 51 Peg-b: Status of and prospects for hot Jupiter studies, ed. L. Arnold, F. Bouchy, & C. Moutou, 184
Bakos, G. A., Kovacs, G., Torres, G., et al. 2007, ArXiv e-prints, 705
Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., et al. 1996, A&AS, 119, 373
Blecha, A., Cayatte, V., North, P., Royer, F., & Simond, G. 2000, in Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors, ed. M. Iye, & A. F. Moorwood, Proc. Spie 4008, 467
Bouchy, F., & The Sophie Team. 2006, in Tenth Anniversary of 51 Peg-b: Status of and prospects for hot Jupiter studies, ed. L. Arnold, F. Bouchy, & C. Moutou, 319
Bouchy, F., Pont, F., Santos, N. C., et al. 2004, A&A, 421, L13
Bouchy, F., Pont, F., Melo, C., et al. 2005, A&A, 431, 1105
Butler, R. P., Marcy, G. W., Williams, E., Hauser, H., & Shirts, P. 1997, ApJ, 474, L115
Butler, R. P., Wright, J. T., Marcy, G. W., et al. 2006, ApJ, 646, 505
Chabrier, G., Baraffe, I., Allard, F., & Hauschildt, P. 2000, ApJ, 542, 464
Cox, A. N. 2000, Allen's astrophysical quantities, 4th Ed. (New York: AIP Press; Springer), ed. A. N. Cox.
Deleuil, M. 2006, ESA SP-1306, in The CoRoT mission pre-launch status, Stellar Seismology and Planet Finding, ed. A. Baglin, J. Lochard, M. Fridlund, & L. Conroy
Duquennoy, A., & Mayor, M. 1991, A&A, 248, 485
Fischer, D. A., Marcy, G. W., Butler, R. P., Vogt, S. S., & Apps, K. 1999, PASP, 111, 50
Goldreich, P., & Tremaine, S. 1980, ApJ, 241, 425
Gray, D. F. 1988, Lectures on spectral-line analysis: F, G, and K stars (Arva: Ontario Gray)
Grether, D., & Lineweaver, C. H. 2006, ApJ, 640, 1051
Halbwachs, J. L., Mayor, M., & Udry, S. 2005, A&A, 431, 1129
Horne, K. 1986, PASP, 98, 609
Lin, D. N. C., Bodenheimer, P., & Richardson, D. C. 1996, Nature, 380, 606
Marcy, G., Butler, R. P., Fischer, D., et al. 2005, Progr. Theor. Phys. Suppl., 158, 24
Pasquini, L., Avila, G., Allaert, E., et al. 2000, in Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors, ed. M. Iye, & A. F. Moorwood, Proc. SPIE 4008, 129
Pepe, F., Mayor, M., Galland, F., et al. 2002, A&A, 388, 632
Pollacco, D. L., Skillen, I., Cameron, A. C., et al. 2006, PASP, 118, 1407
Pont, F., Bouchy, F., Melo, C., et al. 2005, A&A, 438, 1123
Pont, F., Moutou, C., Bouchy, F., et al. 2006, A&A, 447, 1035
Queloz, D., Mayor, M., Weber, L., et al. 2000, A&A, 354, 99
Queloz, D., Henry, G. W., Sivan, J. P., et al. 2001, A&A, 379, 279
Rauer, H., Eislöffel, J., Erikson, A., et al. 2004, PASP, 116, 38
Recio-Blanco, A., Bijaoui, A., & de Laverny, P. 2006, MNRAS, 370, 141
Royer, F., Blecha, A., North, P., et al. 2002, in Astronomical Data Analysis II, ed. J.-L. Starck, F. Murtagh, D. Proc. Spie, 4847, 184, ed. J.-L. Starck & F. D. Murtagh, 184
Santos, N. C., Mayor, M., Naef, D., et al. 2002, A&A, 392, 215
Udalski, A., Paczynski, B., Zebrun, K., et al. 2002, Acta Astron., 52, 1
Udry, S., Mayor, M., Naef, D., et al. 2002, A&A, 390, 267
Wilkinson, M. I., Vallenari, A., Turon, C., et al. 2005, MNRAS, 359, 1306
Wright, J. T., Marcy, G. W., Fischer, D. A., et al. 2006, ArXiv Astrophysics e-prints

6.1.4 Observations complémentaires avec *SOPHIE*

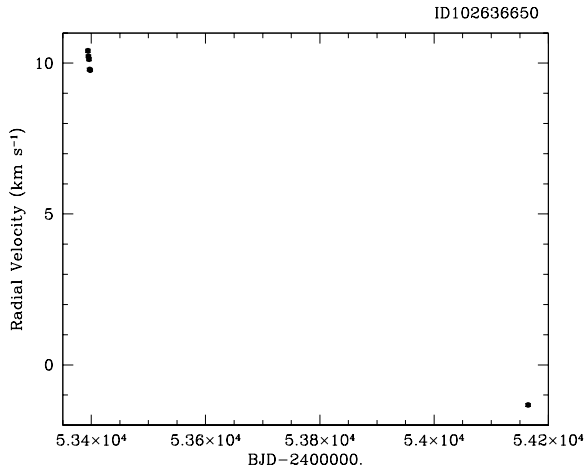


FIG. 6.3 – Mesures de VR *FLAMES/GIRAFFE* et *SOPHIE* du candidat ID 102636650.

Avec seulement 5 mesures de VR, il nous est impossible de déterminer avec précision les paramètres orbitaux de ces 14 candidats. Des observations complémentaires ont donc été menées grâce au spectrographe *SOPHIE* sur la plupart des candidats identifiés. Deux séries d'observation ont été effectuées, la première de quelques mesures seulement au cours de la validation scientifique de l'instrument (VSS), et la seconde durant une de mes missions avec *SOPHIE*, dans le cadre d'observation pour le programme *CoRoT*. Chaque mesure est ici détaillée, ainsi qu'une conclusion sur la nature du candidat que l'on peut en tirer. La table 6.1 présente les mesures de VR réalisées pour chacun des candidats. Afin de comparer les deux jeux de données (*FLAMES/GIRAFFE* et *SOPHIE*), j'ai utilisé les deux jeux de données du candidat ID 102747456 pour lequel le nombre de mesures est le plus grand. La différence de point zéro est estimée à 350 $\mathrm{m\,s^{-1}}$. Conscient que cette différence dépende de l'étoile observée et qu'il est impossible de l'estimer pour chaque candidat, je l'ai appliqué pour l'ensemble des candidats.

Parmi les 14 candidats identifiés grâce aux mesures *FLAMES/GIRAFFE*, 13 ont été observés et 9 s'avèrent être des étoiles binaires de type SB1. En effet, pour la plupart de celles-ci, la dérive en VR identifiée grâce aux mesures *FLAMES/GIRAFFE* est compatible avec les mesures *SOPHIE*. Lorsque l'on combine les deux jeux de données, ces étoiles présentent alors une variation de VR supérieure à 5 $\mathrm{km\,s^{-1}}$. Pour exemple, le candidat ID 102636650 présente une variation de VR de -11,75 $\mathrm{km\,s^{-1}}$ entre la mesure *SOPHIE* et le V_0 estimée à partir des mesures *FLAMES/GIRAFFE*. La Fig. 6.3 illustre cet exemple, elle représente l'ensemble des mesures réalisées sur cette étoile. Deux des étoiles binaires présentent une variation de VR qui n'est pas compatible avec une dérive lente. Il semblerait que celles-ci soient des SB1 à courte période, comme le montre la Fig. 6.4 (à gauche). Avec 7 points de mesure pour ID 102689702, il est d'ailleurs possible d'estimer les paramètres orbitaux de celle-ci. Par ajustement orbital, nous pouvons soupçonner que la période orbitale de cette SB1 est d'environ 30 jours sur une orbite quasi-circulaire, et avec une amplitude de $25{,}8 \pm 3{,}8$ $\mathrm{km\,s^{-1}}$. La Fig. 6.4 (à droite) présente le meilleur ajustement orbital obtenu, avec des résidus de l'ordre de 420 $\mathrm{m\,s^{-1}}$. Certes, le nombre de mesures reste faible, ne couvrant pas

TAB. 6.1 – Liste des mesures de VR réalisées pour chacun des candidats identifiés avec *FLAMES/GIRAFFE*.

ID de l'étoile	BJD	VR (km s^{-1})	ΔVR (km s^{-1})	ΔV_0 (km s^{-1})	Remarques
ID 102636650	2454164.3852	-1.330±0.047	-	-11,75	SB1
ID 102638570	2454022.7096	38.596±0.005			
	2454024.6432	38.84±0.01	0.24	-27.44	SB1
ID 102638956	2454164.3490	49.072±0.020			
	2454165.3392	49.074±0.022	0.002	18.487	Candidat
ID 102660283	2454162.2940	61.646±0.024			
	2454165.4136	59.606±0.029	2.040		SB1
ID 102664207	2454025.6677	23.37±0.13	-	10.599	SB1
ID 102666192	2454163.3528	35.74±0.04	-	5.546	SB1
ID 102689702	2454162.3269	7.813±0.027			
	2454165.4272	-7.222±0.074	15.035	-12.419	SB1
ID 102706026	2454165.3937	18.2±0.2			
	2454168.4219	18.75±0.11	0.55	4.784	SB1
ID 102706986	2454164.4230	22.03±0.07			
	2454165.3656	20.70±0.05			
	2454168.3649	20.67±0.07	1.331	-0,159	Candidat
ID 102709466	2454168.3919	34.931±0.062	-	19.829	SB1
ID 102719528	2454163.4367	88.506±0.029	-	5.804	SB1
ID 102726906	2454162.3668	69.026±0.025	-	-20.014	SB1
ID 102736800	Pas d'observation	-	-	-	
ID 102747456	2454022.6660	30.268±0.011			
	2454023.6245	29.395±0.020		(affectée par la Lune)	
	2454024.6630	30.566±0.012			
	2454025.6861	30.552±0.013			
	2454026.7213	30.374±0.012			
	2454162.2740	30.519±0.014			
	2454163.3817	30.457±0.012			
	2454164.3161	30.446±0.011			
	2454165.3167	30.391±0.015			
	2454168.3158	30.524±0.016	1.171	0.345	Candidat

l'ensemble des phases orbitales. Afin d'affiner la détermination des paramètres orbitaux, il est alors nécessaire de réaliser de nouvelles mesures.

Les trois candidats restants sont intéressants et méritent que l'on s'y attarde un peu plus. Pour chacun d'entre eux, je détaille ici l'analyse menée et les conclusions que nous pouvons en tirer. Ces résultats sont relativement récents, que j'ai obtenu en utilisant la dernière version du procédé de correction de Lune des données *SOPHIE*.

Candidat ID102638956 :

Deux mesures de VR supplémentaires ont été réalisées sur cette étoile avec *SOPHIE*. On ob-

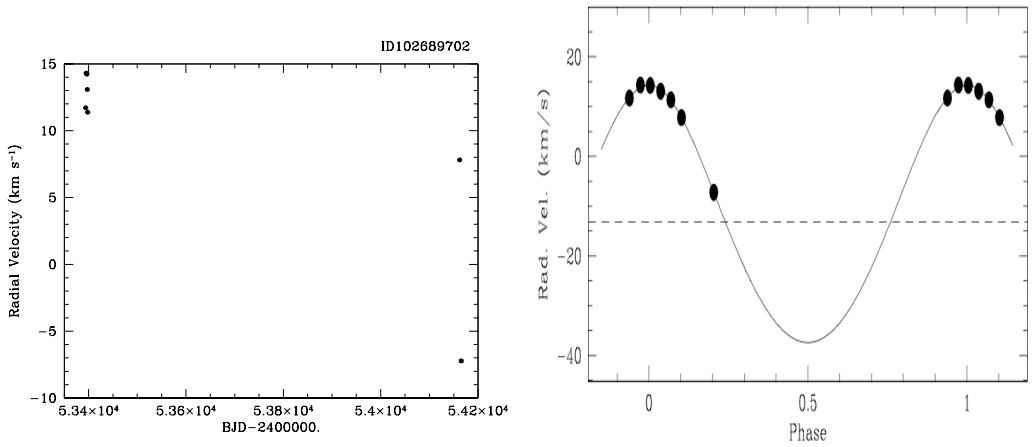


FIG. 6.4 – Mesures de VR *FLAMES/GIRAFFE* et *SOPHIE* du candidat ID 102689702 (à gauche), identifié comme étoile binaire, accompagnées du meilleur ajustement obtenu (à droite), les mesures étant remises en phase.

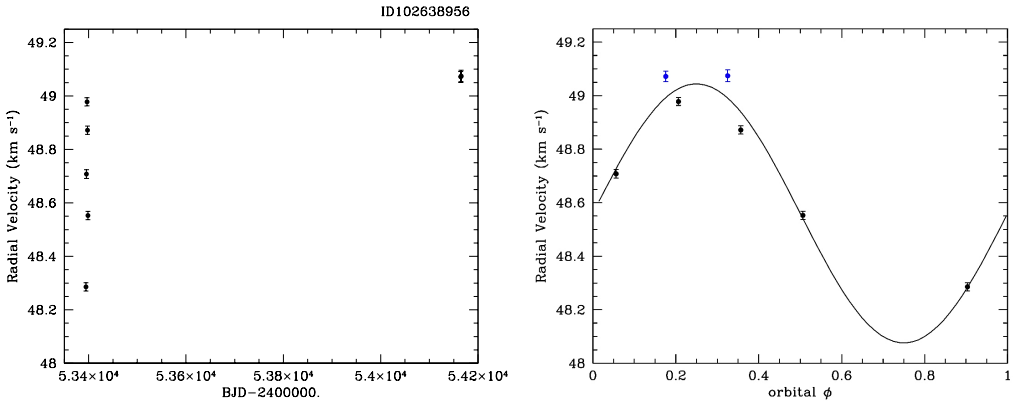


FIG. 6.5 – Mesures de VR du candidat ID 102638956 réalisées grâce à *FLAMES/GIRAFFE* et *SOPHIE*(à gauche). La figure de droite présente le meilleur ajustement orbital des mesures de VR. Les mesures *FLAMES/GIRAFFE* sont représentées en noir, tandis que les mesures *SOPHIE* sont en bleu.

serve pour cette étoile aucune variation entre ces deux mesures à l'échelle des barres d'erreur. Les mesures *FLAMES/GIRAFFE* indiquent une variation de VR statistiquement aussi bien linéaire que sinusoïdale. En tout cas, la très faible variation de VR observée avec *SOPHIE* sur une base de temps d'un jour suggère que ce candidat n'est pas un Jupiter-chaud. Afin de confirmer la solution suggérée par les mesures *FLAMES/GIRAFFE*, avec une période orbitale de 9,4 jours et une amplitude $K = 90\ \mathrm{m\,s^{-1}}$, il faudrait observer une variation de VR de $40\ \mathrm{m\,s^{-1}}$ par jour, dans la pente montante ou descendante du signal de l'orbite. Cela pourrait être le cas au vu des erreurs sur chacun des points de mesure. La variation du bissecteur des CCF des 2 mesures *SOPHIE* ne

présente pas de corrélation avec les VR, mais leur variation de 43 m s^{-1} est supérieure à celle des VR. Le meilleur ajustement des mesures *FLAMES/GIRAFFE* et *SOPHIE* nous indique une période orbitale autour de 6,6 jours et une amplitude de 480 ±55 m s^{-1}, évoluant sur une orbite circulaire. Les résidus obtenus sont de l'ordre de 80 m s^{-1}. Nous obtenons ainsi une solution assez différente de celle des seules mesures *FLAMES/GIRAFFE*. La période est raccourcie de 3 jours et l'amplitude est multipliée par 5. Une telle solution suggère que l'objet, s'il existe, a une masse de 4,5 M_{Jup}, si l'on considère que la masse de l'étoile est de 1 $M_{\odot}$. Une analyse spectroscopique à l'aide du programme MATISSE, développé par P. De Laverny et A. Recio-Blanco de l'observatoire de la Côte-d'Azur à Nice, montre en effet que l'étoile est de type G2V, semblable au Soleil. La Fig. 6.5 présente cet ajustement superposé aux mesures de VR et remis en phase. Ce candidat est une planète potentielle, du type Jupiter-chauds massif et nécessite quelques mesures de VR supplémentaires 0,2, 0,4 et 0,5.

Candidat ID102706986 :

Trois mesures ont été réalisées sur cette étoile et on détecte une variation de -1,33 km s^{-1} sur 3,9 jours. En recalant les données *FLAMES/GIRAFFE* aux données *SOPHIE*, le meilleur ajustement nous donne un signal assez intéressant, avec une période de 10,6 jours et une amplitude K = 805±152 m s^{-1}, et des résidus de l'ordre de 240 m s^{-1}(voir Fig. 6.6). De tels résidus sont dus à l'important écart des 2 points de mesure à l'ajustement, autour de la phase orbitale 0,25. Ceci ne s'explique pas le comportement de leur bissecteur, et pourrait être dû à l'existence d'un transit spectroscopique, signifiant qu'un compagnon transite l'étoile. La CdL réalisée avec *CoRoT* n'est malheureusement pas encore disponible (voir, Sect. 6.1.5), cependant celle-ci apportera la réponse à cette hypothèse. La solution orbitale ajustée est semblable à celle identifiée avec les données *FLAMES/GIRAFFE* seules. Le bissecteur des CCF *SOPHIE* ne semble pas indiquer de corrélation avec les VR, et leur amplitude de variation est faible. De plus, une analyse des mesures de VR obtenues par corrélation avec différents masques numériques indiquent une stabilité des résultats, suggérant que la variation de VR n'est pas due à un "Blend". Dans le cas où la présence de ce compagnon se confirmerait, celui-ci serait d'une masse minimale estimée à 8,7 M_{Jup} autour d'une étoile de type F8V, suggérée par l'analyse spectroscopique de MATISSE. Ce candidat est tout à fait intéressant puisqu'il se place dans le domaine des Jupiter-chauds très massifs, qui compte encore relativement peu de membres.

Candidat ID102747456 :

Une série de 10 mesures a été réalisée sur cette étoile. L'une d'entre elles est affectée par la Lune, malheureusement le mode utilisé, à ce moment là, ne permet aucune correction, je l'ai donc écartée. Les premières mesures indiquant une variation très intéressante, suggérant la présence d'un Jupiter-chaud, les observations se sont poursuivies. Les mesures indiquent, en effet, une variation de $\sim$ 280 m s^{-1}. Une des mesures présente un S/B très faible et a donc également été écartée. En ne considérant que les mesures *SOPHIE*, la variation de VR indique un signal d'une période autour de 6 jours et une amplitude K de 163 m s^{-1}. J'ai donc appliqué cette solution aux mesures *FLAMES/GIRAFFE* seules, permettant de déterminer le V_0 d'une telle solution avec les mesures *FLAMES/GIRAFFE*. En comparant les deux V_0, cela m'a permis de déterminer un offset de -345 m s^{-1}, entre les données *FLAMES/GIRAFFE* et *SOPHIE*. Après application de cette différence de VR, le meilleur ajustement de l'ensemble des données donne une amplitude K de 121 m s^{-1}pour une période de $\sim$5,3 jours, et des résidus de 43 m s^{-1}(voir Fig. 6.7). Les résidus représentent un tiers de la semi-amplitude du signal. Des mesures supplémentaires me semblent donc nécessaires afin de confirmer la présence d'un compagnon. Néanmoins, une analyse des VR obtenues par corrélation avec différents masques numériques indique qu'il n'y a pas d'effet dû au

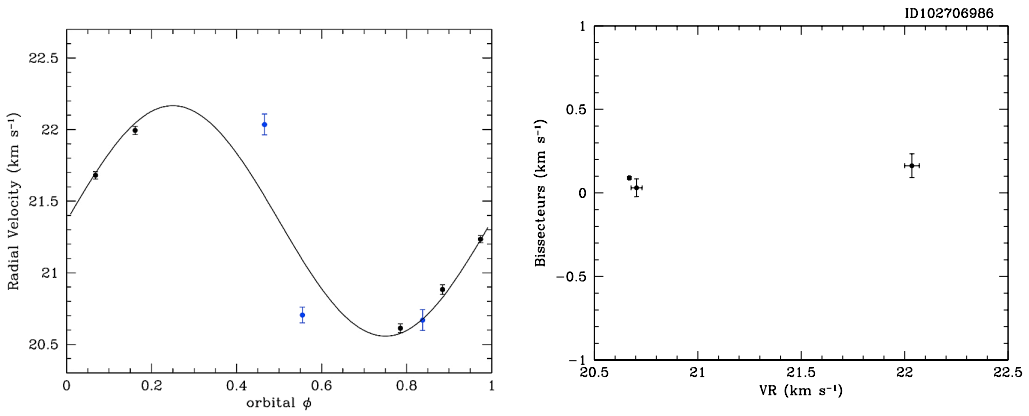


FIG. 6.6 – Mesures de VR du candidat ID 102706986 réalisées grâce à *FLAMES/GIRAFFE* et *SOPHIE*(à gauche). La figure de droite présente le bissecteur des CCF des mesures *SOPHIE* en fonction des mesures de VR. Les mesures *FLAMES/GIRAFFE* sont représentées en noir, tandis que les mesures *SOPHIE* sont en bleu.

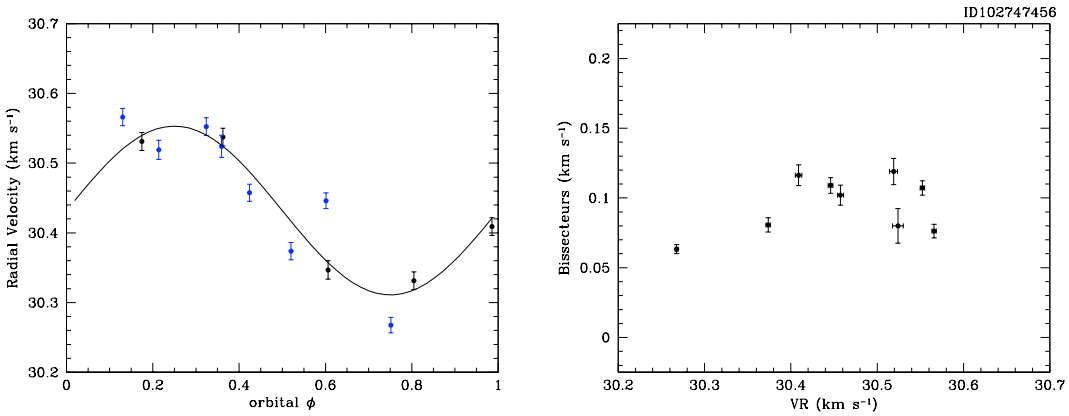


FIG. 6.7 – Mesures de VR du candidat ID 102747456 réalisées grâce à *FLAMES/GIRAFFE* et *SOPHIE*(à gauche). La figure de droite présente le bissecteur des CCF des mesures *SOPHIE* en fonction des mesures de VR. Les mesures *FLAMES/GIRAFFE* sont représentées en noir, tandis que les mesures *SOPHIE* sont en bleu.

masque de corrélation, écartant un scénario de "Blend". S'il s'avère qu'un compagnon est bien en orbite autour de cette étoile, j'ai estimé qu'il aurait une masse de 1,7 M_{Jup}. L'analyse spectroscopique, réalisée grâce à MATISSE, montre que l'étoile est de type spectral K3III.

TAB. 6.2 – Période orbitale des étoiles binaires à éclipses déterminée grâce aux mesures de VR *FLAMES/GIRAFFE*, ainsi qu'à la CdL de *CoRoT*.

CoRoT ID	Période estimée avec *FLAMES/GIRAFFE* (jours)	Période déterminée par photométrie *CoRoT* (jours)
102648472	P non résolue	1.86
102648907	P non résolue	18.0
102683896	P > 50	32.0
102708916	~ 5	6.19
102715978	~ 4	3.0
102726103	~ 4	3.8
102738614	~ 7	7.78

6.1.5 Observations photométriques avec *CoRoT*

Ces candidats faisant partie des cibles des champs IRa01 et LRa01 du satellite *CoRoT*, il est intéressant de comparer nos résultats aux CdL obtenues grâce au satellite. Utilisant la liste des étoiles binaires détectées et des candidats identifiés, je me suis intéressé à la CdL de chacun, à la recherche d'éventuelles signatures d'éclipses ou d'activité. Sur les 60 étoiles binaires, 8 s'avèrent être des étoiles binaires à éclipses, dont la période estimée est proche de celle déterminée par la photométrie de grande précision de *CoRoT*. La Fig. 6.8 présente la CdL de ID 102631863, identifiée comme étoile binaire. Cette CdL présente une période orbitale de 45 jours, très similaire à celle estimée grâce aux mesures de VR de *FLAMES/GIRAFFE*. La table 6.2 détaille la liste des étoiles binaires à éclipses identifiées, et la comparaison entre la période orbitale déterminée grâce aux mesures de VR *FLAMES/GIRAFFE* et celle déterminée grâce à la CdL de *CoRoT*. Dans le cas des SB2 à éclipses, les périodes orbitales que nous avons déterminées grâce aux mesures de VR s'avèrent être tout à fait compatibles avec les résultats photométriques obtenus. Une mesure spectrale permet en effet de mesurer deux VR, chacune correspondant à une étoile du système binaire. On dénombre également un total de 22 étoiles présentant une variabilité photométrique. Parmi les trois candidats restants, seul ID 102638956 bénéficie d'une CdL en mode standard. Elle ne présente pas de signature particulière d'activité stellaire ou de transit, comme le montre la Fig. 6.9. Les candidats ID 102706986 et ID 102747456 ont, quant à eux, pu être observés dans un mode particulier du satellite *CoRoT*. Ce dernier utilise une fenêtre spécifique permettant d'obtenir l'ensemble des flux mesurés, pixel par pixel. La procédure de réduction de ces données est en cours de développement. Les deux CdL ne peuvent donc pas être exploitées pour le moment.

6.1.6 Bilan

Comme cela est suggéré dans l'article présenté en section 6.1.3 (Loeillet et al. 2008a), la majorité des candidats détectés s'est avérée être des étoiles binaires. Au final, nous en avons identifiées 9 parmi les 14 candidats issus des mesures *FLAMES/GIRAFFE*. Celles-ci complètent l'échantillon initial, élevant à 60 le nombre d'étoiles binaires, dont certaines apparaissent clairement avec de longue période orbitale. La statistique établie par Duquennoy & Mayor (1991) nous donne une estimation de 42 étoiles binaires attendues dans un domaine de période orbitale inférieur à 100 jours. En comparaison, nous sommes donc en adéquation avec cette statistique, puisque comme l'indique les simulations de capacité de détection présentées dans Loeillet et al. (2008a), la détec-

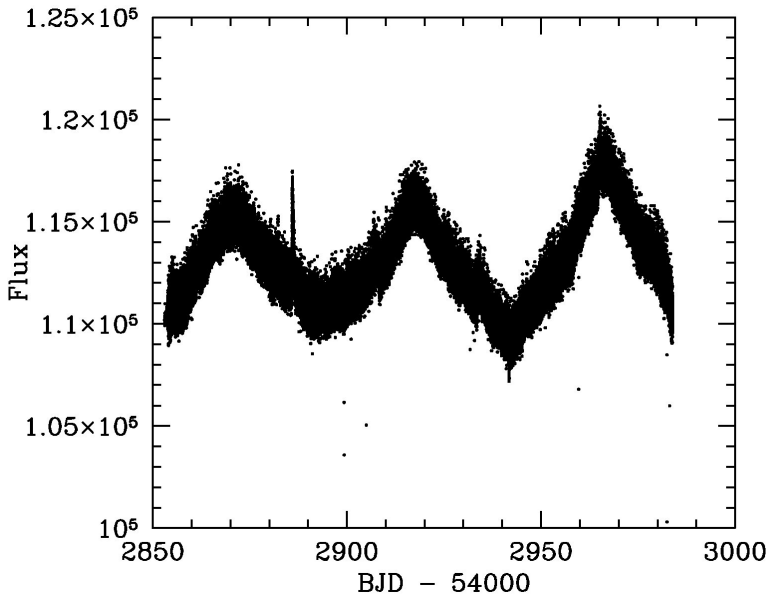


FIG. 6.8 – Courbe de lumière de ID 102631863, identifiée comme étoile binaire, en fonction du BJD.

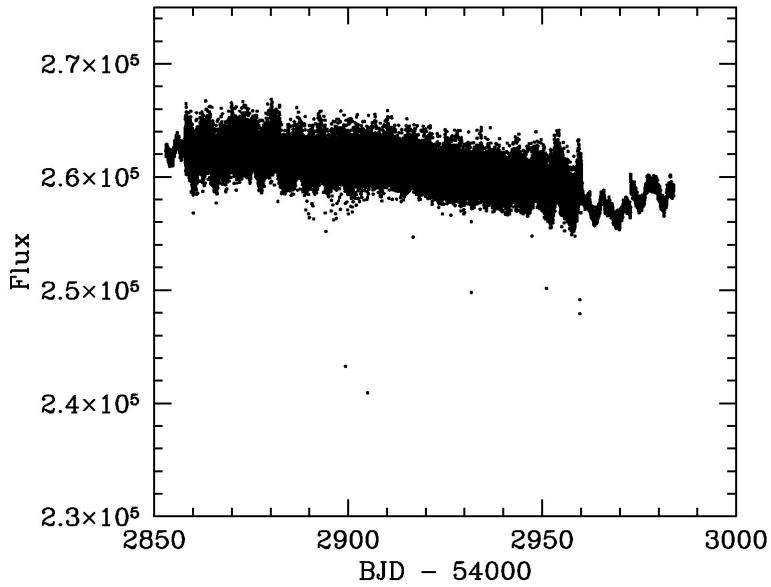


FIG. 6.9 – Courbe de lumière du candidat ID 102638956, en fonction du BJD.

tion d'étoiles binaires à longue période orbitale (> 100 jours) est possible. L'identification de tels objets participent également fortement à la compréhension du lien entre les planètes massives et les étoiles de faible masse.

La caractérisation de trois candidats reste incertaine : ID 102638956, ID 102706986 et ID 102747456. Ces candidats restent des planètes potentielles, aucun Jupiter-chaud n'a pu être confirmé jusqu'à présent. Les estimations réalisées à partir de simulation par Loeillet et al. (2008a) indiquent

la détection attendue d'une planète, contre 3 candidats potentiels ici. Le bilan en terme de détection de Jupiter-chaud est donc plutôt compatible avec les estimations. Même si les estimations montrent que le nombre de détections attendues est faible, voire très faible pour un échantillon initial de plus de 800 étoiles, ce premier programme ambitieux de recherche de planètes, utilisant un instrument multi-fibre, a montré qu'une telle approche était réalisable. Ce programme a également montré qu'en atteignant une précision en VR de l'ordre de 30 $\mathrm{m\,s^{-1}}$, il est un excellent moyen de sonder en VR un grand échantillon d'étoiles et d'en identifier les candidats les plus intéressants.

L'utilisation d'un instrument multi-fibre, comme *FLAMES/GIRAFFE*, s'inscrit d'ailleurs parfaitement dans un programme de suivi en VR de candidats à transit détectés par photométrie, permettant un écrémage important de cette liste de candidats, tels que les candidats exoplanètes identifiés par le satellite *CoRoT*.

6.2 Le suivi de candidats *CoRoT* à grande échelle

Suite aux résultats très prometteurs de notre premier programme exploratoire (voir section 6.1), utilisant le système multi-fibre, nous avons donc demandé à bénéficier, de nouveau, de temps d'observation afin d'appliquer une stratégie similaire dans le cadre du suivi en VR des candidats *CoRoT*. En effet, à la vue du grand nombre de candidats par champ *CoRoT*, l'instrument *FLAMES/GIRAFFE*, associé à *UVES*, nous semblait être particulièrement approprié. L'objectif de ce programme est double. Il consiste, dans un premier temps, à identifier rapidement, en quelques points de mesures seulement, les étoiles binaires qui se cacheraient parmi les candidats, et les candidats les plus prometteurs. Les résultats obtenus lors de notre programme précédent nous ont montré qu'une précision suffisante pouvait être atteinte afin d'identifier les candidats prometteurs, du type Jupiter-chaud. Les 7 fibres de *UVES* nous permettent de suivre les candidats. Disposant des 135 fibres de l'instrument *FLAMES/GIRAFFE*, nous avons décidé de les utiliser afin de mener, dans un deuxième temps, une étude statistique sur la population stellaire des champs exoplanètes.

6.2.1 Observations et stratégie

Nous avons obtenu au total 4 nuits au cours des mois de mai et Juin 2008 (période P81), divisées en 2 séries de 4 demi-nuits. Les champs ne sont en effet observables qu'en 2ème partie de nuit durant cette période. Nous nous sommes intéressés au suivi des champs LRc01 et SRc01, dont les candidats ont commencé à être identifiés dès le mois de mars de cette année (2008). Focalisant sur les candidats de haute priorité (P1 et P2), j'ai donc défini des champs *FLAMES* autour de ceux-ci, les incluant. La stratégie de ces observations consiste à mesurer la VR de ces candidats à plusieurs reprises avec *UVES* au cours des nuits, en n'observant qu'à deux reprises seulement les étoiles avec *FLAMES/GIRAFFE*. Pour l'analyse spectroscopique avec les fibres du spectrographe *FLAMES/GIRAFFE*, nous avons décidé d'observer chacune des étoiles dans deux domaines spectraux distincts : HR9B 5143-5356Å et HR21 8484-9001Å. Ils ont été choisis de manière à permettre de meilleures contraintes sur les paramètres stellaires. En ce qui concerne l'observation des candidats avec *UVES*, nous avons conservé le même filtre (HR9B) pendant toutes les observations.

Toute la difficulté fut donc d'optimiser la position des champs afin d'obtenir deux champs *FLAMES/GIRAFFE* de 135 étoiles distinctes, tout en gardant les fibres *UVES* affectées aux mêmes candidats. La Fig. 6.10 présente la disposition approximative des champs, tel que finalement définis. Je parle d'approximation car en effet certains champs se superposent. Pour autant, un champ de 25 arcmin contient assez d'étoiles pour constituer 2 pointés distincts. L'ensemble des champs présentés ne permet pas d'observer la totalité des candidats. Nous avons, en effet, été limité par le temps d'observation alloué et les contraintes instrumentales de positionnement des fibres. Seuls 31 candidats ont pu être affectés dans les 10 champs *UVES*. Ceux-ci sont complétés par 20 champs *FLAMES/GIRAFFE* pour l'étude spectroscopique (un champ d'observation *UVES* est, en effet, inclus dans deux champs d'observation *FLAMES/GIRAFFE*).

Afin de préparer au mieux les champs d'observation pour l'analyse spectroscopique, j'ai réalisé la statistique globale de la population de ces champs à partir des données fournies dans la base de données *EXODAT* (Deleuil & et al. 2008), rassemblant l'ensemble des informations disponibles sur les étoiles des champs *CoRoT*. Comme le montre la Fig. 6.11 dans le cas du champ LRc01, la majorité des étoiles sont identifiées comme géantes, avec une majorité d'étoiles faibles ($V > 15$). Ces dernières sont les moins appropriées à la recherche de planètes, vu l'erreur de mesure en VR

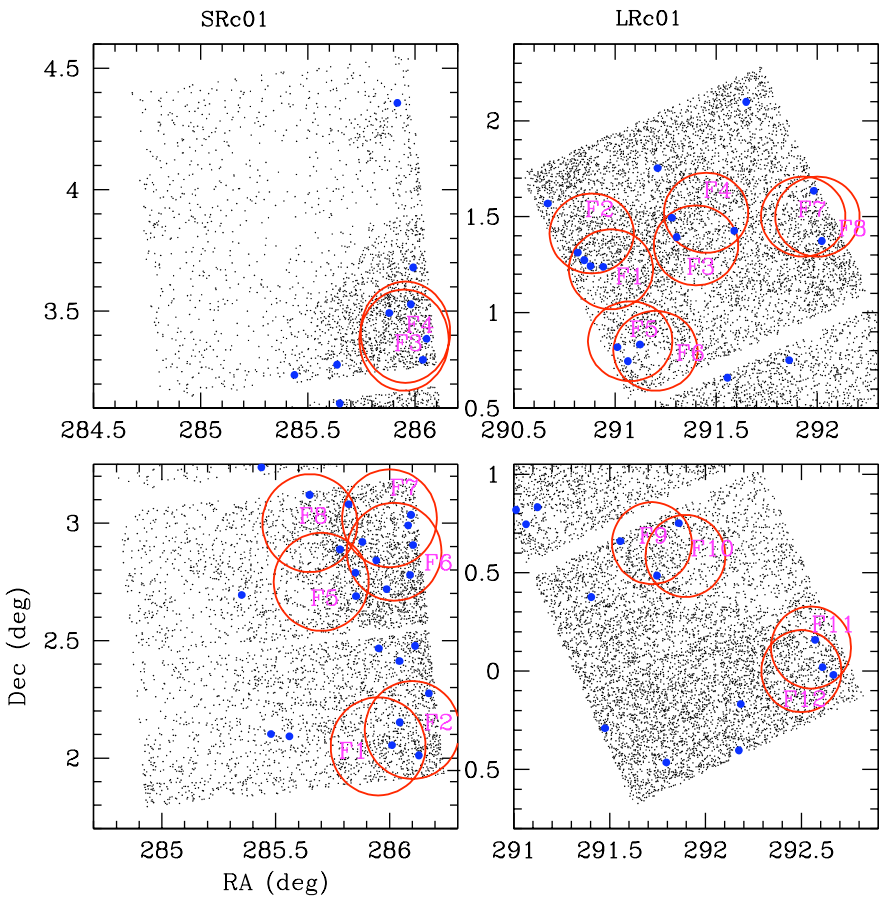


FIG. 6.10 – Disposition des champs d'observation *FLAMES/GIRAFFE* au sein des champs LRc01 et SRc01. Les points bleus représentent les candidats, les triangles verts représentent les étoiles binaires identifiées grâce à leur CdL, potentiellement intéressante à observer. Les points noirs en fond représentent l'ensemble des étoiles des champs LRc01 et SRc01.

élevée obtenue pour ce type d'étoiles, ainsi que leur magnitude élevée, ne permettant pas un bon compromis entre le temps de pose et le nombre de champs observés.

Cette étude statistique m'a permis de définir différents niveaux de priorité pour l'observation des étoiles du LRc01, avec pour principaux critères de sélection le type spectral et la magnitude. Les différents niveaux de priorité se définissent de la manière suivante :

1. Priorité 1 (la plus haute) : Les étoiles de type spectral F, G, K ou M naines (de classe de luminosité V ou IV) et brillantes ($V < 14$),
2. Priorité 2 : Les étoiles de mêmes caractéristiques que précédemment mais moins brillantes ($14 < V < 15$), ainsi que les étoiles de type spectral A8 et A9 naines (de classe de luminosité V ou IV), à la limite du type F, brillantes ($V < 14$),
3. Priorité 3 : Les mêmes types d'étoiles que précédemment mais d'un domaine de magnitude plus faible, $V > 15$ pour les étoiles de type F, G, K et M, et $14 < V < 15$ pour les A8 et A9 naines,
4. Priorité 4 (la plus basse) : Toutes les étoiles identifiées comme géantes (classe de luminosité III), les étoiles de type spectral A, B et O, ainsi que les A8 et A9 naines faibles ($V > 15$).

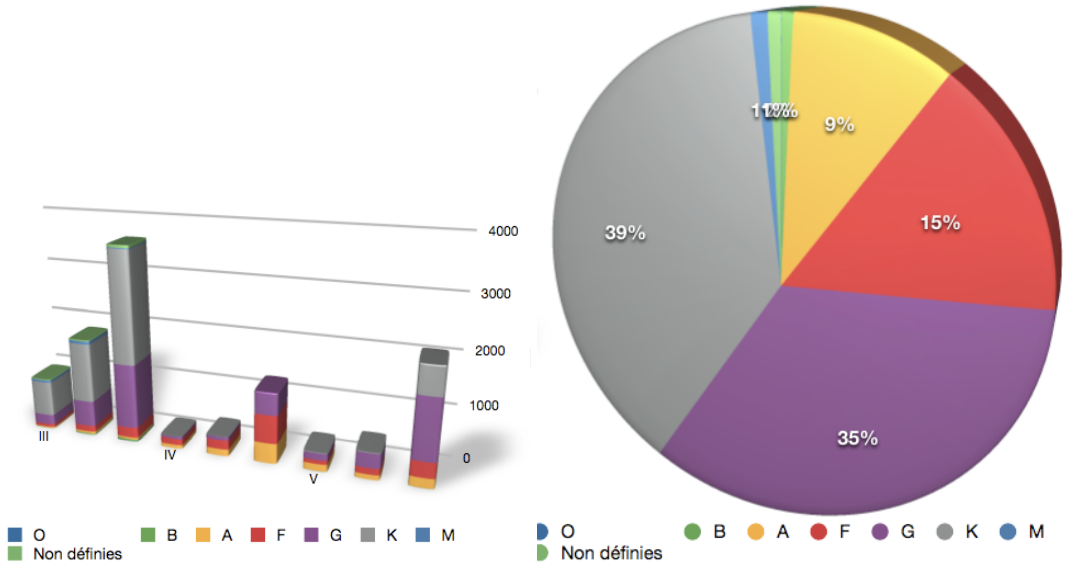


FIG. 6.11 – Distribution du nombre d'étoiles par type spectral et magnitude du champ *CoRoT* LRc01 (à gauche) et par type spectral sur l'ensemble des étoiles du champ (à droite). Les trois colonnes de chaque classe de luminosité (III, IV et V) de la figure de gauche représente une gamme de magnitude, définies par $V < 14$, $14 < V < 15$ et $V > 15$.

Sur 8 demi-nuits d'observation, j'ai alors programmé l'observation de 20 champs *FLAMES/GIRAFFE* avec un temps de pose de 45 minutes chacun. Le temps de pose choisi permet d'obtenir, dans des conditions d'observation standard (seeing de 0,7 arcsec et une masse d'air $< 1,5$), un S/B moyen d'environ 110 pour des étoiles de magnitude $V = 13$ et de 45 pour des étoiles de magnitude $V = 15$. Le planning était prévu comme suit : dix premiers champs sont observés à deux reprises chacun (dans deux domaines spectraux différents dans le cas de l'instrument *FLAMES/GIRAFFE*), au cours de nuits distinctes, lors de la première session d'observation ; puis les dix champs restants sont observés, également à deux reprises, lors de la session suivante. L'ensemble des 20 champs d'observation sélectionnés se répartissent en 12 champs dans la zone du LRc01 et 8 dans le SRc01. Ils couvrent au total 2700 étoiles observées par l'instrument *FLAMES/GIRAFFE*, et utilisées dans le cadre de l'analyse spectroscopique de la population de ces champs. Dans le cas du suivi des candidats, ces champs, qui représentent 10 champs d'observation *UVES*, couvrent 17 candidats du LRc01 et 14 candidats du SRc01. Chacun de ces candidats, étant inclus dans 2 champs *FLAMES/GIRAFFE* distincts, bénéficie de 4 mesures de VR. Ce sont alors ces mesures qui nous permettent d'identifier les candidats les plus prometteurs, avant de pouvoir les caractériser précisément à l'aide d'observations supplémentaires menées grâce aux instruments *SOPHIE* et HARPS.

Malheureusement une longue série de problèmes techniques, cumulés à une météo capricieuse, ne nous ont permis d'observer qu'un seul champ *FLAMES/GIRAFFE* à deux reprises, au cours de 2 nuits distinctes, sur les 10 champs prévus initialement. La deuxième période d'observation a, elle aussi, été perturbée, mais à moindre échelle. Au final, 11 champs *FLAMES/GIRAFFE* ont pu être observés, dont 9 (5 dans le LRc01 et 4 dans le SRc01) à deux reprises et 2 (dans le LRc01) à 1 seule reprise. Au total, 1100 étoiles ont pu être observés dans les deux domaines spectraux et 256 étoiles dans un seul domaine spectral en ce qui concerne les cibles *FLAMES/GIRAFFE*. Dans le cadre du suivi des candidats, 31 ont pu être observés, bénéficiant cependant seulement de 1 à 2

mesures de VR par candidat.

6.2.2 Identification des étoiles binaires et des meilleurs candidats

Initialement, une stratégie en temps réel était prévue. Après réduction des données en temps réel au télescope (juste après l'observation), il est alors possible d'identifier les étoiles binaires parmi les candidats après 2 ou 3 mesures seulement. Lorsque c'est le cas pour l'ensemble des candidats d'un même champ *UVES* d'observation, ce champ peut alors être écarté laissant la possibilité de continuer les observations sur un champ supplémentaire incluant des candidats n'ayant pu être observé dans un des pointés.

Cela n'a pas été possible au cours de ce programme. D'une part cela est dû à divers problèmes techniques et météorologiques, d'autre part nous avons constaté que le système de réduction des données disponibles au télescope n'est pas fiable, et ne reproduit pas le même format de données réduites en sortie que celui utilisé au cours de notre programme précédent. J'ai alors tenté de re-réduire les données à partir d'une ancienne version du système de réduction, en vain. La calibration en longueur d'onde que nous fournit cette dernière n'est pas correcte. De plus, un problème technique du système de réduction de l'ESO n'a pas permis de réduire l'ensemble des champs observés. Néanmoins, nous avons pu réaliser le calcul des VR des candidats observés, et identifier les étoiles binaires par différence relative des mesures de VR, un écart en VR de plusieurs $\mathrm{km\,s^{-1}}$ ne pouvant suggérer qu'une étoile binaire, et par l'étude de leur CCF. Nous avons ainsi détecter 4 SB1, 2 très probablement SB1 également, 2 SB2 et une étoile de très grand $v \sin i$. Neuf cas sur les 31 candidats observés ont donc pu être résolus. Le reste des candidats observés présente des mesures de VR auxquelles on ne peut se fier. La table 6.3 présente le nombre de mesures réalisées sur chacun des candidats, ainsi que quelques paramètres obtenus, qui donnent malgré tout une information sur la vitesse de rotation de l'étoile (avec la FWHM) par exemple. Certains candidats ne donnent aucun pic dans la CCF, ce qui est peut indiquer soit un très faible S/B, soit une étoile chaude de type spectral A, B ou O, non adaptée à une corrélation avec un masque numérique de type G2.

6.2.3 Bilan

Ce programme n'apparaît malheureusement pas comme une réussite, même si d'intéressantes informations ont pu être fournies concernant 9 des candidats. Le programme s'est en effet déroulé dans un mode dégradé, ne bénéficiant pas des performances escomptées. Du point de vue de l'analyse spectroscopique, les résultats que l'on peut escompter n'ont pas l'air d'être aussi décevants. En effet, les observations ont permis d'obtenir des spectres, en majorité de bonne qualité, d'un échantillon de 1376 étoiles réparties quasi-uniformément dans les champs LRc01 et SRc01. L'analyse de ces spectres est en cours et permettra une étude statistique de la population de ces champs d'étoiles. Au terme de cette expérience peu concluante au niveau du suivi en VR, due en grande partie à notre incapacité de pouvoir réagir en temps réel (système de réduction peu fiable), il me semble que la pérennité d'un tel programme dans le cadre du suivi en VR des candidats *CoRoT* est à revoir. De plus, nous nous sommes rendus compte que les contraintes instrumentales sur le positionnement des fibres dans le champ de l'instrument et la distribution des candidats dans le champs d'observation *CoRoT* ne permettent l'observation que de quelques candidats (1 à 4 étoiles) par champ *UVES*, tel que ceux définis au cours de la préparation. Dans le cadre d'un suivi en VR de candidats à transit dans des champs tels que ceux de *CoRoT*, une instrumentation multi-fibre reste intéressante. Mais elle doit bénéficier d'une grande précision en VR de quelques $\mathrm{m\,s^{-1}}$, afin de pouvoir facilement identifier les candidats les plus intéressants, et d'un large champ

TAB. 6.3 – Nombre de mesures réalisées par candidat, et l'éventuelle nature de celui-ci.

Nom du candidat	Priorité initiale	N de mesures	FWHM (km s^{-1})	Nature possible du candidat
LRc01				
E1_4780	P1	1 mes.	10	-
E2_5365	P1	2 mes.	12	SB1
E2_4390	P1	4 mes.	10	-
E2_3895	P1	2 mes.	9.7	-
E2_4241	P1	2 mes.	45	SB1
E1_4863	P1	2 mes.	9	-
E2_3681	P1	2 mes.	12	BEB
E2_1145 [giant]	P1	2 mes.	10	-
E2_5801	P2	2 mes.	9	-
E1_1253	P2	2 mes.	10	-
E2_3345	P2	1 mes.	9	-
E1_2936	P2	2 mes.	67	SB1
E2_0305	P2	1 mes.	25	Fort $v \sin i$
E2_1802	P2	4 mes.	11	-
E1_4780	P2	1 mes.	10	-
E2_4006	P3	2 mes.	9	-
E1_5626	P3	1 mes.	14	SB2
SRc01				
E1_3315	P1	2 mes.	22	SB1
E1_0936	P1		champ non réduit	
E1_1773	P1	2	11	-
E1_3835	P2		champ non réduit	
E1_2700	P2		champ non réduit	
E2_0338	P2	2		SB2
E2_1283	P3	2 mes.	15	Possible SB1
E1_0257	P3		champ non réduit	
E1_3584	P3		No CCF	-
E2_0713	P3	2 mes.	12	-
E2_1288	P3	2 mes.	10	Possible SB1
E1_3468	P3		No CCF	-
E1_2420	P3		No CCF	-
E1_4421	P4		No CCF	-

d'observation. C'est apparemment le cas du programme MARVELS [1], inclus dans la collaboration SDSS-III (*"Sloan Digital Sky Survey"*), qui débutera en septembre 2008 à la recherche de planètes par VR dans des larges champs d'étoiles. En effet, installé sur le télescope du SLOAN à l'observatoire d'Apache Point (Nouveau Mexique, Etats-Unis d'Amérique), ce double instrument multi-fibre bénéficiera de 120 fibres d'observation simultanée et d'un champ de vue impressionnant de 7 degrés carrés. Des tests sont actuellement en cours afin de déterminer la précision en VR de l'instrument.

[1] http ://www.astro.ufl.edu/et/

Conclusion et Perspectives

Les travaux de recherche présentés dans ce manuscrit s'inscrivent dans le cadre de la recherche et la caractérisation de planètes extrasolaires à courte période orbitale grâce à la combinaison des méthodes de détection par transit par mesure de vitesses radiales, en focalisant principalement sur la population de Jupiter-chauds.

Programmes de détection par vitesses radiales

Ma forte implication au sein du programme ELODIE-II et du consortium Exoplanètes *SOPHIE* m'ont permis d'acquérir une grande expérience en matière d'observations spectroscopiques et de techniques de mesures de vitesses radiales. La recherche de planètes nécessite une stratégie d'observation optimisée, ce à quoi nous avons travaillé au sein de ces programmes de recherche. Se focalisant d'une part sur les étoiles brillantes ($V < 8,5$) et sur-métalliques, le programme ELODIE-II nous a mené à découvrir un total de 6 planètes, dont 3 Jupiter-chauds. Le spectrographe *SOPHIE*, le successeur de ELODIE, a été mis en service à la fin 2006, au début de ma deuxième année de thèse. J'ai alors eu la chance de participer au commissionning et à la validation scientifique de l'instrument. Ces tests nous ont montré la grande efficacité lumineuse du spectrographe, supérieure de 2 magnitudes à celle de ELODIE. Dans le cadre du sous-programme 2 du consortium exoplanètes *SOPHIE*, dédié à la recherche de Jupiter-chauds en transit, nous avons donc élargi l'échantillon d'étoiles observées à des magnitudes plus élevées, jusqu'à $V = 10$. Après seulement 1 an et demi de fonctionnement, le bilan de ce programme est actuellement difficile à tirer. En effet, plusieurs facteurs ont limité nos recherches, notamment la contamination des spectres par celui de la Lune. J'ai donc mis en place un procédé de correction utilisant le flux de la 2me fibre, dédiée à l'observation du fond de ciel dans un des modes de fonctionnement de l'instrument. La correction fonctionne correctement. Dans le mode HR, une précision en vitesse radiale de 5 $\mathrm{m\,s^{-1}}$ est atteinte dans la plupart des cas, après correction. En ce qui concerne le mode HE, une précision de l'ordre de 20 $\mathrm{m\,s^{-1}}$ en moyenne est atteinte après correction. Cependant, nous avons également identifié un second facteur, lié à l'inefficacité du transfert de charge du CCD à faible S/B, qui limite les performances de l'instrument, ainsi que le procédé de correction dans le mode HE. Une solution est actuellement en cours d'étude. Ces différents éléments nous ont mené à affiner la stratégie d'observation : en évitant les variations de S/B d'une mesure à l'autre pour une même étoile ; et en optimisant le planning d'observations d'étoiles de magnitude élevée en fonction des phases de la Lune.

Programmes de détection par photométrie

Mon engagement au sein de collaborations internationales, comme la mission spatiale *CoRoT* ou le programme *SuperWASP*, a ouvert l'horizon de mes travaux. En effet, la détection de planètes à courte période orbitale par la méthode des vitesses radiales combinée à celle par transit permet

de mesurer les paramètres fondamentaux (masse et rayon) de ces objets, donnant accès à leur densité. Une telle détermination est fondamentale pour décrire plus précisément cette population de Jupiter-chauds.

L'association d'instruments photométriques, comme ceux de *SuperWASP* observant depuis le sol, au spectrographe *SOPHIE* a révélé la présence de 8 nouvelles planètes extrasolaires, dont 7 sont des Jupiter-chauds, voire très chauds, tels que WASP-12b et WASP-3b. L'instrument spatial *CoRoT* bénéficie, quant à lui, d'un suivi temporel continu et d'une précision photométrique inégalés depuis le sol. C'est la première mission spatiale dédiée à la recherche de planètes extrasolaires, et à ce jour elle a permis la détection et la caractérisation de 5 planètes, dont 3 Jupiter-chauds.

Les suivis photométriques à haute précision depuis le sol, tel que le programme *SuperWASP*, et depuis l'espace avec le satellite *CoRoT* ont mis en évidence l'existence de compagnons planétaires fortement irradiés, présentant un rayon très important. Un tel rayon planétaire est tout à fait étonnant, et ne trouve, pour le moment, aucune explication théorique aussi bien dans le cas des planètes *CoRoT* que pour celles de *SuperWASP*. Plusieurs mécanismes ont été suggérés afin de reproduire de telles caractéristiques, le phénomène d'irradiation de l'enveloppe gazeuse de ces planètes en fait partie. Pour autant, il n'existe actuellement pas de vision unifiée des modèles de formation et d'évolution des systèmes planétaires et ceux-ci se heurtent à notre difficulté à déterminer précisément les paramètres planétaires. En effet, la détermination des paramètres planétaires est directement liée aux paramètres de l'étoile parent (principalement la masse et le rayon), qui sont eux-mêmes dépendant des modèles d'évolution stellaire. Il est alors délicat d'affirmer avec certitude l'exactitude des incertitudes obtenues des différents paramètres.

Le satellite *CoRoT* est la première mission spatiale dédiée à la recherche de planètes extrasolaires à transit. La très grande précision photométrique de l'instrument permet de détecter des planètes de petit rayon ou autour d'étoiles actives, comme le montre la CdL de la planète CoRoT_Exo_2b qui présente la signature du transit et de la variabilité stellaire. Les progrès réalisés rendent possible la détection de planètes à période orbitale intermédiaire grâce aux observations menées en continu. Ces planètes, moins soumises au rayonnement intense de l'étoile devraient présenter des rayons plus en adéquation avec les modèles de formation. De plus, de telles CdL vont permettre des analyses approfondies concernant la variabilité des étoiles. Toutes ces études complémentaires sont inédites puisqu'elles sont impossibles à réaliser depuis le sol.

Observation de transits spectroscopiques

Afin d'apporter des contraintes supplémentaires aux modèles de formation et d'évolution, la détection de l'effet Rossiter-McLaughlin, lors du transit de ces planètes, permet d'étendre la caractérisation géométrique et dynamique des systèmes planétaires. L'analyse de cet effet rend possible la détermination de l'angle d'inclinaison du plan orbital par rapport au plan de l'axe de rotation de l'étoile. Elle permet également de connaître le sens de révolution de la planète par rapport au sens de rotation de son étoile. Au cours de ma thèse, nous avons détecté cet effet pour trois différentes planètes, que sont HD 147506b, CoRoT_Exo_2b et X0-3b. Au total, la signature de cet effet a été observée sur neuf planètes différentes. Le comportement de celles-ci suggère que la plupart des Jupiter-chauds tourne autour de leur étoile dans le plan équatorial. Seule l'observation du transit spectroscopique de X0-3b remet en cause cette idée, puisqu'elle semble indiquer que le plan orbital de la planète est quasi-parallèle à l'axe de rotation de l'étoile parent. Si ce comportement est confirmé, des collisions entre planètes ou des interactions entre la planète et l'étoile dans un système binaire pourraient être à l'origine de ce non-alignement.

Programme de vitesses radiales à grande échelle

Les programmes de recherche de Jupiter-chauds par vélocimétrie ont montré que la fréquence de ces planètes autour d'étoiles brillantes ($V < 9$) de type solaire est de 1,2 %. Il est donc nécessaire d'observer un grand nombre d'étoiles afin de détecter quelques unes de ces planètes. Nous avons alors adopté une stratégie d'observation plus appropriée, afin d'observer un très large échantillon d'étoiles en un temps d'observation réduit, et ainsi d'espérer détecter de nouveaux Jupiter-chauds. A l'aide du lien multi-fibre *FLAMES* combiné aux spectrographes *FLAMES/GIRAFFE* et *UVES*, nous avons alors mené un programme de détection par mesure de vitesses radiales d'un échantillon d'un peu plus de 800 étoiles, sur une période de 5 nuits consécutives seulement. En effet, cet instrument permet l'observation simultanée de 143 étoiles. Un tel programme n'avait jamais été tenté auparavant, et ce programme, à valeur de test, a permis de révéler trois candidats de type planétaire, ainsi qu'un grand nombre d'étoiles binaires (60). Nous avons également montré les bonnes performances du spectrographe *FLAMES/GIRAFFE*, celui-ci pouvant atteindre une précision en VR de l'ordre de 30 $\mathrm{m\,s^{-1}}$. Un tel niveau de précision ne rivalise certes pas avec les instruments mono-fibres, tels que *SOPHIE* ou HARPS, et ne peut prétendre qu'à la seule détection de Jupiter-chauds massifs. Néanmoins, les capacités de l'instrument permettent de réaliser un écrémage important parmi un très grand échantillon d'étoiles en seulement quelques nuits d'observations, et d'identifier ainsi les candidats les plus prometteurs.

Dans la stratégie de détection du programme *CoRoT*, tous les candidats bénéficient d'un suivi en vitesse radiale depuis le sol. On compte jusqu'à une cinquantaine de candidats par champ d'environ 4 degrés carrés. Les résultats très encourageants de ce premier programme nous ont donc incité à mener un programme similaire de suivi de ces candidats, à l'aide du même instrument *FLAMES/GIRAFFE* combiné à *UVES*. Dans ce contexte, nous avons appliqué une stratégie d'observation avec un double objectif. D'une part, les fibres *UVES* furent dédiées à la mesure de VR des candidats, et d'autre part les fibres *FLAMES/GIRAFFE* furent consacrées à l'observation des étoiles du champ afin de réaliser d'une étude statistique sur la population stellaire des champs *CoRoT*. Malheureusement, des problèmes techniques, météorologiques et logiciels n'ont pas permis d'obtenir des performances satisfaisantes, similaires à celles obtenues lors du programme précédent. Sur les 32 candidats observés, seuls 9 ont pu être identifiés comme étoile binaire, ne permettant pas de tirer de conclusions quant aux candidats restants.

Mes travaux montrent que cette approche est intéressante. Cependant les programmes de photométrie nous ont montré que les candidats sont repartis dans un champ de vue relativement grand. Il est alors nécessaire d'optimiser l'efficacité d'une telle approche en utilisant un instrument ayant un très large champ de vue. Cette approche deviendra ainsi réellement efficace dans le cadre d'un suivi en VR de candidats photométriques. Dans le cadre d'un programme de détection par VR, le champ de vue a également son importance. Lorsque celui-ci est grand (de plusieurs degrés carrés) il permet alors d'augmenter significativement le nombre de cibles brillantes pour lesquelles une précision optimale en VR peut être atteinte, augmentant ainsi les chances de détecter une planète, en abaissant le seuil de détection.

Efficacité des deux approches

L'exoplanétologie est une science jeune, et n'a débuté qu'une quinzaine d'années auparavant. Au cours de ces trois dernières années, le nombre de planètes à transit découvertes a quadruplé, passant de 10 à plus de 40 objets. Le gain en performance des instruments de vitesse radiale et des programmes d'observations photométriques massives ont joué un rôle très important dans cette progression. Leur complémentarité est essentielle dans la détermination des paramètres fondamentaux des planètes. Dans ce contexte, l'utilisation combinée des instruments *SuperWASP* et *CoRoT*

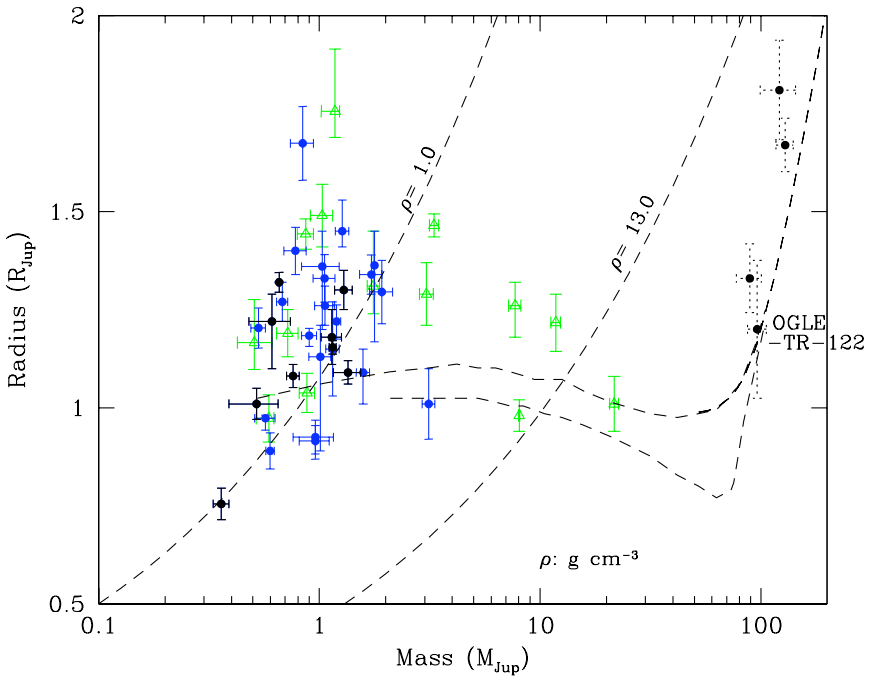


FIG. 6.12 – Evolution du diagramme Masse-Période des planètes à transit connues de 2005 à mi 2008. Les points bleus représentent les planètes découvertes durant ces 3 dernières années (entre 2005 et 2008). Les triangles verts représentent les planètes auxquelles j'ai participé à leur détection et/ou caractérisation.

avec le spectrographe *SOPHIE* a démontré l'efficacité d'une approche basée sur la détection photométrique de Jupiter-chauds dans un large champ d'étoiles. En effet, 12 des 45 planètes à transit ont été découvertes par ces programmes. Néanmoins, l'un des biais majeurs de cette approche réside dans la magnitude des étoiles observées. Celles-ci sont de magnitude élevée ($V > 10$), afin que les champs observés soient suffisamment peuplés, augmentant les chances de détection. Pour détecter une planète à transit, il est nécessaire d'observer un nombre d'étoiles nettement plus important que dans le cadre de programmes de vitesse radiale. En effet, la faible fréquence des Jupiter-chauds autour d'étoiles de type solaire associée à la faible probabilité que celle-ci soit dans une orientation favorable au transit, diminue significativement la probabilité de détection. Le nombre de cibles observées se comptent ainsi au-delà de plusieurs dizaines de milliers.

Les deux approches de détection, par photométrie et par vélocimétrie, apparaissent comme complémentaires. Celle par vélocimétrie cible principalement des étoiles brillantes ($V < 10$). De tels programmes menés à l'aide d'instruments mono-fibres ne peuvent prétendre observer autant d'étoiles que les programmes de recherche par photométrie, la durée du programme deviendrait alors extrêmement longue. Ils possèdent ainsi un plus faible taux de détection de Jupiter-chauds, sur une période donnée. Cependant, la détection de ces planètes grâce à cette approche n'est pas contrainte par leur faible probabilité de transit. Cette approche permet en effet de détecter des planètes en dehors du plan de la ligne de visée, configuration dans laquelle se présente la majorité des planètes. Ceci est clairement illustré par le fait que seules cinq planètes détectées par vitesse radiale s'avèrent être en transit, sur la trentaine de Jupiter-chauds découverts par la même méthode.

L'approche de détection des Jupiter-chauds par observations photométriques apparaît plus ef-

ficace que celle par vélocimétrie. En effet, le retour scientifique semble plus important puisque le nombre de planètes pour lesquelles leur masse exacte et rayon sont déterminés est plus élevé. Il s'agit néanmoins de nuancer cette affirmation. Une grande majorité des études et analyses approfondies ont été réalisées pour les planètes HD 209458b et HD 189733b, détectées en premier lieu par mesures de VR. L'un des avantages majeurs à détecter des planètes à transit autour d'étoiles brillantes (cibles principales des programmes de détection par vitesses radiales) réside dans les études approfondies que l'on peut alors réaliser. En effet la faible magnitude de ces étoiles permet de bénéficier d'un S/B suffisant afin de détecter de faibles effets ou composantes. Il est ainsi envisageable de détecter leur atmosphère grâce à un suivi intensif depuis le sol à l'aide de l'instrument HARPS, ou encore depuis l'espace à l'aide des satellites *Spitzer* ou HST.

Plusieurs tentatives de détection ont été réalisées avec l'instrument HARPS notamment pour les planètes HD 209458b et HD 189733b, lors du transit spectroscopique. Il est en effet possible d'étudier la composition de l'atmosphère d'une planète extrasolaire en comparant le spectre observé avant et pendant le transit de celle-ci. Pour autant, il semble que les observations menées depuis le sol avec cet instrument ne soient pas de suffisamment bonnes qualités. D'exceptionnelles conditions d'observation sont en effet nécessaires à l'obtention de spectre à très haut S/B. L'une des perspectives futures consiste au couplage de spectrographes de très hautes précision et résolution à l'optique adaptative afin de s'affranchir des perturbations de l'atmosphère terrestre. Tel est le cas des projets ESPRESSO et CODEX de l'ESO (Pasquini et al. 2008) dans le cadre du développement d'un télescope géant de plusieurs dizaines de mètres de diamètre.

La détection des atmosphères planétaires est plus aisée depuis l'espace. Vidal-Madjar et al. (2003, 2004) sont les premiers à avoir dévoilé l'évaporation de l'atmosphère de HD 209458b. Par la suite, les travaux de Charbonneau et al. (2005) et Deming et al. (2006) ont mis en évidence l'émission thermique dans l'infrarouge de TrES-1b et HD 189733b, respectivement. Pour cela, des observations avec l'instrument spatial Spitzer ont été menées lors de l'éclipse secondaire de ces systèmes planétaires. Juste avant que la planète ne disparaisse derrière l'étoile, la planète présente à l'observateur son "côté jour", face la plus inondée de lumière par son étoile. Le flux lumineux que l'observateur reçoit provient donc à la fois de l'étoile et de la lumière réfléchie par la planète. De cette observation on peut alors isoler la composante provenant de la planète seule, en soustrayant l'information de l'étoile seule obtenue hors transit à celle obtenue juste avant l'éclipse secondaire.

Pour chacun de ces objets il a été possible de déterminer leur température de luminosité dans l'infrarouge, en comparant le contraste mesuré aux prédictions des modèles pour de telles planètes. Il a ainsi pu être mis en évidence que les modèles sont en bon accord avec les mesures effectuées avec une température de luminosité de ces planètes est autour de 1100K. Ces observations confirment bien l'idée que ces objets sont soumis à un important chauffage, à cause de leur forte proximité à l'étoile. Compte-tenu de cette proximité, on s'attend aussi à ce que ces planètes soient synchronisées avec leur étoile par effet de marée. La synchronisation crée ainsi un "côté jour", qui fait face à l'étoile, et soumis à une forte température, et un "côté nuit", d'une température bien plus faible. Les mesures, décrites dans ces articles, correspondent à une détermination de la température du côté jour des planètes. La question est de savoir si l'atmosphère des planètes est capable de redistribuer l'énergie incidente du côté jour vers le côté nuit, ce qui induirait un équilibre en température entre les 2 côtés. Plus récemment une équipe a réussi à reconstituer la distribution des températures entre les zones de "jour" et de "nuit" de HD189733b (Knutson et al. 2007a). En mesurant le flux obtenu au cours d'une demi-période, soustrait du flux moyen de l'étoile seule, il a été possible de détecter l'infime augmentation progressive de luminosité observée au cours de la rotation de la planète jusqu'à présenter sa "face jour". Une différence en température de quelques 250 K seulement a ainsi été mesurée, ce qui indique qu'un mécanisme existe dans l'atmosphère de la planète qui permet une redistribution efficace de l'énergie accumulée par irradiation du "côté

jour" vers le "côté nuit". Ces travaux d'une grande portée confirment qu'il existe d'importantes interactions entre l'étoile et sa planète, lorsque celles-ci sont très proches.

Une récente étude montre qu'un système planétaire peut également être soumis à de fortes interactions magnétiques entre l'étoile et son compagnon planétaire. Ainsi les dernières observations de l'étoile Tau Bootis, réalisées à l'aide des spectropolarimètres (spécialement conçus et optimisés pour étudier les champs magnétiques des astres) ESPaDOnS au Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT) et NARVAL au Télescope Bernard Lyot (TBL) du Pic du Midi, ont montré, pour la première fois, la synchronisation de la rotation d'une étoile avec le mouvement orbital de sa très proche planète géante(Donati et al. 2008). Cette synchronisation et l'importante masse de la planète (environ 6,5 M_{Jup}) semblent s'effectuer à une latitude intermédiaire de l'étoile. Les forces de marée en jeu entre les 2 astres sont telles qu'elles entraînent de force la fine enveloppe de convection en surface de l'étoile en corotation avec la planète. Si une telle interaction est possible, ces forces pourraient bien alors jouer un rôle significatif dans les processus de dynamo qui génèrent le champ magnétique de l'étoile. Ces observations ont d'ailleurs aussi mis en évidence l'inversement du champ magnétique de cette étoile, dont il semblerait que le cycle soit plus fréquent que pour le Soleil (tous les 11 ans). On peut donc également s'interroger sur le rôle que joue la planète géante sur le rythme des saisons magnétiques de l'étoile.

Perspectives

La précision des spectrographes progresse rapidement. Le spectrographe HARPS, par exemple, affiche actuellement une précision inférieure à 1 $\mathrm{m\,s^{-1}}$, de près de 0.80 $\mathrm{m\,s^{-1}}$. Même si ces améliorations rendent accessible le suivi et les études approfondies de planètes autour d'étoiles de magnitudes de plus en plus élevées, un tel programme s'avère être trop coûteux en terme de temps d'observation, et donc peu intéressant. En effet, il est à douter que le gain réalisé en terme de détection par rapport à un programme tel que celui de la mission *CoRoT* soit très faible, voire inférieur.

La détection de plus en plus nombreuse d'objets très massifs à la frontière en terme de masse avec la population des naines brunes suggère qu'il en existe une population à part entière. La très grande majorité de ces découvertes ont été réalisées par les programmes de recherche par photométrie, alors que celles-ci sont sensées être facilement détectables par VR. D'ailleurs, les masses les plus importantes tournent autour des étoiles les plus massives, comme le montre la Fig. 6.13. Il me semble souhaitable de reprendre l'ensemble des observations réalisées afin d'identifier les objets très massifs, à la limite en terme de masse de la population des naines brunes, qui auraient pu être manquées. Dans ce contexte, la stratégie du sous-programme 2 du consortium Exoplanètes *SOPHIE* a été revue et prend maintenant en compte ce type d'objets en fixant une amplitude de variation de vitesse radiale maximale de 5 $\mathrm{km\,s^{-1}}$ pour la détection planétaire. De plus, l'élargissement de l'échantillon d'étoiles observées aux magnitudes jusqu'à $V = 10$ devrait permettre de couvrir des domaines de magnitude que les programmes de détection par transit photométrique ne ciblent pas ou peu. De même, afin d'explorer les caractéristiques des systèmes planétaires existants, il s'agit d'élargir les cibles à des étoiles de plus faible métallicité, ou de type spectral différent de celui du type solaire, comme le font les sous-programmes 3 et 4 du consortium Exoplanètes *SOPHIE*. Ces travaux s'inscrivent dans le contexte déjà existant de recherche de planètes autour d'autres types d'étoiles que le type solaire.

L'amélioration des performances instrumentales en photométrie et en mesure de VR rend accessible un domaine de planètes plus petites que les Jupiter-chauds. Ainsi, à ce jour, 17 planètes de masse inférieure à 20 masses terrestres ont été découvertes par approche spectroscopique. Malheureusement aucune ne transite son étoile parent. Toutefois, l'avènement de programmes spa-

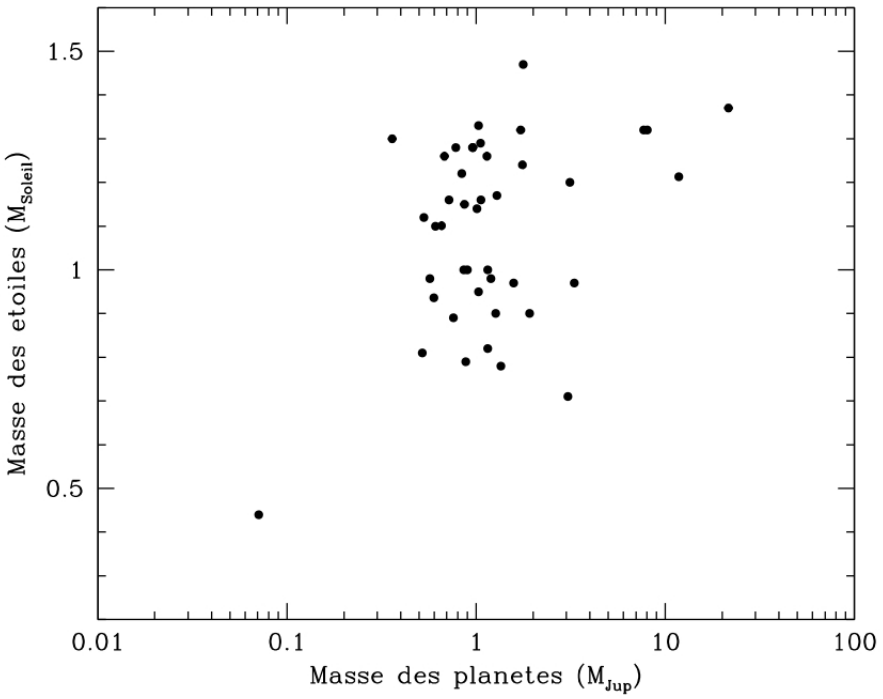


FIG. 6.13 – Distribution de masses des planètes à transit en fonction de la masse de leur étoile parent.

tiaux dédiés à la recherche de petites planètes devraient combler ce manque et apporter de fortes contraintes quant à la formation et l'évolution de ce type de planètes. L'enjeu est important. Les caractéristiques des planètes de faible masse détectées jusqu'à présent, suggèrent que celles-ci n'orbitent pas préférentiellement autour d'étoiles riches en métaux, comme le font les Jupiter-chauds. La caractérisation de celles-ci en densité devrait pouvoir nous éclairer. La mission spatiale *Kepler*, le concurrent américain du satellite *CoRoT*, qui doit être lancée en 2009, devrait également apporter de précieux éléments à la compréhension de ces processus.

Néanmoins, l'étude des planètes extrasolaires et de leur environnement est une science jeune, il reste encore beaucoup à découvrir et à comprendre. L'affinement des modèles de formation et d'évolution des systèmes planétaires se fera également par l'analyse de nouveaux transits spectroscopiques, notamment concernant les planètes aux caractéristiques particulières, telles que WASP-12b, ou CoRoT_Exo_3b. La détection de planètes en transit à plus longue période orbitale est aussi un enjeu important. Il s'agit de savoir si celles-ci présentent de larges rayons similaires à ceux mesurés pour les planètes à courte période orbitale, fortement irradiées. Dans le cadre de la recherche de Jupiter-chauds, il me paraît intéressant de développer l'approche multi-fibre, notamment en optimisant la précision en VR et le champ de vue de ce type d'instruments. Dans le cadre d'un programme de recherche par VR, on se rend compte que le champ de vue est un facteur fortement limitatif, ne permettant pas de cibler un grand nombre d'étoiles relativement brillantes pour lesquelles une précision de quelques $\mathrm{m\,s^{-1}}$ ou dizaines de $\mathrm{m\,s^{-1}}$ peut être atteinte. Dans ce contexte, l'instrument MARVELS, un nouvel instrument multi-fibre, est en cours de tests sur le SLOAN telescope. Il possède un système de mesure de VR par interférométrie Fabry-Perrot, pouvant atteindre tel qu'annoncé une précision de VR de quelques $\mathrm{m\,s^{-1}}$, et bénéficie d'un champ de vue de 7 degrés carrés, ce qui laisse entrevoir des perspectives très prometteuses.

Bibliographie

Aigrain, S., Collier Cameron, A., Ollivier, M., et al. 2008, ArXiv e-prints, 807

Alibert, Y., Baraffe, I., Benz, W., et al. 2006, *A&A*, 455, L25

Alibert, Y., Mordasini, C., & Benz, W. 2004, *A&A*, 417, L25

Alonso, R., Auvergne, M., Baglin, A., et al. 2008, *A&A*, 482, L21

Alonso, R., Brown, T. M., Torres, G., et al. 2004, *ApJ Letter*, 613, L153

Ammons, S. M., Robinson, S. E., Strader, J., et al. 2006, *ApJ*, 638, 1004

Anderson, D. R., Gillon, M., Hellier, C., et al. 2008, *MNRAS*, 387, L4

Baglin, A., Michel, E., Auvergne, M., & The COROT Team. 2006, in ESA Special Publication, Vol. 624, Proceedings of SOHO 18/GONG 2006/HELAS I, Beyond the spherical Sun

Bakos, G., Noyes, R. W., Kovács, G., et al. 2004, *PASP*, 116, 266

Bakos, G. A., Kovacs, G., Torres, G., et al. 2007a, ArXiv e-prints, 705

Bakos, G. Á., Noyes, R. W., Kovács, G., et al. 2007b, *ApJ*, 656, 552

Bakos, G. Á., Shporer, A., Pál, A., et al. 2007c, *ApJ Letter*, 671, L173

Baraffe, I., Chabrier, G., & Barman, T. 2008, *A&A*, 482, 315

Baraffe, I., Chabrier, G., Barman, T. S., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 2003, *A&A*, 402, 701

Baraffe, I., Chabrier, G., Barman, T. S., et al. 2005, *A&A*, 436, L47

Baraffe, I., Selsis, F., Chabrier, G., et al. 2004, *A&A*, 419, L13

Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., et al. 1996, *A&A Series*, 119, 373

Barbieri, M., Alonso, R., Laughlin, G., et al. 2007, *A&A*, 476, L13

Barge, P., Baglin, A., Auvergne, M., et al. 2008, *A&A*, 482, L17

Bazot, M., Vauclair, S., Bouchy, F., & Santos, N. C. 2005, *A&A*, 440, 615

Bean, J. L., Benedict, G. F., Charbonneau, D., et al. 2008, *A&A*, 486, 1039

Beaulieu, J.-P., Bennett, D. P., Fouqué, P., et al. 2006, *Nature*, 439, 437

Bennett, D. P., Bond, I. A., Udalski, A., et al. 2008, ArXiv e-prints, 806

Benz, W. 2006, Meteoritics Planetary Science, Vol. 41, Supplement, Proceedings of 69th Annual Meeting of the Meteoritical Society, held August 6-11, 2006 in Zurich, Switzerland., p.5393, 41, 5393

Beuzit, J.-L., Feldt, M., Dohlen, K., et al. 2006, The Messenger, 125, 29

Bodenheimer, P., Hubickyj, O., & Lissauer, J. J. 2000, Icarus, 143, 2

Bond, I. A., Udalski, A., Jaroszyński, M., et al. 2004, *ApJ Letter*, 606, L155

Bonfils, X., Forveille, T., Delfosse, X., et al. 2005, *A&A*, 443, L15

Bonfils, X., Mayor, M., Delfosse, X., et al. 2007, *A&A*, 474, 293

Boss, A. P. 1995a, *Nature*, 377, 578

—. 1995b, *Nature*, 375, 13

—. 1997, Science, 276, 1836

Bouchy, F. & Carrier, F. 2003, , 284, 21

Bouchy, F. & Halbwachs, J.-L. 2006, Formation planétaire et exoplanètes, Ecole thématique du CNRS, Goutelas (Loire), 23 - 27 mai 2005 Edited by J.-L. Halbwachs, D. Egret, and J.-M. Hameury. Strasbourg : Observatoire astronomique de Strasbourg et Société Française d'Astronomie et d'Astrophysique (SF2A), 2006, p. 27-53 http ://astro.u-strasbg.fr/goutelas/g2005/, 28, 27

Bouchy, F., Pepe, F., & Queloz, D. 2001, *A&A*, 374, 733

Bouchy, F., Pont, F., Melo, C., et al. 2005, *A&A*, 431, 1105

Bouchy, F., Pont, F., Santos, N. C., et al. 2004, *A&A*, 421, L13

Bouchy, F., Queloz, D., Deleuil, M., et al. 2008, *A&A*, 482, L25

Brown, T. M., Charbonneau, D., Gilliland, R. L., Noyes, R. W., & Burrows, A. 2001, *ApJ*, 552, 699

Brunini, A. & Cionco, R. G. 2005, Icarus, 177, 264

Bundy, K. A. & Marcy, G. W. 2000, *PASP*, 112, 1421

Burke, C. J., McCullough, P. R., Valenti, J. A., et al. 2007, *ApJ*, 671, 2115

—. 2008, ArXiv e-prints, 805

Burrows, A., Hubbard, W. B., Lunine, J. I., & Liebert, J. 2001, Reviews of Modern Physics, 73, 719

Burrows, A., Hubeny, I., Budaj, J., & Hubbard, W. B. 2007, *ApJ*, 661, 502

Butler, R. P., Vogt, S. S., Marcy, G. W., et al. 2004, *ApJ*, 617, 580

Cameron, A. C., Bouchy, F., Hébrard, G., et al. 2007, *MNRAS*, 375, 951

Charbonneau, D., Allen, L. E., Megeath, S. T., et al. 2005, *ApJ*, 626, 523

Charbonneau, D., Brown, T. M., Latham, D. W., & Mayor, M. 2000, *ApJ Letter*, 529, L45

Charbonneau, D., Brown, T. M., Noyes, R. W., & Gilliland, R. L. 2002, *ApJ*, 568, 377

Charbonneau, D., Winn, J. N., Everett, M. E., et al. 2007, *ApJ*, 658, 1322

Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Dumas, C., et al. 2005, *A&A*, 438, L25

Chiang, E. I., Fischer, D., & Thommes, E. 2002, *ApJ Letter*, 564, L105

Christian, D. J., Gibson, N. P., Simpson, E. K., et al. 2008, ArXiv e-prints, 806

Claret, A. 2004, *A&A*, 428, 1001

Cochran, W. D., Redfield, S., Endl, M., & Cochran, A. L. 2008, *ApJ Letter*, 683, L59

Cumming, A., Marcy, G. W., & Butler, R. P. 1999, *ApJ*, 526, 890

da Silva, R., Udry, S., Bouchy, F., et al. 2006, *A&A*, 446, 717

—. 2007, *A&A*, 473, 323

Deleuil, M., Deeg, H. J., Alonso, R., et al. 2008, *A&A*, 491, 889

Deleuil, M. & et al. 2008, Submitted

Deming, D., Harrington, J., Seager, S., & Richardson, L. J. 2006, *ApJ*, 644, 560

Deming, D., Seager, S., Richardson, L. J., & Harrington, J. 2005, *Nature*, 434, 740

Desort, M., Lagrange, A.-M., Galland, F., Udry, S., & Mayor, M. 2007, *A&A*, 473, 983

Donati, J.-F., Moutou, C., Farès, R., et al. 2008, *MNRAS*, 385, 1179

Duquennoy, A. & Mayor, M. 1991, *A&A*, 248, 485

Endl, M., Cochran, W. D., Wittenmyer, R. A., & Boss, A. P. 2008, *ApJ*, 673, 1165

Endl, M., Kürster, M., Els, S., et al. 2002, *A&A*, 392, 671

ESA. 1997, VizieR Online Data Catalog, 1239, 0

Fischer, D. A., Laughlin, G., Marcy, G. W., et al. 2006, *ApJ*, 637, 1094

Fischer, D. A. & Valenti, J. 2005, *ApJ*, 622, 1102

Fischer, D. A., Vogt, S. S., Marcy, G. W., et al. 2007, *ApJ*, 669, 1336

Ford, E. B. & Rasio, F. A. 2006, *ApJ Letter*, 638, L45

Fortney, J. J., Marley, M. S., & Barnes, J. W. 2007, *ApJ*, 659, 1661

Gaudi, B. S., Bennett, D. P., Udalski, A., et al. 2008, Science, 319, 927

Gaudi, B. S. & Winn, J. N. 2007, *ApJ*, 655, 550

Gillon, M., Demory, B.-O., Barman, T., et al. 2007a, *A&A*, 471, L51

Gillon, M., Pont, F., Demory, B., et al. 2007b, ArXiv e-prints, 705

Gillon, M., Pont, F., Moutou, C., et al. 2006, *A&A*, 459, 249

—. 2007c, *A&A*, 466, 743

Girardi, L., Bertelli, G., Bressan, A., et al. 2002, *A&A*, 391, 195

Goldreich, P. & Sari, R. 2003, *ApJ*, 585, 1024

Goldreich, P. & Tremaine, S. 1980, *ApJ*, 241, 425

Gonzalez, G. 1997, *MNRAS*, 285, 403

—. 1998, *A&A*, 334, 221

Gonzalez, G., Laws, C., Tyagi, S., & Reddy, B. E. 2001, *Astronomical Journal*, 121, 432

Goudfrooij, P., Bohlin, R. C., Maíz-Apellániz, J., & Kimble, R. A. 2006, *PASP*, 118, 1455

Gould, A., Udalski, A., An, D., et al. 2006, *ApJ Letter*, 644, L37

Guillot, T. 2005, Annual Review of Earth and Planetary Sciences, 33, 493

Guillot, T., Burrows, A., Hubbard, W. B., Lunine, J. I., & Saumon, D. 1996, *ApJ Letter*, 459, L35+

Guillot, T., Santos, N. C., Pont, F., et al. 2006, *A&A*, 453, L21

Haisch, Jr., K. E., Lada, E. A., & Lada, C. J. 2001, *ApJ Letter*, 553, L153

Halbwachs, J. L., Arenou, F., Mayor, M., Udry, S., & Queloz, D. 2000, *A&A*, 355, 581

Halbwachs, J.-L., Egret, D., & Hameury, J.-M. 2006, SF2A-2006 : Formation planetaire et exoplanetes, Ecole thematique du CNRS, Goutelas (Loire), 23 au 27 mai 2005 Edited by J.-L. Halbwachs, D. Egret, and J.-M. Hameury. Strasbourg : Observatoire astronomique de Strasbourg et Societe Francaise d'Astronomie et d'Astrophysique (SF2A), 2006 http ://astro.u-strasbg.fr/goutelas/g2005/, 28

Harrington, J., Hansen, B. M., Luszcz, S. H., et al. 2006, Science, 314, 623

Hebrard, G., Bouchy, F., Pont, F., et al. 2008, ArXiv e-prints, 806

Hellier, C., Anderson, D. R., Gillon, M., et al. 2008, ArXiv e-prints, 805

Henry, G. W., Marcy, G. W., Butler, R. P., & Vogt, S. S. 2000, *ApJ Letter*, 529, L41

Holman, M. J., Winn, J. N., Fuentes, C. I., et al. 2007a, *ApJ*, 655, 1103

Holman, M. J., Winn, J. N., Latham, D. W., et al. 2006, *ApJ*, 652, 1715

—. 2007b, *ApJ*, 664, 1185

Horne, K. 2003, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 294, Scientific Frontiers in Research on Extrasolar Planets, ed. D. Deming & S. Seager, 361–370

Hubbard, W. B., Hattori, M. F., Burrows, A., & Hubeny, I. 2007a, *ApJ Letter*, 658, L59

Hubbard, W. B., Hattori, M. F., Burrows, A., Hubeny, I., & Sudarsky, D. 2007b, Icarus, 187, 358

Hut, P. 1981, *A&A*, 99, 126

Ida, S. & Lin, D. N. C. 2004, *ApJ*, 604, 388

—. 2005, *ApJ*, 626, 1045

Irwin, J., Charbonneau, D., Nutzman, P., et al. 2008, *ApJ*, 681, 636

Johns-Krull, C. M., McCullough, P. R., Burke, C. J., et al. 2008, *ApJ*, 677, 657

Johnson, J. A., Marcy, G. W., Fischer, D. A., et al. 2006, *ApJ*, 647, 600

Jorissen, A., Mayor, M., & Udry, S. 2001, *A&A*, 379, 992

Joshi, Y. C., Pollacco, D., Collier Cameron, A., et al. 2008, ArXiv e-prints, 806

Knutson, H. A., Charbonneau, D., Allen, L. E., et al. 2007a, *Nature*, 447, 183

Knutson, H. A., Charbonneau, D., Noyes, R. W., Brown, T. M., & Gilliland, R. L. 2007b, *ApJ*, 655, 564

Konacki, M., Torres, G., Jha, S., & Sasselov, D. D. 2003, *Nature*, 421, 507

Konacki, M., Torres, G., Sasselov, D. D., & Jha, S. 2005, *ApJ*, 624, 372

Konacki, M., Torres, G., Sasselov, D. D., et al. 2004, *ApJ Letter*, 609, L37

Kornet, K., Bodenheimer, P., Różyczka, M., & Stepinski, T. F. 2005, *A&A*, 430, 1133

Kovács, G., Bakos, G. Á., Torres, G., et al. 2007, *ApJ Letter*, 670, L41

Lammer, H., Selsis, F., Ribas, I., et al. 2003, *ApJ Letter*, 598, L121

Latham, D. W., Mazeh, T., Stefanik, R. P., et al. 1992, *Astronomical Journal*, 104, 774

Laughlin, G. 2000, *ApJ*, 545, 1064

Laughlin, G. & Adams, F. C. 1997, *ApJ Letter*, 491, L51+

Lecavelier Des Etangs, A. 2007, *A&A*, 461, 1185

Lecavelier des Etangs, A., Vidal-Madjar, A., McConnell, J. C., & Hébrard, G. 2004, *A&A*, 418, L1

Levison, H. F., Lissauer, J. J., & Duncan, M. J. 1998, *Astronomical Journal*, 116, 1998

Levison, H. F. & Morbidelli, A. 2007, Icarus, 189, 196

Lin, D. N. C., Bodenheimer, P., & Richardson, D. C. 1996, *Nature*, 380, 606

Lin, D. N. C. & Ida, S. 1997, *ApJ*, 477, 781

Lin, D. N. C. & Papaloizou, J. 1986, *ApJ*, 309, 846

Lin, D. N. C., Papaloizou, J. C. B., & Kley, W. 1993, *ApJ*, 416, 689

Lister, T. A., West, R. G., Wilson, D. M., et al. 2007, *MNRAS*, 379, 647

Loeillet, B., Bouchy, F., Deleuil, M., et al. 2008a, *A&A*, 479, 865

Loeillet, B., Bouchy, F., Udry, S., et al. 2006, in SF2A-2006 : Semaine de l'Astrophysique Francaise, ed. D. Barret, F. Casoli, G. Lagache, A. Lecavelier, & L. Pagani, 411–+

Loeillet, B., Shporer, A., Bouchy, F., et al. 2008b, *A&A*, 481, 529

Lovis, C., Mayor, M., Pepe, F., et al. 2006, *Nature*, 441, 305

Mandel, K. & Agol, E. 2002, *ApJ Letter*, 580, L171

Mandushev, G., O'Donovan, F. T., Charbonneau, D., et al. 2007, *ApJ Letter*, 667, L195

Marcy, G., Butler, R. P., Fischer, D., et al. 2005, Progress of Theoretical Physics Supplement, 158, 24

Marcy, G. W. & Butler, R. P. 1996, *ApJ Letter*, 464, L147+

—. 1998, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 36, 57

Mardling, R. A. 2007, *MNRAS*, 382, 1768

Marzari, F. & Scholl, H. 2002, Icarus, 159, 328

Mayer, L., Quinn, T., Wadsley, J., & Stadel, J. 2002, Science, 298, 1756

Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., et al. 2003, The Messenger, 114, 20

Mayor, M. & Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 355

Mayor, M., Udry, S., Lovis, C., et al. 2008, ArXiv e-prints, 806

Mazeh, T., Mayor, M., & Latham, D. W. 1997, *ApJ*, 478, 367

McArthur, B. E., Endl, M., Cochran, W. D., et al. 2004, *ApJ Letter*, 614, L81

McCullough, P. R., Burke, C. J., Valenti, J. A., et al. 2008, ArXiv e-prints, 805

McCullough, P. R., Stys, J. E., Valenti, J. A., et al. 2006, *ApJ*, 648, 1228

McLaughlin, D. B. 1924, *ApJ*, 60, 22

Melo, C., Santos, N. C., Gieren, W., et al. 2007, *A&A*, 467, 721

Minniti, D., Fernández, J. M., Díaz, R. F., et al. 2007, *ApJ*, 660, 858

Montalbán, J. & Rebolo, R. 2002, *A&A*, 386, 1039

Mordasini, C., Alibert, Y., Benz, W., & Naef, D. 2007, ArXiv e-prints, 710

Moutou, C., Bruntt, H., Guillot, T., et al. 2008, *A&A*, 488, L47

Moutou, C., Loeillet, B., Bouchy, F., et al. 2006a, *A&A*, 458, 327

Moutou, C., Pont, F., & Halbwachs, J.-L. 2006b, Formation planétaire et exoplanètes, Ecole thématique du CNRS, Goutelas (Loire), 23 - 27 mai 2005 Edited by J.-L. Halbwachs, D. Egret, and J.-M. Hameury. Strasbourg : Observatoire astronomique de Strasbourg et Société Française d'Astronomie et d'Astrophysique (SF2A), 2006, p. 55-79 http ://astro.u-strasbg.fr/goutelas/g2005/, 28, 55

Murray, N. & Chaboyer, B. 2002, *ApJ*, 566, 442

Murray, N., Hansen, B., Holman, M., & Tremaine, S. 1998, Science, 279, 69

Naef, D., Mayor, M., Beuzit, J.-L., et al. 2005, in ESA Special Publication, Vol. 560, 13th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, ed. F. Favata, G. A. J. Hussain, & B. Battrick, 833–+

Naef, D., Mayor, M., Korzennik, S. G., et al. 2003, *A&A*, 410, 1051

Narita, N., Enya, K., Sato, B., et al. 2007, ArXiv Astrophysics e-prints

Nelson, R. P., Papaloizou, J. C. B., Masset, F., & Kley, W. 2000, *MNRAS*, 318, 18

Neuhäuser, R., Guenther, E. W., Wuchterl, G., et al. 2005, *A&A*, 435, L13

Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., et al. 2004, *A&A*, 418, 989

Noyes, R. W., Bakos, G. Á., Torres, G., et al. 2008, *ApJ Letter*, 673, L79

Nutzman, P., Charbonneau, D., Winn, J. N., et al. 2008, ArXiv e-prints, 807

O'Donovan, F. T., Charbonneau, D., Bakos, G. Á., et al. 2007, *ApJ Letter*, 663, L37

O'Donovan, F. T., Charbonneau, D., Mandushev, G., et al. 2006, *ApJ Letter*, 651, L61

Ohta, Y., Taruya, A., & Suto, Y. 2005, *ApJ*, 622, 1118

Oppenheimer, B. R., Dekany, R. G., Hayward, T. L., et al. 2000, in Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference, Vol. 4007, Proc. SPIE Vol. 4007, p. 899-905, Adaptive Optical Systems Technology, Peter L. Wizinowich ; Ed., ed. P. L. Wizinowich, 899–905

Pál, A., Bakos, G. Á., Torres, G., et al. 2008, *ApJ*, 680, 1450

Pasquini, L., Avila, G., Blecha, A., et al. 2002, The Messenger, 110, 1

Pasquini, L., Avila, G., Dekker, H., et al. 2008, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 7014, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series

Pätzold, M. & Rauer, H. 2002, *ApJ Letter*, 568, L117

Peale, S. J. 1999, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 37, 533

Pepe, F., Mayor, M., Galland, F., et al. 2002, *A&A*, 388, 632

Pinsonneault, M. H., DePoy, D. L., & Coffee, M. 2001, *ApJ Letter*, 556, L59

Pollacco, D., Skillen, I., Collier Cameron, A., et al. 2008, *MNRAS*, 385, 1576

Pollacco, D. L., Skillen, I., Cameron, A. C., et al. 2006, *PASP*, 118, 1407

Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., et al. 1996, Icarus, 124, 62

Pont, F., Bouchy, F., Melo, C., et al. 2005a, *A&A*, 438, 1123

Pont, F., Bouchy, F., Queloz, D., et al. 2004, *A&A*, 426, L15

Pont, F. & Eyer, L. 2004, *MNRAS*, 351, 487

Pont, F., Gilliland, R. L., Moutou, C., et al. 2007a, *A&A*, 476, 1347

Pont, F., Melo, C. H. F., Bouchy, F., et al. 2005b, *A&A*, 433, L21

Pont, F., Moutou, C., Gillon, M., et al. 2007b, *A&A*, 465, 1069

Pont, F., Tamuz, O., Udalski, A., et al. 2008, *A&A*, 487, 749

Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., & Flannery, B. P. 1992, Numerical recipes in C. The art of scientific computing (Cambridge : University Press, |c1992, 2nd ed.)

Queloz, D., Henry, G. W., Sivan, J. P., et al. 2001, *A&A*, 379, 279

Queloz, D., Mayor, M., Weber, L., et al. 2000, *A&A*, 354, 99

Rasio, F. A. & Ford, E. B. 1996, Science, 274, 954

Rasio, F. A., Tout, C. A., Lubow, S. H., & Livio, M. 1996, *ApJ*, 470, 1187

Ribas, I. & Miralda-Escudé, J. 2007, *A&A*, 464, 779

Rivera, E. J., Lissauer, J. J., Butler, R. P., et al. 2005, *ApJ*, 634, 625

Robinson, S. E., Ammons, S. M., Kretke, K. A., et al. 2007, *ApJ*, 169, 430

Robinson, S. E., Strader, J., Ammons, S. M., Laughlin, G., & Fischer, D. 2006, *ApJ*, 637, 1102

Rossiter, R. A. 1924, *ApJ*, 60, 15

Saar, S. H., Butler, R. P., & Marcy, G. W. 1998, *ApJ Letter*, 498, L153+

Saar, S. H. & Donahue, R. A. 1997, *ApJ*, 485, 319

Sadakane, K., Ohkubo, M., Takeda, Y., et al. 2002, *PAS Japan*, 54, 911

Safronov, V. S. & Zvjagina, E. V. 1969, Icarus, 10, 109

Sahu, K. C., Casertano, S., Bond, H. E., et al. 2006, *Nature*, 443, 534

Sandquist, E., Taam, R. E., Lin, D. N. C., & Burkert, A. 1998, *ApJ Letter*, 506, L65

Sandquist, E. L., Dokter, J. J., Lin, D. N. C., & Mardling, R. A. 2002, *ApJ*, 572, 1012

Santos, N. & Halbwachs, J.-L. 2006, Formation planétaire et exoplanètes, Ecole thématique du CNRS, Goutelas (Loire), 23 - 27 mai 2005 Edited by J.-L. Halbwachs, D. Egret, and J.-M. Hameury. Strasbourg : Observatoire astronomique de Strasbourg et Société Française d'Astronomie et d'Astrophysique (SF2A), 2006, p. 1-25 http ://astro.u-strasbg.fr/goutelas/g2005/, 28, 1

Santos, N. C., Bouchy, F., Mayor, M., et al. 2004, *A&A*, 426, L19

Santos, N. C., Mayor, M., Naef, D., et al. 2000, *A&A*, 361, 265

—. 2002, *A&A*, 392, 215

Santos, N. C., Udry, S., Bouchy, F., et al. 2008, *A&A*, 487, 369

Santos, N. C., Udry, S., Mayor, M., et al. 2003, *A&A*, 406, 373

Sato, B., Fischer, D. A., Henry, G. W., et al. 2005, *ApJ*, 633, 465

Short, D., Welsh, W. F., Orosz, J. A., & Windmiller, G. 2008, ArXiv e-prints, 803

Shporer, A., Bakos, G. A., Bouchy, F., et al. 2008, ArXiv e-prints, 806

Shporer, A., Tamuz, O., Zucker, S., & Mazeh, T. 2007, *MNRAS*, 376, 1296

Smith, V. V., Cunha, K., & Lazzaro, D. 2001, *Astronomical Journal*, 121, 3207

Sozzetti, A. 2004, *MNRAS*, 354, 1194

Sozzetti, A., Torres, G., Charbonneau, D., et al. 2007, *ApJ*, 664, 1190

Sozzetti, A., Yong, D., Torres, G., et al. 2004, *ApJ Letter*, 616, L167

Street, R. A., Christian, D. J., Clarkson, W. I., et al. 2007, *MNRAS*, 379, 816

Street, R. A., Horne, K., Lister, T. A., et al. 2002, *MNRAS*, 330, 737

Takeda, G. & Rasio, F. A. 2005, *ApJ*, 627, 1001

Torres, G., Bakos, G. Á., Kovács, G., et al. 2007, *ApJ Letter*, 666, L121

Torres, G., Konacki, M., Sasselov, D. D., & Jha, S. 2004, *ApJ*, 614, 979

Trilling, D. E., Benz, W., Guillot, T., et al. 1998, *ApJ*, 500, 428

Trilling, D. E., Lunine, J. I., & Benz, W. 2002, *A&A*, 394, 241

Udalski, A., Jaroszyński, M., Paczyński, B., et al. 2005, *ApJ Letter*, 628, L109

Udalski, A., Paczynski, B., Zebrun, K., et al. 2002a, Acta Astronomica, 52, 1

Udalski, A., Pont, F., Naef, D., et al. 2008, *A&A*, 482, 299

Udalski, A., Szewczyk, O., Zebrun, K., et al. 2002b, Acta Astronomica, 52, 317

Udry, S., Bonfils, X., Delfosse, X., et al. 2007, *A&A*, 469, L43

Udry, S., Mayor, M., Benz, W., et al. 2006a, *A&A*, 447, 361

—. 2006b, *A&A*, 447, 361

Udry, S., Mayor, M., Naef, D., et al. 2002, *A&A*, 390, 267

Udry, S. & Santos, N. C. 2007, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 45, 397

Vidal-Madjar, A., Désert, J.-M., Lecavelier des Etangs, A., et al. 2004, *ApJ Letter*, 604, L69

Vidal-Madjar, A., Lecavelier des Etangs, A., Désert, J.-M., et al. 2003, *Nature*, 422, 143

Vogt, S. S., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2005, *ApJ*, 632, 638

Ward, W. R. 1997, Icarus, 126, 261

Ward, W. R. & Hourigan, K. 1989, *ApJ*, 347, 490

Weidenschilling, S. J. & Marzari, F. 1996, *Nature*, 384, 619

Weldrake, D. T. F., Bayliss, D. D. R., Sackett, P. D., et al. 2008, *ApJ Letter*, 675, L37

Wilson, D. M., Gillon, M., Hellier, C., et al. 2008, *ApJ Letter*, 675, L113

Winn, J. N., Henry, G. W., Torres, G., & Holman, M. J. 2008a, *ApJ*, 675, 1531

Winn, J. N., Holman, M. J., Bakos, G. Á., et al. 2007a, *Astronomical Journal*, 134, 1707

Winn, J. N., Holman, M. J., & Fuentes, C. I. 2007b, *Astronomical Journal*, 133, 11

Winn, J. N., Holman, M. J., & Roussanova, A. 2007c, *ApJ*, 657, 1098

Winn, J. N., Holman, M. J., Shporer, A., et al. 2008b, *Astronomical Journal*, 136, 267

Winn, J. N., Holman, M. J., Torres, G., et al. 2008c, ArXiv e-prints, 804

Winn, J. N., Johnson, J. A., Marcy, G. W., et al. 2006, *ApJ Letter*, 653, L69

Winn, J. N., Johnson, J. A., Narita, N., et al. 2008d, *ApJ*, 682, 1283

Winn, J. N., Johnson, J. A., Peek, K. M. G., et al. 2007d, *ApJ Letter*, 665, L167

Winn, J. N., Noyes, R. W., Holman, M. J., et al. 2005, *ApJ*, 631, 1215

Wolf, A. S., Laughlin, G., Henry, G. W., et al. 2007, *ApJ*, 667, 549

Wolszczan, A. & Frail, D. A. 1992, *Nature*, 355, 145

Wu, Y. & Murray, N. 2003, *ApJ*, 589, 605

Zahn, J.-P. 1977, *A&A*, 57, 383

Zakamska, N. L. & Tremaine, S. 2004, *Astronomical Journal*, 128, 869

Zucker, S., Naef, D., Latham, D. W., et al. 2002, *ApJ*, 568, 363