



HAL
open science

Recherche de planètes autour d'étoiles chaudes

Morgan Desort

► **To cite this version:**

Morgan Desort. Recherche de planètes autour d'étoiles chaudes. Astrophysique [astro-ph]. Université Joseph-Fourier - Grenoble I, 2009. Français. NNT: . tel-00528996

HAL Id: tel-00528996

<https://theses.hal.science/tel-00528996>

Submitted on 23 Oct 2010

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

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

UNIVERSITÉ JOSEPH FOURIER – GRENOBLE
LABORATOIRE D'ASTROPHYSIQUE DE GRENOBLE

THÈSE

présentée en vue d'obtenir le grade de Docteur en Sciences,
spécialité « Astronomie & Astrophysique »

par

MORGAN DESORT

RECHERCHE DE PLANÈTES AUTOUR D'ÉTOILES CHAUDES

Thèse soutenue le 17 décembre 2009 devant le jury composé de :

M.	MONIN JEAN-LOUIS	Laboratoire d'Astrophysique de Grenoble	<i>Président</i>
M ^{me}	LAGRANGE ANNE-MARIE	Laboratoire d'Astrophysique de Grenoble	<i>Directrice</i>
M ^{me}	DELEUIL MAGALI	Laboratoire d'Astrophysique de Marseille	<i>Rapporteur</i>
M.	OLLIVIER MARC	Institut d'Astrophysique Spatiale	<i>Rapporteur</i>
M.	BOUCHY FRANÇOIS	Institut d'Astrophysique de Paris	<i>Examineur</i>
M.	LANZA ANTONINO FRANCESCO	Osservatorio Astrofisico di Catania	<i>Examineur</i>
M.	UDRY STÉPHANE	Observatoire Astronomique de l'Université de Genève	<i>Examineur</i>



À la mémoire des renards "Tartine(s)" de La Silla...

TABLE DES MATIÈRES

TABLE DES MATIÈRES	iv
INTRODUCTION	1
1 CONTEXTE	5
1.1 QUELQUES FAITS MARQUANTS DANS LE DOMAINE DE LA RE- CHERCHE DES EXOPLANÈTES	5
1.2 MÉTHODES DE DÉTECTION DES EXOPLANÈTES	10
1.2.1 Vitesses radiales / Spectroscopie Doppler-Fizeau	10
1.2.2 Astrométrie	14
1.2.3 Transits	15
1.2.4 Imagerie	17
1.2.5 Chronométrie des pulsars	17
1.2.6 Micro-lentilles gravitationnelles	18
1.3 SCÉNARIOS DE FORMATION ET D'ÉVOLUTION DES SYSTÈMES PLANÉTAIRES	20
2 PLANÈTES AUTOUR DES ÉTOILES CHAUDES DE LA SÉ- QUENCE PRINCIPALE AVANT 2006	25
2.1 MESURE DES VITESSES RADIALES : ALGORITHME SAFIR	25
2.1.1 Pourquoi un nouvel algorithme?	25
2.1.2 Principe	26
2.1.3 Avantages et limites	27
2.2 DESCRIPTION DES RELEVÉS EN VITESSE RADIALE	28
2.2.1 Définition des échantillons	28
2.2.2 Relevés dans l'hémisphère Nord : spectrographes <i>ELODIE</i> et <i>SOPHIE</i>	28
2.2.3 Relevé dans l'hémisphère Sud : spectrographe <i>HARPS</i>	31
2.3 COMPLÉMENTARITÉ AVEC L'IMAGERIE ASSOCIÉE À UNE OP- TIQUE ADAPTATIVE	31
2.4 RÉSULTATS ANTÉRIEURS À 2006 ET LIMITATIONS	33
2.4.1 Détections	33
2.4.2 Premier regard sur les limitations stellaires	36
2.5 MON TRAVAIL DE THÈSE	36
3 PHÉNOMÈNES STELLAIRES PERTURBANT LES MESURES	37
3.1 PRÉSENTATION DES PHÉNOMÈNES	37
3.1.1 Granulation	38
3.1.2 Activité solaire/stellaire	39
3.1.3 Pulsations des étoiles	44

3.2	SIMULATIONS DES TACHES ET COMPARAISON AVEC DES OBSERVATIONS	46
3.2.1	Description du code	46
3.2.2	Simulations simples à une tache	47
3.2.3	Quelques cas à 2 taches	60
3.2.4	Étoiles jeunes / très actives, vitesses de rotation variées	61
3.3	SIMULATION TACHES + COMPAGNON	66
3.3.1	Exploration théorique	66
3.3.2	Ajout d'un compagnon dans les simulations numériques	68
3.4	SIMULATION DES VITESSES RADIALES DU SOLEIL	68
3.4.1	Simulation des vitesses radiales à partir de la description des taches et des plages observées	68
3.4.2	Simulation de l'activité solaire à partir des données statistiques	101
3.5	SIMULATIONS PRÉLIMINAIRES DES PULSATIONS	105
3.5.1	Description	105
3.5.2	Premiers résultats	107
3.6	CONSÉQUENCES POUR LA RECHERCHE DE COMPAGNONS	112
3.6.1	Signes d'activité, bissecteurs, Ca II H&K, H α	112
3.6.2	Rechercher des planètes autour des étoiles actives	114
3.6.3	Signes de pulsation	116
3.6.4	Rechercher des planètes autour des étoiles pulsantes	118
3.7	IMPACT DE L'ACTIVITÉ STELLAIRE SUR LA RECHERCHE DES PLANÈTES DE PETITES MASSES	120
3.7.1	Sélection des planètes	120
3.7.2	Comparaison entre signal planétaire et tache simulée	122
3.7.3	Discussion des critères de discrimination planète/tache	128
3.7.4	Cas multi-taches/multi-planètes	130
3.7.5	Bilan	130
4	RECHERCHE DE PLANÈTES AUTOUR D'ÉTOILES CHAUDES DE LA SÉQUENCE PRINCIPALE — RÉSULTATS	133
4.1	DESCRIPTION SUCCINTE DES PROGRAMMES D'OBSERVATION	134
4.2	RÉSULTATS À PARTIR DE L'ÉCHANTILLON DE L'HÉMISPÈRE SUD AVEC <i>HARPS</i>	134
4.2.1	Présentation	135
4.2.2	Résultats	135
4.2.3	Un système planétaire autour d'HD 60532	156
4.2.4	Candidat en cours de suivi : Une planète géante à longue période autour d'une étoile active à rotation rapide	167
4.3	PREMIERS RÉSULTATS À PARTIR DES OBSERVATIONS <i>SOPHIE</i>	167
4.3.1	L'instrument	167
4.3.2	Performances	167
4.3.3	Etoiles constantes, variabilité stellaire...	173
4.3.4	Quels types de compagnons détectés ?	175
4.3.5	Limites de détection	176
4.3.6	Candidats en cours de suivi. Vers des étoiles précoces et actives	178
4.3.7	Système planétaire ou phénomène stellaire pour θ Cygni ?	180

5	RECHERCHE AUTOUR DES ÉTOILES DES ASSOCIATIONS JEUNES ET PROCHES	193
5.1	ANALYSE DES DONNÉES D'ARCHIVE <i>HARPS</i>	194
5.1.1	Étoiles observées	194
5.1.2	Résultats	194
5.2	PREMIERS RÉSULTATS DU RELEVÉ <i>HARPS</i>	199
5.2.1	Description de l'échantillon	199
5.2.2	Exemples de mesures / Résultats préliminaires	201
	CONCLUSIONS ET PERSPECTIVES	207
	BIBLIOGRAPHIE	211

INTRODUCTION

Quel chemin nous avons fait depuis que Galilée a établi l'existence d'un nouveau monde — celui de l'espace — grâce à l'utilisation d'une petite lunette astronomique! Avant cela, le ciel était peuplé d'astres, certains immobiles les uns par rapport aux autres, les étoiles, d'autres en mouvement tels des vagabonds, les planètes. Cependant, il était difficile d'imaginer que ces lieux pouvaient être similaires à la Terre, le centre de notre monde. Au XVI^e siècle, pour avoir osé, entre autre, émettre l'idée que notre monde n'était pas unique, Giordano Bruno fut même condamné à mort par l'Inquisition. Mais la réalité se devait de prendre le pas sur la fiction et aujourd'hui on découvre des planètes par dizaines (déjà plus de 350 fin juin 2009!), dans des systèmes planétaires aussi communs que le nôtre.

La recherche de nouveaux mondes est le propre de l'Homme. Son ignorance fait naître en lui soit la peur de l'inconnu, soit la curiosité. Cette dernière va le mener à braver tous les dangers, jusqu'à ce que la mort ou la découverte l'arrête. C'est ainsi que Christophe Collomb s'est lancé en mer, vers les limites du monde connu jusqu'alors, et qu'il a découvert les Amériques en 1492. Après quelques siècles à explorer l'ensemble du globe, on peut dire que presque toutes les régions et cultures ont été découvertes (même si les mondes souterrains et sous-marins nous réservent encore des surprises). La soif de connaissance nous a aussi poussé à explorer le temps vers le passé, à la recherche de nos origines et des mondes auxquels le nôtre a succédé. Dans tous ces domaines la recherche avance et un autre est apparu, celui du ciel.

Après avoir fait le rapprochement entre les étoiles et le Soleil, on a découvert les galaxies, notre galaxie (la Voie Lactée), toute une faune d'objets stellaires à différents stades d'évolution, des régions remplies de gaz et de poussières — berceaux de formation des étoiles — et, depuis une quinzaine d'années, des systèmes planétaires, donnant à notre imagination de quoi rêver à de nouveaux mondes et à un futur où nous pourrions peut-être répondre affirmativement à la question de savoir si nous sommes seuls dans cette immensité.

Ainsi, depuis la découverte de la première planète orbitant autour d'une étoile de type solaire (51 Peg *b*) par Michel Mayor et Didier Queloz à l'Observatoire de Haute Provence en 1995 (Mayor et Queloz 1995), les chercheurs se sont lancés à l'assaut des planètes. Différentes techniques, plus ou moins originales et prolifiques, ont été développées, certaines ayant un avenir très prometteur avec la construction de nouveaux instruments toujours plus performants. Jusqu'à présent la principale méthode utilisée — et dont est issue la découverte de 51 Peg *b* — est celle des vitesses radiales. Elle s'appuie sur l'acquisition de spectres de très grande qualité et la mesure précise de leurs décalages en longueur d'onde au cours du temps.

Néanmoins, les planètes détectées jusqu'à aujourd'hui sont pour la plupart des planètes gazeuses du type de Jupiter sur lesquelles la vie ne semble

pas pouvoir se développer. On nourrit donc le désir de rechercher des planètes comparables à la Terre, mais la précision requise n'est pas encore atteinte, et les méthodes et instruments permettant une caractérisation ultérieure de l'environnement et de l'atmosphère de ces corps n'en sont qu'à leurs balbutiements. Cependant, dans le cas de la technique des vitesses radiales (mais aussi de la photométrie ou de l'astrométrie), la précision des instruments a tellement augmenté que l'on est de moins en moins limité par celle-ci mais par des phénomènes de type stellaire qui peuvent masquer l'existence de compagnons ou, au contraire, nous faire croire à un compagnon qui n'a pas lieu d'être.

C'est le cas en particulier dans le cadre de l'étude de l'existence de planètes autour des étoiles chaudes de types A et F de la séquence principale du diagramme d'Hertzsprung-Russell (mais aussi pour les étoiles de type solaire G–K ou les étoiles peu massives de type M qui toutes peuvent présenter un signal d'activité magnétique ou de pulsations, éventuellement dans des gammes de périodes et d'amplitudes différentes). En effet, ces étoiles se trouvent dans la zone où la séquence principale croise la bande d'instabilité et un certain nombre de ses représentantes sont secouées par des pulsations. Quant aux étoiles F les plus tardives, du fait de la présence d'une zone convective dans leur structure, elles peuvent présenter des phénomènes d'activité magnétique tout aussi perturbateurs pour les mesures de vitesses radiales.

Dans le *premier chapitre* de ce manuscrit j'expose les étapes marquantes dans la recherche des planètes extrasolaires, les techniques utilisées pour effectuer ces détections et les scénarios actuels de formation des systèmes planétaires.

Le *second chapitre* regroupe les connaissances sur les planètes autour des étoiles de type A et F de la séquence principale antérieures à celles que j'ai développées au cours de ma thèse : notamment la technique de mesure des vitesses radiales à partir des spectres des étoiles A–F qui sont en général plus pauvres en raies spectrales et pour lesquels la technique traditionnelle ne permet pas d'obtenir une précision suffisante pour la détection de corps sub-stellaires. J'y résume aussi les détections obtenues avant mon travail.

Les phénomènes stellaires tels que l'activité magnétique et les pulsations peuvent avoir un impact variable au cours du temps sur les spectres issus des étoiles et donc sur les vitesses radiales mesurées. Dans le *troisième chapitre* je présente un certain nombre de ses phénomènes perturbateurs, les simulations numériques que j'ai développées pour reproduire leurs effets sur les spectres, des comparaisons avec les observations et la façon dont il est possible d'adapter les stratégies d'observations pour tenter de s'affranchir de ses effets stellaires.

Le *quatrième chapitre* est quant à lui consacré aux nouvelles campagnes d'observations que j'ai menées avec les spectrographes *SOPHIE* et *HARPS* dans les hémisphères Nord et Sud respectivement. On y trouvera les premières statistiques de détection de compagnons planétaires autour des étoiles A–F de la séquence principale ainsi que les planètes et les candidates planètes découvertes lors de ma thèse.

Enfin, le *cinquième chapitre* présente une extension naturelle de notre approche vers les étoiles des associations jeunes et proches — par ailleurs déjà observées en imagerie à haut contraste et haute résolution — qui ont

des types spectraux et vitesses de rotation variées pour lesquelles notre technique de mesure des vitesses radiales est bien adaptée et pour lesquelles la compréhension des phénomènes stellaires est fondamentale.

CONTEXTE



SOMMAIRE

1.1	QUELQUES FAITS MARQUANTS DANS LE DOMAINE DE LA RE- CHERCHE DES EXOPLANÈTES	5
1.2	MÉTHODES DE DÉTECTION DES EXOPLANÈTES	10
1.2.1	Vitesses radiales / Spectroscopie Doppler-Fizeau	10
1.2.2	Astrométrie	14
1.2.3	Transits	15
1.2.4	Imagerie	17
1.2.5	Chronométrie des pulsars	17
1.2.6	Micro-lentilles gravitationnelles	18
1.3	SCÉNARIOS DE FORMATION ET D'ÉVOLUTION DES SYSTÈMES PLANÉTAIRES	20

1.1 QUELQUES FAITS MARQUANTS DANS LE DOMAINE DE LA RECHERCHE DES EXOPLANÈTES

Les premières planètes découvertes (Wolszczan et Frail 1992) font partie du système PSR 1257+12, un pulsar autour duquel 3 planètes (entre 0,02 et 4,3 M_{\oplus}) ont été détectées. Cependant, l'objet central étant une étoile à neutrons, les compagnons détectés ont dû se former à partir des résidus de la supernova et il faut attendre 1995 pour la découverte d'une planète autour d'une étoile de type solaire, formée en même temps que le système à partir du disque proto-stellaire.

Cette détection a été réalisée par Michel Mayor et Didier Queloz de l'Observatoire de Genève (Mayor et Queloz 1995, et Fig. 1.1), à l'aide du spectrographe *ELODIE* monté sur le télescope de 193 cm de l'Observatoire de Haute Provence. Elle est d'autant plus intéressante que la planète découverte, 51 Peg *b*, est une planète comparable à Jupiter ($m \sin i = 0,47 M_{\text{Jup}}$) orbitant à une distance très faible (0,05 UA) de son étoile. Les planètes de ce type sont appelées "Jupiters chauds" ou "Pégasides¹". L'existence de ces Pégasides remet en cause les scénarios classiques de formation des planètes. Néanmoins, il faut remarquer que la technique des vitesses radiales est justement plus sensibles aux planètes massives proches de leur étoile.

En 1999, la première planète à transit est découverte, HD 209458 *b* (Henry et al. 2000, et Fig. 1.2). Elle orbite autour d'une étoile brillante et grâce à cela ce sera bientôt la planète la plus étudiée dont on obtient des informations sur la composition même de son atmosphère. Plus tard vient la découverte d'une autre planète à transit particulièrement intéressante, HD 189733 *b* (Bouchy et al. 2005). Et une soixantaine d'autre suivront.

¹par analogie avec 51 Peg *b*.

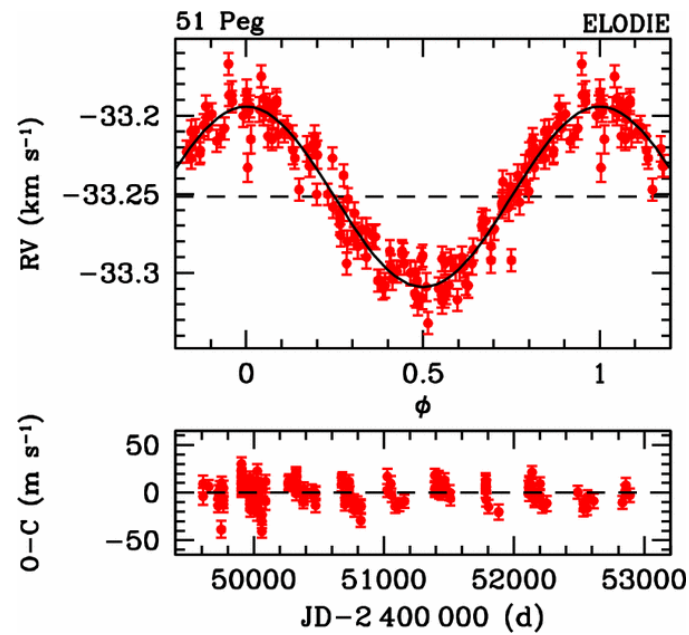


FIG. 1.1 – Vitesses radiales et ajustement képlérien de l'orbite de 51 Peg. Elles correspondent à une planète de $m \sin i = 0,47 M_{\text{Jup}}$ et 4,23 jours de période orbitale. Source : Naef et al. (2004).

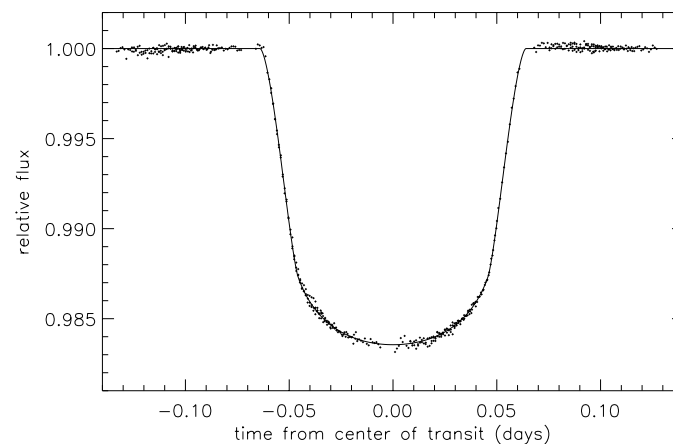


FIG. 1.2 – Courbe de photométrie d'HD 209458 montrant le transit d'une planète (Brown et al. 2001).

Toujours en 1999 le premier système multi-planétaire est annoncé par Butler et al. (1999). Il s'agit d'un système possédant au moins 3 planètes dont la première, un Jupiter chaud ($P = 4,617 \text{ j}$, $m \sin i = 0,75 M_{\text{Jup}}$) a été découverte en 1997. Les autres sont une planète intermédiaire ($P = 238,1 \text{ j}$, $m \sin i = 2,25 M_{\text{Jup}}$) et une planète à longue période ($P = 1319 \text{ j}$, $m \sin i = 3,95 M_{\text{Jup}}$). Il y a maintenant² 38 systèmes multiplanétaires détectés, dont certains abritent un nombre remarquable de planètes comme ρ^1 Cancri (5 planètes, Fischer et al. 2008), Gl 581 (4 planètes, Mayor et al. 2009a), μ Arae (4 planètes, Pepe et al. 2007) et 8 autres avec chacune 3 planètes.

Entre temps, les planètes de quelques masses terrestres sont détectées, la première venant de la collaboration PLANET grâce aux observations de micro-lentilles gravitationnelles (Beaulieu et al. 2006). Il y a maintenant *a priori* 10 planètes moins massives que $10 M_{\oplus}$ détectées.

Certains systèmes planétaires détectés montrent bien les capacités actuelles des instruments et de l'analyse des données avec des systèmes abritant plusieurs super-Terres à périodes orbitales relativement courtes et dont le signal en vitesse est très faible. De nouveaux instruments tels que *HARPS* sont conçus pour obtenir une précision en vitesse inférieure au mètre par seconde. Le premier système constitué de planètes peu massives détecté fut le *Trident de Neptune* (autour d'HD 69830) avec ces 3 planètes ayant des masses de l'ordre de celle de Neptune (Fig. 1.3 *gauche* et Lovis et al. (2006)). Puis vint HD 40307 et ses trois super-Terres³ à moins de 30 jours de période (Fig. 1.3 *droite* et Mayor et al. (2009b)).

Petit à petit, on découvre de plus en plus de systèmes multi-planétaires et des planètes de moins en moins massives. Il y a cependant encore un bon à faire pour être capable de détecter un planète similaire à la Terre autour d'une étoile de type solaire, autant du point de vue de la précision des instruments que de celui de la compréhension des phénomènes stellaires et de notre capacité à s'en affranchir.

Depuis peu (2008), les premières planètes ont été détectées directement grâce à l'imagerie à haut contraste et haute résolution (Fomalhaut *b*, Kalas et al. (2008), HR 8799 *b, c, d*, Marois et al. (2008), et la probable β Pic *b*, Lagrange et al. (2009b), Fig. 1.4). Nul doute que bientôt des détections de ce type vont se multiplier (notamment avec des instruments dédiés tels que *SPHERE* sur le VLT Mouillet et al. (2004)) et apporter des connaissances importantes sur les systèmes planétaires et leur formation.

Du côté de la mesure des vitesses radiales, on pense à la conception d'instruments pouvant permettre une précision jusqu'au centimètre par seconde pour les futurs ELTs (*CODEX*), mais aussi aux instruments (*ESPRESSO*, D'Odorico et al. 2007) qui seront installés dans un avenir plus proche sur des télescopes tels que les VLTs et alors quasiment dédiés à la recherche de Terres.

Du point de vue de la recherche de transits, les réseaux de télescopes se multiplient (*Super-Wasp*, *HAT*, *OGLE*, *TrES*, *XO*), des satellites dédiés, au moins en partie, sont en fonctionnement (*CoRoT* Baglin et al. (2006), *MOST* Walker et al. (2003)) ou à venir (*Kepler*, Basri et al. 2005) et la récolte des planètes en est tout juste à son commencement. La planète tellurique CoRoT-7 *b* (Léger et al. 2009) est un très bon exemple des capacités de

²Juin 2009.

³ $m \sin i < 15 M_{\oplus}$

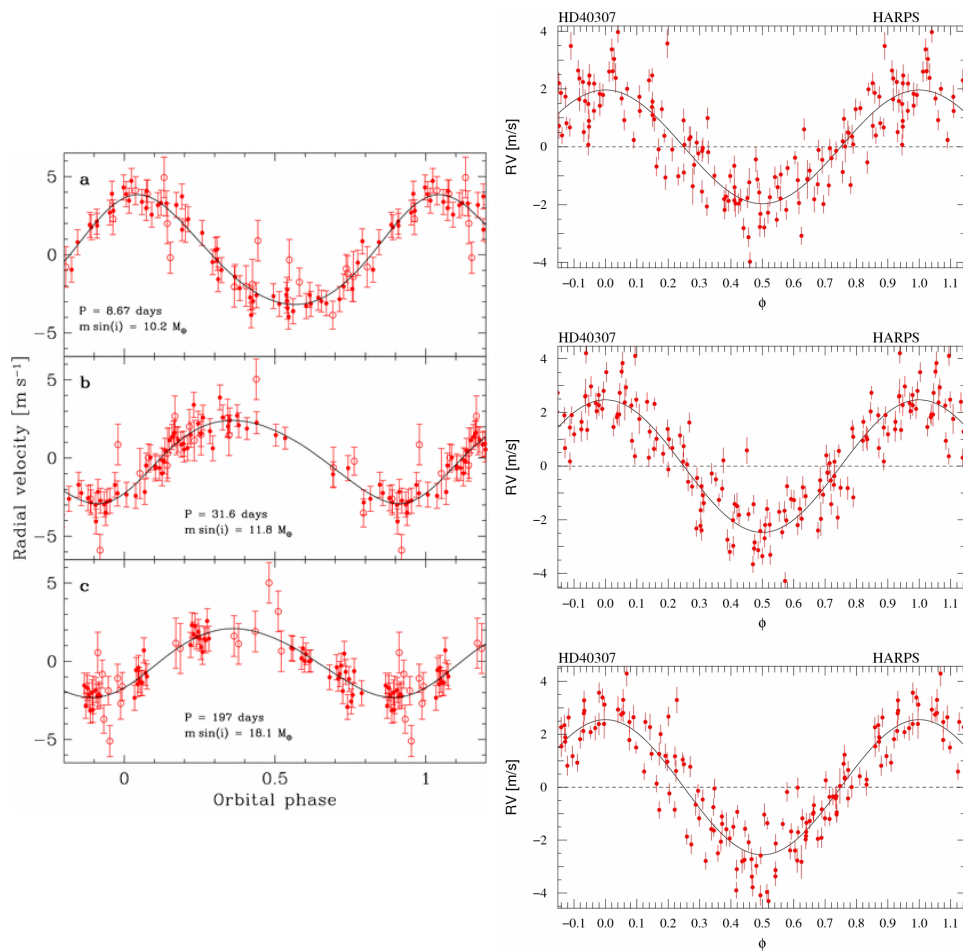


FIG. 1.3 – Ajustements de systèmes planétaires à trois compagnons de faibles masses. **Gauche** : HD 69830 et son “trident de Neptunes” (8,7, 31,6 et 197j pour $m \sin i = 10,2, 11,8$ et $18,1 M_{\oplus}$). Source : Lovis et al. (2006). **Droite** : HD 40307 et ses trois super-Terres à courtes périodes (4,3, 9,6 et 20,5j pour $m \sin i = 4,2, 6,8$ et $9,2 M_{\oplus}$). Source : Mayor et al. (2009b).

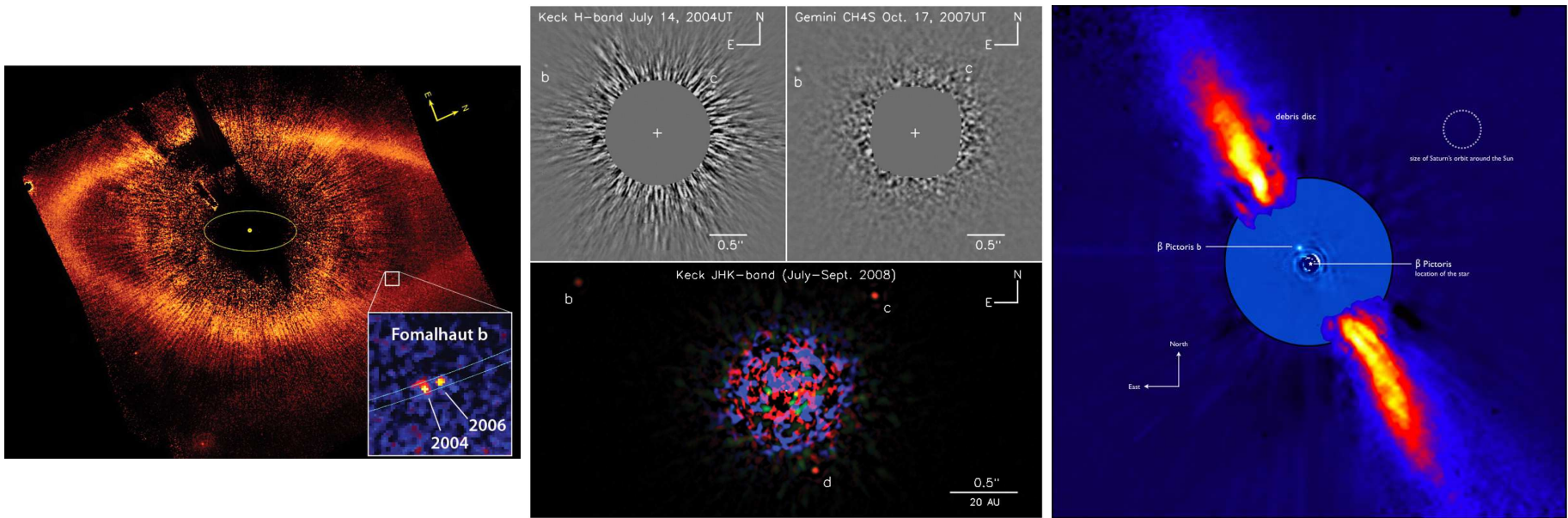


FIG. 1.4 – Détection de planètes par imagerie. Fomalhaut b (*gauche*, Kalas et al. 2008), HR 8799 b, c, d (*centre*, Marois et al. 2008) et β Pic b (*droite*, Lagrange et al. 2009b).

détection de telles missions et de leur intérêt dans les années à venir pour caractériser les planètes (masse, rayon, atmosphère).

Il y a moins de vingt ans, on cherchait encore les premières naines brunes et maintenant plusieurs centaines de planètes sont confirmées, avec des propriétés extrêmement variées (Fig. 1.5), appartenant à des systèmes plus différents les uns que les autres (période, masse, excentricité, densité, *e.g.*, HD 80606 *b* Naef et al. (2001) qui, en plus, transite Moutou et al. (2009), Fossey et al. (2009)). On parvient même à étudier les atmosphères planétaires (spectroscopie des transits, *e.g.*, HD 209458 et HD 189733), on cherche de potentiels satellites à ces planètes, et l'on pense à la recherche des traceurs de vie. Bref, le domaine, à peine apparu, est déjà en pleine explosion.

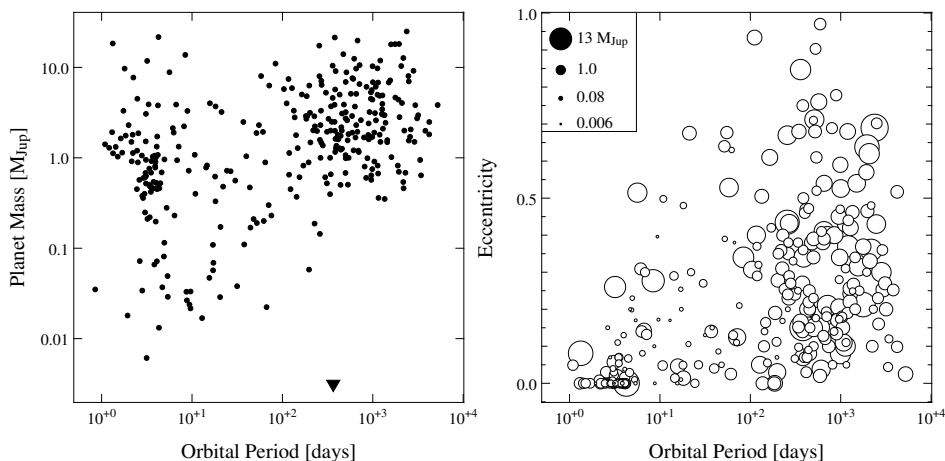


FIG. 1.5 – Échantillon des exoplanètes découvertes jusqu'à fin juin 2009. **Gauche** : Masse de la planète en fonction de sa période orbitale. Le symbole ▼ représente la Terre. **Droite** : Excentricité de l'orbite de la planète en fonction de sa période. La taille du symbole est proportionnelle la masse de la planète. Source : <http://exoplanet.eu>, Jean Schneider, 2009.

1.2 MÉTHODES DE DÉTECTION DES EXOPLANÈTES

Diverses techniques ont été mises au point afin de détecter des planètes extra-solaires. Chacune de ces techniques s'appuie sur une idée particulière, en général assez simple. Ce ne sont pour la plupart que des méthodes de détection indirectes où l'on recherche plutôt l'effet d'un compagnon sur son étoile, mais on a vu récemment les premières détections directes de planètes en orbite autour d'étoiles (Fomalhaut *b*, HR 8799 *b, c, d*, et la probable β Pic *b*).

1.2.1 Vitesses radiales / Spectroscopie Doppler-Fizeau

Cette technique est à ce jour⁴ la plus prolifique en matière de détections d'exoplanètes avec la quasi totalité des planètes découvertes (327 sur 353 détectées ou confirmées).

La présence d'un compagnon (objet massif) autour de l'étoile principale induit un mouvement réflexe de celle-ci. En réalité, si l'on considère que les

⁴Jun 2009.

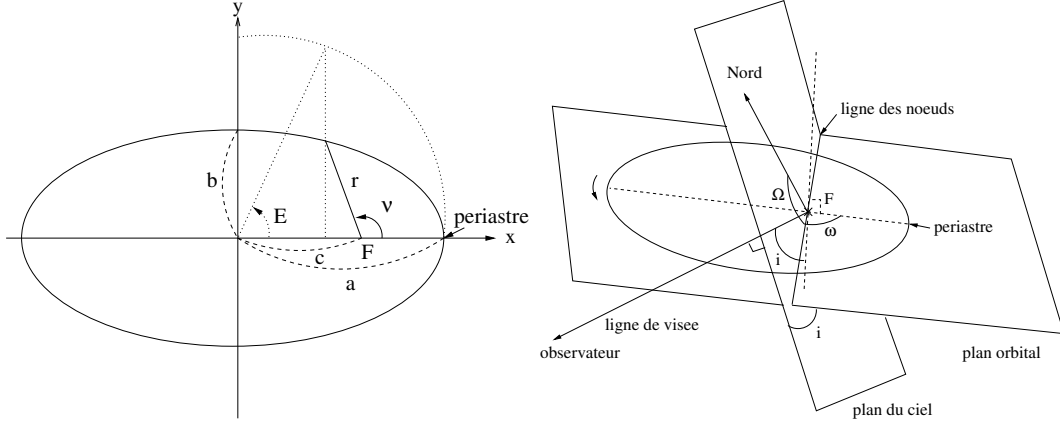


FIG. 1.6 – Paramètres orbitaux dans le plan (*gauche*) et dans l'espace (*droite*).

objets massifs obéissent aux lois de Newton, aussi bien l'étoile que la planète tournent l'une autour de l'autre, le barycentre de l'ensemble étant l'un des foyers des ellipses décrites par chacun des objets. Ainsi, la planète induit un mouvement sur l'étoile et c'est ce mouvement que l'on cherche à détecter. Dans le cas de la méthode des vitesses radiales, on cherche à mesurer la composante de la vitesse sur l'axe de visée (axe radial).

Cette vitesse est liée aux paramètres du système (Fig. 1.6) par le relation suivante (voir *e.g.*, revue de Eggenberger et Udry 2009, pour plus de détails) :

$$V_r(t) = K \left(\cos(v(t) + \omega) + e \cos \omega \right) + \gamma, \quad (1.1)$$

où $v(t)$ est l'anomalie vraie, ω la longitude du périastre, e l'excentricité de l'orbite, γ la vitesse du barycentre du système et K l'amplitude de la vitesse, définie par la relation

$$\frac{(m_p \sin i)^3}{(M_* + m_p)^2} = \frac{P}{2\pi G} K^3 (1 - e)^{3/2}, \quad (1.2)$$

où m_p est la masse du compagnon, i l'angle entre le plan de l'orbite de la planète et le plan du ciel, M_* la masse de l'étoile, P la période de l'orbite et G la constante gravitationnelle. Ainsi, à partir du signal mesuré on peut remonter à la masse projetée ($m \sin i$) du compagnon. Il existe donc toujours une ambiguïté sur la masse réelle du compagnon et il faut des mesures complémentaires (notamment grâce aux transits ou à l'astrométrie) pour obtenir la masse réelle.

Par exemple, si on applique cette relation aux planètes du système solaire, on trouve que Jupiter induit un signal de vitesse radiale dont l'amplitude vaut $12,5 \text{ ms}^{-1}$ et la Terre seulement $8,9 \text{ cm s}^{-1}$. Il faut donc être capable de mesurer de telles vitesses.

Pour effectuer ces mesures, c'est l'effet Doppler-Fizeau qui est utilisé. Le déplacement d'une source lumineuse par rapport à l'observateur provoque une variation de la longueur d'onde de cette lumière selon la relation

$$\frac{\Delta \lambda}{\lambda_0} = \frac{1 + v/c}{\sqrt{1 - v^2/c^2}} - 1, \quad (1.3)$$

où $\Delta \lambda$ est la variation de longueur d'onde par rapport à la longueur d'onde

au repos λ_0 , v est la vitesse de déplacement de la source par rapport à l'observateur et c est la vitesse de la lumière dans le vide.

On réalise cette mesure à partir des positions du centre des raies spectrales contenues dans les spectres de l'étoile que l'on acquiert de façon répétée au cours du temps pour échantillonner au mieux toutes les périodes possibles et détecter les éventuels mouvements de l'étoile provoqués par la présence d'un ou plusieurs compagnons.

Les spectrographes utilisés actuellement pour la recherche de planètes ont des résolutions spectrales de l'ordre de quelques kilomètres par seconde. Pour être capable de mesurer des déplacements de quelques mètres par seconde il faut pouvoir mesurer très précisément la position des raies spectrales (jusqu'au millième de pixel!).

Pour cela, la méthode utilisée généralement dans le cas des étoiles de type solaire consiste à utiliser un maximum des raies d'absorptions contenues dans le spectre de l'étoile. Pour regrouper l'information provenant de l'ensemble de ces raies, on calcule alors ce que l'on appelle la fonction de corrélation croisée (CCF) entre un masque binaire repérant la position des raies dans un référentiel au repos et le spectre de l'étoile (Fig. 1.7).

Une fois cette CCF construite, l'ajustement d'une gaussienne permet de localiser le centre de cette fonction, si l'on considère qu'elle est symétrique et qu'elle n'a pas subi de déformations (comme pourraient provoquer, par exemple, des inhomogénéités à la surface de l'étoile, *cf.* Chap. 3).

Cette méthode est d'autant meilleure que les spectres présentent un grand nombre de raies bien distinctes, ce qui est le cas pour les étoiles âgées de la séquence principale de type spectral M à G qui tournent lentement. Mais les étoiles plus précoces telles que les étoiles de type spectral A et F sont généralement des rotateurs plus rapides (vitesse équatoriale de quelques dizaines à centaines de km s^{-1}) et, du fait de leur température effective plus élevée, contiennent moins de raies d'absorption (éléments neutres ou faiblement ionisés donnant le spectre visible). Cette méthode n'est alors pas bien adaptée pour extraire un maximum d'information des spectres et une nouvelle méthode de calcul des vitesses a été développée (*cf.* Chap. 2).

Critère pour la confirmation d'un candidat compagnon

Lors de la mesure de vitesses radiales variables il est nécessaire d'avoir un critère nous indiquant si ces vitesses sont induites par la présence d'un compagnon ou par un phénomène d'une autre origine comme le mélange du spectre de l'étoile avec celui d'un compagnon stellaire, l'activité ou les pulsations de l'étoile...

La présence d'un compagnon induisant un mouvement réflexe de l'étoile provoque par effet Doppler-Fizeau le décalage en longueur d'onde des spectres (sauf pour $i = 0$). Des vitesses dont l'origine serait la déformation des raies spectrales auraient quant à elles une origine stellaire telle que la présence de pulsations stellaires ou d'inhomogénéités de surface (taches, plages, granulation). Cette déformation ou non des raies spectrales est mesurée à partir de ce que l'on appelle le bissecteur des CCFs. Il s'agit du tracé des points équidistants de chaque bord de la CCF en fonction de la profondeur de la CCF (Fig. 1.8).

Une fois l'ensemble des bissecteurs calculés pour tous les spectres de

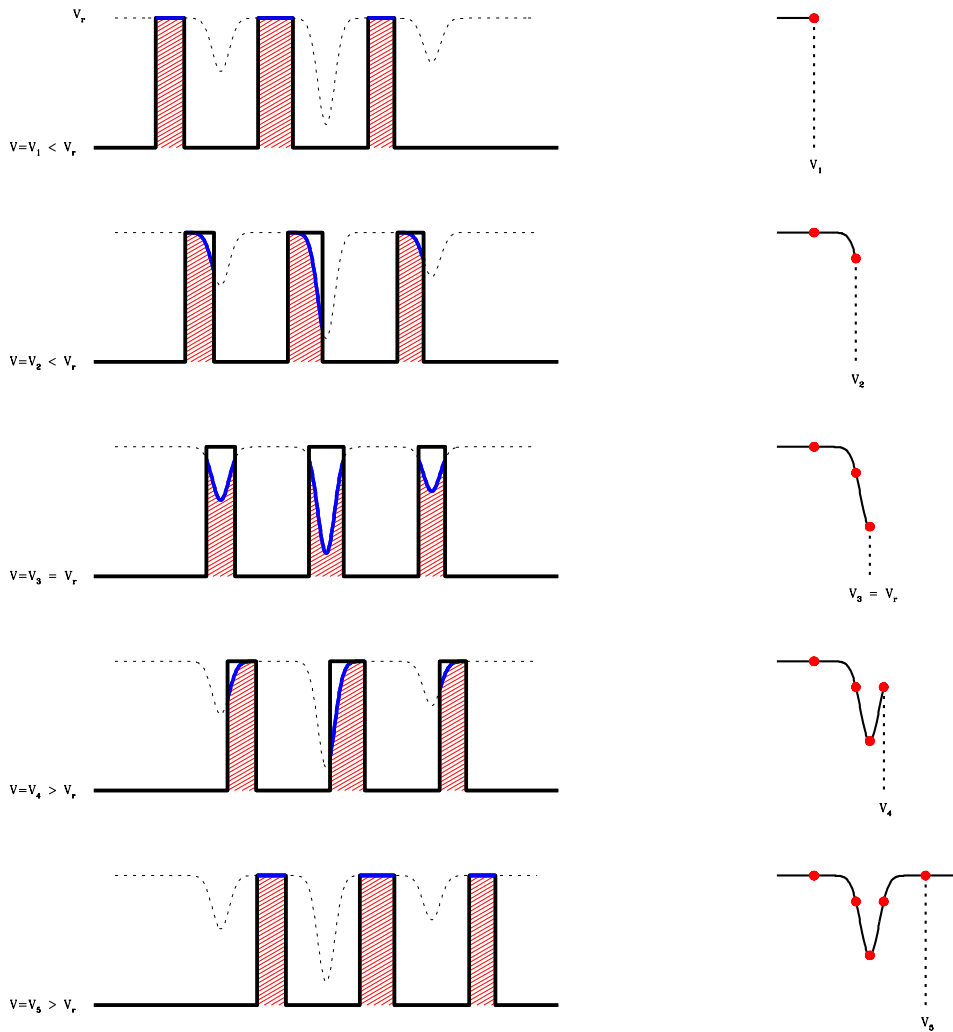


FIG. 1.7 – Construction de la fonction de corrélation entre un spectre et un masque binaire (Melo 2001). La largeur des “trous” (valeurs à 1) du masque binaire est de l’ordre de la résolution instrumentale; elle peut donc être bien plus petite que la largeur des raies si l’élargissement des raies dû à la rotation de l’étoile est grande, i.e., si les raies stellaires sont spectralement résolues. À chaque valeur du décalage en vitesse V_i entre le spectre et le masque le facteur de corrélation est calculé pour donner un point de la fonction de corrélation.

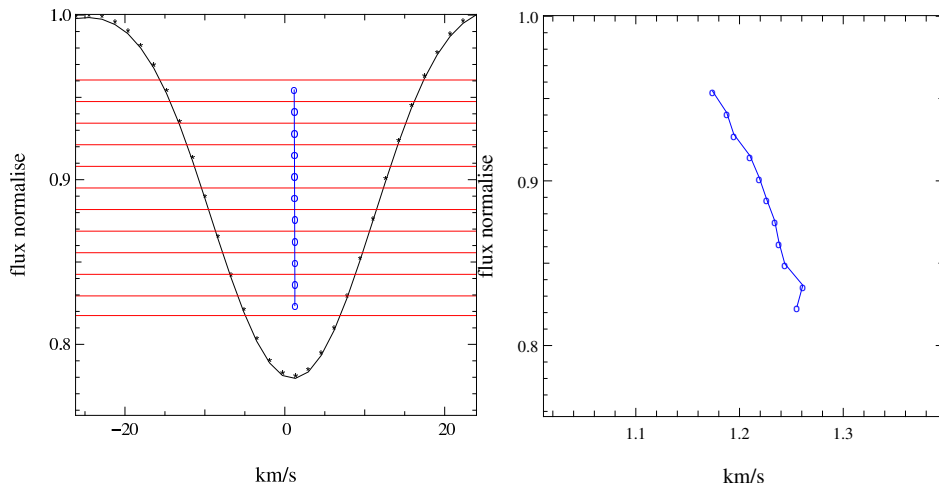


FIG. 1.8 – **Gauche** : CCF d'un spectre d'une étoile de type F8V avec une vitesse de rotation projetée ($v \sin i$) de 13 km s^{-1} et son bissecteur. **Droite** : Bissecteur de la CCF avec un axe des abscisses optimisé afin de voir les déformations du bissecteur.

l'étoile, on peut mesurer s'il y a un décalage significatif des spectres par rapport aux déformations ou si les vitesses mesurées sont corrélées avec ces déformations. Une mesure simplifiée de la déformation peut être faite à partir de la valeur de l'étalement du bissecteur (*Bisector Velocity Span, BVS*), défini comme l'écart en vitesse entre une zone haute et une zone basse du bissecteur, ces zones étant généralement prises entre 10–40% et 55–90% de la profondeur de la CCF respectivement. Des déformations des bissecteurs, notamment de façon corrélée avec les vitesses radiales, indiquent donc que les vitesses mesurées ne sont pas dues à la présence d'un compagnon.

1.2.2 Astrométrie

Dans le cas de l'astrométrie, on s'intéresse toujours au mouvement réflexe de l'étoile, mais cette fois on mesure les déplacements dans le plan du ciel en vue de détecter la signature d'un compagnon sous la forme d'un signal périodique. Il s'agit ici d'être capable de mesurer des angles très petits, il faut donc un instrument ayant une très bonne résolution spatiale.

La signature astrométrique θ qu'une planète induit sur son étoile peut être définie comme l'amplitude de la variation périodique de position. On a :

$$\theta = \frac{m_p a}{M_* d} \text{ secondes d'arc (as)} \quad (1.4)$$

où m_p et M_* sont les masses de la planète et de l'étoile, a est la séparation de l'orbite de la planète (en unité astronomique, UA) et d est la distance de l'étoile (en parsec, pc). Par exemple, observé à 10 pc, Jupiter induit sur le Soleil un déplacement de 0,5 mas.

On voit que la signature astrométrique décroît linéairement avec la distance, ce qui limite la méthode aux étoiles proches. À partir des lois de Képler on obtient :

$$\theta = \frac{m_p}{d} \left(\frac{P}{M_*} \right)^{2/3} \quad (1.5)$$

ce qui implique que θ croît avec la période orbitale et donne accès à des planètes de faible masse à longue période contrairement à ce qui se passe avec la technique des vitesses radiales.

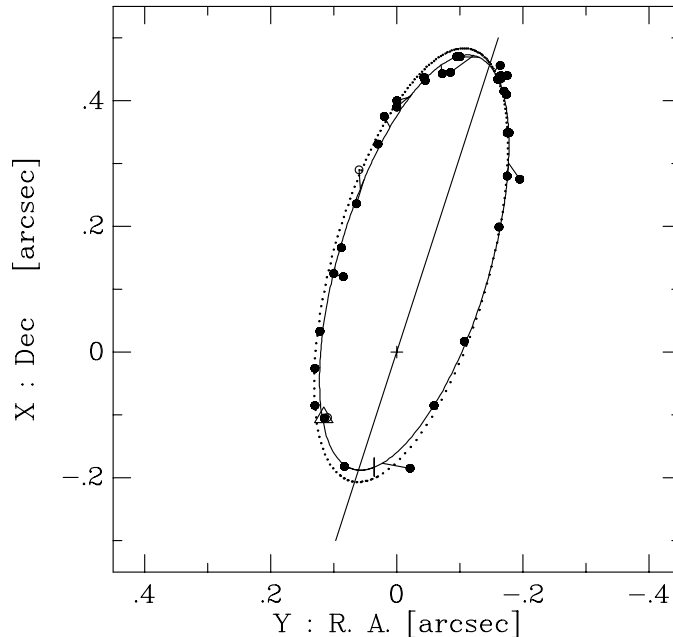


FIG. 1.9 – *Orbite astrométrique de GJ 866 B (secondaire d'un système triple d'étoiles). Séparation selon l'axe de déclinaison en fonction de la séparation selon l'axe d'ascension droite, par rapport à la primaire (Woitas et al. 2000).*

Cette méthode permet de déterminer l'inclinaison du plan orbital et ainsi d'avoir accès à la vraie masse du compagnon à partir du tracé astrométrique de l'orbite et d'une mesure du demi-grand axe de cette orbite obtenue avec la méthode des vitesses radiales par exemple. Pour l'instant, un seul cas de détection d'une planète a été obtenu avec ce procédé (VB 10, Pravdo et Shaklan 2009). La planète GJ 876 *b* a aussi pu être confirmée (Benedict et al. 2002). Cependant, avec des instruments tels que les satellites GAIA (Sozzetti 2009) ou SIM-Lite (Goullioud et al. 2008) on peut espérer que les détections vont être nombreuses, allant même jusqu'à surpasser rapidement celles connues jusqu'à présent.

1.2.3 Transits

Cette technique s'appuie sur des mesures de photométrie. L'idée est de détecter des variations de luminosité de l'étoile alors qu'un compagnon passe entre elle et l'observateur, cachant une partie de la surface de l'étoile (Fig. 1.2).

La baisse de flux engendrée est facilement estimable à partir des surfaces des disques planétaires et stellaires. Dans le cas où toute la surface du compagnon cache une partie de l'étoile la variation relative de flux est, en première approximation (disque uniforme et absence de chromaticité), donnée par :

$$\frac{\Delta f}{f} = \frac{\pi R_p^2}{\pi R_*^2} = \left(\frac{R_p}{R_*}\right)^2 \quad (1.6)$$

où Δf est la baisse maximum de flux, f le flux de l'étoile hors transit, R_p et

R_* les rayons de la planète et de l'étoile. Dans des configurations rasantes, où la surface occultée est inférieure à la surface du compagnon, la baisse de flux est moindre.

Condition de détection

Une condition nécessaire pour détecter un transit est que le plan orbital soit (presque) dans un plan contenant la ligne de visée. C'est-à-dire qu'il faut qu'à un moment donné le compagnon passe effectivement entre l'étoile et l'observateur. Cette condition s'écrit :

$$a \cos i < R_p + R_* \quad (1.7)$$

où a est le demi-grand axe de l'orbite et i l'angle d'inclinaison du plan orbital par rapport à la ligne de visée.

Probabilité de transit

En supposant ces plans orbitaux distribués aléatoirement en orientation, on peut estimer la probabilité p_{trans} d'avoir une configuration adaptée à la détection de transits.

$$p_{\text{trans}} = \int_0^{\frac{R_p+R_*}{a}} d(\cos i) = \frac{R_p + R_*}{a} \quad (1.8)$$

Lorsque l'on a $R_p \ll R_*$ (transit planétaire), on peut alors écrire :

$$p_{\text{trans}} \approx \frac{R_*}{a} \quad (1.9)$$

Dans le cas d'une planète de type Pégaside en orbite à très courte période ($P = 4\text{ j}$, $a \simeq 0,05\text{ UA}$) autour d'une étoile de type solaire ($R_* \simeq 0,005\text{ UA}$), la probabilité est d'environ 10%.

Durée de transit

C'est la fraction de la période orbitale durant laquelle la distance projetée entre les centres de la planète et de l'étoile est inférieure à la somme des rayons.

$$\tau_{\text{trans}} = \frac{P}{\pi} \arcsin \left(\frac{\sqrt{(R_p + R_*)^2 - a^2 \cos^2 i}}{a} \right) \quad (1.10)$$

Dans le cas d'un transit planétaire, on a : $a \gg R_* \gg R_p$, et donc :

$$\tau_{\text{trans}} = \frac{P}{\pi} \sqrt{\left(\frac{R_*}{a}\right)^2 - \cos^2 i} \leq \frac{PR_*}{\pi a} \quad (1.11)$$

Avec $P = 4\text{ j}$, $a = 0,05\text{ UA}$ et $R_* = 0,005\text{ UA}$, on obtient $\tau_{\text{trans}} \simeq 0,13\text{ j}$. C'est l'ordre de grandeur pour un transit de planète à courte période. Cette durée est courte devant la période orbitale.

Des résultats fondamentaux ont été obtenus grâce à cette méthode. De nombreuses planètes ont été détectées et confirmées par mesure des vitesses

radiales, la combinaison des deux donnant accès aux masses réelles des compagnons ainsi qu'à leurs rayons et donc à leurs densités. On sait alors si l'on a affaire à des planètes plutôt telluriques ou gazeuses. Récemment cette méthode a permis la détection de CoRoT-7 *b* (Léger et al. 2009), la planète la plus légère découverte jusqu'alors (seulement $4,8 M_{\oplus}$). Pour ces planètes détectées par transit il est théoriquement possible d'extraire leur spectre de celui de leur étoile à partir du transit secondaire (lorsque la planète passe derrière l'étoile). Ainsi, il est possible d'avoir accès à la composition de l'atmosphère de la planète (*e.g.*, Charbonneau et al. (2002), Swain et al. (2008)).

1.2.4 Imagerie

C'est la seule méthode de détection directe. Il n'y a pas d'ambiguïté lorsque la détection est annoncée, du moins si l'on a bien pris soin de vérifier l'appartenance du compagnon au système considéré (ce qui peut parfois prendre plusieurs années). Néanmoins, l'estimation de la masse du compagnon est effectuée à partir de modèles photométriques pour lesquels la connaissance de l'âge du système est un paramètre important.

Cependant, cette technique est encore peu exploitée pour la détection de compagnons planétaires autour d'étoiles de la séquence principale. D'une part parce qu'il est nécessaire d'avoir une résolution angulaire très grande, dont peu d'instruments sont capables. L'optique adaptative permet d'atteindre des résolutions proches des limites théoriques des grands instruments, nécessaires pour la détection de planètes. D'autre part et surtout, parce que le signal du compagnon planétaire est noyé dans celui de l'étoile, entre 6 et 9 ordres de grandeur plus brillante. Il faut donc un dispositif capable de réduire cet écart afin de faire sortir le signal de la planète avec les instruments actuels dont la dynamique est limitée. Pour cela on peut utiliser des coronographes ; dans ce cadre, les techniques de coronographie interférométriques semblent prometteuses.

Avec 2MASSW J1207334-393254 (Fig. 1.10, Chauvin et al. 2004) on a l'exemple d'un compagnon planétaire (le premier détecté en imagerie), en orbite autour d'une naine brune. Néanmoins, le processus de formation de ce compagnon est *a priori* semblable à celui de formation des naines brunes.

Les planètes Fomalhaut *b* (Kalas et al. 2008), HR 8799 *b, c, d* (Marois et al. 2008), et la probable β Pic *b* (Lagrange et al. 2009b) sont les premières détectées à orbiter autour d'étoiles (Fig. 1.4). Les séparations de Fomalhaut *b*, HR 8799 *b* et *c* sont cependant bien grandes et l'on voit que, pour l'instant, l'imagerie ne peut détecter que les compagnons lointains et plutôt massifs, mais cela en fait une technique très complémentaire avec celle des vitesses radiales ou de l'astrométrie.

1.2.5 Chronométrie des pulsars

Une fois encore, cette technique mesure l'effet d'un compagnon autour d'une étoile, cette fois à un stade avancé d'évolution puisqu'il s'agit d'une étoile à neutrons. Cette étoile émet des pulses radio et si l'observateur se trouve dans le cône d'émission, il est possible de mesurer l'écart entre 2 pulses. Seuls les pulsars ayant des périodes de quelques milli-secondes sont supposés assez stables pour permettre la détection de planètes.

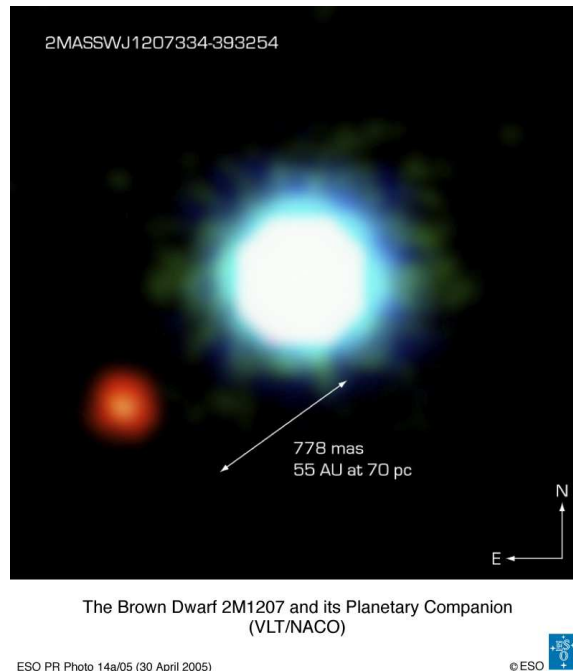


FIG. 1.10 – Image composite en fausses couleurs de la naine brune 2MASSW J1207334-393254 (au centre) et de son compagnon de masse planétaire (dans le quart en bas à gauche), Chauvin et al. 2004).

La présence d’un compagnon autour d’un pulsar induit un mouvement de celui-ci et donc un décalage de l’arrivée du pulse. En mesurant les avances et retards des pulses on peut déduire certains paramètres du système. Le pulsar PSR 1257+12 fait partie d’un système possédant au moins 3 planètes de masses entre 0,02 et 4,39 M_{\oplus} (Wolszczan et Frail 1992).

1.2.6 Micro-lentilles gravitationnelles

Un événement de micro-lentille se produit lorsqu’un objet compact tel qu’une étoile se déplace entre l’observateur et une source lumineuse. Le champ gravitationnel de cet objet (la lentille) déforme l’espace-temps selon la théorie de la relativité générale et les rayons lumineux provenant de l’étoile en arrière plan suivent alors une trajectoire non rectiligne. Certains de ces rayons “périphériques” (n’étant pas normalement dirigés vers l’observateur) sont amenés dans la direction de l’observateur. On recueille alors plus de lumière et il s’ensuit une amplification du signal. Comme le système est en mouvement, il y a une variation de l’amplification au cours du temps et la présence d’un compagnon autour de la lentille peut, dans certains cas, induire une dissymétrie dans la courbe de lumière, visible sous la forme d’un pic secondaire très bref.

Un observateur O observe une étoile S . Un objet massif M , avec un faible paramètre d’impact u avec la ligne de visée, va provoquer une déviation des rayons lumineux d’un angle $\alpha = 4GM/(c^2u)$. Dans le cas de la Fig. 1.11 *gauche*, un rayon lumineux émis de S , intersectant le plan du défecteur en A , sera vu comme s’il avait été émis en I en l’absence de défecteur.

On définit le rayon d’Einstein θ_E (angle sous lequel on le voit), ne dépendant que de la masse du défecteur et de la géométrie du système :

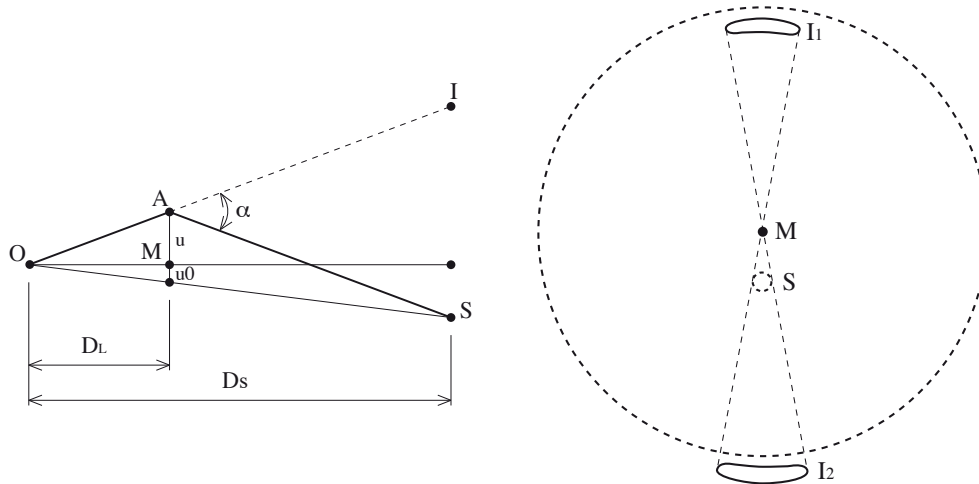


FIG. 1.11 – **Gauche** : Géométrie d'un événement de microlentille. **Droite** : Images multiples et rayon d'Einstein.

$$\theta_E = \sqrt{\frac{4GM D_{LS}}{c^2 D_L D_S}}$$

où D_S est la distance observateur-source, D_L la distance observateur-lentille et D_{LS} la distance lentille-source. Généralement, on écrit l'équation de la lentille sous la forme :

$$u^2 - u_0 u - \theta_E^2 = 0$$

Cette équation a deux solutions, correspondant aux deux images de la source créées par l'effet de lentille gravitationnelle. L'observateur pourra alors éventuellement remarquer deux images de la source, une à l'intérieur (I_1) du rayon d'Einstein et l'autre à l'extérieur (I_2) (Fig. 1.11 **droite**). Dans le cas où le système observateur-masse-source est parfaitement aligné on obtiendrait un anneau comme image de la source.

Cependant, il n'est actuellement pas possible de résoudre les deux images, la taille angulaire du rayon d'Einstein étant très petite. Dans ce cas là, l'amplification de l'étoile source est donnée par :

$$A(u) = \frac{(u^2 + 2)}{u\sqrt{u^2 + 4}}$$

où u est le paramètre d'impact donné en unité du rayon d'Einstein. Ainsi, pour $u = 1$, on obtient $A = 1,34$ ce qui correspond à 0,3 magnitude. Cependant, le phénomène n'est pas statique du fait de la dynamique des corps célestes et la géométrie du système varie (u dépend du temps). De ce fait, l'amplification varie au cours du temps et on peut alors observer une courbe de lumière caractéristique d'une lentille gravitationnelle (Fig. 1.12). Le flux $F(t)$ est mesuré et vaut $F(t) = A(t)F_0$ où F_0 est le flux de la source non amplifiée (la "baseline").

Bien entendu, cette courbe correspond au cas où la source est vue comme une étoile simple et le déflecteur aussi. C'est dans les autres cas que la chose va être intéressante. Par exemple, la présence d'un objet en orbite autour

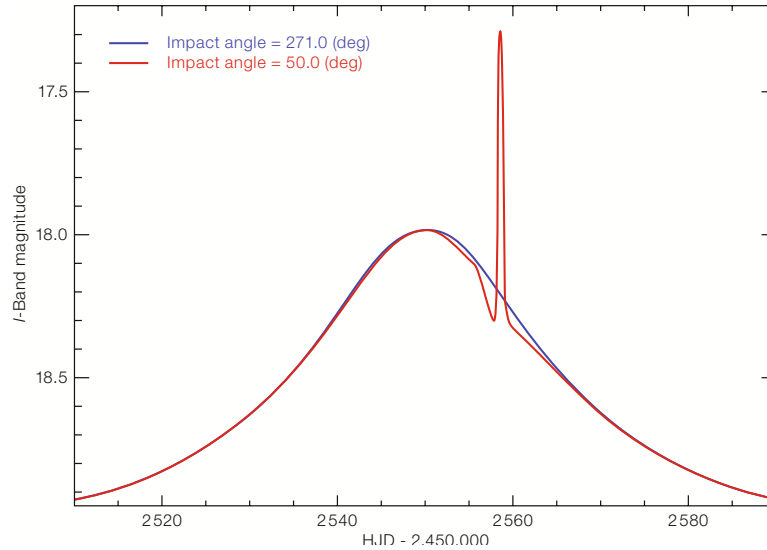


FIG. 1.12 – Courbes de lumière d'un événement de micro-lentille gravitationnelle avec (courbe avec le pic fin) ou sans passage par la caustique provoquée par un compagnon (Beaulieu et al. 2007).

du défecteur peut introduire une perturbation dans la courbe de lumière ce qui trahit sa présence (Fig. 1.12).

Ce pic pouvant ne durer que quelques heures, il est nécessaire d'effectuer un suivi continu, ainsi qu'un traitement en temps-réel des données. Pour cela, le projet PLANET dispose d'un réseau de télescopes dans l'hémisphère sud. Les cibles suivies dans le cadre de ce projet sont tout d'abord détectées par des réseaux tels que OGLE. Elles sont ensuite observées régulièrement (entre 10 et 50 fois dans une nuit) par un ensemble de télescopes répartis autour du globe, ceci permettant un suivi quasi continu jour après jour.

Cette technique est efficace pour détecter des planètes à grandes séparations (1 à 10 UA). Les étoiles hôtes se trouvent à des distances de quelques kiloparsecs du Soleil, c'est-à-dire très éloignées par rapport à celles étudiées par les autres techniques. Les inconvénients principaux sont qu'il n'est pas possible de reproduire l'expérience, ni de vérifier la présence d'un compagnon avec une autre méthode.

Cette technique a permis la détection de la première planète de quelques masses terrestres ($5,5 M_{\oplus}$) autour d'une étoile située à 8,5 kpc (Beaulieu et al. 2006, Fig. 1.13).

1.3 SCÉNARIOS DE FORMATION ET D'ÉVOLUTION DES SYSTÈMES PLANÉTAIRES

Sans surprise, la détection des planètes extra-solaires a soulevé beaucoup de questions. Alors que, il y a encore 20 ans, on ne connaissait que le système solaire et ses planètes, on pensait que les systèmes que l'on allait découvrir seraient similaires au nôtre. Finalement, dès les premières détections, on découvrait des populations de planètes atypiques de notre point de vue. Il faudrait alors parvenir à en expliquer la formation.

Voici quelques unes des questions que l'on se pose encore, mentionnées par Beichman et al. (2009) en vue d'une prospective sur la recherche et

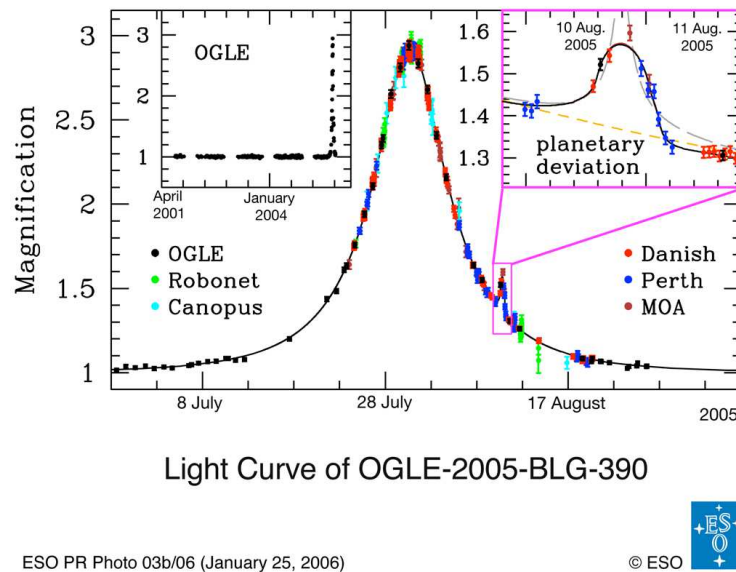


FIG. 1.13 – Courbe de lumière de l'événement planétaire OB-05-390.

la caractérisation de planètes autour des étoiles jeunes. *Quels processus jouent sur la formation et l'évolution dynamique des planètes ? Quand et où les planètes se forment-elles ? Quelle est la distribution de masse initiale des systèmes planétaires autour des étoiles jeunes (et des autres étoiles) ? Comment les planètes pourraient-elles être détruites ? Quelle est l'origine de l'excentricité des orbites planétaires ? Quelle est l'origine du manque apparent de naines brunes à courte période autour des étoiles âgées (le désert des naines brunes) ? Comment la formation et la migration des planètes gazeuses géantes pourraient affecter celle des planètes de type terrestre ? Comment les propriétés observables d'une planète changent avec sa masse et évoluent dans le temps ?* Mais aussi : Quel est l'impact de la masse de l'étoile centrale sur les propriétés des planètes ? Comment la présence d'un compagnon stellaire joue sur la formation et l'évolution des planètes et de leurs orbites ? Quelle est la stabilité des systèmes multi-planétaires ?

Autant de questions qui, pour commencer à y répondre, nécessitent des années d'observations, d'analyses et de discussions sur un échantillon le plus large possible de systèmes planétaires aux propriétés les plus représentatives de la réalité.

Pour l'instant les théories de formation et d'évolution des systèmes se contruisent petit à petit, au fur et à mesure des détections et des caractérisations.

Il existe actuellement deux modèles distinct pour tenter d'expliquer la formation et l'évolution des systèmes planétaires. Celui fondé sur l'accrétion de cœurs, initié par Pollack et al. (1996) (et par la suite *e.g.*, Alibert et al. (2005), Mordasini et al. (2009a), *cf.* Fig. 1.14), est généralement reconnu comme étant celui qui explique le mieux la formation des planètes du système solaire et des planètes détections par la méthode des vitesses radiales. Dans ce modèle, les planètes sont formées dans le disque protoplanétaire à partir des grains de poussières qui le constituent. Ces grains s'agglomèrent pour former petit à petit des corps plus gros jusqu'à obtenir les planétésimaux, les planètes telluriques et les noyaux rocheux des planètes géantes qui accrètent

ensuite le gaz environnant pour former les géantes gazeuses. L'autre modèle tente de former des corps par fragmentation du disque de poussière initial à la suite d'instabilités gravitationnelles et il semble propice à la formation de ces planètes géantes (Kuiper 1951, Cameron 1978, Boss 1997, Durisen et al. 2007) en quelques périodes orbitales si la densité de surface du disque est suffisante, mais la plupart des simulations numériques réalisées à ce jour semblent indiquer qu'il est très difficile de fragmenter un disque pour former des planètes (Papaloizou et Terquem 2006).

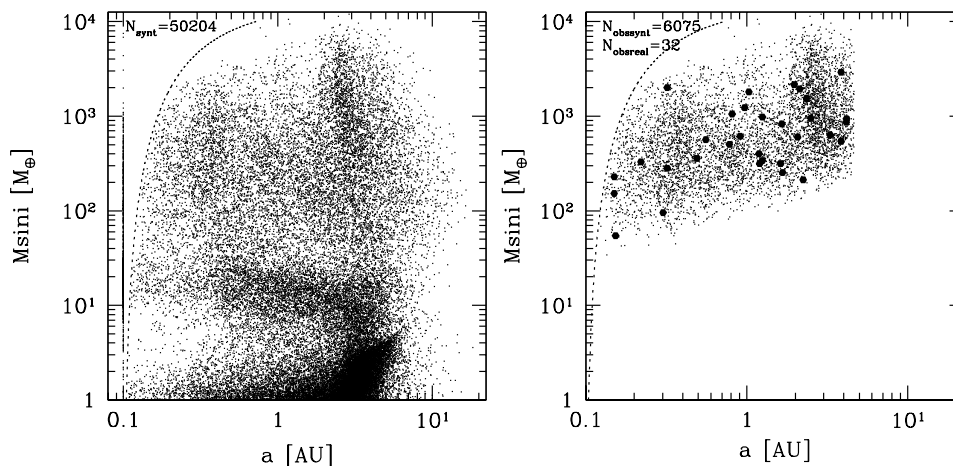


FIG. 1.14 – **Gauche** : Graphe masse projetée-distance pour une population synthétique. **Droite** : Sous-population restante détectable avec une précision de 10 m s^{-1} et un suivi sur 10 ans (une période orbitale). Les gros points représentent des planètes détectées. Source : Mordasini et al. (2009b).

Il est de plus nécessaire qu'il y ait eu une migration des premiers corps formés pour expliquer l'existence des planètes géantes à très courtes périodes qui sont observées en grand nombre (Lin et Papaloizou 1986, Alibert et al. 2005, Ida et Lin 2005). Selon la masse de la protoplanète, celle-ci va subir une migration de type I ou II (Fig. 1.15). Si sa masse est faible, c'est la migration de type I relativement au disque qui aura lieu (Ward 1997, Tanaka et al. 2002, Ida et Lin 2008), à cause d'une asymétrie des couples que subit la protoplanète. Si la protoplanète devient suffisamment massive, c'est la migration de type II qui a lieu et la protoplanète ouvre alors un espace dans le disque protoplanétaire, migre avec celui-ci et suit le même destin.

Les planètes détectées en imagerie Fomalhaut *b*, HR 8799 *b* et *c* sont très intéressantes car elles interrogent sur le processus de formation. Il semble qu'elles n'aient pas pu se former par accrétion sur un cœur rocheux (qui est le scénario actuel préféré pour expliquer les planètes du système solaire et celles détectées par vitesse radiale), avec ou sans migration, mais plutôt suivant un scénario de fragmentation du disque par instabilité gravitationnelle.

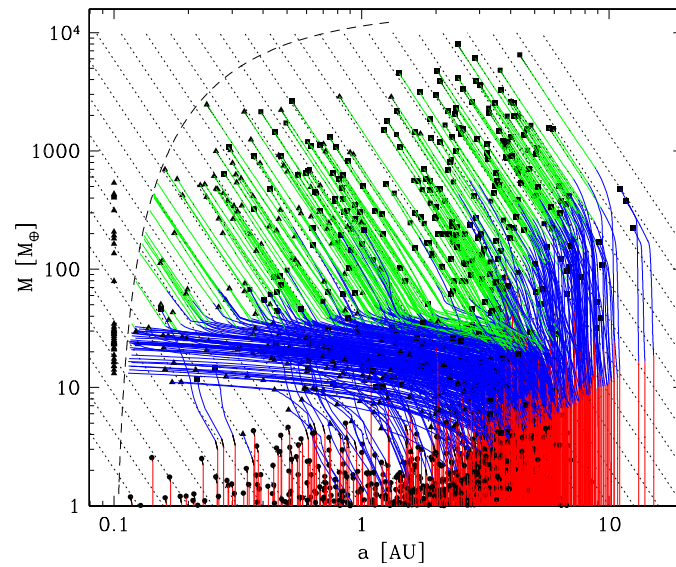


FIG. 1.15 – Chemins de formation planétaire théoriques dans le plan masse-distance. En rouge, les “cœurs avortés” des protoplanètes en formation et qui manque de matériaux pour former des planètes géantes et qui suivent une migration de type I; typiquement on obtient des planètes peu massives à des périodes variées. En bleu, les chemins de formation des cœurs massifs qui ouvrent rapidement un fossé dans le disque protoplanétaire et suivent alors une migration de type II; on obtient alors des planètes plus massives, à des périodes variées, mais aussi des “Neptunes chauds”. En vert, les corps les plus massifs sont formés à partir des matériaux solides situés initialement à grande distance puis vont alors accréter du gas tout en migrant vers l’intérieur (type II); des “Jupiters chauds” sont formés. Source : Mordasini et al. (2009a).

PLANÈTES AUTOUR DES ÉTOILES CHAUDES DE LA SÉQUENCE PRINCIPALE : ÉTAT DES CONNAISSANCES AVANT 2006

SOMMAIRE

2.1	MESURE DES VITESSES RADIALES : ALGORITHME SAFIR . . .	25
2.1.1	Pourquoi un nouvel algorithme?	25
2.1.2	Principe	26
2.1.3	Avantages et limites	27
2.2	DESCRIPTION DES RELEVÉS EN VITESSE RADIALE	28
2.2.1	Définition des échantillons	28
2.2.2	Relevés dans l'hémisphère Nord : spectrographes <i>ELODIE</i> et <i>SOPHIE</i>	28
2.2.3	Relevé dans l'hémisphère Sud : spectrographe <i>HARPS</i> . . .	31
2.3	COMPLÉMENTARITÉ AVEC L'IMAGERIE ASSOCIÉE À UNE OP- TIQUE ADAPTATIVE	31
2.4	RÉSULTATS ANTÉRIEURS À 2006 ET LIMITATIONS	33
2.4.1	Détections	33
2.4.2	Premier regard sur les limitations stellaires	36
2.5	MON TRAVAIL DE THÈSE	36

2.1 MESURE DES VITESSES RADIALES : ALGORITHME SAFIR

2.1.1 Pourquoi un nouvel algorithme ?

Jusqu'à il y a peu de temps (avant l'année 2005), l'unique méthode utilisée pour calculer la vitesse radiale d'une étoile par rapport au référentiel héliocentrique, à un instant donné, était la corrélation du spectre de l'étoile avec un masque indiquant les positions des raies stellaires pour un type spectral donné. De cette corrélation on obtient la fonction de corrélation croisée (*Cross-Correlation Function*, CCF) et l'ajustement d'une courbe de Gauss à cette CCF permet de mesurer la position du centre de cette fonction par rapport à la position au repos, et donc la vitesse radiale de l'étoile.

Cependant cette méthode a ses limitations et ses exigences en ce qui concerne le nombre de raies nécessaires pour obtenir une précision suffisante à la détection de compagnons dans le domaine planétaire. Typiquement,

pour une étoile de type solaire, quelques milliers de raies sont nécessaires pour le calcul de la CCF pour une précision entre 1 et 20 m s⁻¹ (selon l'instrument). Lorsque l'on s'intéresse à des étoiles plus précoces (par exemple des étoiles de types spectraux A–F de la séquence principale), du fait de la température effective plus élevée de ces étoiles et de leur vitesse de rotation plus élevée, le nombre de raies utilisables (suffisamment profondes et non mélangées entre-elles) devient nettement plus faible (quelques dizaines) et la précision de la mesure se dégrade rapidement jusqu'à ne plus être utilisable. Cette contrainte a longtemps forcée les chercheurs de planètes à exclure ces étoiles de leurs échantillons.

En 2005, notre groupe proposait une nouvelle méthode de mesure des vitesses radiales (Galland et al. 2005b) basée sur un algorithme mis au point par Alain Chelli (Chelli 2000). Cette méthode permet d'utiliser plus d'informations provenant des spectres que la méthode de corrélation avec un masque (puisque l'on se sert de morceaux entiers de spectre plutôt que des raies seulement), et donc d'obtenir une mesure de la vitesse radiale d'une étoile malgré des spectres *a priori* pauvres en raies spectrales. Elle a été appliquée avec succès à la recherche de planètes et naines brunes autour des étoiles de type A–F de la séquence principale du diagramme HR (Galland 2006).

L'interface *SAFIR*, développée par Franck Galland, Sylvain Cêtre et Mickaël Micallef, permet une utilisation très efficace de cet algorithme et de nombreux outils d'analyse.

2.1.2 Principe

Brièvement, la mesure de la vitesse radiale ne se fait plus à partir de la corrélation du spectre avec un masque mais par la corrélation *dans l'espace de Fourier* du spectre avec un spectre de référence qui est la médiane de l'ensemble des spectres en notre possession pour l'étoile considérée.

Un peu plus précisément, $\{S_i(\lambda)\}$ sont les spectres de l'étoile et $S_r(\lambda)$ est le spectre de référence, où λ est la longueur d'onde du spectre échantillonné à pas constant. Si le spectre i est décalé par effet Doppler-Fizeau de la vitesse u par rapport au spectre de référence, on a $S_i(\lambda) = S_r(\lambda - \lambda \frac{u}{c})$, c étant la vitesse de la lumière.

$$\hat{I}(v) = \hat{S}_i(v) \hat{S}_r^*(v) = e^{-2i\pi v \lambda_0 \frac{u}{c}} |\hat{S}_r(v)|^2 \quad (2.1)$$

est alors ce que l'on appelle l'interspectre, où le chapeau “^” désigne la transformée de Fourier (TF) et λ_0 la longueur d'onde centrale de la plage considérée. Soit

$$\hat{C}(v_j) = e^{2i\pi v_j \lambda_0 \frac{u}{c}} \hat{I}(v_j) \quad (2.2)$$

où v_j sont les fréquences discrètes associées aux longueurs d'onde discrètes correspondant aux pixels. On a alors :

$$\Im [\hat{C}(v_j)] = \sin \left(2\pi v_j \lambda_0 \frac{v - u}{c} \right) |\hat{S}_r(v_j)|^2 \quad (2.3)$$

Et on peut estimer le décalage en vitesse u du spectre i en faisant varier v afin de minimiser la quantité suivante :

$$\chi^2 = \sum_j \frac{\text{Im}^2[\hat{C}(v_j)]}{\sigma^2(v_j)} \quad (2.4)$$

où $\sigma^2(v_j)$ est la variance de $\Im[\hat{C}(v_j)]$.

L'incertitude ϵ_{or} sur la vitesse mesurée est telle que :

$$\epsilon_{or}^2 = \frac{1}{\left(\frac{2\pi\lambda_0}{c\Delta\lambda}\right)^2 \sum_j j^2 \frac{\Re^2[\hat{C}(v_j)]}{\sigma^2(v_j)}} \quad (2.5)$$

2.1.3 Avantages et limites

L'avantage indéniable de cette méthode de mesure des vitesses radiales est qu'il est possible — et c'était son objectif initial — de l'appliquer à des étoiles dont les spectres sont pauvres en raies spectrales, du fait de leur température effective et/ou de leur vitesse de rotation projetée ($v \sin i$). Elle est cependant aussi applicable aux étoiles plus classiques (de type solaire) pour lesquelles la méthode des masques a été développée (Fig. 2.1), ainsi qu'à tout autre type d'étoile, comme par exemple les étoiles de type M. Il est alors possible d'atteindre la même précision sur les mesures. Du point de vue du type spectral de l'étoile, cet algorithme n'est donc pas limité. Son spectre d'utilisation est donc significativement plus large que celui associé à la méthode traditionnelle.

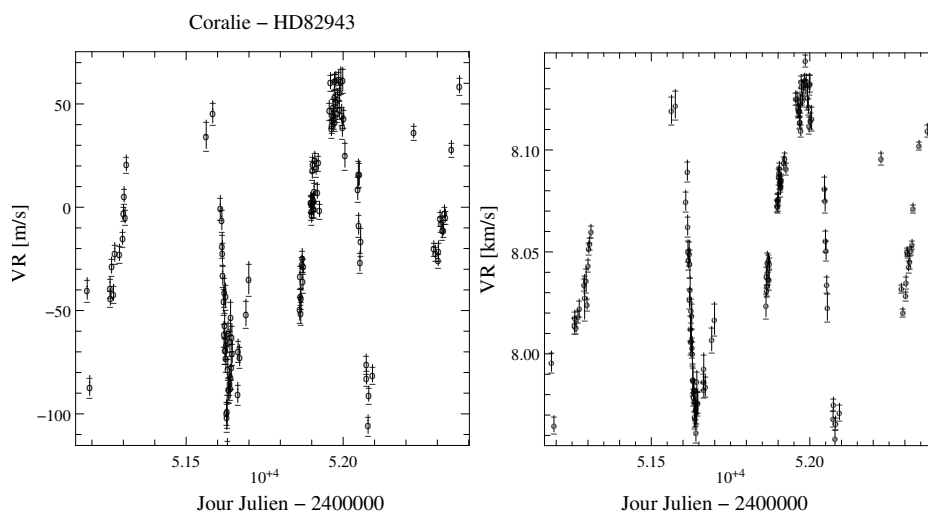


FIG. 2.1 – Mesures des vitesses radiales pour l'étoile à planète HD 82943. Avec SAFIR (*gauche*). Avec TACOS et un masque standard (*droite*). Les valeurs ordonnées des axes sont différentes car notre méthode donne une valeur de vitesse relative au spectre de référence, contrairement à la méthode traditionnelle qui donne une valeur absolue de la vitesse radiale de l'étoile.

Une caractéristique très intéressante de cette méthode est qu'en passant dans l'espace de Fourier on va pouvoir appliquer des fréquences de coupures à l'interspectre. De cette façon, il est aisé de filtrer des effets de variation du continu du spectre (*i.e.*, à basse fréquence, provenant de l'instrument ou de l'étoile), ainsi que le bruit sur les spectres (*i.e.*, à haute fréquence).

Les vitesses radiales étant calculées à partir d'un spectre de référence, lui-même créé à partir de l'ensemble des spectres acquis, il n'est possible

d'obtenir que des vitesses radiales relatives. De plus, la précision sur la vitesse ϵ_{vr} dépend du nombre n de spectres (à rapport signal sur bruit constant) utilisés pour construire le spectre de référence :

$$\epsilon_{vr} \propto \sqrt{1 + \frac{1}{n}} \quad (2.6)$$

2.2 DESCRIPTION DES RELEVÉS EN VITESSE RADIALE

Grâce à cette nouvelle méthode de mesure des vitesses radiales, de nouveaux domaines ont été ouverts à l'exploration pour la recherche de planètes, notamment ces fameuses étoiles chaudes de la séquence principale jusqu'alors délaissées.

2.2.1 Définition des échantillons

Les premiers échantillons définis pour la recherche de planètes autour des étoiles de types spectraux A et F de la séquence principale l'ont été avec pour objectif l'exploration du domaine des planètes et des naines brunes à courtes et longues périodes.

L'objectif ultime étant de faire une étude statistique de l'existence de tels corps autour de ces étoiles, les échantillons ont été limités en volume. Pour chaque type spectral A et F, une distance au Soleil est fixée afin d'obtenir un nombre donné d'étoiles (et statistiquement significatif) dans le volume ainsi défini.

L'existence de spectrographes déjà utilisés pour la recherche de planète dans les deux hémisphères a permis la définition d'échantillons pour chacun de ces hémisphères et de lancer en parallèle deux programmes d'observation.

2.2.2 Relevés dans l'hémisphère Nord : spectrographes *ELODIE* et *SOPHIE*

Quelques mots sur *ELODIE*

ELODIE (Baranne et al. 1996) était installé sur le télescope de 193 cm de l'Observatoire de Haute Provence (OHP) jusqu'à la fin de l'été 2006. Il a été conçu pour couvrir une partie du spectre visible allant de 385 à 680 nm, avec une résolution spectrale de 45 000.

C'est un spectrographe dit "échelle" dont les spectres sont "découpés" pour être recueillis sur une matrice CCD. Ainsi, la totalité du spectre est découpé en 67 sections appelées *ordres*. La lumière provenant de l'étoile est amenée dans le spectrographe par le biais d'une fibre optique.

Un point important à vérifier lors de l'acquisition des spectres est là stabilité du spectrographe, afin de ne pas introduire de décalage en vitesse dont l'origine serait des variations instrumentales. Dans le cas d'*ELODIE*, l'instrument n'étant pas stabilisé en température et en pression, il est nécessaire d'intercaler sur le CCD, entre les ordres du spectre de l'étoile, un spectre standard dont on connaît précisément les positions des raies. On peut alors mesurer la dérive instrumentale pour un spectre donné et la corriger. Ce spectre standard est créé à partir d'une lampe au Thorium-Argon (ThAr). Néanmoins, ce spectre de ThAr s'étale un peu sur le spectre de l'étoile et

ceci peut être gênant dans le cas d'étoiles précoces dont le spectre est pauvre en raies.

L'échantillon

Avec ce spectrographe, il a été entrepris d'observer 120 étoiles de types spectraux A et F de la séquence principale (Fig. 2.2). Pour définir cet échantillon, ont été gardées les étoiles A à moins de 56 parsec et les étoiles F à moins de 33 parsec du Soleil. Les étoiles défavorables à la recherche de planètes ont été exclues (binaires spectroscopiques, binaires visuelles serrées, étoiles à luminosité variable, étoiles magnétiques Am/Ap, δ Scuti et γ Doradus connues).

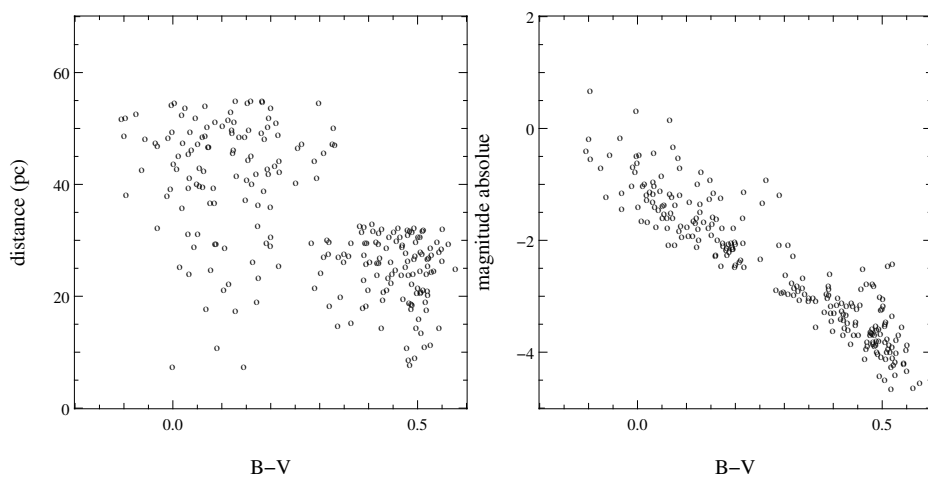


FIG. 2.2 – **Gauche** : Sélection des étoiles en volume autour du Soleil. **Droite** : Sélection des étoiles de la séquence principale.

Performances

La figure 2.3 illustre les performances d'*ELODIE* avec *SAFIR* pour l'échantillon précédemment décrit.

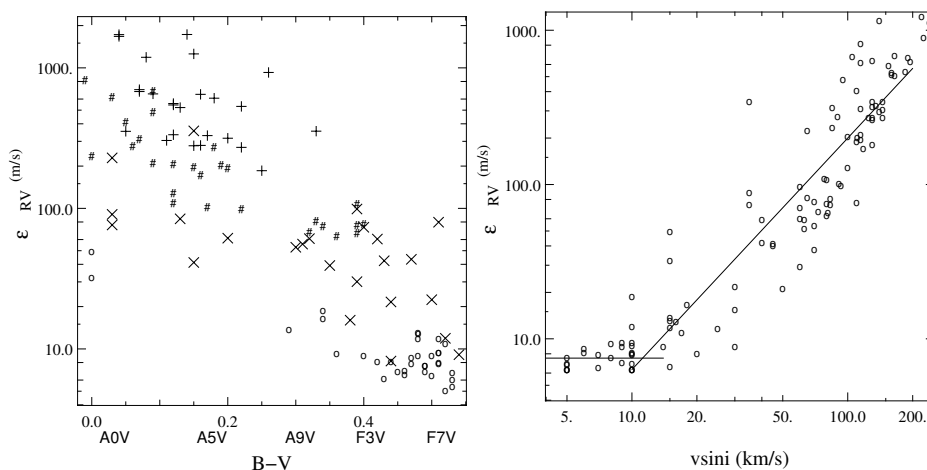


FIG. 2.3 – **Gauche** : Erreur ϵ_{rv} en fonction de l'indice $B - V$ de l'étoile pour toutes les étoiles de l'échantillon et différents groupes de $v \sin i$: $v \sin i < 20 \text{ km/s}$ (\circ), $20 \text{ km/s} < v \sin i < 70 \text{ km/s}$ (\times), $70 \text{ km/s} < v \sin i < 130 \text{ km/s}$ ($\#$), $130 \text{ km/s} < v \sin i$ ($+$). **Droite** : La même erreur ϵ_{rv} en fonction du $v \sin i$.

On voit immédiatement que plus on va vers les $B - V$ faibles (types spectraux plus précoces) donc des spectres avec un nombre de raies utilisables plus petit, plus la précision sur la mesure diminue, et ceci pour une vitesse de rotation donnée. On remarque cependant que la dépendance au $B - V$ est faible alors que celle au $v \sin i$ est plutôt forte (élargissement des raies par effet Doppler-Fizeau).

À partir de telles précisions de mesure, on peut définir des masses limites détectables comme illustré sur la figure 2.4.

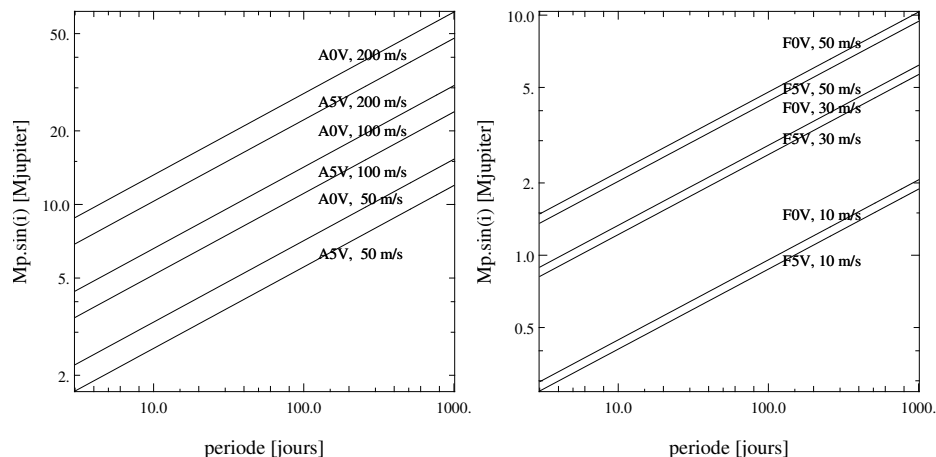


FIG. 2.4 – Masse limite détectable dans le cas d'*ELODIE*, en considérant un compagnon en orbite circulaire, entraînant une variation de vitesse radiale d'amplitude $\pm 3 \epsilon_{vr}$ (limite de détection) pour différentes périodes, différents types spectraux et différentes erreurs ϵ_{vr} .

Après *ELODIE* : *SOPHIE*

Depuis Octobre 2006 un nouveau spectrographe *SOPHIE* (Bouchy et Team 2006) est installé à l'OHP pour prendre la suite d'*ELODIE*. Les performances ont bien sûr été améliorées et avec une résolution de 75 000 et une précision visée de 1 m s^{-1} , il ouvre les portes de la détection des super-Terres dans l'hémisphère Nord. Je développerai les résultats obtenus avec *SOPHIE* dans le chapitre 4.

Conjointement à l'installation de *SOPHIE*, le Consortium RPE (Recherche de Planètes Extrasolaires) a été créé afin de regrouper les efforts des différents acteurs de la recherche d'exoplanètes par vitesse radiale (principalement français et suisses) et donc d'optimiser notre efficacité pour la détection des planètes. Ce consortium regroupe les programmes suivants :

- Recherche à haute précision des super-Terres ;
- Relevé systématique pour la recherche de planètes géantes ;
- Relevé systématique pour la recherche de planètes autour des étoiles naines M ;
- Relevé systématique pour la recherche de planètes autour des étoiles naines A et F ;
- Suivi à long terme des candidats longues périodes *ELODIE*.

Avec près d'un tiers des nuits allouées au Consortium chaque semestre, l'échantillonnage dans le temps peut facilement être adapté aux objectifs visés : recherche à longues périodes, courtes périodes, systèmes multi-planétaires, analyse d'activité des étoiles intéressantes.

L'aspect recherche de planètes autour d'étoiles naines A et F, ainsi qu'une pré-étude statistique de l'échantillon seront développés dans la section 4.3.

2.2.3 Relevé dans l'hémisphère Sud : spectrographe *HARPS*

Quelques mots sur le spectrographe

Parallèlement au suivi des étoiles de l'hémisphère Nord avec *ELODIE*, un échantillon a aussi été défini pour l'hémisphère Sud. L'instrument idéal pour la recherche de planètes dans cet hémisphère est le spectrographe *HARPS* (High Accuracy Radial velocity Planet Searcher, Pepe et al. 2002, Mayor et al. 2003). Installé sur le télescope de 3,6 m de l'ESO (European Southern Observatory) à La Silla (Chili), il a été conçu spécialement pour la recherche de planètes de faibles masses. L'instrument et les logiciels de réductions permettent d'atteindre une précision sans précédent pour la mesure des vitesses radiales (inférieur au mètre par seconde). Les spectres recueillis couvrent une plage de longueur d'onde de 378 à 691 nm avec une résolution spectrale de 115 000. Tout comme *ELODIE* et *SOPHIE*, c'est un spectrographe échelle constitué de 72 ordres. Mais le gros avantage de ce spectrographe est qu'il est stabilisé en température et en pression, ce qui réduit considérablement les dérives instrumentales. Pour notre échantillon d'étoiles il est alors possible de se passer de l'utilisation de la calibration avec la lampe au ThAr pendant l'acquisition des spectres.

L'échantillon

L'échantillon initial a été défini de la même façon que pour *ELODIE* mais en sélectionnant les étoiles visibles de l'hémisphère Sud à moins de 67 parsecs pour les étoiles B8–A9 et 33 parsecs pour les étoiles F0–F7. Il contient 208 étoiles.

Performances

La figure 2.5 illustre les performances obtenues sur *HARPS* avec *SAFIR* pour l'échantillon précédemment décrit. Les masses limites détectables sont représentées sur la figure 2.6.

2.3 COMPLÉMENTARITÉ AVEC L'IMAGERIE ASSOCIÉE À UNE OPTIQUE ADAPTATIVE

Comme nous l'avons vu, la méthode des vitesses radiales pour la détection de planètes extrasolaires est d'autant plus efficace que les planètes sont massives proches de leur étoile. Les compagnons lointains sont difficilement détectables car l'amplitude de leur effet est faible et le temps pour couvrir une période devient vite prohibitif. Pour une recherche de compagnons planétaires la plus complète possible il est donc nécessaire d'utiliser une technique complémentaire, adaptée aux compagnons lointains.

L'imagerie associée à une optique adaptative est la meilleure technique directe permettant la détection des objets les plus faibles (les moins massifs) et les plus proches de leur étoile possible.

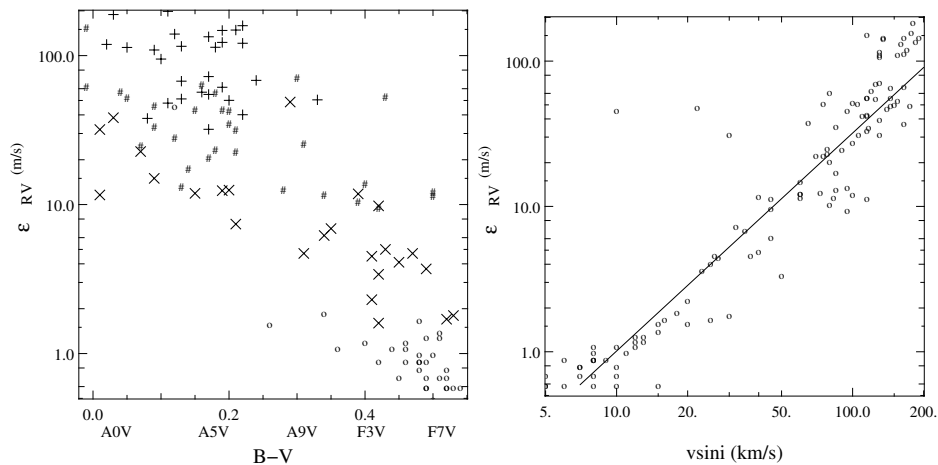


FIG. 2.5 – **Gauche** : Erreur ϵ_{rv} en fonction de l'indice $B - V$ de l'étoile pour toutes les étoiles de l'échantillon et différents groupes de $v \sin i$: $v \sin i < 20 \text{ km/s}$ (\circ), $20 \text{ km/s} < v \sin i < 70 \text{ km/s}$ (\times), $70 \text{ km/s} < v \sin i < 130 \text{ km/s}$ ($\#$), $130 \text{ km/s} < v \sin i$ ($+$). **Droite** : La même erreur ϵ_{rv} en fonction du $v \sin i$.

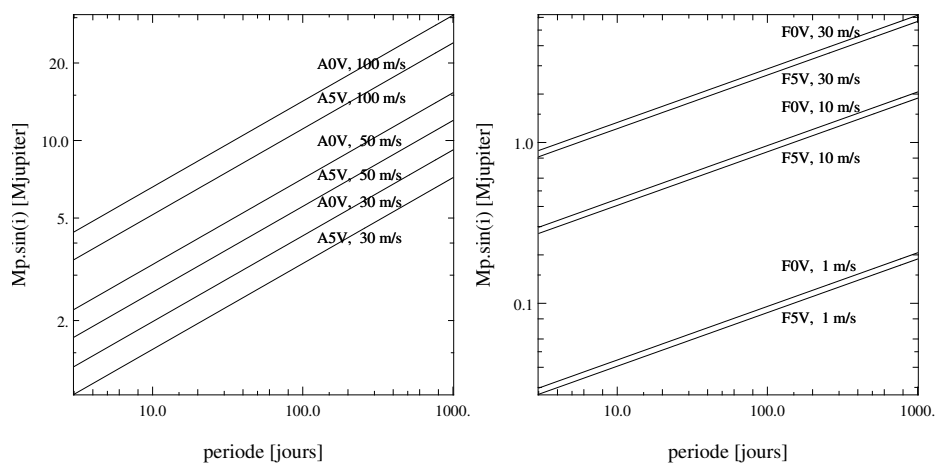


FIG. 2.6 – Masse limite détectable dans le cas de HARPS.

En parallèle à la recherche de planètes autour des étoiles A–F par vitesse radiale, le groupe d’Anne-Marie Lagrange a entrepris une recherche en imagerie au CFHT avec PUEO dans l’hémisphère nord et au VLT avec NACO dans l’hémisphère sud.

Après plusieurs missions d’observation, des candidats de type étoile de très faible masse ou naine brune ont été détectés mais il est nécessaire d’effectuer de nouvelles observations pour obtenir une confirmation du lien entre ces candidats et leur étoile. Avec PUEO, 41 candidats ont été détectés autour de 26 étoiles sur 53 observées. Avec NACO, 21 candidats ont été détectés autour de 14 étoiles sur 22 observées.

2.4 RÉSULTATS ANTÉRIEURS À 2006 ET LIMITATIONS

2.4.1 Détections

Grâce la mise en place de l’outil *SAFIR* et au temps alloué à ce programme de recherche de planètes et de naines brunes autour des étoiles A et F, les premiers résultats sont apparus très rapidement. Avec la première planète autour d’une étoile de la séquence principale aussi précoce que F6V (Galland et al. 2005a, et Fig. 2.7), et une naine brune autour d’une étoile pulsante de type A9V (Galland et al. 2006, et Fig. 2.9), la technique de mesure a confirmé ses performances et a ouvert un nouveau champ d’exploration pour la recherche de planète et pour la compréhension des phénomènes régissant la formation des systèmes planétaires. Elle a aussi permis la confirmation de la planète Tau Boo *b* et la caractérisation d’étoiles binaires.

Une planète autour de l’étoile de type F6V HD 33564

La première planète à avoir été découverte au cours de ce programme, grâce à *SAFIR* et à *ELODIE* fut HD 33564 *b*. Les caractéristiques de cette planète sont extraites de l’ajustement d’un modèle képlérien présenté sur la figure 2.7. D’une masse minimale $9,1 M_{\text{Jup}}$ et d’une orbite excentrique ($e = 0.34$) de 388 jours, elle a fait l’objet d’une publication dans la revue *Astronomy & Astrophysics*, Galland et al. (2005a). Le périodogramme de la figure 2.8 ne montre pas de pic à 388 jours mais plutôt de la puissance à longue période (>150 jours). Ceci peut s’expliquer par le faible nombre de mesures prises sur seulement un peu moins de deux périodes.

Une naine brune autour de l’étoile pulsante de type A9V HD 180777

Par la suite, une naine brune a pu être caractérisée ($m \sin i = 25 M_{\text{Jup}}$, $e = 0.2$, $P = 28$ jours) avec le même spectrographe (Galland et al. 2006). Cette détection a montré l’efficacité de l’algorithme de calcul des vitesses radiales pour une étoile précoce de type A9V dont la vitesse de rotation projetée est élevée ($v \sin i = 50 \text{ km s}^{-1}$). De plus, elle est particulièrement intéressante car elle montre aussi la possibilité de détecter des compagnons autour d’étoiles qui pulsent, ces pulsations perturbant notablement les vitesses radiales comme on peut le voir sur les résidus de l’ajustement (Fig. 2.9, *gauche*). Le périodogramme (Fig. 2.10) confirme la présence de la périodicité à 28 jours.

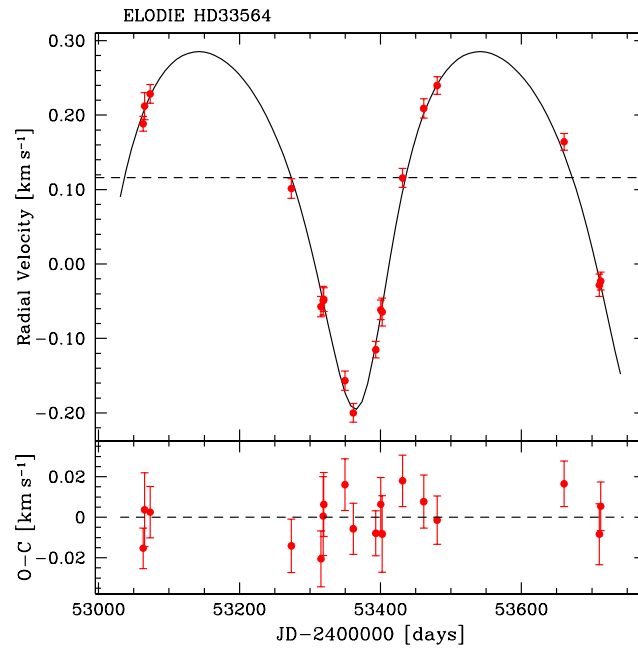


FIG. 2.7 – Ajustement d'un modèle képlérien sur les mesures de vitesses radiales d'HD 33564. Un compagnon de masse minimale $9,1 M_{\text{Jup}}$ sur une orbite excentrique ($e = 0.34$) de 388 jours.

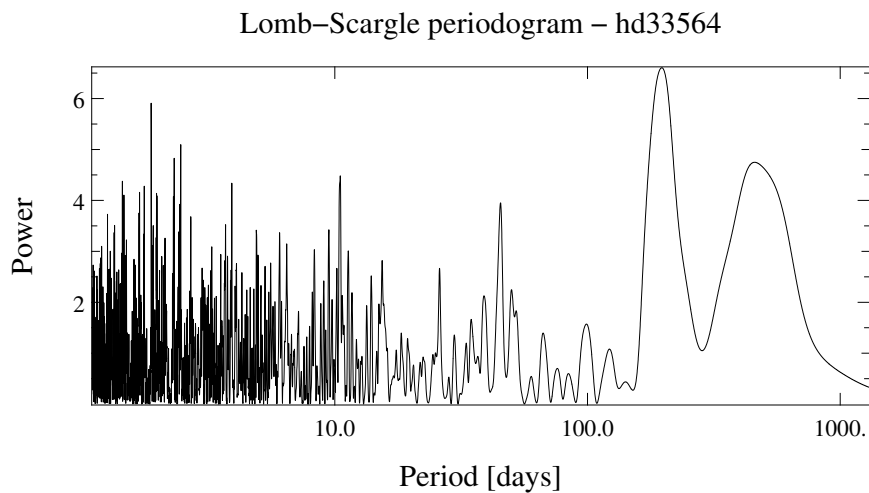


FIG. 2.8 – Périodogramme des vitesses radiales de HD33564. Le nombre limité de mesures ne permet pas de faire sortir clairement un pic de puissance à la période de l'ajustement, mais il existe de la puissance à longue période (>150 jours).

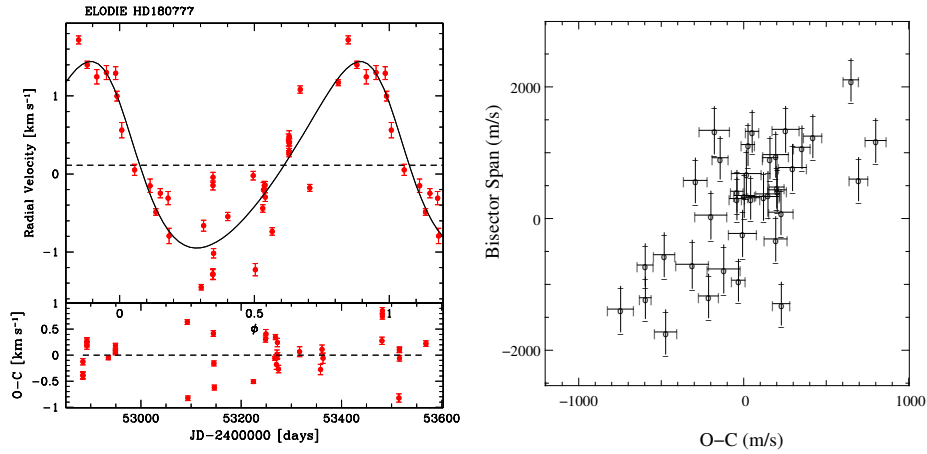


FIG. 2.9 – Gauche : Ajustement d'un modèle képlerien sur les mesures de vitesses radiales d'HD 180777. Un compagnon de masse minimal $25 M_{\text{Jup}}$ sur une orbite excentrique ($e = 0.2$) de 28 jours. Droite : Corrélation entre une mesure de déformation des raies et les vitesses résiduelles autour de l'ajustement.

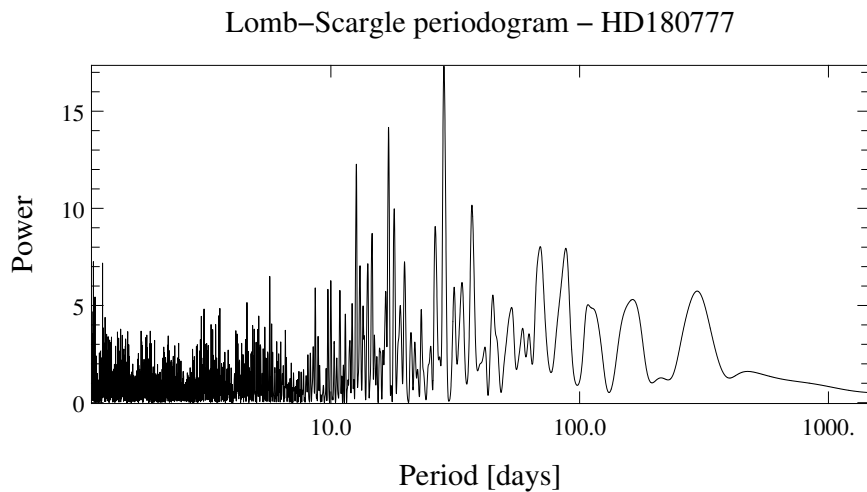


FIG. 2.10 – Périodogramme des vitesses radiales de HD180777. Malgré la difficulté à distinguer visuellement une période dans les vitesses radiales, le périodogramme présente un pic de puissance à 28 jours, identique à la période qui sort de l'ajustement d'un modèle képlerien aux vitesses.

Dans ce cas là, l'effet des pulsations est visible sur les raies spectrales. Elles induisent des déformations des raies dont on fait une mesure grâce aux bissecteurs. À partir du tracé de l'étalement du bissecteur en fonction des résidus des vitesses sur l'ajustement (Fig. 2.9, *droite*), il est possible de déduire que les vitesses résiduelles autour de l'ajustement sont induites par ces déformations spectrales.

2.4.2 Premier regard sur les limitations stellaires

La détection d'une naine brune autour de l'étoile pulsante HD 180777 est un premier pas vers la détection de compagnons autour d'étoiles "perturbées". Alors que jusqu'à présent les étoiles faisant partie des échantillons pour la recherche de compagnons planétaires étaient méticuleusement sélectionnées afin d'écartier celles pouvant présenter des variations stellaires, nous avons maintenant la capacité d'étendre cette recherche à une plus vaste gamme d'étoiles. Ceci nous offre donc la possibilité de sonder les paramètres de la formation des systèmes stellaires de façon unique.

Néanmoins, il existe certaines limitations à la détection d'un compagnon autour d'une étoile présentant des perturbations. Une fois la précision de mesure atteinte pour détecter des variations de vitesses radiales, il faut parvenir à distinguer le signal d'origine stellaire du signal induit par un ou plusieurs compagnons.

2.5 MON TRAVAIL DE THÈSE

À la lumière de ces résultats nous voyons d'une part l'intérêt d'effectuer la recherche de compagnons autour de ces étoiles chaudes rendue possible par une nouvelle méthode de mesure des vitesses radiales, et d'autre part la nécessité de mieux comprendre et caractériser les effets stellaires pouvant perturber les signaux de vitesse. Au cours de ma thèse j'ai donc poursuivi et géré les programmes d'observations avec *SOPHIE* et *HARPS* dans le but de détecter des compagnons planétaires autour des étoiles chaudes de la séquence principale (Chap. 4) et j'ai participé aux observations et à l'analyse des données pour la recherche de compagnons autour des étoiles des associations jeunes et proches (Chap. 5). J'ai aussi développé un outil de simulation des phénomènes stellaires (taches, plages, convection, pulsations, Chap. 3) dans le but de comprendre l'effet de tels phénomènes sur les vitesses radiales (ainsi que sur la photométrie) afin de diagnostiquer rapidement l'origine des variations de vitesses observées, que ce soit pour les étoiles chaudes, les étoiles jeunes ou pour les étoiles de type solaire, mais aussi pour quantifier l'effet des cycles d'activité stellaire tels que celui du Soleil et pour montrer leur impact sur la recherche des planètes de faibles masses à courtes ou longues périodes.

PHÉNOMÈNES STELLAIRES PERTURBANT LES MESURES

3

SOMMAIRE

3.1	PRÉSENTATION DES PHÉNOMÈNES	37
3.1.1	Granulation	38
3.1.2	Activité solaire/stellaire	39
3.1.3	Pulsations des étoiles	44
3.2	SIMULATIONS DES TACHES ET COMPARAISON AVEC DES OB- SERVATIONS	46
3.2.1	Description du code	46
3.2.2	Simulations simples à une tache	47
3.2.3	Quelques cas à 2 taches	60
3.2.4	Étoiles jeunes / très actives, vitesses de rotation variées	61
3.3	SIMULATION TACHES + COMPAGNON	66
3.3.1	Exploration théorique	66
3.3.2	Ajout d'un compagnon dans les simulations numériques	68
3.4	SIMULATION DES VITESSES RADIALES DU SOLEIL	68
3.4.1	Simulation des vitesses radiales à partir de la description des taches et des plages observées	68
3.4.2	Simulation de l'activité solaire à partir des données statis- tiques	101
3.5	SIMULATIONS PRÉLIMINAIRES DES PULSATIONS	105
3.5.1	Description	105
3.5.2	Premiers résultats	107
3.6	CONSÉQUENCES POUR LA RECHERCHE DE COMPAGNONS	112
3.6.1	Signes d'activité, bissecteurs, Ca II H&K, H α	112
3.6.2	Rechercher des planètes autour des étoiles actives	114
3.6.3	Signes de pulsation	116
3.6.4	Rechercher des planètes autour des étoiles pulsantes	118
3.7	IMPACT DE L'ACTIVITÉ STELLAIRE SUR LA RECHERCHE DES PLANÈTES DE PETITES MASSES	120
3.7.1	Sélection des planètes	120
3.7.2	Comparaison entre signal planétaire et tache simulée	122
3.7.3	Discussion des critères de discrimination planète/tache	128
3.7.4	Cas multi-taches/multi-planètes	130
3.7.5	Bilan	130

3.1 PRÉSENTATION DES PHÉNOMÈNES

Les vitesses radiales étant calculées à partir des spectres stellaires, les phénomènes induisant des changements de ces spectres peuvent produire des

variations de vitesse. Un spectre stellaire tel que nous l'observons est intégré sur la surface de l'étoile puisque nous ne résolvons pas la surface de celle-ci. Ainsi, chaque élément de surface de l'étoile contribue au spectre intégré à partir de son spectre local. Selon l'appartenance de cet élément à une tache, une plage, un granule ou autre, la contribution peut être modifiée en flux (zone plus ou moins sombre), en longueur d'onde λ (effet de vitesse) ou en raies (variation de flux inhomogène en λ). La Fig. 3.1 présente la structure du Soleil telle qu'elle est communément admise. L'intérieur solaire est soumis à des pulsations de type g et p (cf. Sect. 3.1.3), l'extérieur présente différentes caractéristiques visibles à différentes longueurs d'ondes. Lors de l'observation d'étoiles par spectroscopie afin d'en extraire des vitesses radiales, nous sommes sensibles à ce qui se passe au niveau de la photosphère où les différents éléments chimiques présents créent des raies en absorption.

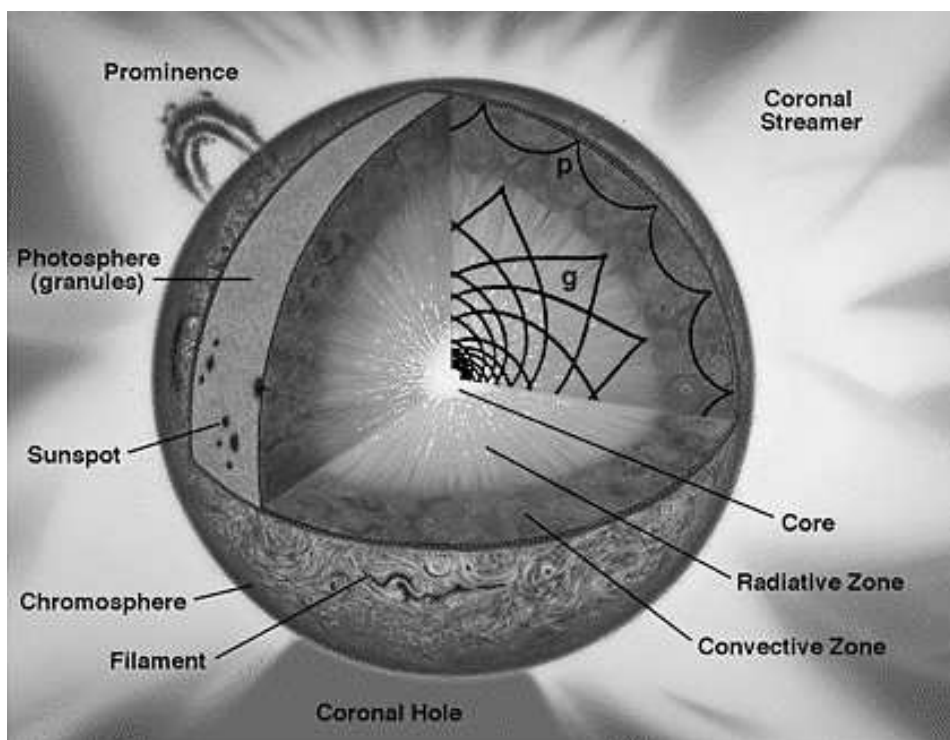


FIG. 3.1 – Structure du Soleil. Source : SOHO/MDI/SOI.

3.1.1 Granulation

La granulation à la surface du Soleil a pour origine des mouvements de convection dans la zone convective. Elle est observable dans le domaine visible des longueurs d'onde et se manifeste par des cellules de petites tailles (≈ 1500 km, Fig. 3.2). La durée de vie de ces cellules est de l'ordre de quelques minutes pour le Soleil.

Par ailleurs, il existe d'autres phénomènes ayant pour origine possible la convection (Hathaway et al. 2000), ce sont la méso-granulation et la super-granulation (Rieutord et al. 2000) qui sont similaires à la granulation mais avec des échelles de taille et de durée de vie supérieures (Deming et al. 1987, Meunier et al. 2008).

Ces différents phénomènes ont une influence non négligeable (jusqu'à

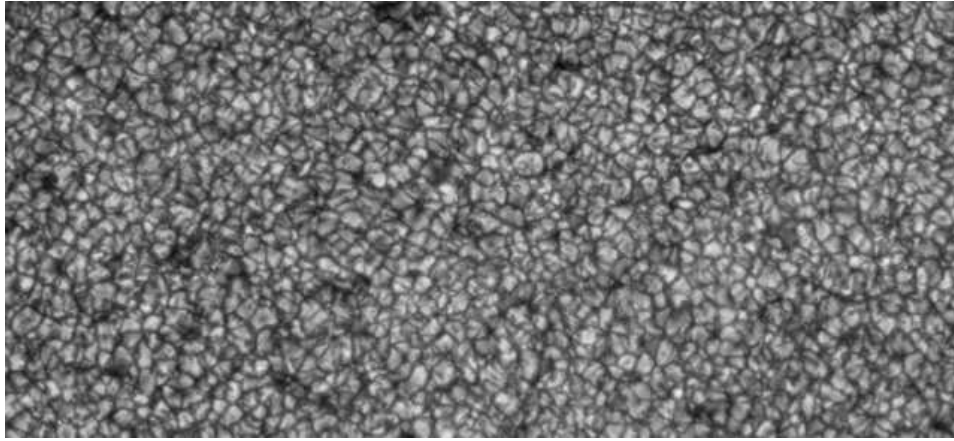


FIG. 3.2 – Image de la granulation solaire. Source : Pic du Midi.

quelques m s^{-1}) sur les vitesses radiales mesurées des étoiles, ceci à différentes amplitudes et échelles de temps (Deming et Plymate 1994, Marquez et al. 1996b;a, Saar et Donahue 1997, Aigrain et al. 2004, Ramírez et al. 2008, Gray 2009).

3.1.2 Activité solaire/stellaire

L'activité magnétique solaire est caractérisée par un cycle d'environ 11 ans au cours duquel le Soleil évolue entre une période de forte activité et une période de faible activité (Fig. 3.3). Cette activité se manifeste par des structures à fort champ magnétique ($B > \text{kiloGauss}$) telles que des taches plus froides que la photosphère (sombres dans le visible) — plus nombreuses par forte activité —, de plages ou facules légèrement plus chaudes que la photosphère, et — entre autres — par un bilan d'irradiance (une luminosité) plus important par forte activité.

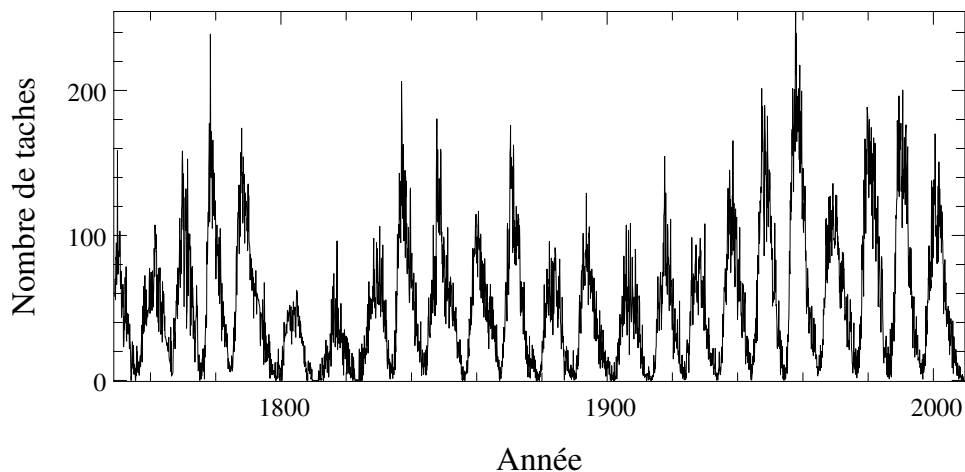


FIG. 3.3 – Nombre de taches au cours des cycles d'activité du Soleil depuis 1750. Source : Solar Influences Data Analysis Center (SIDC).

À partir des observations du Soleil nous tentons d'extrapoler les résultats vers les autres étoiles. Des études observationnelles similaires à celle du Soleil sont nécessaires pour les étoiles de masses et d'âges variés mais nous sommes limités par notre incapacité à résoudre la surface de l'étoile. Des

techniques telles que l'imagerie Doppler (Khokhlova 1975, Vogt et Penrod 1983) permettent de reconstruire une image de la surface de l'étoile à partir des variations de profil des raies, mais on est limité à des étoiles à rotation rapides (optimum pour un $v \sin i$ entre 40 et 80 km s⁻¹) et la résolution spatiale est très limitée. On peut principalement voir des inhomogénéités de surface assez contrastées telles que des grosses taches. La spectropolarimétrie permet aussi de faire la carte des inhomogénéités magnétiques de la surface des étoiles (*e.g.*, Phan-Bao et al. (2009) avec le spectropolarimètre ESPaDOnS Donati (2003)).

Pour observer les cycles stellaires des étoiles, il est possible de s'intéresser aussi à la photométrie ou à certaines raies particulièrement sensibles à l'activité comme les raies du calcium Ca II H et K. Des études de ce type ont été menées, par exemple par Lockwood et al. (2007) et Hall et al. (2007) qui montrent la diversité et l'irrégularité des cycles stellaires d'activité magnétique.

Taches

Au cours du cycle d'activité magnétique, des taches sombres sont présentes à la surface du Soleil, en nombre variable selon l'intensité de l'activité. Elles sont plus nombreuses par forte que par faible activité. Leur durée de vie varie entre quelques jours et quelques semaines mais elle peut aller jusqu'à plusieurs années sur d'autres étoiles (*e.g.*, la tache présente à la surface de HD 166435, Queloz et al. (2001)).

Dans le cas du Soleil, la zone la plus sombre de la tache — *l'ombre* — a une température effective environ 1700 K plus basse que celle de la photosphère, alors que la zone plus claire — *la pénombre* — n'est plus froide que d'environ 900 K (Berdyugina 2005, et Fig. 3.4). La distribution en taille des taches solaires varie sur une grande gamme de tailles, de quelques millièmes à plusieurs millièmes de la surface d'un hémisphère¹. Les plus grosses taches solaires observées font moins d'un pourcent de l'hémisphère visible mais sur d'autres étoiles, notamment les jeunes, cela peut aller jusqu'à plusieurs dizaines de pourcents.

Les différentes taches présentes à la surface du Soleil sont réparties préférentiellement en groupes qui font partie de régions actives plus vastes (Fig. 3.5).

La présence de taches à la surface des étoiles perturbe la vitesse radiale mesurée. Dans le pire des cas, des taches peuvent même nous faire croire à la présence de planètes autour de l'étoile considérée, et bien évidemment, ceci aurait pour conséquence de biaiser la statistique des planètes et affecterait les conclusions que l'on pourrait déduire pour la formation des systèmes planétaires.

Quelques cas intéressants ont été publiés sur ces taches à la surface d'étoiles à "planètes" (*e.g.*, Fig. 3.6). Queloz et al. (2001) ont montré que les variations de vitesse radiale mesurées étaient dues à une tache à la surface de l'étoile HD 166435 (période du signal 3,8 jours, $K = 83 \text{ m s}^{-1}$), le signal est resté stable pendant plusieurs années ce qui semble peu courant pour une tache. Début 2008, Setiawan et al. (2008) ont annoncé une planète

¹Soit de $\times 1$ à $\times 1000$ *micro-hémisphères*, ou 10^{-6} à $10^{-3} A_{1/2\odot}$, $A_{1/2\odot}$ étant la surface d'un hémisphère.

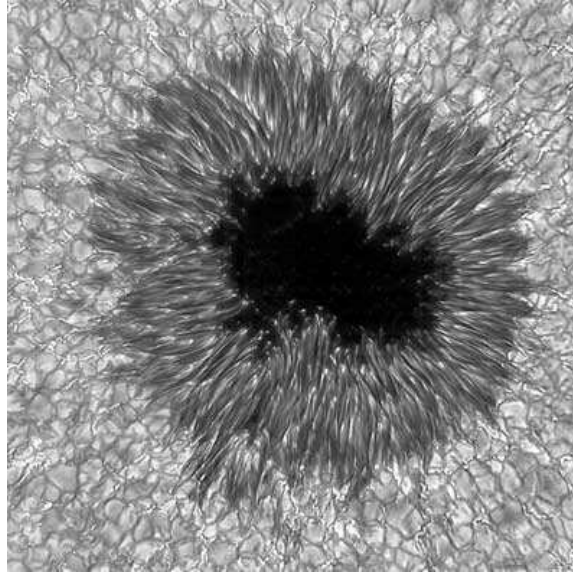


FIG. 3.4 – Image d'une tache solaire. La zone centrale la plus sombre représente l'ombre de la tache et la partie périphérique la pénombre. Source : Friedrich Woeger, KIS, and Chris Berst and Mark Komsa, NSO/AURA/NSF.

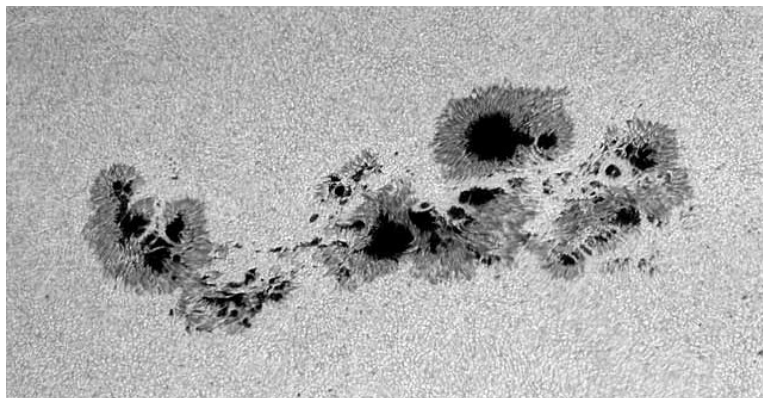


FIG. 3.5 – Image d'un groupe de taches solaires. Les taches sont rarement isolées, en particulier lors des périodes de forte activité. Source : NSO/AURA/NSF.

massive à courte période autour de l'étoile jeune TW Hydrae. Ce type de planètes est très recherché pour contraindre les échelles de temps de formation des systèmes planétaires. Malheureusement, peu de temps après Huélamo et al. (2008) montrèrent, à l'aide de mesures plus précises et d'autres diagnostics que ceux utilisés (notamment des mesures de vitesses radiales dans l'infrarouge), que les variations de vitesse radiale mesurées étaient en réalité dues à la présence d'une tache. La première planète à courte période autour d'une étoile jeune reste donc à découvrir, si elle existe ! L'étude de Bonfils et al. (2007) montre la présence d'une planète autour d'une étoile "tachée" (GJ 674 avec une planète de $11 M_{\oplus}$ à 4,7 jours de période autour d'une étoile tachée avec $P_{\text{rot}} = 35$ jours). Ainsi, malgré la présence de taches, il est possible de détecter des planètes, moyennant une analyse plus poussée et des observations plus nombreuses. Dans les sections 3.2, 3.4 et 3.3 j'expose l'effet des taches à partir de simulations numériques détaillées, les chapitres 4 et 5 contiennent des exemples d'étoiles actives observées, certaines abritant probablement des planètes.

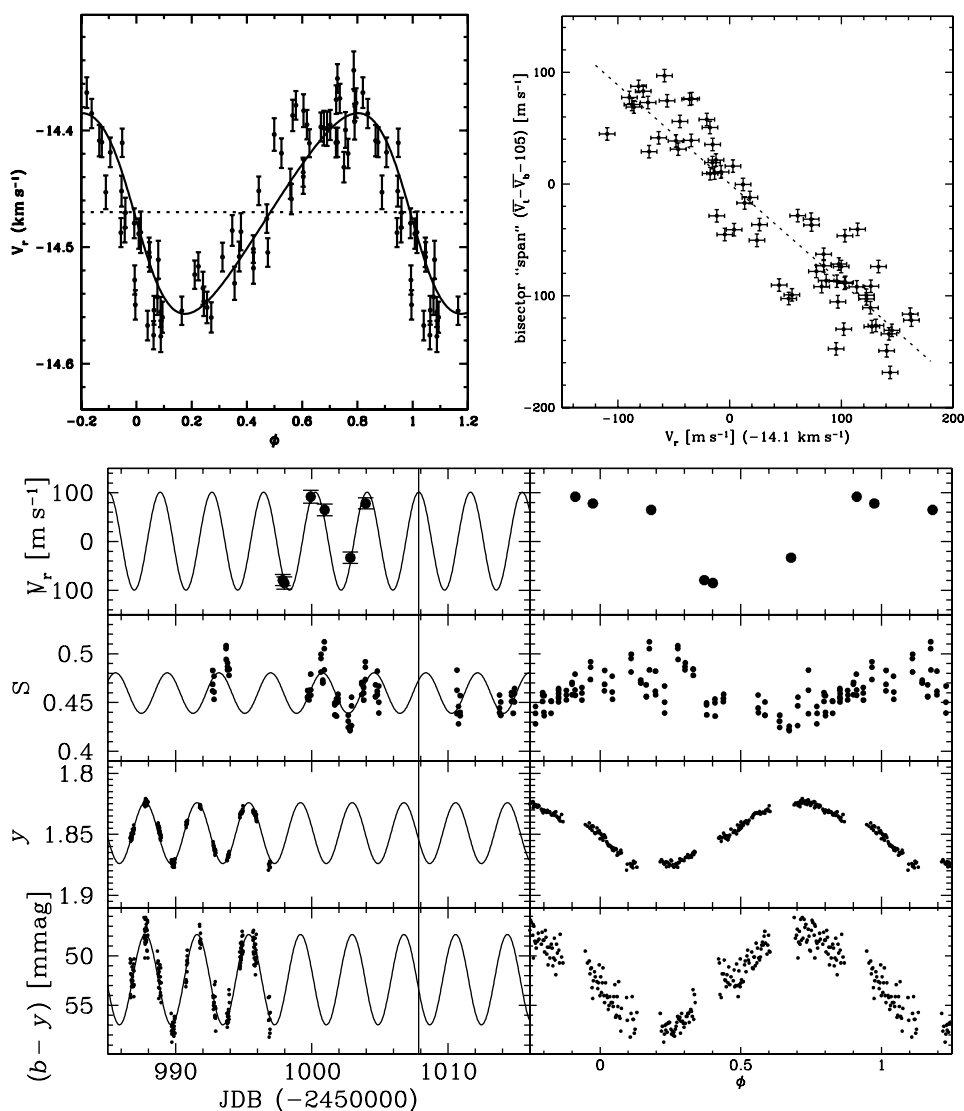


FIG. 3.6 – Effet observé de taches stellaires. Vitesses radiales, photométrie et BVS de l'étoile HD 166435. Source : Queloz et al. (2001).

Plages

Les plages (ou facules) sont un autre signe d'activité de l'étoile. Ce sont des zones nettement plus étendues que les taches (Fig. 3.7) mais aussi bien moins contrastées (l'écart de température entre la photosphère avec et sans plages est seulement de quelques dizaines de degrés Kelvin alors qu'il peut être de plusieurs centaines ou milliers pour les taches). De plus, le contraste va dépendre de la distance de la plage au centre du disque stellaire. Les plages sont plus visibles proches du limbe (mais avec une surface projetée moindre) et presque invisibles proche du centre du disque stellaire. L'effet sur les vitesses radiales n'est donc pas directement transposable de celui des taches.

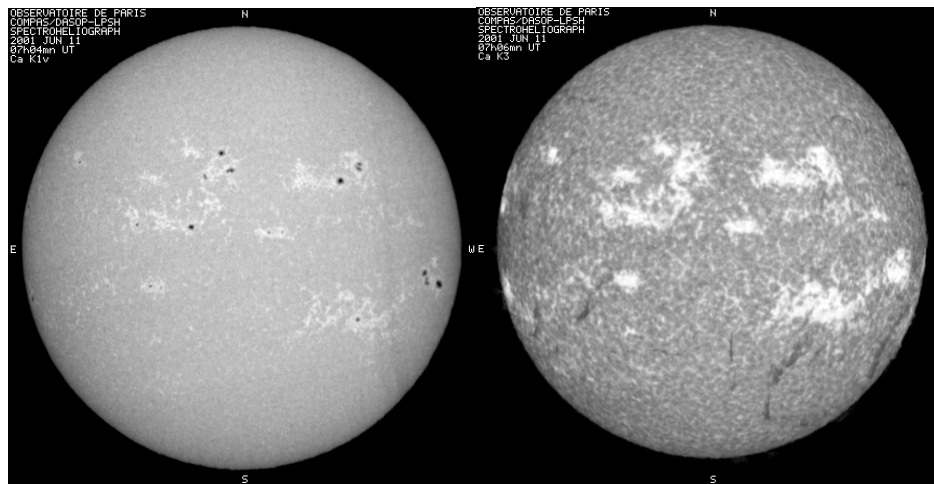


FIG. 3.7 – *Gauche* : Spectrohéliogramme du Soleil dans la raie Ca II K à $3933,2\text{\AA}$ (K1v, photosphère), les pixels les plus sombres représentent les taches, les zones un peu plus brillantes sont les plages. *Droite* : Spectrohéliogramme du Soleil dans la raie Ca II K à $3933,7\text{\AA}$ (K3, haute chromosphère), les taches ne sont plus visibles mais les plages ressortent comme des zones très brillantes. Source : BASS2000.

De plus, dans les plages, il existe des variations de la convection, ce qui ajoute une composante en vitesse. Cet effet s'additionne à l'effet de contraste et de profil de vitesse de l'étoile. La signature des plages est donc complexe (cf. Sect. 3.4).

L'existence de taches étant liée à celle de plages (en particulier pour le Soleil), les effets de chacune se cumulent et selon la contribution relative de chacun pouvant varier, il n'est pas aisé de prédire sans calcul détaillé les effets en photométrie ou en vitesse radiale.

Extension aux autres étoiles

De nombreux paramètres peuvent varier pour étendre notre connaissance de l'activité du Soleil aux autres étoiles, et en particulier les étoiles chaudes et les étoiles jeunes.

- Le cycle d'activité magnétique peut très bien exister avec une période quelconque ou ne pas être périodique (la périodicité de celui du Soleil n'est déjà pas bien comprise).
- La densité, la distribution en taille et en position des taches sont probablement bien différentes d'une étoile à l'autre.

- Le rapport surface des taches / surface des plages est certainement une autre variable à prendre en compte.
- La durée de vie de ces éléments peut aussi être différente de ceux observés sur le Soleil et variable d’une tache/plage à l’autre.
- Le contraste aussi est potentiellement très variable, même d’une tache/plage à l’autre pour une étoile donnée.

Il n’est donc pas facile de savoir à quoi s’attendre en terme d’observation lorsque le seul exemple que l’on ait est le Soleil. On peut tout de même être sûr que les configurations sont variées et qu’il faut se préparer au mieux à les identifier, notamment avec les premières indications données par des satellites comme CoRoT.

3.1.3 Pulsations des étoiles

Les étoiles sont comme des instruments de musique qui entrent en résonance sous l’effet d’une excitation extérieure. Dans le cas des étoiles, c’est ce qui se passe à l’intérieur qui provoque la “résonance”. Selon la zone de l’étoile on trouve différents types de pulsations. Dans la zone radiative il existe des pulsations de type g (comme *gravitationnel*), générées par des perturbations du champ gravitationnel. La zone convective, si elle existe, est quant à elle le lieu de la propagation des pulsations de type p (comme *pression*), ayant pour origine des variations de pression.

Modes de pulsation

Selon les caractéristiques de l’étoile, les modes de pulsation sont variés. Il existe généralement un mode principal et des harmoniques. Le mode principal peut être un mode de pulsation radial (*e.g.*, les Céphéides) ou un mode non radial. En un point donné (θ, ϕ) de la surface de l’étoile et à un instant donné t , on peut les décrire de façon théorique à partir des harmoniques sphériques qui s’écrivent sous la forme (Unno et al. 1989, Hatzes 1996) :

$$V_r = V_p P_l^m(\cos \theta) e^{im\phi} e^{i\omega t} \quad (3.1)$$

$$V_\theta = k V_p \frac{d}{d\theta} P_l^m(\cos \theta) e^{im\phi} e^{i\omega t} \quad (3.2)$$

$$V_\phi = k V_p \frac{P_l^m(\cos \theta)}{\sin \theta} \frac{d}{d\phi} e^{im\phi} e^{i\omega t} \quad (3.3)$$

où V_p est l’amplitude en vitesse des pulsations, P_l^m le polynôme de Legendre associé au mode $(l; |m|)^2$ de pulsation, k une constante de proportionnalité entre les vitesses horizontales et verticales, ω la pulsation associée à la fréquence des pulsations et t le temps.

Le coefficient k est défini par

$$k = P \sqrt{\frac{M_*}{R_*^3}}$$

² l est le nombre de lignes délimitant des zones de la surface oscillant avec des phases opposées et m est le nombre de cercles méridiens.

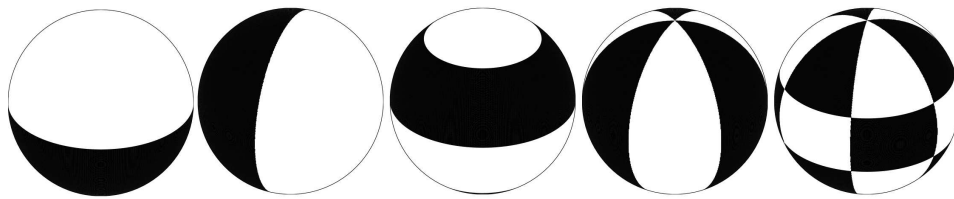


FIG. 3.8 – Exemples de modes de pulsations non radiales. De gauche à droite : $(l; |m|) = (1; 0), (1; 1), (3; 0), (3; 3), (5; 3)$.

où P est la période des pulsations en jours, M_* et R_* la masse et le rayon de l'étoile en masse et rayon solaires. Pour les modes p , $k < 1$, pour les modes g , $k > 1$.

Les amplitudes et les périodes sont très diverses d'une étoile à l'autre mais globalement, elles évoluent avec le type spectral de l'étoile. Une étoile de type solaire (G–K) est généralement agitée par des pulsations non radiales de faibles amplitudes³ (quelques m s^{-1}) et de très courtes périodes (< 3 – 15 min, Figs. 3.9 et 3.10). Des étoiles plus massives ($> 1.5 M_\odot$, $\approx \text{F4V}$ – A3V) peuvent quant à elles pulser avec de très grandes amplitudes ($> 1 \text{ km s}^{-1}$) et des périodes pouvant aller jusqu'à quelques jours. Les étoiles de type δ Scuti pulsent avec des amplitudes de l'ordre du kilomètre par seconde et avec des périodes relativement courtes de l'ordre de l'heure. Les étoiles de type γ Doradus pulsent avec des amplitudes similaires mais avec des périodes jusqu'à quelques jours. Ces étoiles pulsantes sont celles que l'on risque de rencontrer lors de la recherche de planètes autour des étoiles A–F (Chap. 4) de la séquence principale.

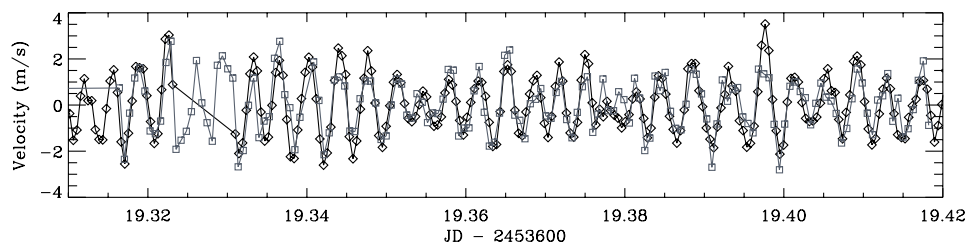


FIG. 3.9 – Vitesses radiales du Soleil observé avec HARPS (\square) et BiSON (Birmingham Solar-Oscillations Network, équipé de 6 télescopes) (\diamond) sur de courtes périodes. Source : Kjeldsen et al. (2008).

Les pulsations des étoiles, qu'elles soient de type solaire ou non, sont principalement étudiées à partir de la photométrie. Chaque étoile est observée en continu pendant le plus long intervalle de temps possible (des nuits séparées sur Terre, et de manière bien plus continue dans l'espace). En maximisant le temps d'observation en continu, on a alors accès à de nombreux modes de pulsations, ce qui permet de caractériser l'intérieur des étoiles de la même façon que l'on utilise les ondes sismiques terrestres pour caractériser l'intérieur de la Terre. Des satellites comme CoRoT (Baglin et al. 2006) sont en partie dédiés à de telles études.

Il est aussi possible de s'intéresser à ces pulsations à partir d'une étude des vitesses radiales (Soriano et Vauclair 2009). Ce n'est pas ce qui nous in-

³Les modes pris isolément ont une amplitude entre 10 et 50 cm s^{-1} , mais la somme des différents modes présents peut produire des variations de vitesse radiale jusqu'à environ 10 fois ces amplitudes sur une durée de quelques minutes.

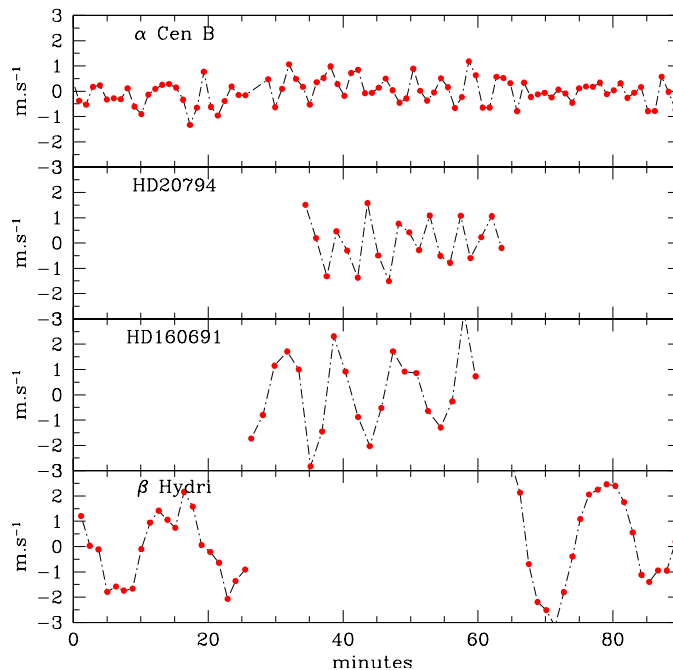


FIG. 3.10 – Séquences d’observations sur des étoiles de type solaire avec HARPS. Les pulsations stellaires de faibles amplitudes et de très courtes périodes sont clairement visibles. Source : Eggenberger et Udry (2009).

téresse directement ici mais la présence de pulsations va perturber le spectre provenant de l’étoile et donc être gênante pour la recherche de compagnons. Dans le cas des étoiles de type solaire, l’amplitude étant faible, elle n’est pas forcément gênante selon la précision de l’instrument. Si celui-ci atteint le niveau auquel les pulsations sont visibles il est toujours possible de facilement moyennner leur effet en observant l’étoile pendant une quinzaine de minutes puisque les périodes de pulsations sont plus courtes. Lorsque l’on s’intéresse à des étoiles plus massives, cette stratégie n’est plus applicable et les pulsations vont à l’encontre de la détection de compagnons.

3.2 SIMULATIONS DES TACHES ET COMPARAISON AVEC DES OBSERVATIONS

3.2.1 Description du code

Afin de comprendre l’effet de la présence de taches à la surface des étoiles, j’ai développé un code permettant de simuler le spectre d’une étoile dont la surface présente des taches (Desort et al. 2007). Les spectres obtenus sont alors traités avec *SAFIR* de la même façon que des spectres réels pour en déduire des vitesses radiales (*cf.* Chap. 2).

L’algorithme

L’étoile est découpée en tranches de latitude et de longitude pour former un ensemble de cellules. À chaque cellule on associe une vitesse radiale, calculée à partir de la projection de la vitesse de la cellule due à la rotation de l’étoile, et un contraste fonction de l’assombrissement centre-bord et de la

présence ou non d'une tache. Pour obtenir le spectre provenant de l'ensemble de l'étoile, il suffit d'effectuer la somme des contributions de chaque cellule de l'hémisphère visible. Les effets qui vont introduire une différence entre le spectre initial créé à partir de modèles d'atmosphères sont :

- la vitesse de rotation de l'étoile, se traduisant par une vitesse radiale différente d'une cellule à l'autre et donc à un décalage en longueur d'onde.
- l'assombrissement centre-bord.
- le contraste d'une cellule par rapport à une autre, induit par la présence ou non de taches, ce qui change le poids de la contribution de la cellule en flux. Il est estimé comme étant le rapport de flux d'un corps noir à la température T_{eff} sur celui d'un corps noir à la température T_{sp} à la longueur d'onde considérée.

Récapitulatif des paramètres

Voici la liste des paramètres pris en compte lors d'une simulation à une tache :

T_{eff}	Température de la photosphère (Kelvin). Elle permet le calcul du contraste de la tache par rapport à la photosphère et des coefficients \mathbf{a} définis plus ci-après.
T_{sp}	Température de la tache (Kelvin). Elle permet aussi le calcul du contraste de la tache par rapport à la photosphère.
v_{rot}	Vitesse de rotation de l'étoile à l'équateur (m s^{-1}).
i	Inclinaison de l'axe de rotation de l'étoile par rapport à la ligne de visée ($^{\circ}$).
\mathbf{a}	Coefficients pour la loi polynomiale d'assombrissement centre-bord. Ils sont déterminés à partir de Claret (2003) pour une étoile avec une température effective T_{eff} donnée, une microturbulence de 1 km s^{-1} , une métallicité solaire et un $\log g$ de 4,5 (type solaire) donnés. Le coefficient d'assombrissement centre-bord est donné par $l = 1 - a_1(1 - \mu^{1/2}) - a_2(1 - \mu) - a_3(1 - \mu^{3/2}) - a_4(1 - \mu^2)$.
R	Rayon de l'étoile (R_{\odot}). Il permet de calculer la période de rotation de l'étoile pour un couple $(v \sin i, i)$ donné.
θ	Colatitute de la tache ($^{\circ}$).
ϕ	Longitude de la tache ($^{\circ}$).
α	Angle sous lequel on voit la tache depuis le centre de l'étoile ($^{\circ}$).
S_{syn}	Spectre synthétique créé avec les modèles d'atmosphère de Kurucz (1993) à partir des paramètres de l'étoile que l'on veut simuler (<i>cf.</i> section 3.2.2).
N	Nombre de cellules utilisées pour découper la surface de l'étoile. Dépend de $v_{\text{rot}} \sin i$ et de la résolution instrumentale.

3.2.2 Article : Simulations simples à une tache

Desort M., Lagrange A.-M., Galland F., Udry S., Mayor M., 2007, A&A, 473, 983, voir page 49

Une première étape dans l'étude de l'effet des taches sur les vitesses radiales a été de faire un ensemble de simulations pour explorer l'espace

des paramètres pouvant jouer sur le résultat final. Dans l'article présenté ici (Desort et al. 2007), j'ai fait varier les paramètres suivants :

- Le couple $(T_{\text{eff}}, T_{\text{sp}})$ qui va donner le contraste entre la photosphère et la tache, et donc changer l'amplitude du signal résultant. Pour un écart $T_{\text{eff}} - T_{\text{sp}}$ donné et pour des étoiles de types spectraux peu différents, c'est un paramètre qui joue peu.
- Le couple (v_{rot}, i) qui, sous la forme $v \sin i$, va jouer sur l'élargissement des raies et donc sur notre capacité à résoudre les déformations de celles-ci pour une résolution spectrale donnée. C'est un des paramètres les plus importants. En jouant sur la déformation des raies il détermine notre capacité à distinguer une planète d'une tache. Dans le cas où le $v \sin i$ de l'étoile est trop faible par rapport à la résolution instrumentale R_i (typiquement $v \sin i < R_i$ (en m s^{-1})), la tache induit sur les spectres le même effet qu'un compagnon (un décalage en vitesse) et il n'est plus possible d'utiliser la mesure de la déformation des raies spectrales (par l'étalement des bissecteurs, *Bisector Velocity Span* = *BVS*) pour identifier l'origine des vitesses.
- Le couple (θ, ϕ) qui représente la position de la tache, laquelle peut jouer à la fois sur l'amplitude et la forme du signal.
- La taille de la tache α , qui joue principalement sur l'amplitude du signal en vitesse et, couplé avec la position de la tache et l'orientation de l'étoile, sur le signal en photométrie que l'on peut obtenir.

Ceci permet de bien comprendre l'effet de chaque paramètre et de distinguer les situations qui risquent d'être problématiques pour la recherche de compagnons par la méthode des vitesses radiales. L'ensemble des résultats sont présentés dans l'article page 49. On peut en particulier mentionner que ces simulations montrent la nécessité d'observer l'étoile avec un instrument dont la résolution instrumentale R_i est supérieure à la vitesse de rotation projetée $v \sin i$ de l'étoile afin de pouvoir observer l'anticorrélation sur le graphe *BVS-RV* dans le cas où les vitesses sont induites par une tache. Grâce à ces simulations on obtient aussi des relations quantitatives entre l'amplitude de vitesse, la surface de la tache et le $v \sin i$ de l'étoile. On montre de plus l'effet du type spectral de l'étoile (effet faible comparé à f_r ou $v \sin i$), de l'inclinaison de l'étoile et de la position de la tache. Dans chaque cas l'effet en photométrie est aussi donné. Enfin, l'effet chromatique est présenté comme un diagnostic pour la discrimination entre planète et tache.

Ces résultats ont fait l'objet d'un article dans *A&A* et de présentations orales aux journées de la *Société Française d'Astronomie et d'Astrophysique* (SF2A) en juillet 2007, au *Joint European and National Astronomy Meeting* (JENAM) en août 2007, ainsi qu'au workshop international *Extra Solar Super-Earths* à Nantes en juin 2008.

Search for exoplanets with the radial-velocity technique: quantitative diagnostics of stellar activity[★]

M. Desort¹, A.-M. Lagrange¹, F. Galland¹, S. Udry², and M. Mayor²

¹ Laboratoire d'Astrophysique de l'Observatoire de Grenoble, Université Joseph Fourier, BP 53, 38041 Grenoble, France
e-mail: Morgan.Desort@obs.ujf-grenoble.fr

² Observatoire de Genève, Université de Genève, 51 Ch. des Maillettes, 1290 Sauverny, Switzerland

Received 22 June 2007 / Accepted 27 July 2007

ABSTRACT

Aims. It is known that stellar activity may complicate the analysis of high-precision radial-velocity spectroscopic data when looking for exoplanets signatures. We aim at quantifying the impact of stellar spots on stars with various spectral types and rotational velocities and comparing the simulations with data obtained with the HARPS spectrograph.

Methods. We have developed detailed simulations of stellar spots and estimated their effects on a number of observables commonly used in the analysis of radial-velocity data when looking for extrasolar planets, such as radial-velocity curves, cross-correlation functions, bisector velocity spans, and photometric curves. Stellar and spot properties are taken into account, as well as the characteristics of the spectrograph used (generally HARPS). The computed stellar spectra are then analyzed in the same way as when searching for exoplanets.

Results. 1) A first grid of simulation results (radial-velocity amplitudes, bisector velocity-span amplitudes and shapes, and photometry) is built for F-K type stars, with different stellar and spot properties. 2) It is shown quantitatively that star spots with typical sizes of 1% can mimic both radial-velocity curves and the bisector behavior of short-period giant planets around G-K type stars with a $v \sin i$ lower than the spectrograph resolution. For stars with intermediate $v \sin i$, smaller spots may produce similar features. Such spots may complicate the search for low-mass planets on short-period orbits. In these cases, additional observables (e.g., photometry, spectroscopic diagnostics) are mandatory to confirm the presence of short-period planets. We discuss these possibilities and show that, in some cases, photometric variations may not be enough to clearly rule out spots as explanations of the observed radial-velocity variations. This is particularly important when searching for super-Earth planets. 3) It is also stressed that quantitative values obtained for radial-velocity and bisector velocity-span amplitudes depend strongly on the detailed star properties, on the spectrograph used, on the line or set of lines used, and on the way they are measured. High-resolution spectrographs will help in distinguishing between spots and planets.

Key words. techniques: radial velocities – stars: early-type – stars: planetary systems – stars: starspots – stars: activity

1. Introduction

Most of the exoplanets detected so far have been identified thanks to the so-called radial velocity (*RV*) technique, and many more are expected to be found with presently ongoing surveys. Moreover, thanks to precision improvement, planets with masses as low as a few Earth masses are a priori detectable, and it is expected that planets with masses similar to the Earth's will be detectable in the future if precision of a few cm s^{-1} is reached. However, it has been known for a long time that stellar activity (spots, pulsations) can also induce *RV* variations that can be periodic and mimic those induced by planets. Then, there might be risks of misinterpreting *RV* variations when they have periods shorter than or equal to the star rotational period.

An illustration of potential difficulties encountered with stellar phenomena is 51 Peg itself. Gray (1997) argued that the *RV* variations reported by Mayor & Queloz (1995) and attributed to an orbiting planet with a 4-day period were instead due to some stellar phenomenon. Gray (1997) indeed claimed the presence of bisector shapes characteristic of stellar spots or pulsations. However, no quantitative modeling of the amplitude

expected for *RV* or bisector variations were provided. It rapidly turned out that these claims were wrong: in fact Hatzes et al. (1998) did not confirm those peculiar bisector variations on the basis of more data at a higher signal-to-noise ratio (SN). Also, very precise photometry did not reveal any variations down to a level of $\Delta(b + y)/2 = 0.2 \pm 0.2$ mmag (Henry et al. 1997), sufficient enough to reveal the presence of stellar spots. Finally, the planet around 51 Peg was confirmed, even though Brown et al. (1998), based on a detailed analysis of the possible effect of pulsations, concluded that they cannot exclude the possibility of pulsations as the source of 51 Peg *RV* variations. This example shows that stellar activity (spots, inhomogeneities, pulsations) has to be taken into account when analyzing *RV* data of potentially short-period planets. We focus in the following on star spots.

When modeling stellar activity, Saar & Donahue (1997) made first quantitative estimations of the impact of stellar spots on the *RV* curve of Fe I lines at about 6000 Å, in the simple case of an equatorial spot with $T_{\text{spot}} = 0$ K on an edge-on solar-type star. They showed that peak-to-peak *RV* amplitudes up to a few hundred m s^{-1} can be produced by spots or convective inhomogeneities, depending on the spot size and the projected rotational velocity of the star. They derived quantitative laws for

[★] Based on observations made with the ESO/HARPS spectrograph at the 3.6 m telescope, La Silla.

the RV amplitude, as well as for the bisector velocity-span¹ amplitude. They showed that the effect of the star's projected rotational velocity is important for detecting RV variations, but even more for detecting bisector variations. Saar et al. (1998) also estimated the impact of inhomogeneous convection from the study of the bisector velocity-span itself. They conclude that inhomogeneous convection also leads to RV and bisector velocity-span variations up to a few tens m s^{-1} . They measured the weighted dispersions on RV measurements on a sample of G and F-type stars and found that, for G-type stars with ages about 0.3 Gyr (with rotational velocities of about $8\text{--}10 \text{ km s}^{-1}$), σ'_v ranges between 20 and 45 m s^{-1} . Later on, Paulson et al. (2004) measured a jitter up to 50 m s^{-1} due to stellar activity in a sample of Hyades dwarfs. Note that Saar & Donahue (1997) had also pointed out that convective inhomogeneities can lead to even larger RV variations, especially for G2V-type stars.

Generally, observers have tried to examine either the photometric curves or the bisector variations, in addition to RV data, whenever RV variations with short periods were observed. As far as photometry is concerned, the maximum amplitude of variations in milli-magnitude is $\approx 2.5f$ (Saar & Donahue 1997), where f (in %) is the fraction of the stellar disk covered with the spot. Depending on spot size and photometric precision, such variations may or may not be detectable. An example of the impact of these complete studies is HD 166435 ($\approx 200 \text{ Myr}$, G0V), for which Queloz et al. (2001) rejected one short-period (3.8 days) planet candidate, based on bisector measurements, Ca II lines, and photometric observations.

In this paper, we investigate in more detail the impact of stellar spots on RV curves and on other diagnostics that are commonly used to disentangle cases of stellar activity from those of planets. We compute the visible spectra of stars with various spectral types (from F to K), projected rotational velocities and orientations, covered with one spot of different sizes and at different positions. Then, we quantify the resulting RV , bisector velocity-span, and photometric variations. We finally present the results and discuss the impact on RV studies.

2. Description of the simulations

We define the following parameters for the star: temperature T_{eff} , gravity $\log g$, rotational velocity v_{rot} , inclination i , metallicity $[\text{Fe}/\text{H}]$, microturbulent velocity v_{micro} , macroturbulent velocity v_{macro} . We assume $v_{\text{micro}} = 1.5 \text{ km s}^{-1}$ and $v_{\text{macro}} = 0.9 \text{ km s}^{-1}$ for a G2V star, and a limb-darkening coefficient $\epsilon = 0.6$. For the spot, the free parameters are the spot colatitude θ on the star surface, the temperature T_{spot} , and the spot size described by the parameter f_r , which is the fraction of the visible hemisphere covered by the spot².

2.1. Spectrum computation

Our simulations use Kurucz models (Kurucz 1993). The 3D stellar surface is divided into longitudinal and latitudinal sections. The number of cells is tuned so that the velocity sampling is

better than the resolution of the generated Kurucz spectrum. The resolution of Kurucz spectra is chosen to be twice the intrinsic resolution of the instrument we wish to simulate.

For a given set of stellar and spot properties, we first compute a synthetic spectrum using Kurucz models without rotational broadening. Then, we apply this spectrum to each cell, shifting the spectrum according to the Doppler law, taking its radial velocity into account. We then sum up the contributions of each cell, weighted by the cell's projected surface and limb-darkening, and taking the presence of a spot into account, when relevant. If a cell is covered by a spot, we use the black-body law for each wavelength of the spectrum to evaluate its weight compared to the same cell without spot (i.e., at $T_{\text{spot}} = T_{\text{eff}}$). We generate the resulting stellar spectra at different epochs of the star's rotational phase. Typically, we take 20 epochs to cover the phase. Each spectrum is convolved with the instrumental point spread function (PSF). The spectra are computed in the range 377–691 nm, corresponding to the High-Accuracy Radial-velocity Planet Searcher (HARPS, Mayor et al. 2003) wavelength range or, in some cases, in a range corresponding only to one order of the spectrograph (see below).

2.2. RV , bisector, and photometric variations

We select, for each order, ranges for the spectrum that will be considered to compute the RV s and cross-correlation functions (CCFs). This selection is made so that we include neither broad lines, such as those of H or Ca, nor those from telluric origin. From these synthetic spectra, we then used the method described in Chelli (2000) and Galland et al. (2005a) to derive the RV s, the CCFs, bisectors, as well as bisector velocity-spans for each order of the spectrum or for the global spectrum. The method for computing the RV s consists in a kind of correlation in Fourier space of each spectrum and a reference spectrum built by summing up all the spectra, which are specific to this star. This method is fairly equivalent to the CCF one for G-K type stars, but is more suited to the case of A and F-type stars with $v \sin i$ typically greater than $10\text{--}15 \text{ km s}^{-1}$. The bisector shape of the lines and the resulting bisector velocity-span are estimated on the CCF in the same way as in Queloz et al. (2001). Note that, whenever we wish to compare with real data, it is possible to add noise to the spectra so as to mimic real data as closely as possible. Finally, we also derive the photometric curve over the rotational period at 550 nm.

In the following we compute the RV , bisector, and photometric variations over a wavelength range narrower than the full HARPS wavelength range (some orders were not even considered in some cases), and it corresponds to the part of the spectrum that is not affected by atmospheric lines. This choice was made in order to stick as closely as possible to the reduction of actual A-F data, presented for instance in Galland et al. (2005a,b; 2006a,b).

2.3. Example

Figure 1 shows an example of a spot located at a colatitude $\theta = 30^\circ$, covering 1.02% (f_r) of the visible surface of a G2V-type star ($T_{\text{eff}} = 5800 \text{ K}$), with $v \sin i = 7 \text{ km s}^{-1}$ and $i = 30^\circ$. The RV curve, CCFs, and bisectors are shown, as well as the bisector velocity-span as a function of RV . Finally, we also show the photometric curve. In this example, we see that the spot produces an RV curve similar to what can be observed when a planet ($0.51 M_{\text{Jup}}$ with a 3.7-day period) orbits a star with a peak-to-peak amplitude of

¹ The bisector velocity-span measures the global slope of the bisector (Hatzes 1996) and allows shape variations of the lines to be detected.

² For a small spot ($\alpha \ll 1$) defined by its semi-angle α (2α is the angle under which the spot is seen from the star center), $f_r = 1 - \cos \alpha$. Note that this fraction is not identical to the fraction of the projected area covered by the spot f_p on the 2D stellar disk, which is equal to $\sin^2 \alpha$ for a low spot. For small values of α , we have $f_p = 2f_r$. Hereafter the spot size used is assumed to be f_r unless specified.

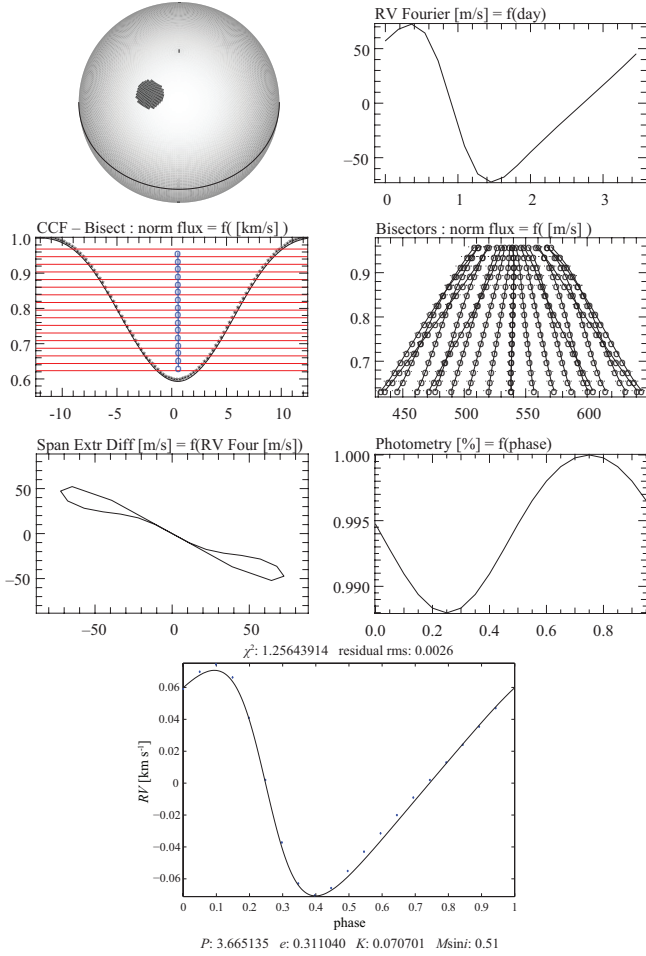


Fig. 1. Example of a spot at $\theta = 30^\circ$ with a size of $f_r = 1.02\%$ on a G2V-type star rotating with $v \sin i = 7 \text{ km s}^{-1}$ and seen with an inclination i of 30° with respect to the line of sight: star spot, RV curve, CCFs, bisectors, bisector velocity-span curve, photometric curve. Values measured on the whole spectrum. Part of the spectrum used: orders #10 to #58. A Keplerian model with $0.51 M_{\text{Jup}}$ and a 3.7-day period would fit the RV data well (bottom).

145 m s^{-1} . The bisectors clearly produce an umbrella-like shape, and the bisector velocity-span is clearly correlated to RV variations. Its peak-to-peak amplitude is $\approx 120 \text{ m s}^{-1}$. The photometric amplitude is 1% peak-to-peak. This case is similar to the one of HD 166435 (Queloz et al. 2001).

3. Order-to-order variations

We first tried to check the dependence of the obtained values of A (peak-to-peak amplitude of RV variations) and S (peak-to-peak amplitude of the bisector velocity-span variations) on the spectral orders. Figure 2 shows the values obtained for A and S in the case of $v \sin i = 2, 3, 5,$ and 7 km s^{-1} as a function of the order (i.e., of the wavelength). We see that the estimations of A vary within about 10%, with a smooth trend, decreasing with increasing order. The slopes of the trends for the different $v \sin i$ are given in the Table A.1. We see that the absolute value of the slope increases with $v \sin i$.

The estimations of S show a higher dispersion; nevertheless, a general trend is also observed (see Table A.1). This higher dispersion observed for the bisector velocity-span comes from the fact that CCFs and resulting bisector velocity-spans are more sensitive than the RVs to line shapes and blends, given our

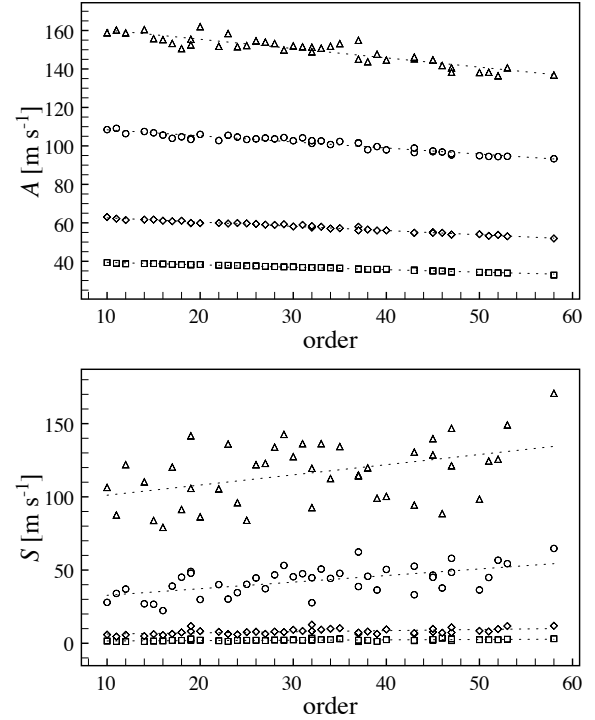


Fig. 2. Measured RV amplitude (top) and bisector velocity-span amplitude (bottom) as a function of order number; assuming an equatorial spot with $f_r = 1.07\%$ size on a G2V-type star seen edge-on and with $v \sin i = 2, 3, 5,$ and 7 km s^{-1} (from bottom to top curves). Part of the spectrum used: orders #10 to #58.

RV measurement method. As a matter of fact, the CCF is the average of several lines with shapes that differ from one to another; averaging over a single order with a small number of lines (a few tens of lines per order presently) does not completely average out the effects of individual line shapes. This effect is even stronger when considering stars with larger $v \sin i$, as more blends, even with faint lines, affect the line shapes.

There are several consequences:

- If we are satisfied with results on A with a 10% range of validity, then we can use only one single order. If we need results with better accuracy, we have to compute the whole stellar spectrum.
- Given the observed dispersion on the bisector velocity-span, quantitative results or laws derived from a single line or set of lines (e.g., Saar & Donahue 1997; or Hatzes 2002) should not be used for quantitative comparison with “global” CCFs (i.e., obtained using the whole spectrum).
- Inter-comparison of S values based on averaged CCFs over the whole spectral range should be restricted to stars with similar spectral types and projected rotational velocities because of their strong effect on the broadening of lines.
- The chromatic dependence of A , even though limited to a level of about 10%, may be used as a very precious additional criterion for spot/planet diagnostics. This will be developed more later. Also, observing in near-infrared will allow reduction of the effect of spots and thus allow detection of less massive companions of active stars.

Note that, even though these trends have been shown in the case of an edge-on solar-type star, they would qualitatively remain for other geometries.

Table 1. Cases for which full spectra were used (G2V-type stars).

i (°)	θ (°)	f_r (%)	$v \sin i$ (km s ⁻¹)
90	90	1.07	2, 3, 5, 7, 10
90	90	0.5, 1.07, 1.22, 1.98	7
60	60	0.99	2, 5, 7
30	40	0.99	2, 7
10	60	1.03	2, 7
30	30	0.99	2, 5, 7
10	10	0.95	2, 5, 7

4. Edge-on G2V-type star – equatorial spot

We have so far computed a limited series of simulations of complete spectra for different values of star’s projected rotational velocities, inclinations, and different spot characteristics (see Table 1). In this section we present the results for an edge-on star ($i = 90^\circ$) with an equatorial spot ($\theta = 90^\circ$).

4.1. General results

For a given spot location, the values of A , S , and the bisector shapes strongly depend on the star’s projected rotational velocity. Figures 3 and 4 show as an illustration the RV , bisectors, bisector velocity-span, and photometric curves obtained respectively for $v \sin i = 2$ and 7 km s⁻¹. The peak-to-peak amplitude of the RV increases from 37 to 155 m s⁻¹, i.e., roughly proportional to $v \sin i$. This was expected from the first-order simulations quoted above. More striking and important are the differences observed in the bisector variations. Even though we observe an umbrella-like shape for the bisectors in the case of high-enough $v \sin i$ (note that this umbrella-like shape is also observed in Fig. 1), as well as a clear correlation between A and S (inclined “8” shape), we only observe a shift in the case of low $v \sin i$. In this case, when the $v \sin i$ value becomes lower than the spectrograph resolution (non-resolved lines), the effect of a change of shape in the stellar lines only results in a shift (at first order) after convolution with the instrumental PSF, which one can understand easily: the shape then results essentially from the shape of the PSF. In such a case, it will not be possible to find correlations between the bisector velocity spans and RV s. We estimate that the astrometric effect of this 1% equatorial spot on an edge-on star at 550 nm is a photocenter shift of 73 μ AU (thus, 7.3 μ as at 10 pc), assuming a stellar radius equals $1 R_\odot$.

4.2. Impact of spot size and $v \sin i$ on the RV amplitude

We first checked with a full spectrum that the effect of the spot size is the same for every order. To do so, we compared the A values obtained for each order, assuming a star with edge-on spots with sizes of 0.5 and 1.07%. The values are found to be identical from one order to the next one within less than 1%. We then performed several simulations on order #31, assuming different values of f_r ranging between 0.5 and 2%. The amplitudes of RV variations measured on order #31 are found to be proportional to the spot size (Fig. 5). Altogether, this shows that the RV amplitude measured on the whole spectrum is proportional to the spot size.

Figure 6 provides the amplitude of the RV variations, A , as a function of $v \sin i$, measured on whole spectra, for a spot size of 1%. We find that in the investigated range of $v \sin i$, A depends almost linearly on the star’s projected rotational velocity. More

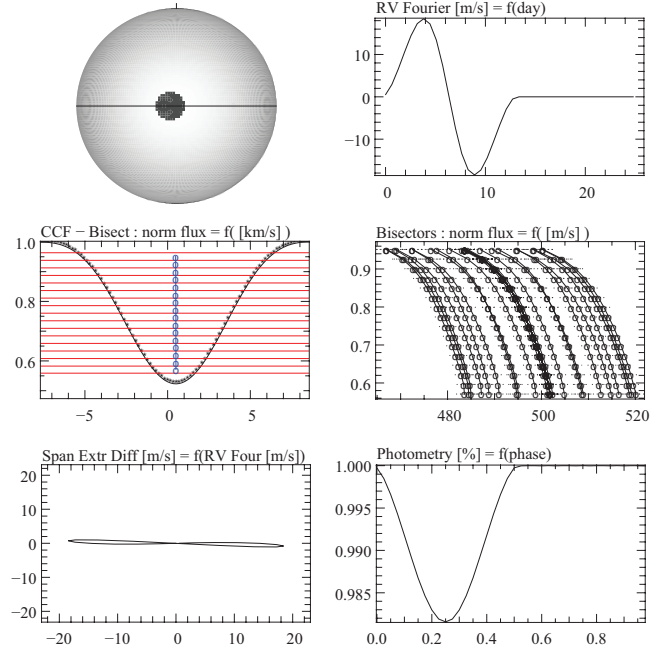


Fig. 3. A 1.07% equatorial spot on an edge-on G2V-type star rotating with $v \sin i = 2$ km s⁻¹: star spot, RV curve, CCFs, bisectors, bisector velocity-span curve, photometric curve. Values measured on the whole spectrum. Part of the spectrum used: orders #10 to #58. In this case with a $v \sin i$ value lower than the spectrograph resolution, the bisectors are only shifted (without change of shape) even if the origin of RV variations is the presence of a spot.

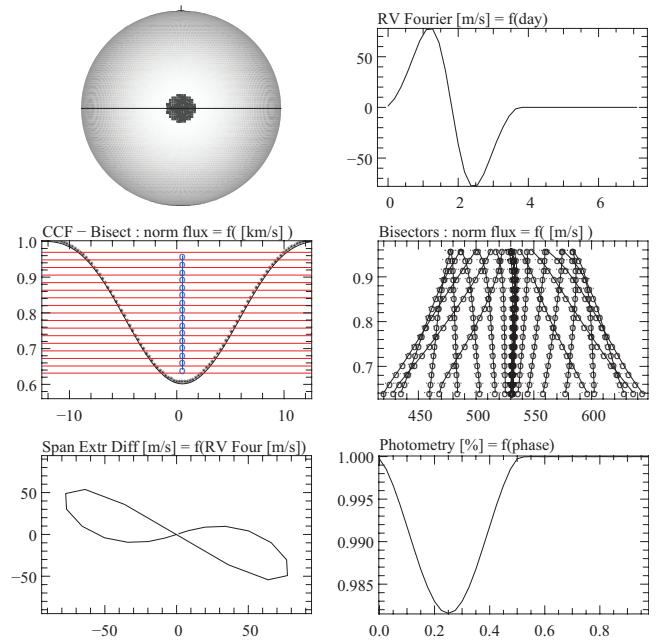


Fig. 4. Same as Fig. 3 but with $v \sin i = 7$ km s⁻¹. In this case with a $v \sin i$ value greater than the spectrograph resolution, the bisectors undergo changes of shape from the presence of a spot that also leads to RV variations.

precisely, with f_r fixed to 1.07%, we find $A = 17 (v \sin i)^{1.1}$. Then we can conclude that

$$A = 16 f_r (v \sin i)^{1.1}, \quad (1)$$

where f_r is expressed in percent, and $v \sin i$ in km s⁻¹.

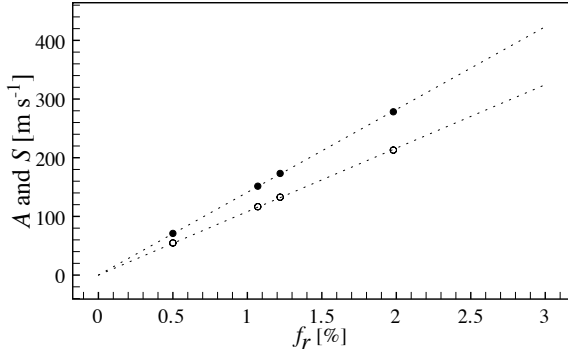


Fig. 5. A (filled circles) and S (open circles) as a function of the spot size f_r , for an equatorial spot on an edge-on G2V-type star with $v \sin i = 7 \text{ km s}^{-1}$. Values measured on the whole spectrum. Part of the spectrum used: orders #10 to #58.

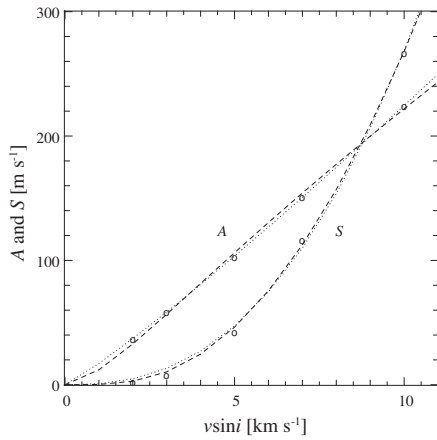


Fig. 6. A and S as a function of the star's projected rotational velocity, for an equatorial spot on an edge-on G2V-type star. Values measured on the whole spectrum. Part of the spectrum used: orders #10 to #58. A varies approximately linearly with $v \sin i$. S varies as $\left(\sqrt{(v \sin i)^2 + v_0^2} - v_0\right)^\alpha$. If we take into account the instrumental resolution (dashed line) $\alpha \approx 1.8$, otherwise (dotted line) $\alpha \approx 2.5$ (see text).

4.3. Impact of spot size and $v \sin i$ on the bisector velocity-span

Similarly, we checked that the S/f_r values do not depend on the spot size. Then, using spectra over the whole order range, we find that in the investigated range of values of $v \sin i$ (2–10 km s^{-1}), S strongly depends on the star's projected rotational velocity, as can be seen in Fig. 6. More precisely, we find that

$$S = 6.5 f_r \left(\sqrt{(v \sin i)^2 + v_0^2} - v_0 \right)^{1.8}, \quad (2)$$

where v_0 is the instrumental width (v_0 fixed to 3 km s^{-1} given a resolution of 100 000 in the case of HARPS). The resolution plays a crucial role for the bisector determination: if we do not take it into account, we obtain $S = 0.79 f_r (v \sin i)^{2.5}$, and the χ^2 value for the fit is multiplied by 3. This means that the PSF affects the shape of the star spectrum, and the less the lines are resolved the stronger this effect. If $v \sin i$ is negligible in comparison to v_0 (lines not resolved), then S is negligible (in comparison to A for example), which is consistent with the fact that the deformation of the stellar spectrum then only results in a small shift of the observed spectrum.

Besides, we note that for a given $v \sin i$, A/S does not depend on f_r . Hence A/S depends almost only on the star parameters, T_{spot} , and spot location.

4.4. Impact of the instrumental resolution on the bisector velocity-span

To test the impact of instrumental resolution, we computed simulations of an equatorial spot ($f_r = 1\%$) on a G2V-type star, seen edge-on, taking the instrumental profile into account or not³. When taking it into account, we assumed the resolution to be 100 000 (HARPS) or 50 000. Two cases of stellar projected rotational velocities have been considered: 3 km s^{-1} and 7 km s^{-1} . Figure 7 shows the obtained values of A and S , order per order. It can be seen that taking the instrumental PSF into account leads to lower values of both A and S , and the values decrease when the spectral resolution decreases. We also see that the impact on S is much stronger than the impact on A . In the case of the bisector velocity-span, the values obtained are a factor of two smaller than the ones obtained when neglecting the instrumental profile.

4.5. Comparison with previous results

Assuming an equatorial spot with a temperature of 0 K, on an edge-on, solar-type star, Saar & Donahue (1997) find that the amplitude of the RV variations of the 6000 Å Fe I line, expressed in m s^{-1} , follows the law $A_S \approx 6.5 f^{0.9} v \sin i$ where $A_S = A/2$, f is the fractional projected spot size (previously defined f_p), and $v \sin i$ the projected rotational velocity, expressed in km s^{-1} . Note that they did not take any instrumental resolution into account. They also derive the following law for the amplitude of bisector velocity-span variations, in m s^{-1} : $A_{S,\text{span}} \sim 0.11 f^{0.9} (v \sin i)^{3.3}$ with $A_{S,\text{span}} = S/2$.

Using the Ca I 6439 Å line, and also assuming an equatorial spot with $T_{\text{eff}} - T_{\text{spot}} = 1200 \text{ K}$ on an edge-on solar-type star and a spectral resolution of 0.043 \AA ($R = 150\,000$), Hatzes (2002) find $A_S = (8.6V - 1.6)f^{0.9}$ and $A_{S,\text{span}} = (22 - 16V + 3.3V^2)f^{0.9}$ where f seems to be the projected spot size (f_p). He claims that his results are compatible with those of Saar & Donahue (1997), while assuming a very different temperature for the spot. This is in fact surprising as spot temperature certainly impacts the RV and bisector velocity-span amplitudes (see below). We find the laws (1) and (2) for an equatorial spot on an edge-on G2V-type star, simulated with HARPS. They are obtained using the whole spectrum between orders #10 and #58. We recall that $f_r = f_p/2$.

One has to be careful when comparing the results of different simulations. Indeed, as illustrated before, 1) the choice of different lines or wavelength ranges to measure the different parameters (already highlighted by Gray 1982), 2) the spot temperatures, and 3) the instrumental resolution, all have a significant impact on the values obtained for the bisector velocity-span. We find a quasi linear dependence of A as a function of f (Fig. 5), as found by the other authors and believe that the differences found between the power dependence on f or $v \sin i$ for the amplitude (power 0.9 for Hatzes 2002 and power 1 for the present work) is probably not significant.

Considering an edge-on G2V-type star with $v \sin i = 7 \text{ km s}^{-1}$ and $T_{\text{eff}} = 5800 \text{ K}$, an equatorial spot with $f_r = 1.07\%$ ($f_p = 2.14\%$), and $T_{\text{spot}} = 100 \text{ K}$, for a single line at 6006 \AA , we find

³ Note that even without taking the instrumental profile into account, the spectrum is still sampled over 4096 pixels per order, resulting in an instrumental resolution of 300 000.

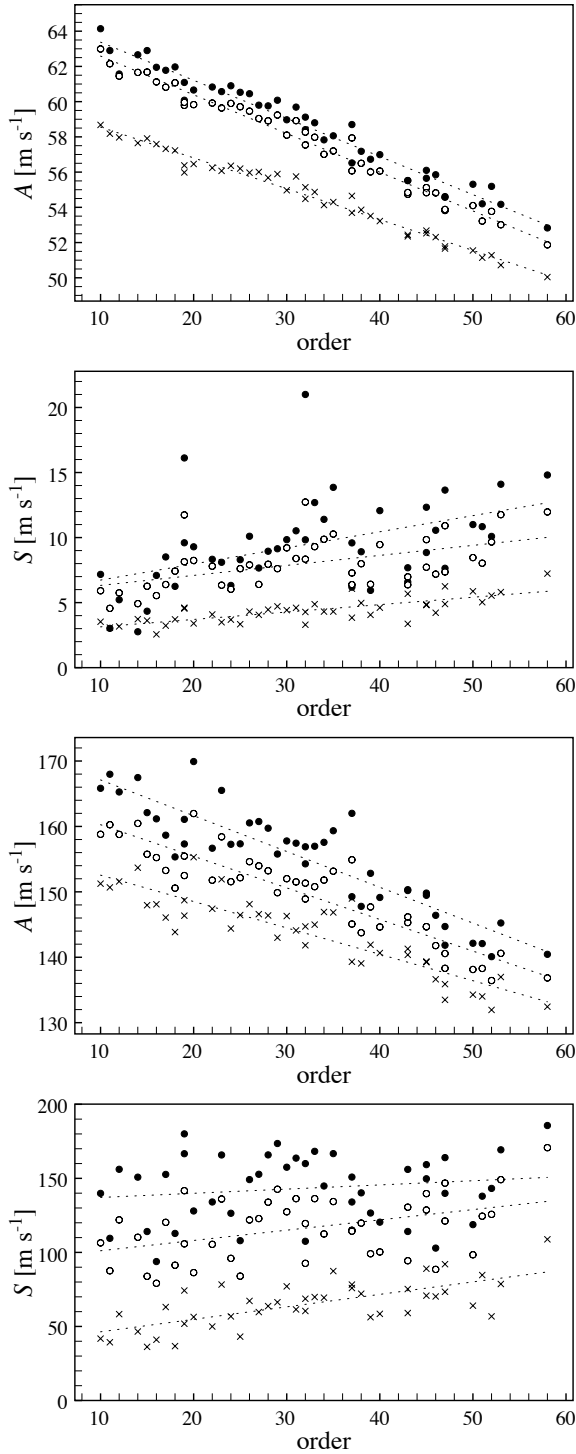


Fig. 7. A and S as a function of order number when taking the instrumental profile into account (crosses: $R = 50\,000$; open circles: $R = 100\,000$) or not (filled circles, corresponding to $R = 300\,000$). Two cases are shown: G2V-type star with $v \sin i = 3 \text{ km s}^{-1}$ (two upper panels) and with $v \sin i = 7 \text{ km s}^{-1}$ (two lower panels). In both cases, an equatorial spot with 1% size is assumed. Values measured from order #10 to #58.

$A = 200 \text{ m s}^{-1}$ and $S = 238 \text{ m s}^{-1}$. Saar & Donahue (1997) find $A = 180 \text{ m s}^{-1}$ and $S = 268 \text{ m s}^{-1}$ for $T_{\text{spot}} = 0 \text{ K}$, and the results are in reasonable agreement. If we take another line at 6439 \AA with $T_{\text{spot}} = 100 \text{ K}$, we find $A = 192 \text{ m s}^{-1}$ and $S = 125 \text{ m s}^{-1}$. This shows that S strongly depends on the line chosen. If we now try to compare our results with those of Hatzes (2002) with

the same parameters, except $T_{\text{spot}} = 4600 \text{ K}$ and a single line at 6439 \AA , we find $A = 121 \text{ m s}^{-1}$ and $S = 81 \text{ m s}^{-1}$, while he finds $A = 232 \text{ m s}^{-1}$ and $S = 284 \text{ m s}^{-1}$. The discrepancy is quite important there. It shows that probably the Saar & Donahue (1997) and Hatzes (2002) results were in fact not compatible. We note that using Hatzes (2002) laws with $f = f_r$ instead of f_p would lead to more similar results ($A = 125 \text{ m s}^{-1}$ and $S = 152 \text{ m s}^{-1}$).

All this shows that one should not make any quantitative comparison of bisector velocity-span values or A/S obtained on real data with formulas such as those proposed by Saar & Donahue (1997), Hatzes (2002), or this paper. Dedicated simulations corresponding to the same instrument and star properties should be performed, at least to calibrate the dependence for a given instrument.

5. Spot at different latitudes on an edge-on G2V-type star

We ran several single-order (#31) simulations for a spot of various sizes ($f_r = 0.5\text{--}2\%$), located at different colatitudes: $\theta = 90, 60, 30,$ and 10° . We find again that, for a given star, the A/S ratio does not depend on the spot size and that A/f_r and S/f_r follow laws as a function of $v \sin i$, with powers similar to those obtained in the case of an edge-on star with a similar velocity.

Globally, the amplitudes of A and S decrease with increasing latitudes of the spot. In those circumstances, more cases occur where bisector velocity-span variations may not be detectable. Of course, in the present case (edge-on star), the RV curve and the photometric curve will be constant half of the time, and it will be easier to distinguish RV variations due to a companion from RV variations due to a stellar spot. Nevertheless, cases with several spots might be problematic.

6. Spot on an inclined G2V-type star

Obviously this case is more interesting in the framework of RV planets as the spot may be seen over the whole rotational phase of the star. As before, we computed a few simulations over the whole spectrum (see Table 1), as well as more numerous single-order (#31) simulations of a spot on an inclined star. For the detailed simulations, we assumed a spot of 1%.

6.1. Examples

Figure 1 (G2V-type star, $i = 30^\circ$, $\theta = 30^\circ$, 1.02% spot, $v \sin i = 7 \text{ km s}^{-1}$) and Fig. 8 (G2V-type star, $i = 10^\circ$, $\theta = 60^\circ$, 1.03% spot, $v \sin i = 2 \text{ km s}^{-1}$) show examples of results obtained when the whole spectral range is used (orders #10 to #58). Table 2 gives examples of values obtained for A and S using the whole spectra and a spot with $f_r \simeq 1\%$, and the diagnostics that can be used to detect if it is activity-induced RV. A/S is independent of f_r , thus those values can be scaled down. We note that the features presented in Fig. 8 are identical to those expected from an orbiting planet ($0.1 M_{\text{Jup}}$ with a 4.4-day period). Orbiting planets produce periodic RV curves. The CCF shape does not change with time; instead, the CCFs are just shifted one to the other, consistently with a Doppler-shift of the spectra induced by the presence of a planet.

In fact, for stars with non-resolved lines (low $v \sin i$), when relatively low-amplitude periodic RV variations with short periods are observed, the bisectors are just shifted and similar to those produced in the case of a planet. Additional observables

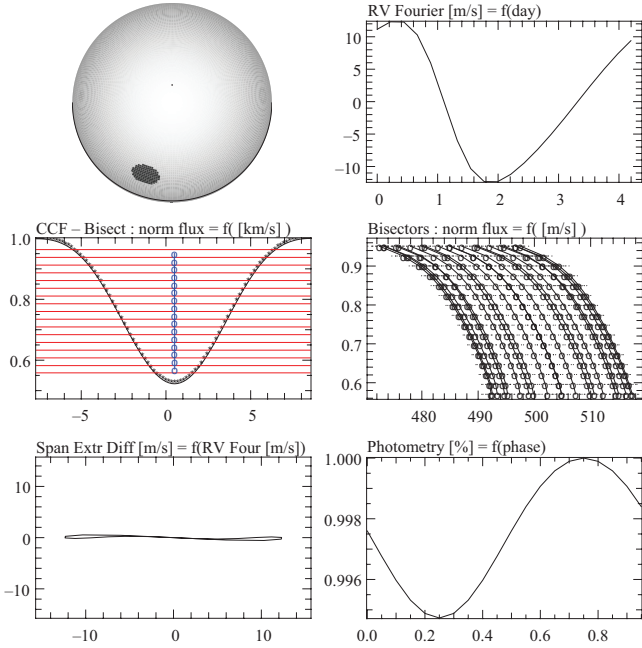


Fig. 8. Spot located at $\theta = 60^\circ$ with a size of 1.03% on a G2V-type star seen almost pole-on ($i = 10^\circ$), rotating with $v \sin i = 2 \text{ km s}^{-1}$: star spot, RV curve, CCFs, bisectors, bisector velocity-span curve, photometric curve. Values measured on the whole spectrum. Part of the spectrum used: orders #10 to #58. In this case with a low $v \sin i$ value, the bisectors are only shifted, the RV curve mimics a companion, and the photometric variation is small. A Keplerian model with $0.1 M_{\text{Jup}}$ and a 4.4-day period on a circular orbit would fit the RV curve.

are mandatory for attributing those variations either to planets or to spots.

6.2. Discussion of various cases

In the case of low $v \sin i$, for a given star inclination, the detailed shape of the RV curve depends on the spot latitude. Figure 9 shows different shapes that can be obtained with $v \sin i = 2 \text{ km s}^{-1}$. We can distinguish several cases:

- A: star at high inclination ($i = 90^\circ$). The spot is hidden part of the time, its projected size varies considerably along the rotational phase (equal to 0 when the spot is not visible), thus photometric variation is high (Table 2).
- B: star fairly inclined ($i = 30^\circ$). The spot is seen along the whole rotational phase (with $\theta = 40^\circ$), and its projected size does not change as much as in the previous case. Photometric variation is smaller (Table 2).
- C: star very inclined ($i = 10^\circ$). The spot is not very far from the equator ($\theta = 60^\circ$), it is seen along the whole rotational phase, but its projected size variation is smaller than in the previous case. Photometric variation is much smaller (Table 2).
- D: star very inclined ($i = 10^\circ$). The spot is close to the pole ($\theta = 10^\circ$), it is seen along the whole rotational phase, and its projected size varies very little along the rotational phase. Photometric variations are very small (Table 2).

Apart from the first curve (A), we can find a Keplerian model that is acceptable, even if those with small i or with a spot near the pole are better. For intermediate inclinations, the departure from a 1-planet Keplerian model is small and the Keplerian fits are quite acceptable (Fig. 1).

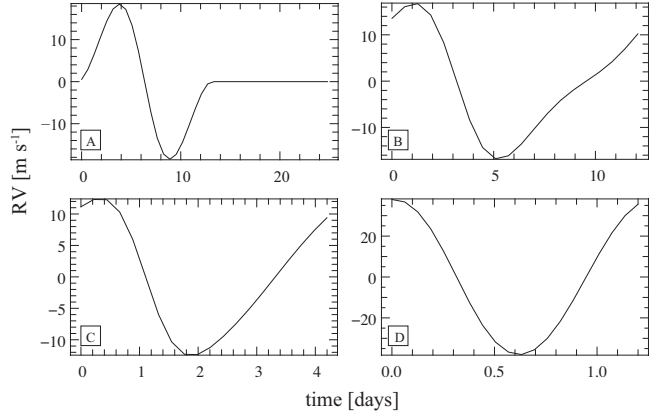


Fig. 9. RV-curve shapes for various configurations (see text).

Table 2. Values obtained for A (m s^{-1}), S (m s^{-1}) and ΔV (mmag) for a G2V-type star with $v \sin i = 2, 5,$ and 7 km s^{-1} , and diagnostics that can be used to detect if it is activity-induced RV (v : RV, in some cases; b: bisectors; p: photometry).

i	θ	A/S	A/S	A/S	ΔV
		2 km s^{-1}	5 km s^{-1}	7 km s^{-1}	
($^\circ$)	($^\circ$)	(m s^{-1})	(m s^{-1})	(m s^{-1})	
90	90	37/2.1	103/43	155/108	20.2
		v, p	v, b, p	v, b, p	
60	60	34/1.8	98/39	147/105	19.5
		p	b, p	b, p	
30	40	34/2	97/20	145/100	14
		p	b, p	b, p	
30	30	31/1.9	92/39	145/104	13
		p	b, p	b, p	
10	60	25/1.1	65/21	94/51	5.7
		p	b, p	b, p	
10	10	16/1.2	48/27	76/75	1.8
		p?	b, p?	b, p?	

Concerning the RV and bisector velocity-span amplitudes, it can be seen that, for a given $v \sin i$, A and S decrease when the star and spot inclinations decrease. Moreover, A and S have different values depending on $v \sin i$. More precisely, we can distinguish several cases⁴:

- For large $v \sin i$ (around 7 km s^{-1}), $A/S \sim 1.0\text{--}1.5$; hence, when RV variations are detected, bisector velocity-span variations will also be detected in most cases, but for very small spots where it is below the detection limit while A is still detected. At high inclination, we may find cases where variations in A are detected, whereas those of S are not (e.g., $f_r = 0.1\%$, $i = 90^\circ$). However in such cases, variations will not be observed over the whole phase, so there is no risk of confusion between planets and spots, except in very particular and unlikely configurations with several spots. At very low inclinations ($i \sim 10\text{--}20^\circ$) and low θ , $A/S \sim 1$, which means that, if RV variations are detected, variations in S with similar amplitudes can be detected.
- For low $v \sin i$ (2 km s^{-1}), $A/S \gg 5$, and it is independent of f_r ; S is always smaller than 3 m s^{-1} , whereas A is larger than 6 m s^{-1} for $f_r = 1\%$. Moreover, in the case of low inclinations of star and spot, the photometric variations may

⁴ We assume that A or S will be detectable with good confidence if they are larger than 6 m s^{-1} (with HARPS); we recall that A and S refer to peak-to-peak amplitudes.

become smaller than 5 mmag, i.e., difficult to detect routinely. In the example shown in Fig. 8 ($i = 10^\circ$, $\theta = 60^\circ$), the amplitude of photometric variations is 5.7 mmag (peak to peak), twice as small a spot would produce twice as small a photometric variation.

- For intermediate $v \sin i$ (5 km s^{-1}), A and S variations are always detectable for $f_r = 1\%$. A simple scaling shows, however, that for much lower values of f_r (e.g., 0.2%), RV variations could be detectable while S would not. This would happen for low values of i and θ , and the amplitude of photometric variations would become undetectable (at a 0.4 mmag level for a 0.2% spot). It is thus mandatory to carry out photometric measurements below the 1 mmag level to detect such problematic cases.
- There still remains a narrow range of situations where A can be detected, whereas S cannot. This would happen for $i \sim 30^\circ$, $f_r \sim 0.02\%$. In that case $A \sim 3 \text{ m s}^{-1}$ and $S \sim 2 \text{ m s}^{-1}$. And the corresponding ΔV would be on the order of 0.3 mmag, hence undetectable.

7. Equatorial spot on other types of stars

We computed various simulations for two other types of stars, namely a F6V and a K2V. Here we present the results of those simulations and analyze them.

7.1. F6V-type star

We assumed an edge-on F6V-type star with a 1% spot. The star's projected rotational velocity was assumed to be 2, 7, or 20 km s^{-1} . We assumed as before a difference of 1200 K between the star and the spot temperatures: $T_{\text{eff}} = 6200 \text{ K}$, $T_{\text{spot}} = 5000 \text{ K}$. We also assumed $v_{\text{macro}} = 1.5 \text{ km s}^{-1}$.

Figure 10 shows the values of A and S obtained for different $v \sin i$. We find the following relations between A , S , f_r , and $v \sin i$, with v_0 still fixed to 3 km s^{-1} (see Fig. 14):

$$A = 15.4 f_r (v \sin i)^{1.1}, \quad (3)$$

$$S = 7.1 f_r \left(\sqrt{(v \sin i)^2 + v_0^2} - v_0 \right)^{1.5}. \quad (4)$$

In Fig. 11, we show an example of comparing with real observations and the present simulations: the RV of an F7V-type star with $v \sin i = 9.6 \text{ km s}^{-1}$,⁵ measured with HARPS and our software, are variable (left, top), but the profile of the CCFs changes as a function of time (left, bottom). Our simulations of the same kind of star show that these variations (right, top: phased) can result from the presence of a spot induced by stellar activity: we obtain the same behavior of the CCF and the same correlation between the corresponding bisector velocity-span and RV (right, bottom), with the same amplitude levels. The value of $\log R'_{\text{HK}}$ is rather high, namely -4.3 , which effectively indicates a relatively high level of activity. We note that this is coherent with the high level of amplitude variations ($>200 \text{ m s}^{-1}$ peak to peak).

7.2. K2V-type star

We also conducted full-order simulations in the case of a K2V-type star with $T_{\text{eff}} = 4800 \text{ K}$, $T_{\text{spot}} = 3600 \text{ K}$, and $v_{\text{macro}} = 0.9 \text{ km s}^{-1}$. The star was assumed to be seen edge-on and the

⁵ Estimated from the CCF, Glebocki (2000) gives $v \sin i = 7 \text{ km s}^{-1}$, the simulation uses 11 km s^{-1} to reproduce the slope of the correlation.

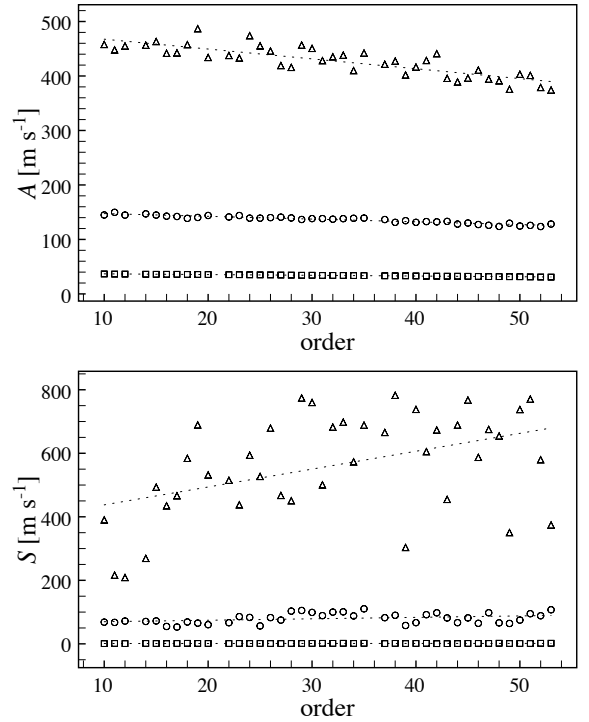


Fig. 10. Measured A and S as a function of order number; assuming a 1% equatorial spot on an edge-on F6V-type star with $v \sin i = 2$ (squares), 7 (circles), and 20 km s^{-1} (triangles).

spot to be equatorial. Different values of $v \sin i$ were used: 2, 3, 5, and 7 km s^{-1} . Figure 12 shows the values of A and S obtained for different $v \sin i$. We find the following relations between A , S , f_r , and $v \sin i$, with v_0 still fixed to 3 km s^{-1} (see Fig. 14):

$$A = 18.3 f_r (v \sin i)^{1.1}, \quad (5)$$

$$S = 10.0 f_r \left(\sqrt{(v \sin i)^2 + v_0^2} - v_0 \right)^{1.7}. \quad (6)$$

As an illustration, we tried to find whether we could explain the RV and bisector velocity-span variations observed with HARPS in the case of a K1V-type star. Figure 13 shows such an example: the RV , measured with HARPS and our software, are variable (top) with an amplitude of 130 m s^{-1} , but the profile of the CCF changes as a function of time (center and bottom), with a bisector velocity-span amplitude of 50 m s^{-1} . We find that a close-to-equatorial, 1% sized spot located on a star rotating with $v \sin i = 5 \text{ km s}^{-1}$ could produce similar amplitudes. Note that the value of $\log R'_{\text{HK}}$ is -4.3 for this star, which is consistent with the presence of a relatively high level of activity.

7.3. Comparison to G2V-type stars

Table 3 summarizes the values of A , S , and ΔV obtained for these edge-on F6V and K2V-type stars with various $v \sin i$ and a 1% equatorial spot. It allows for comparison with G2V-type star (second column). Figure 15 shows the comparison between F6V and K2V spectral types with respect to G2V order-to-order A and S measurements. Globally, one sees that, for a given set of conditions (spot location and size, star inclination, and $v \sin i$, T_{eff} , and T_{spot}), the amplitude of RV and bisector velocity-span variations increase when we go from F6V to K2V-type stars. For a given $v \sin i$, this means that it will be more difficult to detect bisector velocity-span variations in the case of F6V-type stars

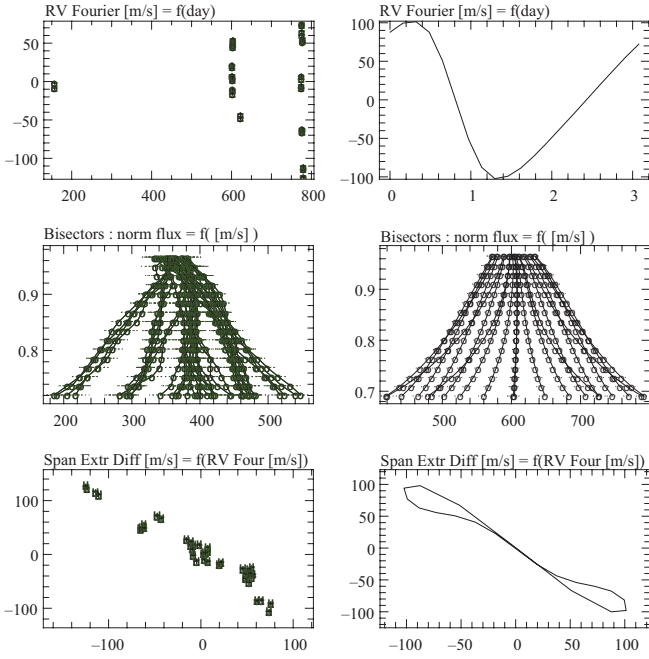


Fig. 11. Example of comparison of an active F7V-type star ($v \sin i \sim 9.6 \text{ km s}^{-1}$) between real observations (*left*) and the present simulations (*right*): we obtain similar RV variation amplitudes (*top*), CCF behavior (*center*) and correlation between bisector velocity-span and RV (*bottom*).

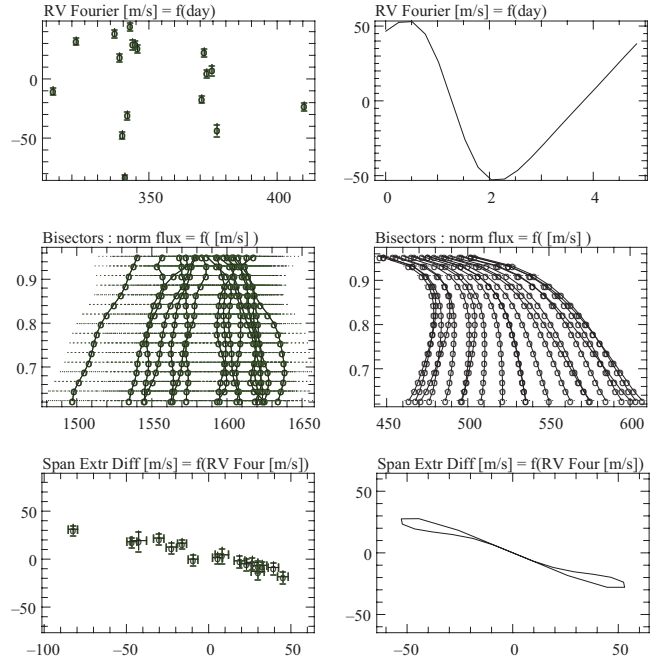


Fig. 13. Example of comparison of an active K1V-type star ($v \sin i \sim 4.8 \text{ km s}^{-1}$) with real observations (*left*) and the present simulations (*right*): we obtain similar RV variation amplitudes (*top*), CCF behavior (*center*), and correlation between the bisector velocity-span and RV (*bottom*).

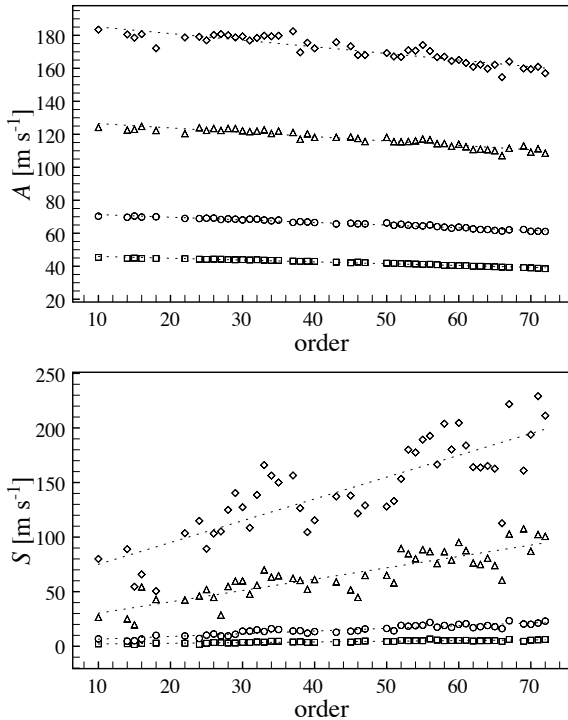


Fig. 12. Measured A and S as a function of order number; assuming a 1% equatorial spot on an edge-on K2V-type star with $v \sin i = 2$ (squares), 3 (circles), 5 (triangles), and 7 km s^{-1} (diamonds).

than in the case of G2V-type stars and easier for K2V-type stars. However, one has to note that F6V-type stars rotate an average faster than G2V-type stars. The occurrence of cases where possible confusions between planets and spots should thus decrease,

Table 3. Comparison between F, G and K-type stars.

	F6V (m s^{-1})	G2V (m s^{-1})	K2V (m s^{-1})
A (2 km s^{-1})	34	37	43
S	1.1	2.1	3.9
A (3 km s^{-1})	...	59	67
S	...	7.9	14
A (5 km s^{-1})	...	103	120
S	...	43	62
A (7 km s^{-1})	138	155	175
S	79	108	138
A (10 km s^{-1})	...	224	...
S	...	267	...
A (20 km s^{-1})	433
S	567
ΔV (mmag)	19.1	20.2	25.1

whereas K2V-type stars rotate an average slower than G2V-type stars, so the occurrence of those cases should increase.

8. Impact on the search for short-period RV planets and further studies

In the previous sections, we have shown that spots can produce a variety of features (RV, bisector shapes, and variations), whose characteristics vary according to the spots and star characteristics. We have also seen that the precise values of RV and, to a greater extent, the values of the bisector velocity-span depend on the line or set of lines taken into account and on the spectrograph used. A quantitative comparison of the bisector velocity-span or bisector velocity-span to RV correlation should be made for the same line or set of lines, acquired with the same spectrograph (or at least with the same spectral resolution) and analyzed with the same software. Working on the full CCF allows

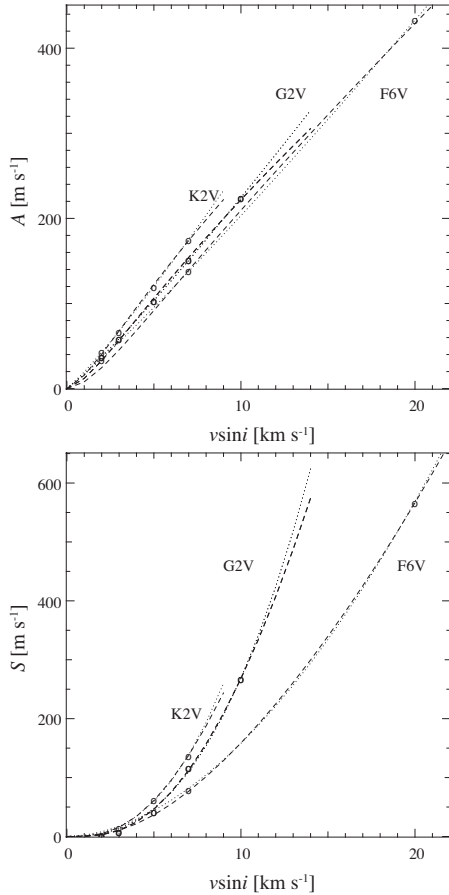


Fig. 14. A and S as a function of the star’s projected rotational velocity, for an equatorial spot on edge-on F6V, G2V, and K2V-type stars. A varies approximately linearly with $v \sin i$. S varies as $\left(\sqrt{(v \sin i)^2 + v_0^2} - v_0\right)^\alpha$. If we take into account the instrumental resolution (dashed lines) $\alpha \approx 1.5$ for the F6V-type star, 1.7 for the K2V, otherwise (dotted lines) $\alpha \approx 2.4$, and 2.5. Values measured on orders #10 to #58.

individual effects to be averaged out and allows quantitative comparison to models, provided the models assume spectral types and projected rotational velocities identical to those of the star under study and use the same spectral lines and same spectral resolution.

From our studies, spots with typical sizes (1%) at the surface of stars with high $v \sin i$ will be easily identified and may be characterized using the criteria presented above (bisectors, bisector velocity-spans). In the case of stars with low inclinations and spots near the pole, confusion may however arise when the RV amplitudes are small ($<10 \text{ m s}^{-1}$). The situation is more complex in the case of stars with low $v \sin i$.

For stars with low $v \sin i$, spot features may, in some cases, mimic those produced by planets. This happens when 1) the observed RV variations have periods similar to the star rotational period, 2) variations are observed in the RV curves, and at the same time 3) bisectors do not change in shape, but are just shifted according to the RV changes. From the study above, this happens in the case of stars with intermediate $v \sin i$ (typ. 5 km s^{-1}) and a very small (0.1%) spot or in the case of stars with low $v \sin i$ compared to the spectrograph resolution (typ. $\leq 3 \text{ km s}^{-1}$ for a resolution of 100 000, $\leq 6 \text{ km s}^{-1}$ for a resolution of 50 000), even with a spot that has a common (typ. $\leq 1\%$) size. When the spot is large enough and its location favorable, photometry will in general tell

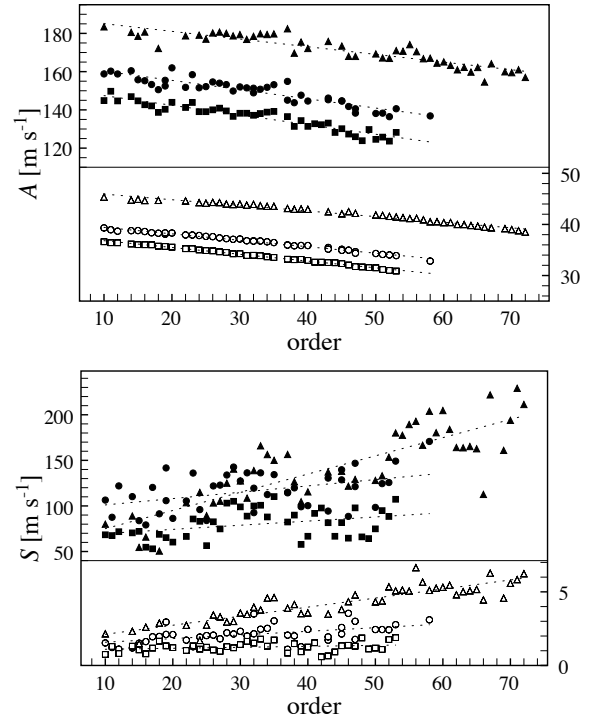


Fig. 15. Comparison between F6V (squares), K2V (triangles), and G2V (circles)-type stars for two $v \sin i$ (open symbols: 2 km s^{-1} , filled symbols: 7 km s^{-1}). Orders #10 to #72.

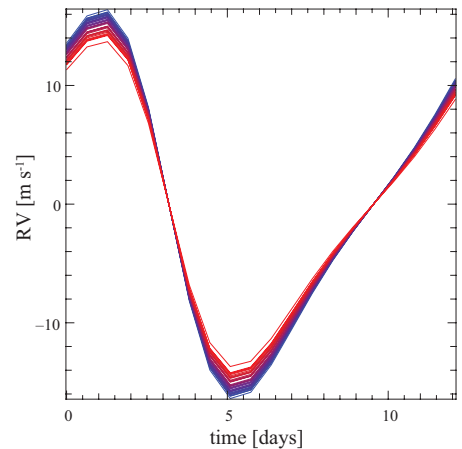


Fig. 16. RV curves as a function of order number. The highest amplitude corresponds to the lowest (blue) order and the lowest amplitude to the highest (red) order. Here $\Delta V = 1.3\%$. Hypotheses: G2V-type star, $v \sin i = 2 \text{ km s}^{-1}$, $i = 30^\circ$, $\theta = 30^\circ$, $f_t = 1\%$.

whether the variations are due to spots or not. In the case of small spots and for particular inclinations of the star, the photometric precision may be out of reach. Of course, the occurrence of such cases will increase when searching for planets with lower and lower masses (super-Earths or Earths) for a given orbit, as they will produce smaller RV amplitudes and bisector shapes comparable to those of smaller spots, i.e., with small S . Note that indicators of activity such as $\log R'_{\text{HK}}$ may not be sensitive enough for low levels of activity (hence the low amplitude of RV variations). Indeed, for levels of activity as low as $\log R'_{\text{HK}} \sim -4.8$, the level of the amplitude for the RV variations is still a few m s^{-1} (Santos et al. 2000; Wright et al. 2003).

The chromatic dependence of A may in such cases help in distinguishing between planets and stellar spots. Indeed, in the case of a planet perturbation, no such chromatic dependence is expected, whereas in the case of spots, chromatic effects will occur. Figure 16 for example shows the RV curves as a function of order number in the case of a G2V-type star ($v \sin i = 2 \text{ km s}^{-1}$) seen with $i = 30^\circ$ and a 1% spot located at $\theta = 30^\circ$. This spot would produce a photometric variation of 1.3%. The peak-to-peak difference between the measurements of A in the first 4 orders and the last 4 orders is 3.8 m s^{-1} , hence could be detectable with good signal-to-noise data. This provides a possible additional criterion for testing the origin of RV variations when bisector velocity-span and/or photometric criteria cannot be applied. It has the great advantage of being an observable present in the spectroscopic data themselves.

Will it be possible to invert an observed data set (RV variations, bisector velocity-span variations, possible photometric variations)? The unknown parameters are i , number of spots, temperature of spot, spot colatitude, and spot size. We already know $v \sin i$ increases with earlier spectral types. One spot then results in 5 free parameters and 2 spots result in 8 free parameters, so it will probably be very difficult to perform this inversion reliably. Nevertheless, our study shows that, with a given set of observations, it is possible to make the diagnostic of the presence of spots, provided we are able to measure the chromatic impact on A .

This study has assumed a very simple case of a single spot. Of course, the reality is more complex: the star may be covered by several spots with different temperatures, at different latitudes; they may also have inhomogeneities distributed in complex patterns; in addition the star may undergo complex patterns of pulsation. Simulations will be performed in the future to explore a wider variety of cases and to test more realistic cases.

Acknowledgements. We acknowledge support from the French CNRS and the Programme National de Planétologie (PNP, INSU). This work was also funded by the French Agence Nationale pour la Recherche, ANR. These results have made use of the SIMBAD database, operated at the CDS, Strasbourg, France.

References

Brown, T. M., Kotak, R., Horner, S. D., et al. 1998, *ApJS*, 117, 563
 Chelli, A. 2000, *A&A*, 358, L59
 ESA 1997, The Hipparcos and Tycho Cat, ESA SP-1200
 Galland, F., Lagrange, A. M., Udry, S., et al. 2005a, *A&A*, 443, 337
 Galland, F., Lagrange, A. M., Udry, S., et al. 2005b, *A&A*, 444, L21
 Galland, F., Lagrange, A. M., Udry, S., et al. 2006a, *A&A*, 447, 355
 Galland, F., Lagrange, A. M., Udry, S., et al. 2006b, *A&A*, 452, 709
 Glebocki, R. 2000, *AcA*, 50, 211
 Gray, D. F. 1982, *ApJ*, 255, 200
 Gray, D. F. 1997, *Nature*, 385, 795
 Gray, D. F., & Hatzes, A. P. 1997, *ApJ*, 490, 412

Appendix A: Linear fits

Table A.1. Values a and b of the linear fits $y = ax + b$ corresponding to the different plots.

Reference	a	b	Reference	a	b			
Fig. 2								
A, \square	-0.13	41	A, \square	-0.13	38			
A, \diamond	-0.22	65	A, \circ	-0.5	152			
A, \circ	-0.31	111	A, Δ	-1.8	486			
A, Δ	-0.48	165	S, \square	0.006	1.03			
S, \square	0.02	1.3	S, \circ	0.45	65			
S, \diamond	0.08	5.5	S, Δ	5.6	381			
S, \circ	0.45	28	Fig. 12					
S, Δ	0.69	94	A, \square	-0.11	47			
Fig. 5								
A, \bullet	141	0	A, \circ	-0.16	73			
S, \circ	108	0	A, Δ	-0.26	129			
Fig. 7, top								
A, \times	-0.17	60.3	A, \diamond	-0.40	189			
A, \circ	-0.22	64.8	S, \square	0.06	1.5			
A, \bullet	-0.22	65.5	S, \circ	0.25	4.0			
S, \times	0.06	2.6	S, Δ	1.04	20			
S, \circ	0.08	5.5	S, \diamond	2.0	55			
S, \bullet	0.12	5.5	Fig. 15					
Fig. 7, bottom								
A, \times	-0.40	157	A, \square	-0.13	38			
A, \circ	-0.48	165	A, \circ	-0.13	41			
A, \bullet	-0.55	173	A, Δ	-0.11	47			
S, \times	0.84	38	A, \blacksquare	-0.50	152			
S, \circ	0.69	94	A, \bullet	-0.48	165			
S, \bullet	0.28	134	A, \blacktriangle	-0.40	189			
			S, \square	0.006	1.03			
			S, \circ	0.02	1.3			
			S, Δ	0.06	1.5			
			S, \blacksquare	0.45	65			
			S, \bullet	0.69	94			
			S, \blacktriangle	2.0	55			

Gray, R. O., Corbally, C. J., & Garrison, R. F. 2003, *AJ*, 126, 2048
 Hatzes, A. P. 1996, *PASP*, 108, 839
 Hatzes, A. P. 2002, *Astron. Nachr.*, 323, 392
 Hatzes, A. P., Cochran, W. D., Bakker, E. J., et al. 1998, *ApJ*, 508, 380
 Henry, G. W., Baliunas, S. L., Donahue, R. A., et al. 1997, *ApJ*, 474, 503
 Hoffleit, D., & Warren Jr, W. H. 1991, *Bright Star Catalogue*, 5th revised Ed., NSSDC/ADC
 Kurucz, R. L. 1993, CD-ROM 13, 18, <http://kurucz.harvard.edu>
 Mayor, M., & Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 355
 Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., et al. 2003, *The Messenger*, 114, 20
 Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., et al. 2004, *A&A*, 418, 989
 Paulson, D. B., Cochran, W. D., & Hatzes, A. P. 2004, *AJ*, 127, 3579
 Pepe, F., Mayor, M., Rupprecht, G., et al. 2002, *The ESO Messenger*, 110, 9
 Queloz, D., Henry, G. W., Sivan, J. P., et al. 2001, *A&A*, 379, 279
 Saar, S. H., & Donahue, R. A. 1997, *ApJ*, 485, 319
 Saar, S. H., Butler, R. P., & Marcy, G. W. 1998, *ApJ*, 498, L153
 Santos, N. C., Mayor, M., Naef, D., et al. 2000, *A&A*, 265, 272
 Wright, J. T., Marcy, G. M., Fischer, D. A., & Butler, R. P. 2003, *AAS*, 35, 744

3.2.3 Quelques cas à 2 taches

Avec une seule tache, il n'est pas possible d'obtenir un signal périodique ressemblant à celui d'une planète, à moins de voir l'étoile inclinée (i faible, $\lesssim 45^\circ$) sur son axe avec une tache assez haute en latitude. Par contre cela devient nettement plus aisé avec plusieurs taches réparties à la surface de l'étoile, quelle que soit l'inclinaison de son axe de rotation par rapport à la ligne de visée.

Nouveaux paramètres

Lorsque l'on introduit de nouvelles taches c'est la répartition de celles-ci sur la surface de l'étoile qui va jouer sur la forme et l'amplitude du signal en vitesse radiale. Afin d'explorer l'effet de taches multiples, on peut étudier deux cas distincts.

Deux taches en opposition

On considère que les taches sont en parfaite opposition de phase à la surface de l'étoile ($\phi_1 = 0^\circ$ et $\phi_2 = 180^\circ$). Notamment pour le Soleil il semble exister des longitudes actives (*e.g.*, Kitchatinov et Olemskoi 2005, Usoskin et al. 2007, Malik et Bohm 2009). On peut alors étudier l'effet de la latitude et de la taille des taches, ce qui est assez facilement extrapolable d'après le comportement d'une seule tache. Les Figs. 3.11, 3.12 et 3.13 résument quelques cas caractéristiques.

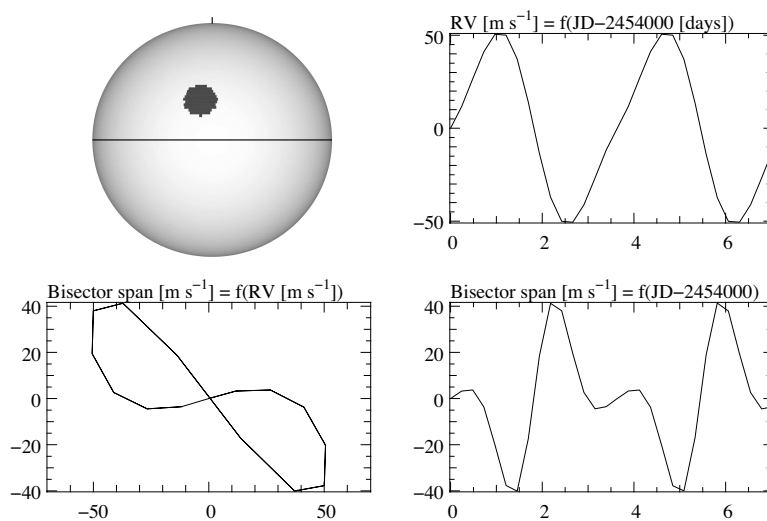


FIG. 3.11 – Simulation de 2 taches de même taille ($f_r = 1\%$) et à la même latitude (même écart par rapport à l'équateur), décalées de 180° en longitude sur une étoile vue par l'équateur. $\theta_1 = \theta_2$, $\alpha_1 = \alpha_2$ et $v \sin i > R_i$ (respectivement 7 km s^{-1} et 3 km s^{-1}).

Comme on le voit, le signal est parfaitement périodique avec une période égale à la période de rotation de l'étoile dans le cas où les taches ont la même contribution (même latitude et même taille, Fig. 3.11). Lorsque la contribution des taches n'est pas identique (par une taille projetée et une latitude différente Fig. 3.12 et par une taille différente Fig. 3.13), on se retrouve avec un signal a priori bi-périodique. Ce type de signal peut alors

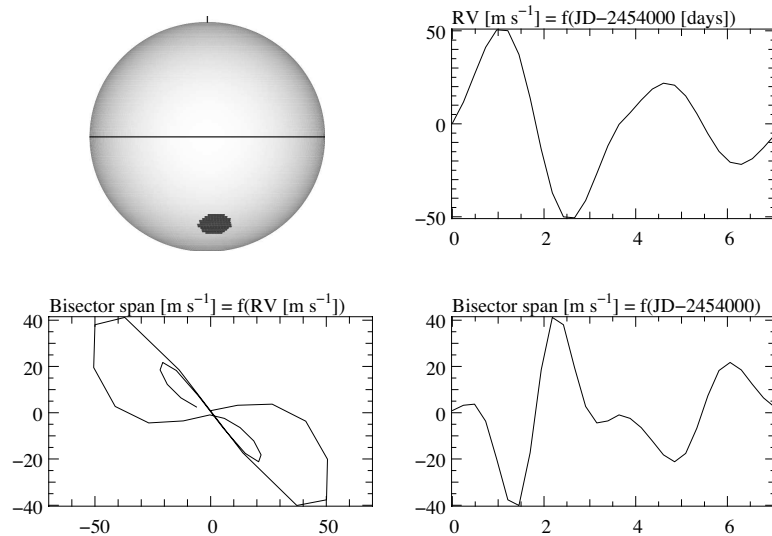


FIG. 3.12 – Simulation de 2 taches de même taille ($f_r = 1\%$), placées à des latitudes différentes et décalées de 180° en longitude sur une étoile vue par l'équateur. $\theta_1 \neq \theta_2$, $\alpha_1 = \alpha_2$ et $v \sin i > R_i$ (respectivement 7 km s^{-1} et 3 km s^{-1}).

nous faire croire à un système planétaire à 2 compagnons, d'autant plus que la période de chaque compagnon présumé est différente de la période de rotation de l'étoile. Il faudra faire particulièrement attention ce type de cas, notamment lorsque le $v \sin i$ est inférieur à la résolution instrumentale R_i .

Deux taches décalées de 20° à 120° en longitude

Regardons maintenant le cas de deux taches disposées arbitrairement en longitude à la surface de l'étoile (Figs. 3.14 à 3.19) et avec comme latitudes $\theta = 70^\circ$ et 110° .

Entre les deux cas où les taches ont presque la même longitude ($\Delta\phi = 20^\circ$) et où elles sont un peu séparées en longitude ($\Delta\phi = 60^\circ$) le signal en vitesse passe d'une période de 2,7 à 3,7 jours. Le signal peut aussi sembler bi-périodique ($\Delta\phi = 100^\circ$). Globalement, lorsque le $v \sin i$ de l'étoile est suffisant, on observe dans chaque cas une figure de corrélation sur le graphe BVS-RV, ce qui permet de faire le diagnostic de l'origine des vitesses observées. La forme de la corrélation est cependant différente d'un cas à l'autre, ce qui pourrait permettre de distinguer ces cas et de retrouver le motif des taches à la surface de l'étoile observée. Cette figure sera plus complexe pour des configurations avec un nombre de taches plus élevés et la figure de corrélation sera nettement moins claire.

3.2.4 Étoiles jeunes / très actives, vitesses de rotation variées

Éléments caractéristiques

Les étoiles jeunes ($\lesssim 100 \text{ Myr}$) sont généralement fortement actives (*e.g.*, Strassmeier et Rice (2006), Piluso et al. (2008) et Chap. 5). Elles présentent souvent des taches assez grosses (plusieurs pourcents de la surface visible) et proches des pôles. La technique d'imagerie Doppler, qui permet une reconstruction de la carte d'intensité de la surface d'une étoile à rotation rapide à partir de la déformation de raies spectrales mesurée très précisément, nous

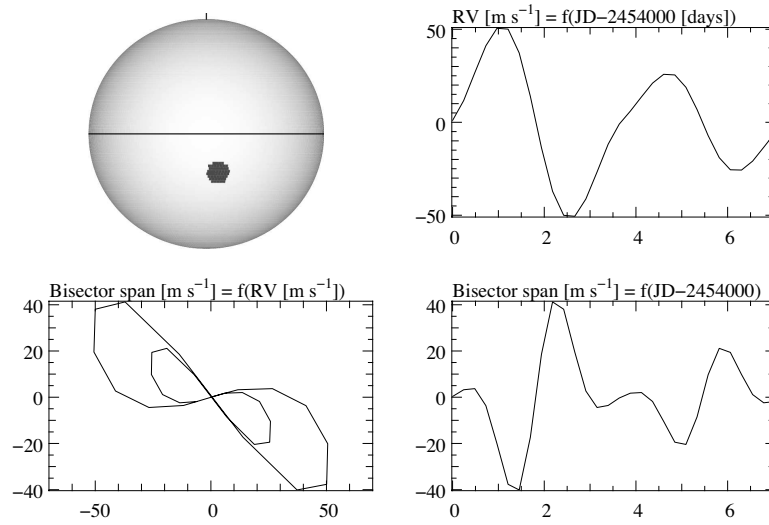


FIG. 3.13 – Simulation de 2 taches de tailles différentes ($f_r = 0.5$ et 1%), placées à la même latitude et décalées de 180° en longitude sur une étoile vue par l'équateur. $\theta_1 = \theta_2$, $\alpha_1 \neq \alpha_2$ et $v \sin i > R_i$ (respectivement 7 km s^{-1} et 3 km s^{-1}).

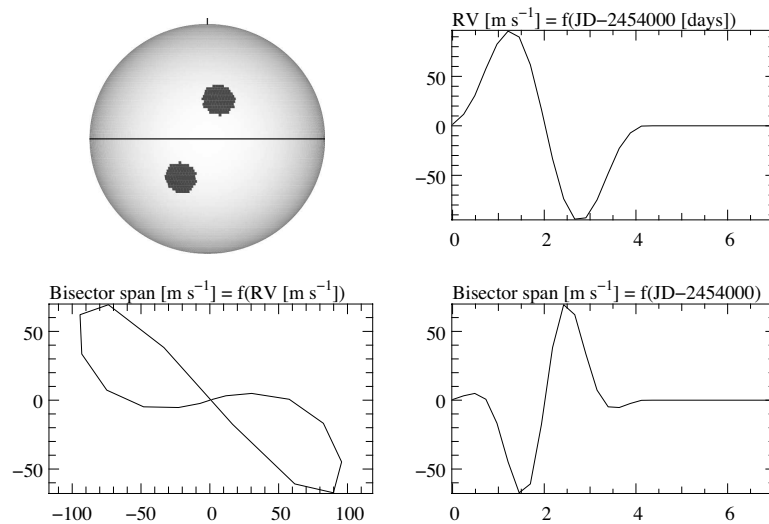


FIG. 3.14 – Simulation de 2 taches décalées en longitude de $\Delta\phi = 20^\circ$ sur une étoile vue par l'équateur ($v \sin i = 7 \text{ km s}^{-1} > R_i$).

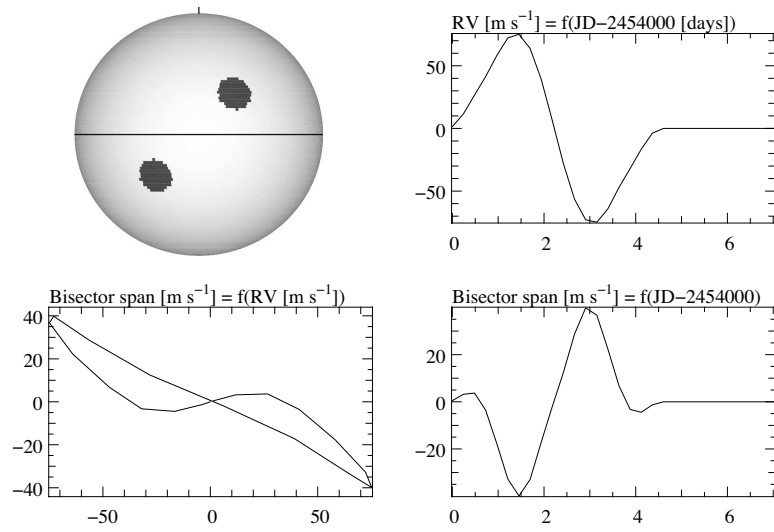


FIG. 3.15 – Simulation de 2 taches décalées en longitude de $\Delta\phi = 40^\circ$ sur une étoile vue par l'équateur ($v \sin i = 7 \text{ km s}^{-1} > R_i$).

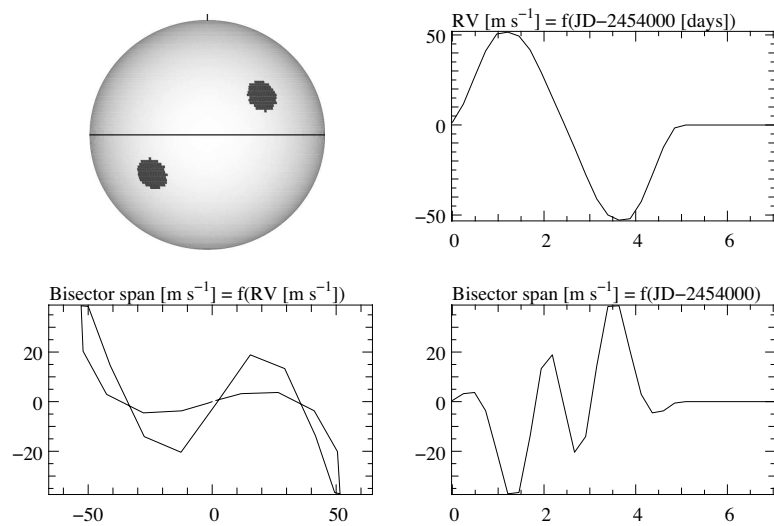


FIG. 3.16 – Simulation de 2 taches décalées en longitude de $\Delta\phi = 60^\circ$ sur une étoile vue par l'équateur ($v \sin i = 7 \text{ km s}^{-1} > R_i$).

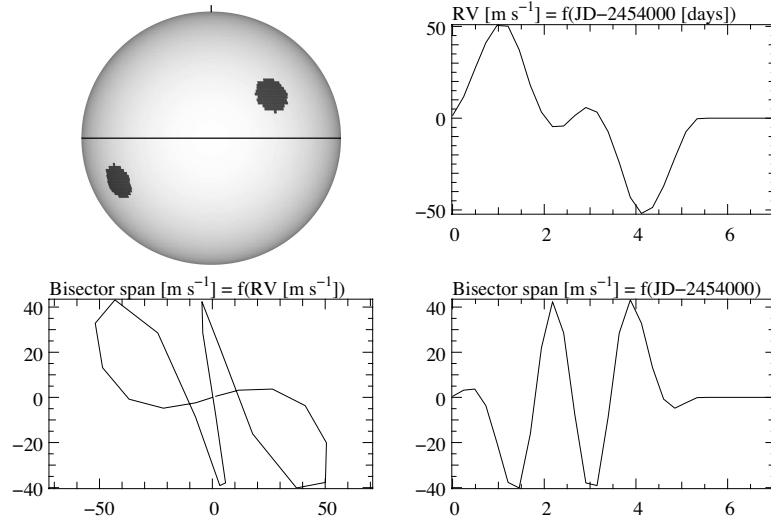


FIG. 3.17 – Simulation de 2 taches décalées en longitude de $\Delta\phi = 80^\circ$ sur une étoile vue par l'équateur ($v \sin i = 7 \text{ km s}^{-1} > R_i$).

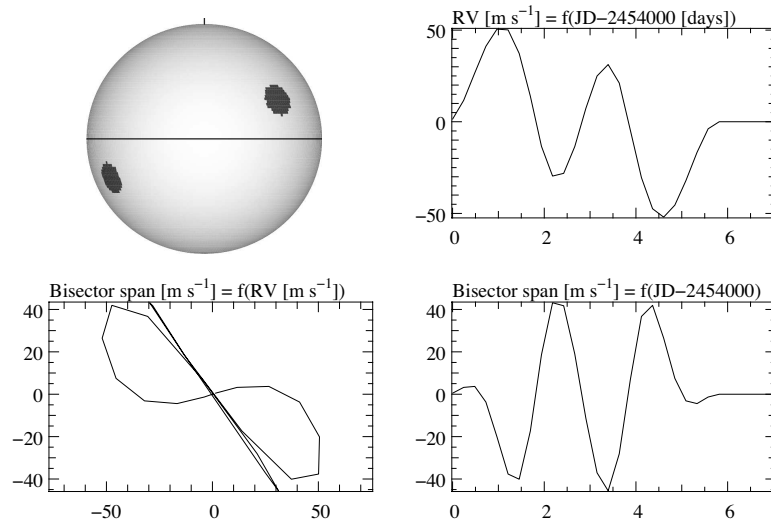


FIG. 3.18 – Simulation de 2 taches décalées en longitude de $\Delta\phi = 100^\circ$ sur une étoile vue par l'équateur ($v \sin i = 7 \text{ km s}^{-1} > R_i$).

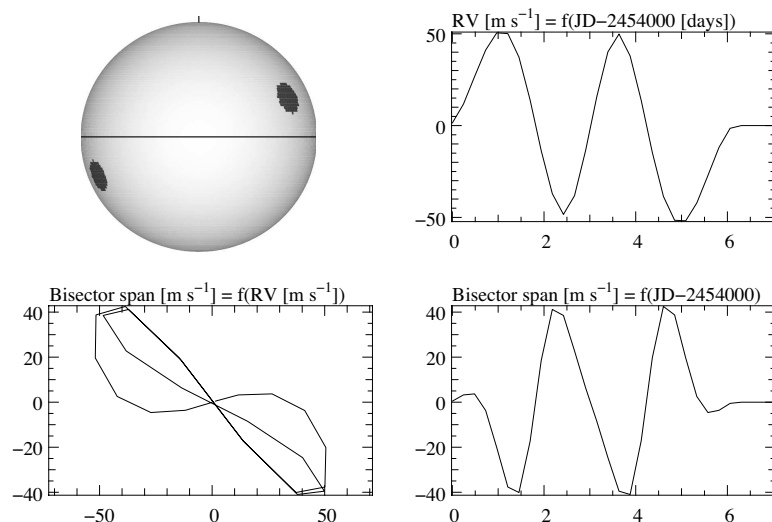


FIG. 3.19 – Simulation de 2 taches décalées en longitude de $\Delta\phi = 120^\circ$ sur une étoile vue par l'équateur ($v \sin i = 7 \text{ km s}^{-1} > R_j$).

donne des contraintes sur la température et la position de ces taches. À partir de ces paramètres, on peut simuler de telles taches à la surface d'étoiles à rotation plus ou moins rapide.

Un paramètre qu'il est intéressant de faire varier est la température de la tache qui, dans le cas des étoiles jeunes, peut être supérieure à celle de la photosphère⁴. La Figure 3.20 montre une simulation de l'effet d'une très grosse tache froide ($f_r = 10\%$, $\Delta T = -1200 \text{ K}$). La Figure 3.21 rassemble quelques résultats de taches chaudes ou froides. On constate que dans le cas d'une très grosse tache (ici $f_r = 10\%$), l'amplitude des vitesses radiales est grande (supérieure à 200 m s^{-1}), et le signal presque sinusoïdal, mais les déformations des raies sont bien visibles du fait de la rotation rapide de l'étoile.

La comparaison entre tache chaude et tache froide est intéressante. Pour des écarts absolus en température par rapport à la photosphère identiques, les amplitudes sont similaires et la différence peut s'expliquer principalement par l'utilisation d'un modèle de corps noir pour la photosphère et pour la tache. Le rapport de flux est lui légèrement différent — à une longueur d'onde donnée — entre la photosphère et la tache froide, et la photosphère et la tache chaude.

Entre le cas avec une tache chaude et celui avec une tache froide, le signe du signal en vitesse change. Lorsque la tache froide s'approche de nous (ici, lorsqu'elle se trouve sur la partie gauche de l'étoile), il y a un déficit de flux sur la partie de l'étoile qui provoque des vitesses radiales négatives, par rapport à la partie qui provoque des vitesses radiales positives (ici la droite), la résultante est donc un signal positif et l'étoile semble s'éloigner un peu plus vite de nous. Lorsque la tache est chaude c'est l'inverse qui se passe, il y a un surplus de flux dans la zone des vitesses négatives par rapport à la zone des vitesses positives, l'étoile semble alors se rapprocher de nous.

⁴le processus de formation de ces taches chaudes est différent de celui des taches à la surface des étoiles vieilles, il pourrait être dû à une colonne d'accrétion sur l'étoile plutôt qu'à un effet magnétique lié au mécanisme dynamo à l'intérieur à l'étoile, même si un fort champ magnétique est observé.

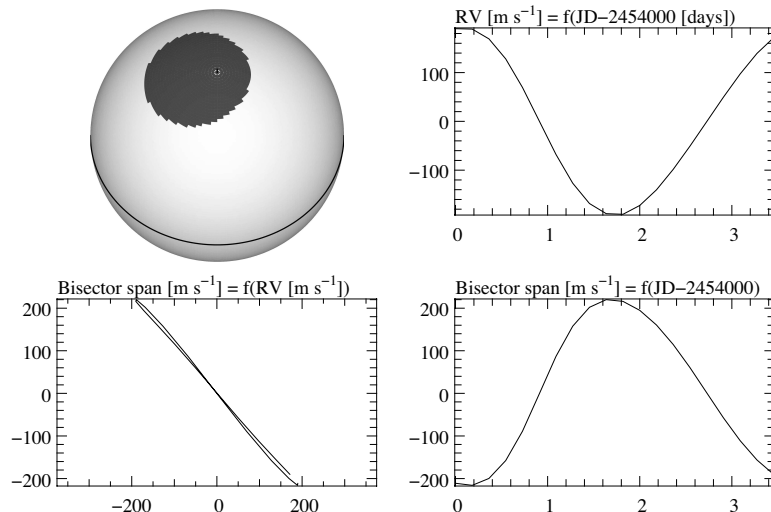


FIG. 3.20 – Simulation d'une grosse tache (fraction d'hémisphère couverte, $f_r = 10\%$) proche du pôle à la surface d'une étoile jeune ($v \sin i = 15 \text{ km s}^{-1}$), $T_{\text{sp}} = T_{\text{eff}} - 1200 \text{ K}$.

3.3 SIMULATION TACHES + COMPAGNON

Afin d'optimiser la recherche de compagnon autour d'étoiles variées, il est très important de connaître le comportement des spectres d'une étoile active autour de laquelle orbite au moins un compagnon. D'ailleurs, comme nous l'avons vu dans la section 3.1.2, toute étoile a un niveau d'activité même si celui-ci est faible. En recherchant des compagnons de moins en moins massifs il est évident que l'on va atteindre ce niveau quel qu'il soit.

3.3.1 Exploration théorique

On a vu que la présence d'une tache affecte la forme des raies spectrales et donc les vitesses radiales mesurées. Dans les cas où les raies stellaires sont résolues on observe une anti-corrélation entre BVS et vitesses radiales. Étudions donc le cas où l'anti-corrélation est d'un facteur -1 (*i.e.*, l'amplitude des vitesses est égale à l'amplitude du BVS) en ajoutant le signal d'un compagnon au signal de la tache, puis en faisant varier le rapport entre l'amplitude du signal de la tache K_{spot} et celui du compagnon K_{pl} , le rapport entre la période du signal de la tache P_{spot} et celle du compagnon P_{pl} , ainsi que le déphasage ψ entre les signaux (pris à 0 , $\pi/4$ et $\pi/2$). La Figure 3.22 présente les résultats pour $P_{\text{pl}} = 0.3P_{\text{spot}}$ et pour différentes valeurs du rapport $K_{\text{pl}}/K_{\text{spot}}$ (0,2, 1, et 10).

Dans le cas où l'amplitude du signal de la planète est faible par rapport à celui de la tache, l'anti-corrélation est toujours forte et il n'est pas facile de constater l'influence de la planète qui peut se confondre aisément avec du bruit. À l'extrême, lorsque l'amplitude du signal de la planète est grande par rapport à celui de la tache, il est aisé de la détecter et c'est ce à quoi ressemble le signal des planètes détectées jusqu'à présent autour d'étoiles actives. Le cas intermédiaire est particulièrement intéressant pour les recherches à venir. Il ne faut donc pas abandonner trop vite des étoiles dont le graphe BVS-RV semble étrange.

La Figure 3.23 présente les résultats pour $K_{\text{pl}} = 0.5K_{\text{spot}}$ et pour diffé-

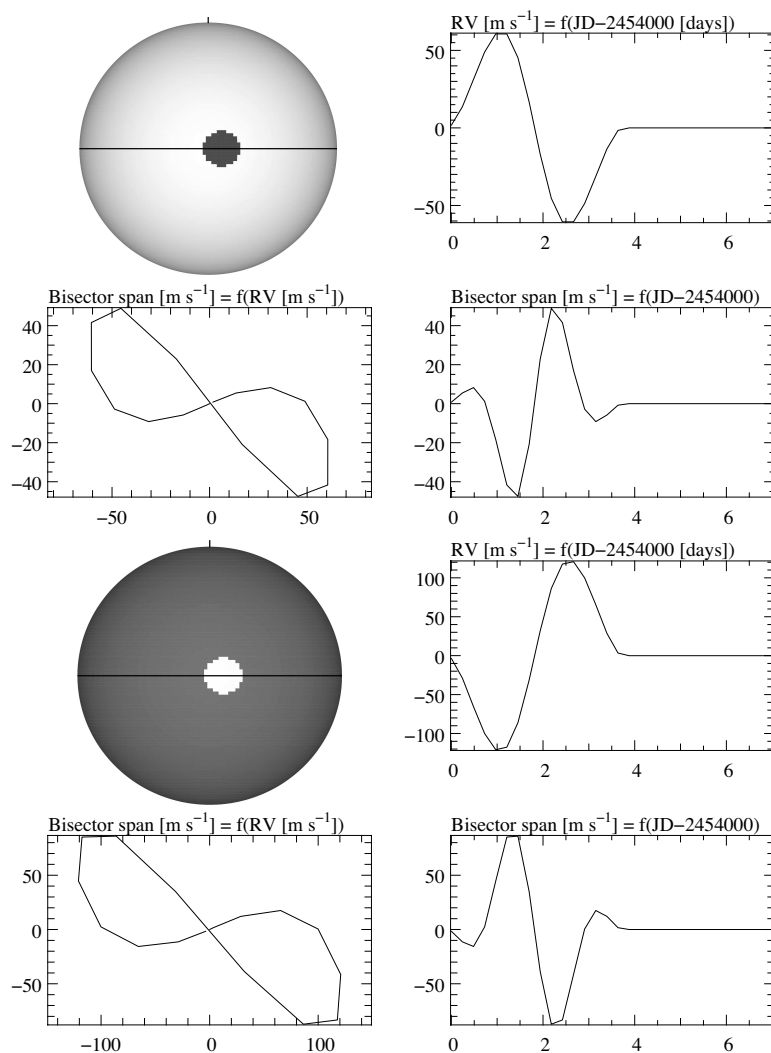


FIG. 3.21 – Simulation d'une tache ($f_r = 1\%$) à la surface d'une étoile jeune ($v \sin i = 15 \text{ km s}^{-1}$). Tache froide ($T_{\text{sp}} = T_{\text{eff}} - 1200 \text{ K}$, **haut**) ou chaude ($T_{\text{sp}} = T_{\text{eff}} + 1200 \text{ K}$, **bas**).

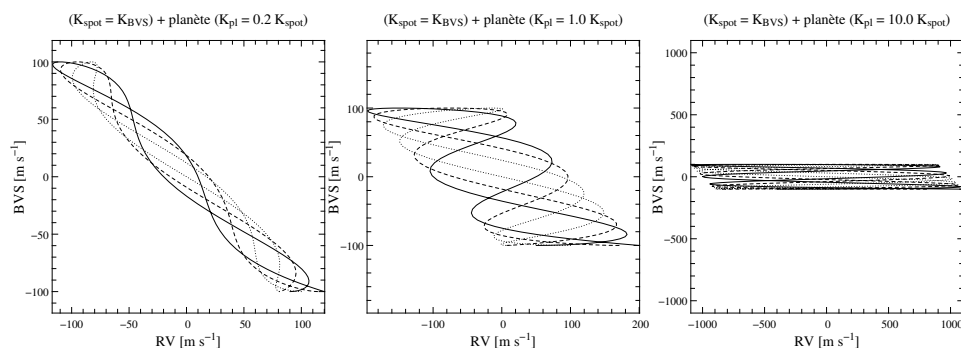


FIG. 3.22 – Graphes BVS-RV dans le cas d'une anti-corrélation -1 provoquée par une tache. On ajoute le signal d'un compagnon (déphasage $\psi = 0, \pi/4, \pi/2$, en trait plein, tirets, pointillés respectivement), avec une période $P_{\text{pl}} = 0.3P_{\text{spot}}$ et un rapport $K_{\text{pl}}/K_{\text{spot}}$ valant 0,2, 1, et 10 (de gauche à droite et haut en bas).

rentes valeurs du rapport $P_{\text{pl}}/P_{\text{spot}}$ (0,3, 1, et 2,5). En fonction du rapport de ces périodes, le “dessin” tracé est différent, les oscillations changent d’orientation selon que le rapport est supérieur ou inférieur à 1.

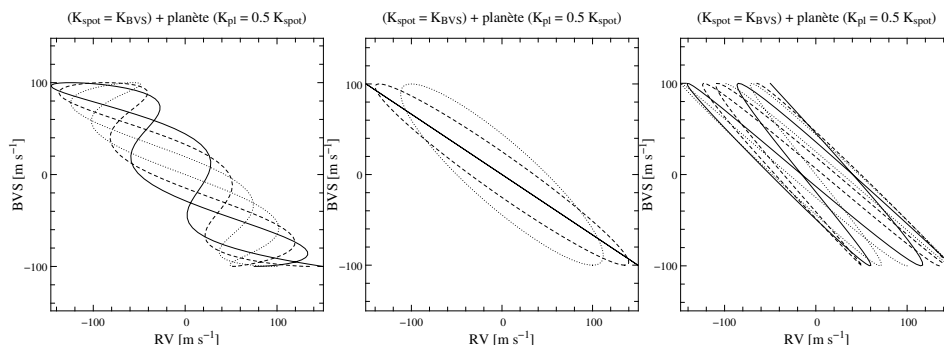


FIG. 3.23 – Graphes BVS-RV dans le cas d’une anti-corrélation -1 provoquée par une tache. On ajoute le signal d’un compagnon (déphasage $\psi = 0, \pi/4, \pi/2$, en trait plein, tirets, pointillés respectivement), avec une amplitude $K_{\text{pl}} = 0.5K_{\text{spot}}$ et un rapport $P_{\text{pl}}/P_{\text{spot}}$ valant 0,3, 1, et 2,5 (de gauche à droite et haut en bas).

Avec une précision suffisante sur la mesure de la vitesse et surtout du BVS pour les étoiles à $v \sin i$ faibles par rapport à la résolution instrumentale, et des observations intensives, il devrait être possible d’identifier chaque cas en couvrant toute la figure décrite sur le graphe BVS-RV et remonter à l’existence de planètes autour d’étoiles actives, même dans les cas *a priori* difficiles. Pour les cas les plus simples (fort signal planétaire pour une étoile peu active) nous sommes d’ores et déjà capable de détecter les compagnons planétaires avec suffisamment de mesures pour bien couvrir toutes les phases de l’orbite.

3.3.2 Ajout d’un compagnon dans les simulations numériques

Dans les simulations numériques, l’ajout d’un compagnon se fait de façon simple, en décalant le spectre provenant de chaque cellule de l’effet induit par la présence du compagnon à un instant donné. Dans un premier temps on travaille avec une orbite circulaire dans le plan équatorial de l’étoile. On peut alors choisir la période du compagnon ainsi que l’amplitude du signal qu’il induit sur l’étoile (qui est lié au couple $(M_{\text{pl}}, M_{\star})$). Un exemple de simulation est présentée sur les Figs. 3.24 et 3.25.

On constate que selon l’amplitude induite par le compagnon par rapport à celle due à l’activité, il est possible ou non d’avoir une indication sur la présence d’un compagnon. On peut alors choisir une stratégie d’observation pour la suite afin d’améliorer les limites de détection de compagnons (*cf.* Sect. 3.6).

3.4 SIMULATION DES VITESSES RADIALES DU SOLEIL

3.4.1 *Articles* : Simulation des vitesses radiales à partir de la description des taches et des plages observées

Lagrange A.-M., Desort M., Meunier N., 2009, *A&A*, sous presse, voir page 72

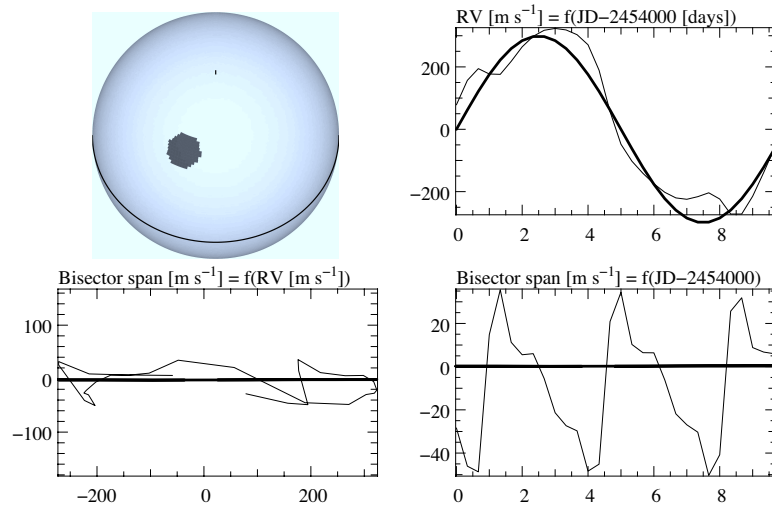


FIG. 3.24 – Simulation d'une planète en orbite autour d'une étoile active. Cas où l'amplitude due à la planète est supérieure à l'amplitude due à la tache. L'effet de la planète seule est représenté en trait épais.

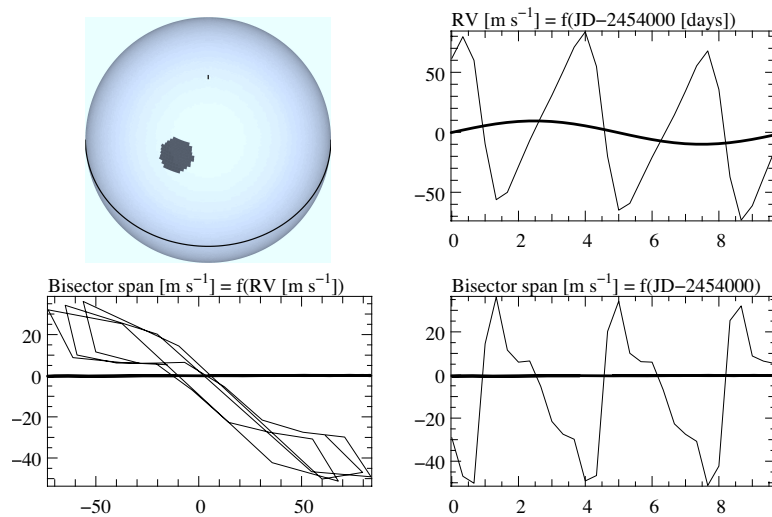


FIG. 3.25 – Simulation d'une planète en orbite autour d'une étoile active. Cas où l'amplitude due à la planète est inférieure à l'amplitude due à la tache. L'effet de la planète seule est représenté en trait épais.

Meunier N., Desort M., Lagrange A.-M., 2009, A&A, sous presse, voir page 87

Le Soleil a été particulièrement bien étudié depuis fort longtemps puisque c'est évidemment l'étoile la plus proche de nous ! Grâce à l'utilisation de la première lunette astronomique au 17^e siècle, Galilée, Harriot, Scheiner et Fabricius faisaient indépendamment les premières descriptions des taches solaires. Depuis 1750 environ, l'observation des taches solaires est systématique et elles sont répertoriées. Nous avons donc la chance de pouvoir reproduire ce qui s'est passé dans la photosphère du Soleil, du point de vue des taches, sur des siècles. Grâce à cela, nous avons entrepris de simuler l'effet des taches solaires, telles qu'elles ont été observées, sur des observations en spectroscopie intégrée telles que pourrait en faire un observateur "extra-solaire" à la recherche de planètes hors de son système stellaire en regardant notre Soleil à des années-lumières. Serait-il capable de détecter notre planète au milieu du signal stellaire perturbateur (bien que le Soleil fasse partie des étoiles peu actives) et des autres planètes ?

Cette étude tente de reproduire les spectres du Soleil pris jour après jour au cours du temps sur au moins un cycle d'activité magnétique. L'effet des taches est pris en compte (article *I*) ainsi que celui des plages (article *II*, contraste et convection) qui s'avère non négligeable dans le cas du Soleil (mais pourrait l'être pour une autre étoile). Grâce à cela et aux nombreuses données solaires accumulées ces dernières décennies — comme la variation de l'irradiance et la réémission chromosphérique dans les raies du Ca II H&K —, nous allons pouvoir faire le lien direct entre niveau d'activité mesuré avec le $\log R'_{\text{HK}}$ (cf. Sect. 3.6.1) et le niveau de bruit stellaire induit par les taches et les plages, et montrer l'impact de chacun de ces phénomènes sur les vitesses radiales. Ceci est d'une grande utilité pour les futurs projets de recherche de planètes extra-solaires toujours moins massives avec des instruments toujours plus précis⁵.

Dans le premier article (Lagrange *et al.*, 2009, *sous presse*), nous avons utilisé les données de l'observatoire Debrecen (Debrecen Heliographic Data, Györi et al. (2003)) qui décrivent les taches de l'hémisphère visible du Soleil presque chaque jour de début janvier 1993 à fin décembre 2003. À partir de cette description du Soleil à chaque instant nous avons pu simuler l'effet des taches sur les spectres et donc sur les vitesses radiales du Soleil intégré qui auraient pu être observées, mais aussi sur la photométrie. Une fois ces vitesses mesurées au cours du temps, nous avons ajouté l'effet en vitesse d'une planète située dans la zone habitable dans le but de voir sous quelles conditions (précision de mesure, échantillonnage temporel) cette planète pourrait être détectable.

Les résultats détaillés sont décrits dans l'article présenté page 72. On retiendra les points suivants. Les simulations montrent que les variations de vitesse sont faibles durant la période de faible activité ($\sigma_{\text{rv}} \simeq 16 \text{ cm s}^{-1}$) et plus élevées pendant la période de forte activité ($\sigma_{\text{rv}} \simeq 60 \text{ cm s}^{-1}$, avec des pics jusqu'à 2 m s^{-1}). La photométrie correspondante est détectable du sol pour la période de haute activité mais ce n'est pas le cas pendant la période

⁵tels que *ESPRESSO* au VLT (Pasquini et al. 2005) ou *CODEX* sur le futur E-ELT (D'Odorico et al. 2007), qui vont régulièrement se heurter au bruit stellaire en dessous du mètre par seconde.

de faible activité ($< 0,1\%$). Par comparaison avec les mesures d'irradiance solaire (Total Solar Irradiance, TSI, Claus Fröhlich et Judith Lean⁶), l'effet des taches n'est pas suffisant pour retrouver la photométrie observée sur l'ensemble du cycle et l'existence des plages joue un rôle important. Sur des courtes échelles de temps (quelques rotations), les taches permettent de reproduire les variations de la photométrie mais sur l'ensemble du cycle il faut faire intervenir les plages.

La détection d'une Terre dans la zone habitable (entre 0,8 et 1,2 unité astronomique) va dépendre largement de l'échantillonnage temporel des observations. En observant l'étoile tous les jours pendant 8 mois (observabilité de l'étoile) sur 3–4 ans pendant la période de faible activité de l'étoile, le signal en vitesse de la planète est clairement visible ($K \simeq 10 \text{ cm s}^{-1}$, quelle que soit la précision entre 1 et 10 cm s^{-1}). Si l'étoile est seulement observée tous les 4 jours il est toujours possible de détecter la planète sans trop de problème mais un échantillonnage inférieur à une observation tous les 8 jours sera insuffisant.

⁶<http://www.ngdc.noaa.gov/stp/SOLAR/>.

Using the Sun to estimate Earth-like planets detection capabilities

I. Impact of cold spots

A.-M. Lagrange, M. Desort, and N. Meunier

Laboratoire d'Astrophysique de l'Observatoire de Grenoble, Université Joseph Fourier, BP 53, 38041 Grenoble, France
e-mail: Lagrange@obs.ujf-grenoble.fr

Received 5 August 2009 / Accepted 28 October 2009

ABSTRACT

Aims. It is known that stellar spots may in some cases produce radial velocity (RV) signatures similar to those of exoplanets. To date, the most extensive set of data on spots, active regions, and activity in general for any star is that obtained for the Sun. To investigate the impact of these spots, we aim to study the detectability of Earth-mass planets in the habitable zone (HZ) of solar-type stars, if covered by spots similar to sunspots.

Methods. We used the sunspot properties recorded over one solar cycle between 1993 and 2003 to infer the RV curve that a solar-type star seen edge-on would exhibit, if covered by these spots. We also derive interesting parameters such as bisector velocity span (BVS) and photometric curves, commonly used in the analysis of RV data. We compare the obtained data with archival solar data available for the same epoch (e.g., irradiance, Ca index). We also simulate the RV of such a spotted star surrounded by an Earth-mass planet located in the HZ.

Results. The RV of the spotted star appears to be very variable, in a complex way, depending on the activity level, with amplitudes from a few tens cm/s up to 5 m/s (assuming $\Delta T_s = T_\odot - T_{\text{spot}} = 550$ K). A correlation between the BVS and the RV data is observed even when several spots are present with a slope so small that only data of very high precision (better than 5 cm/s) can enable its detection. Photometric variations of up to 0.5% are predicted, depending on the level of activity, in agreement with measured solar photometric variations.

Based on present assumptions, the detection of a 1 M_{Earth} planet located between 0.8 and 1.2 AU requires intensive monitoring (weekly or more frequent), over several years. The temporal sampling is more crucial than the data precision (assuming precisions in the range [1–10] cm/s). Cooler spots may become a problem for these detections. We also anticipate that plagues, not considered in this paper, could further complicate or even compromise such detections.

Key words. planetary systems – Sun: activity – sunspots – techniques: radial velocities

1. Introduction

Most exoplanets have been detected so far around main sequence stars¹ using RV technique. Their periods range between a few days and a few (up to 5) years. Even though most of them are giant planets, a population of super Earth (lighter than 10 M_{Earth} , down to 2 M_{Earth} , Mayor et al. 2009) planets have been detected using very precise RV measurements. In the future, much effort will be devoted to the search for even lighter planets, using improved instruments and sometimes larger telescopes such as the ELTs (D'Odorico et al. 2007).

However, it has been suspected for a long time that stellar activity and pulsations could also produce RV variations that could in some cases, mimic those of RV planets. This might lead to misinterpretations of RV variations, especially when these variations have periods less or equal to the star rotational period. This actually happened in the case of TW Hydrae (Huelamo et al. 2008) or LkCa19 (Huerta et al. 2008). To investigate the impact of stellar spots, Saar & Donnanhue (1997) made first estimations of the impact of a stellar spot and convective inhomogeneities on the RV curve of FeI lines. In the case of an equatorial spot of a star seen edge-on, they showed that RV amplitudes of up to 50 m/s could be produced by spots or convective inhomogeneities, depending on the spot size, the projected

rotational velocity of the star and star age. The impact of spots was also investigated by Hatzes (2002) using the CaI 643.9 nm line, which lead to the conclusions that RV variations in the range of a few m/s could be observed because of spots. We note that Saar & Donnanhue (1997) also pointed out that convective inhomogeneities can lead to even larger RV variations, especially for G2V type stars.

We investigated in detail the impact of stellar spots on the RV and photometric curves, and on other diagnostics commonly used to differentiate between the effects of stellar activity and planets on RV surveys (Desort et al. 2007). We simulated the optical spectra of stars with various spectral types from F to K type, projected rotational velocities, and orientations, covered with spots of different size and latitude. From the obtained, simulated spectra, we derived the RV, photometric, and astrometric variations using the same tools as those used in the exoplanet searches, and assuming that the spectrograph used was HARPS (Mayor et al. 2003). We showed that the impact on RV studies is indeed far from being negligible and that for stars of low $v \sin(i)$, RV curve, bisector/span variations, and photometric variations may not be enough to clearly exclude spots as explanations of the observed variations. More quantitatively, spots with typical sizes of 1% can mimic both the radial velocity curves and bisector behaviour of short-period giant planets around G-K stars of $v \sin i$ lower than the spectrograph resolution. For stars with

¹ <http://exoplanet.eu>

intermediate $v \sin i$, smaller spots may produce similar features. These spots may therefore complicate the search for low-mass planets on orbits with periods of the order of the star rotational period. Additional observables (e.g., photometry, spectroscopic diagnostics) are in these cases mandatory for confirming the presence of short period planets, but unfortunately, photometric variations may in some cases be too small to clearly exclude spots as explanations of the observed variations. This is particularly important when searching for super-Earth planets.

Another criterion often used to distinguish spots or stellar activity in general from planets is the so-called Ca activity indicator, either expressed in terms of S index or in terms of R'_{HK} . Stars with $\log(R'_{HK})$ smaller than about -5.0 , which corresponds to the value measured for the Sun at its minimum of activity (see below), are usually considered to be inactive on levels of RV variations of 2–10 m/s. Many detections of very light planets are based on this assumption.

Desort et al. (2007) study, and other studies quoted above assumed one spot at the surface of the star. The example of our Sun shows that the spot pattern is far more complex, with, often, several spots, of different size and lifetime present at a given time on the visible hemisphere. The number of spots and their size (which determine the filling factor) also strongly vary during the solar cycle. It would be interesting to know the so-called integrated Sun RV variations, analyzed in the same way as in RV searches for exoplanets. However, RVs of the integrated solar disc are intrinsically very difficult to obtain, and to our knowledge, the rare measurements available were performed using individual lines rather than using a large number of lines (which averages out individual line contributions) and the resulting RV curves differ from one author to another, with in particular amplitudes ranging from smaller than 4 m/s (McMillan et al. 1993) to 16 m/s (Jimenez et al. 1986) or greater than 25 m/s (Deming et al. 1994). Hence, quantitatively precise results about the integrated Sun RV variations are still lacking, in contrast to the precise and well documented integrated Sun brightness variations recorded over several cycles (see e.g., Fröhlich & Lean 1998; Lockwood et al. 2007; and Livingston et al. 2007).

To test the impact of spots on stellar RV variations in a more realistic way, we decided to use original sunspot data to compute the observables that would be derived when observing a solar-type star covered with spots identical to those observed on the Sun. To do so, we have used the reported sunspot patterns observed during a full solar cycle to synthesise the spectra of this “integrated” Sun and measure a number of observables (e.g., RV, BVS, and their associated periodograms), and estimate the associated photometric variations. Our approach is described in Sect. 2. The results are provided in Sect. 3 and compared to available data on the solar variability in Sect. 4. We then simulate the RV curve of a similarly spotted star surrounded by a $1 M_{\text{Earth}}$ planet located in the habitable zone (Sect. 5), and derive some conclusions about the detectability of these planets based on the present assumptions and in the framework of forthcoming RV instruments (Sect. 6).

2. Description of the simulations

2.1. Input solar data

To construct our spot patterns, we use the Debrecen heliographic data (Györi et al. 2003), a catalogue of positions and areas of sunspots extracted from white-light full-disk images of several observatories, including the Debrecen observatory. For this work, we used data covering more than a complete solar

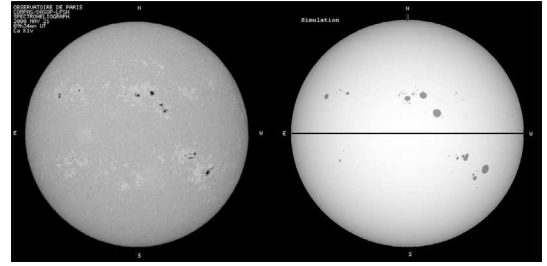


Fig. 1. *Left:* Sun surface observed with the Paris Observatory Spectroheliograph on JD 2451686. *Right:* simulated surface with spots derived from Debrecen Heliographic Data on the same day (see text).

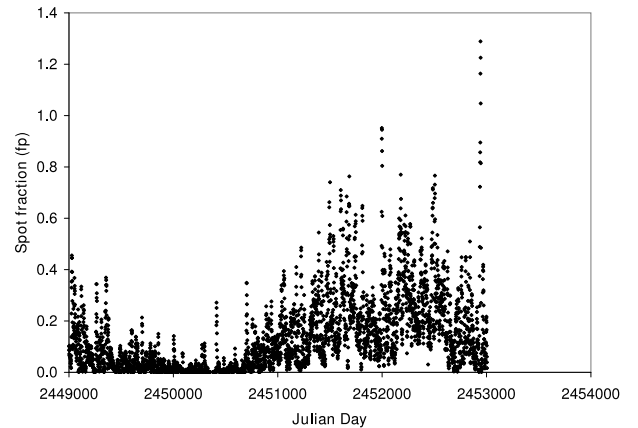


Fig. 2. Temporal variations of the projected filling factor over the whole period (see text).

cycle, between Jan., 1st, 1993 and Dec., 31, 2003, representing 3700 days of observations. The temporal sampling is about 1 day. All spots with area larger than 10^{-6} of the solar hemisphere (1 micro hemisphere) were taken into account. Figure 1 shows an example of an observed map and the simulated spotted surface for JD 2451 686. Over the whole period, more than 160 000 spots were then considered. Their position (latitude, longitude) as well as their surface assumed to be circular, were recorded and used as inputs to our simulation tool. The projected filling factor f_p (i.e., the projection of the spot surface over the Sun hemisphere) over the whole period is indicated in Fig. 2.

2.2. Simulated spectra

For the 1993–2003 period, we used all spots larger than one micro hemisphere and produced 3700 integrated spectra, as described in Desort et al. (2007). We assume that the star is seen edge-on (indeed, it is not possible to add an inclination because we wish to rely only on observed spots). The visible, spotted, 3D hemisphere is divided into cells of size adapted to both the spectral resolution of an HARPS-like spectrograph and the minimum size of the spots considered. We then compute the resulting spectrum, assuming that each unspotted cell emits a solar-like spectrum and that each spotted cell emits like a black body of a temperature T_s . The spots are then assumed to have a uniform temperature. Most of the time, we assume that $T_{\theta} - T_s = \Delta_T = 550$ K. This temperature is compatible with the bolometric spot contrast of 0.32 usually used in irradiance reconstructions (see Chapman et al. (1994), who observed contrasts ranging from 0.21 to 0.38), which corresponds to a Δ_T of about 500 K. Krivova et al. (2003) used a Δ_T of 1070 K for spot umbra and 370 K for the penumbra, which is also compatible

with our value assuming a realistic umbra to penumbra ratio. The ratio of the total area of the sunspots to the umbral area varies in the literature but is typically between 4 and 6 (Solanki 2003). Assuming a typical temperature contrast of 1500 K for the umbra (a range of 1000–1900 K is given by Solanki 2003) and of 300 K for the penumbra (a range of 250–400 K is given by Solanki 2003), we infer an average temperature contrast of between 600 K and 504 K, respectively, so our adopted value is consistent with these results. However, we point out that 1) the precise temperature contrast reproducing the correct photometric contribution of the spots to the total solar irradiance depends on the actual spot data set used; and 2) the spot temperature may differ from one spot to the other (see e.g., Chapman et al. 1994). We also consider different spot temperatures, that are representative of stellar spot temperatures (Berdyugina 2005). Summing up the contribution of all cells provides the spectrum of an integrated “spotted Sun” (we refer in the following to a spotted Sun to indicate that we took into account only the spots at the Sun’s surface).

Our first purpose is to identify the specific noise (jitter) induced by the spots; we therefore do not add any instrumental or photon noise to the simulated data in the first step (Sects. 3 and 4). Noise will be considered when simulating a planet signal around the spotted star (Sect. 5).

2.3. Computation of the various observables

We then used the SAFIR software (see Galland et al. 2005) to compute the RV, the CCF, and the corresponding bisector span and bisector curvature (see again Galland et al. 2005). We therefore use the same procedure as the one we use to search for exoplanets around stars with RV techniques. We also compute the associated photometric variations at 550 nm.

Since the whole process is quite time-consuming and we deal with a large number of spectra (10 to 100 times larger than the number usually used to establish exoplanet detections), we used only one order per spectrum (order 31) instead of the entire spectrum. It is acceptable to do so since considering either one order or the whole spectrum provides similar velocities (within 10%; Desort et al. 2007).

2.4. Simulation of a spotted star with planets

Finally, we compute the RV curve obtained from a star covered by these spots and surrounded by a planet in the HZ (see Sect. 5). To do so, we simply add the spot and the planet contributions. To study the planet detectability, we have to take into account a noise contribution; we therefore add random noise to the radial velocities of levels corresponding to the precisions expected for forthcoming instruments.

3. Results: spotted Sun variability over the period 1993–2003

We now first provide the results of the simulations in terms of RV, BVS, and photometric variations, assuming that the spot temperature is 550 K lower than the solar effective temperature. We then briefly study the impact of the spot temperature on these results.

To compare our results with published data on solar variability, we chose one period of reference for low activity, from 1996 July 1 (JD 2 450 266) to 1997 April 1 (JD 2 450 540), and one period of reference for high activity, from 2000 February 1

(JD 2 451 576) to 2000 November 1 (JD 2 451 850). The low and high activity periods have then durations of approximately 10 solar rotational periods. They correspond to average values of R'_{HK} of approximately -4.85 and -5.0 respectively. By assuming an average S index of 0.170, an amplitude of variations of 0.017 for the S index, as derived from Lockwood et al. (2007), a $B - V$ of 0.66, and by using the empirical relation of Noyes et al. (1984), we indeed infer R'_{HK} of between -4.88 and -4.97 . These values should be regarded as indicative because the average S values depend on the dates of measurements, and to second order, on the adopted values of $B - V$, which is why the published values generally vary from one author to another.

3.1. RV variations

The resulting RVs are clearly variable over the entire cycle, as can be seen in Fig. 3. The RV curve is also far more complex than predicted by simple modeling of one spot located on a star viewed edge-on (see e.g., Saar & Donnanhue 1997 or Desort et al. 2007), in which case the spot signature is present over half the stellar rotation period (when the spot is on the visible hemisphere).

The amplitude of the RV depends strongly on the filling factor of the spots, as can be seen in Fig. 4. During the low activity phase as defined above, apart from few (3) peaks at velocities larger than 40 cm/s (absolute value), the RV signal is quite “flat”. The rms of the RV during this low activity period is about 16 cm/s, however it is dominated by the few peaks present during the period. During the defined high activity phase, the RV signal is far more variable and of much higher amplitude: the rms is more than 3 times higher (60 cm/s), and reaches absolute values as high as 2 m/s. We note however that the highest RV peak during the entire cycle is almost at 5 m/s. Table 1 provides the RV rms for the whole cycle and these reference periods.

Figure 3 also shows the Lomb-Scargle periodograms of the RV when considering, respectively, the whole cycle, and both the low and high activity periods. When considering the whole cycle, we observe a peak at the Sun rotation period and one at half a rotation period with a FAP $\leq 1\%$. The period at half a rotation period could be caused by “active longitudes” (spots are not distributed randomly in longitude, but it seems that two persistent “active longitudes” separated by 180° have been observed to persist over more than one century (Berdyugina & Usoskin 2003)). It could also be due to the lifetimes of the large spots, which are often less than 2 solar periods (lifetimes of about 1.5 rotation period, for instance, could produce an additional peak at half a period). Those peaks are not detected in the yet noisier periodograms of the low and high activity periods. We note that the highest peak detected in the periodogram of the high activity period occurs at 20.8 days, which differs considerably from the solar rotation period. This shows that even when considering 10 solar rotation periods, the periodogram does not reveal the solar rotation period. We verified that considering a longer period (2000 days) enables the recovery of the two peaks seen in the periodogram of the whole cycle (see also Sect. 5).

3.2. Bisector variations

Spots induce variations in the line-shapes. One way of quantifying these line-shape variations is to measure in each spectrum, the bisector velocity span (hereafter BVS) of either a line, a set of lines or the CCF. Although individual lines are often considered in solar or stellar studies, exoplanet searches generally consider

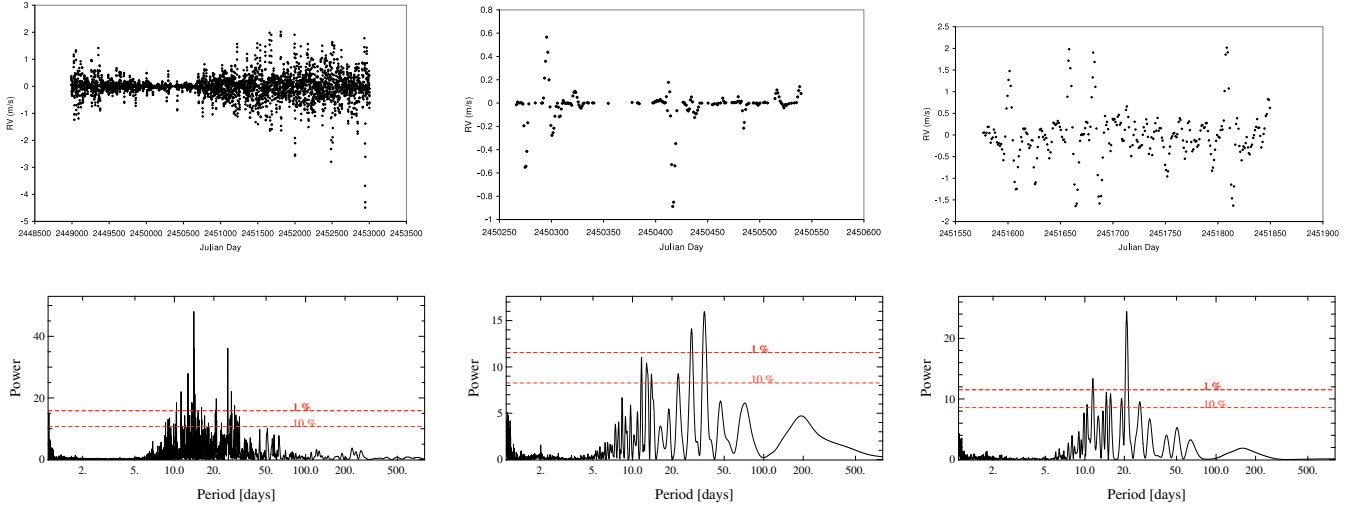


Fig. 3. Temporal variations of the RVs, and corresponding periodograms. *Left*) the whole period (JD 2448 500 to JD 2453 500) is considered; *middle*) the low activity period (JD 2450 250 to JD 2450 600) is considered and *right*) the high activity period selected (JD 2451 550 to JD 2451 900) is considered.

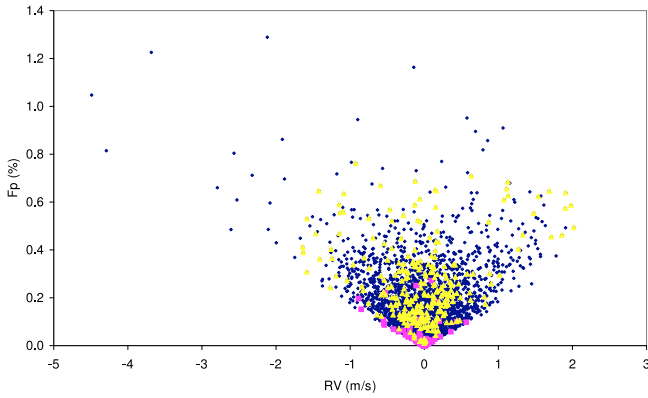


Fig. 4. RV and projected filling factor (f_p) variations over the cycle. The values corresponding to the high and low activity periods selected for reference (see text) are indicated resp. by triangles and squares. We see that the spots projected filling factors over the whole cycle vary mainly between 0 and 0.6%. The corresponding RV amplitudes vary linearly with f_p as in the case of a single spot (see Desort et al. 2008). This explains the V-shape contour of the cloud of points.

the bisector of the CCF obtained using the entire spectrum, to achieve the highest precision in determining its shape. In these studies, a correlation between RV and BVS variations is a good indicator that the RV variations are caused by spots rather than planets. However the absence of a correlation (or a flat bisector) does not necessarily mean that the RV variations are not caused by spots, as shown in Desort et al. (2007): the level of correlation depends on both the star projected rotational velocity and the spectrograph resolution.

In Fig. 5, we plot the BVS variations of our simulated spectra over the whole period. As expected, the BVSs vary with time, over the whole period. The RV and BVS variations appear moreover well correlated (see Fig. 6), as in the case of a single spot. This is true for low as well as high activity periods. The BVS/RV slope is found to be -0.037 , irrespective of the activity level. The amplitude of the BVS variations is much smaller (25 times, at the level of a few cm/s) than the amplitude of the RV variations. The BVS variations will then be far more difficult to detect than the RV variations. Of course, it will be even more difficult to detect these BVS variations in noisy data; we

Table 1. Summary of measured rms values when modeling all sunspots.

	RV (m/s)	BSV (m/s)	Phot
rms _{all}	4.35×10^{-1}	2.0×10^{-2}	6.1×10^{-4}
rms _{low}	1.60×10^{-1}	7.9×10^{-3}	1.9×10^{-4}
rms _{high}	5.88×10^{-1}	2.6×10^{-2}	6.9×10^{-4}

Notes. RV (Col. 2); BVS (Col. 3); fr: fraction of the Sun covered by spots (Col. 3); Phot: relative photometry (Col. 4). The subscript *all* refers to the whole cycle; the subscript *low* (resp. *high*) refers to the low (resp. high) activity period.

will show below that a precision of 1 or 5 cm/s may permit the detection of the RV–BVS correlation, but a precision of 10 cm/s will not. When considering the whole cycle, the periodogram of the BVSs shows peaks at ≈ 14 days and at ≈ 7 days, i.e., at periods half of those found when considering the RV variations. A peak in the BVS periodogram at half the peak period observed in the RV periodogram can indeed be expected in the case of equatorial spots on the surface of a star seen edge-on; briefly, this is because during each quarter of a period, while the RVs maintain the same sign, the BVS sign changes (see for instance Fig. 4, bottom left in Desort et al. 2007); the number of extrema in the BVS variation curve is then twice the number of extrema in the RV variation curve. In the present case, the spots are equatorial or close to equatorial, and the Sun is seen edge-on, so the same reasoning applies. Finally, the periodograms of the BVS variations obtained when considering the low and high activity periods are, as in the case of the RVs, very noisy.

3.3. Photometric variations

The computed photometry of our spotted Sun also shows temporal variations (see Fig. 7), of amplitude as high as 0.5% in one extreme case, but generally in the range 0–0.1%. The amplitudes of the variations strongly vary according to the cycle phase (see Table 1). Photometric variations at the 10^{-3} level, such as those predicted during the high activity period, are detectable from the ground, and actually detected when searching for transits of short period planets. They are easily detectable with spaceborne telescopes (see e.g., Mosser et al. 2009, in the

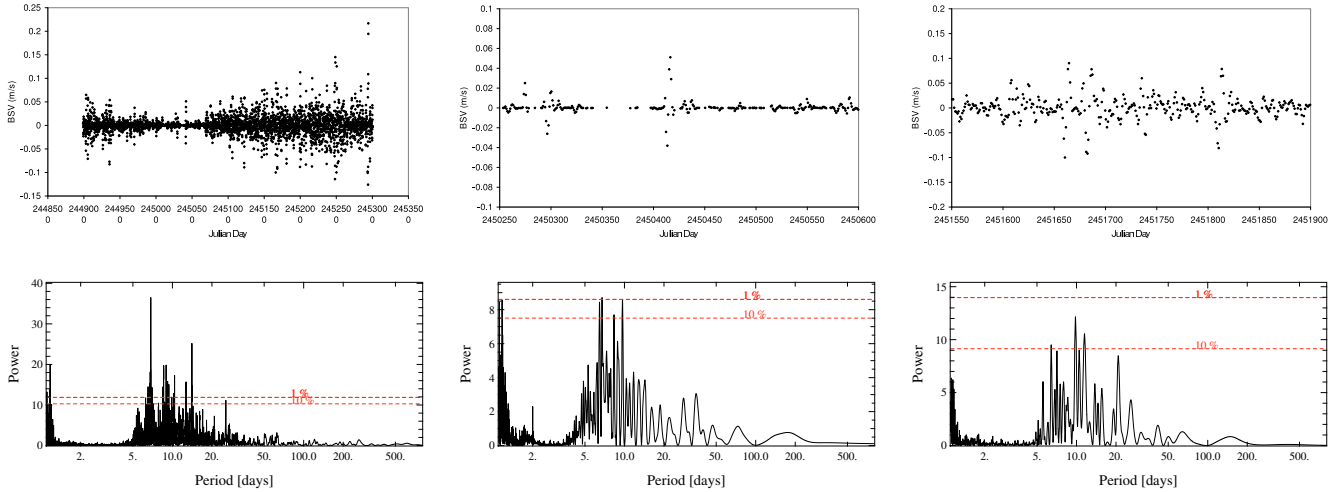


Fig. 5. Temporal variations of the BVS and corresponding periodograms, when considering the whole period (*left*), the low activity period selected (*middle*) and the high activity period selected (*right*).

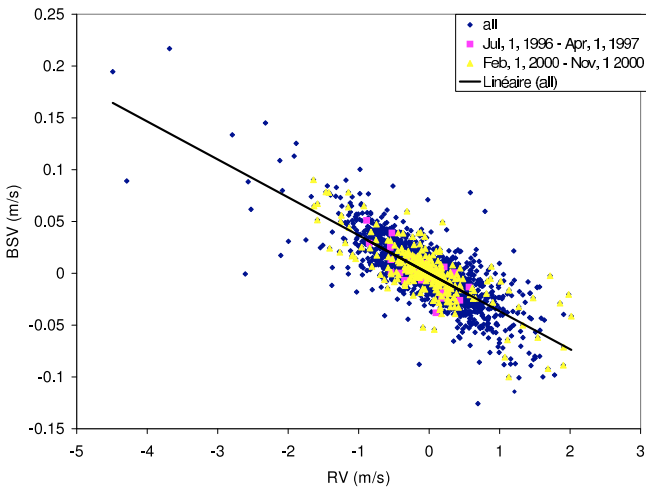


Fig. 6. Correlation between the RV and the BVS over the whole period (see text). The values corresponding to the high and low activity periods selected for reference (see text) are indicated resp. by triangles and squares.

case of Corot detection of spots around a F8 type star, associated to photometric variations of about 0.2%). The photometric variations observed during the low activity period are in contrast not detectable from the ground: the strongest peak, responsible for a RV peak at 90 cm/s on JD 2450416 produces a photometric minimum of 0.1% (on JD 2450413), and the rms of the photometric variations during the low activity period is 0.02%.

Figure 7 shows the periodograms of the photometry of our spotted Sun when considering, respectively, the whole period, and the low and high activity periods. The periodogram corresponding to the whole cycle has a peak that corresponds to the Sun rotation period, but a peak also at about 110 days. This peak is not seen in the periodogram corresponding to the low and high activity periods. We note a peak at about twice the rotation period in the case of the high activity period.

3.4. Impact of the spot temperature

In the case of a single spot, Desort et al. (2007) showed that the spot temperature has an impact on the resulting RV curve, and on both the BVS and photometric curves. We aim to briefly

investigate the impact of different temperatures on the observables when considering all sunspots. This is motivated by the fact that in the case of the Sun, the temperature varies from one spot to another (e.g., Chapman et al. 1994), with a significant dependence on the spot size (e.g., Mathew et al. 2007; Wesolowski et al. 2008), and an associated dispersion of the order of a few hundreds of K. In the case of other stars, different spot temperatures are also inferred, with a possible trend between the spot temperature and the stellar effective temperature (see Berdyugina 2005 for a review).

3.4.1. Spot temperatures 1200 K lower than the Sun effective temperature

We then performed another complete simulation, as described in the previous section, assuming that the spot temperature is 1200 K (instead of 550 K) below that of the Sun. The RV variations due to spots of temperature 1200 K lower than the solar effective temperature are larger by a factor of 1.75 than those obtained assuming that $\Delta T_s = 550$ K. They then induce a stellar jitter 1.75 times larger, which is not negligible.

Based on the same assumption, we find a BVS/RV slope of -0.037 , similar to that found assuming $\Delta T_s = 550$ K. We conclude that the BVS/RV slope is insensitive to the temperature, within the considered temperature range. The ratio $BVS(1200)/BVS(550)$ is also found to be 1.75, i.e., similar to that obtained for the RVs. Finally, the amplitude of the photometric variations for the cooler spot is found to be larger by a factor of 1.8 than that produced by the warmer spot. We note that the amplitude of the photometric variations during the low activity period is still below the precision achievable in ground-based observations.

3.4.2. Various spot temperatures

To investigate other temperatures, we limited our simulations to the case of a single spot with various temperatures 200, 400, 600, 1000 and 1200 K lower than the Sun effective temperature. We first check that the ratio $V_{\text{Max}}(1200)/V_{\text{Max}}(550)$, where $V_{\text{Max}}(550)$ (respectively $V_{\text{Max}}(1200)$) represents the maximum RV amplitude assuming $\Delta T_s = 550$ K (resp. 1200 K), is consistent with the ratio obtained when considering the entire set of spots. The maximum RV obtained in each case is plotted as a

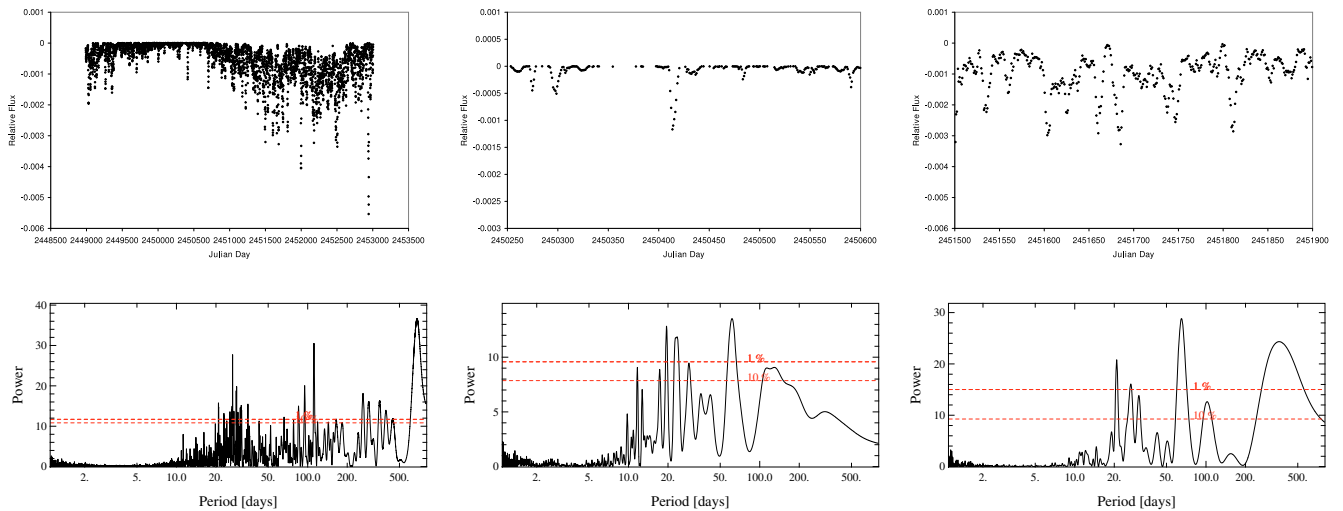


Fig. 7. Temporal variations of the spotted Sun relative photometry (ie compared to a Sun without any spot) and corresponding periodograms, when considering the whole period (*left*), the low activity period selected (*middle*) and the high activity period selected (*right*).

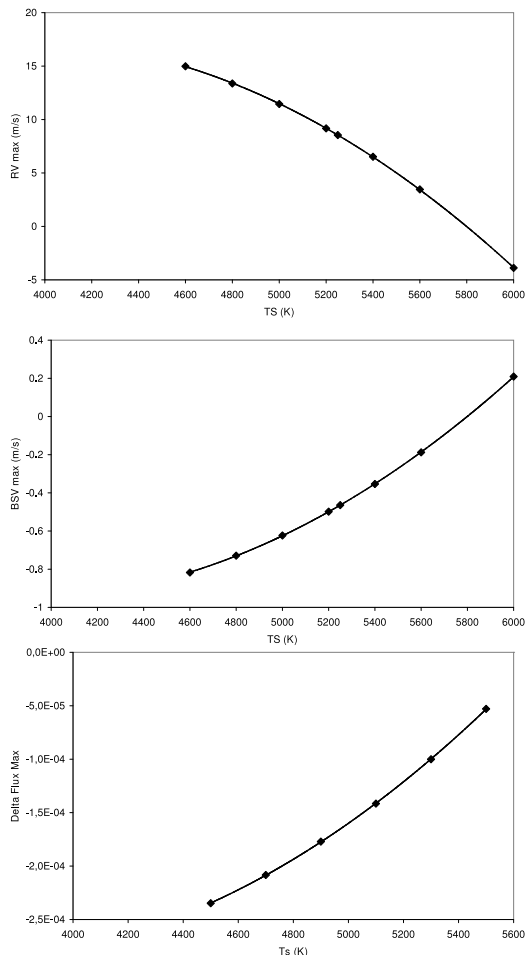


Fig. 8. Maximum RV (*top*), BVS (*middle*) and spot absorption (*bottom*) assuming different spot temperatures.

function of the spot temperature in Fig. 8. Figure 8 also gives the maximum BVS and the maximum flux absorption as a function of the spot temperature. We see that the spot temperature has a significant effect on these observables, with larger amplitude signals in the case of cooler spots. These figures allow us to

estimate the RV, BVS, and photometric variations for any spot temperature.

4. Comparison with published data for the integrated Sun over the period 1993–2003

4.1. Radial velocity data

The amplitude of our computed RV variations has an rms of 60 cm/s and may be as high as 5–6 m/s during the high activity period. As already mentioned a few peaks at 1 m/s may be found during low activity periods, but the rms of the variations is much smaller during the low activity period.

Jimenez et al. (1986) published actual RV measurements for the integrated Sun between 1976 and 1985 (cycle 21), collected with a resonant scattering spectrometer. The strongest variations are obtained in 1982, which amplitudes are of about 16 m/s at maximum activity.

McMillan et al. (1993) published RV measurements obtained for the period 1987–1992, measured on spectra of the sunlit surface of the Moon, in the blue part of the spectrum, between 425 and 475 nm. They did not detect variations larger than 4 m/s over this 5 year period. However, they noted that the lines present in the considered spectral range could be less sensitive to activity than other lines, such as those considered by Jimenez et al. (1986). During the same period, between 1984 and 1992, Deming et al. (1994) also recorded RV variations of the integrated Sun, using the CO lines at 2.3 microns. Their measurements revealed variations with peak-to-peak values of about 25 m/s.

Our simulated RV amplitudes are smaller than those measured either by Jimenez et al. (1986) or Deming et al. (1994). This might be because the Sun was less active in cycle 23 than in previous cycles. It might also be because we take into account only spots and not plages and convection in the present simulations (but see below), or because our predicted RVs are “measured” on the CCF and not on single lines. However, the strong discrepancies between the published measurements prevent us from deriving firm conclusions, and from validating or not our simulations.

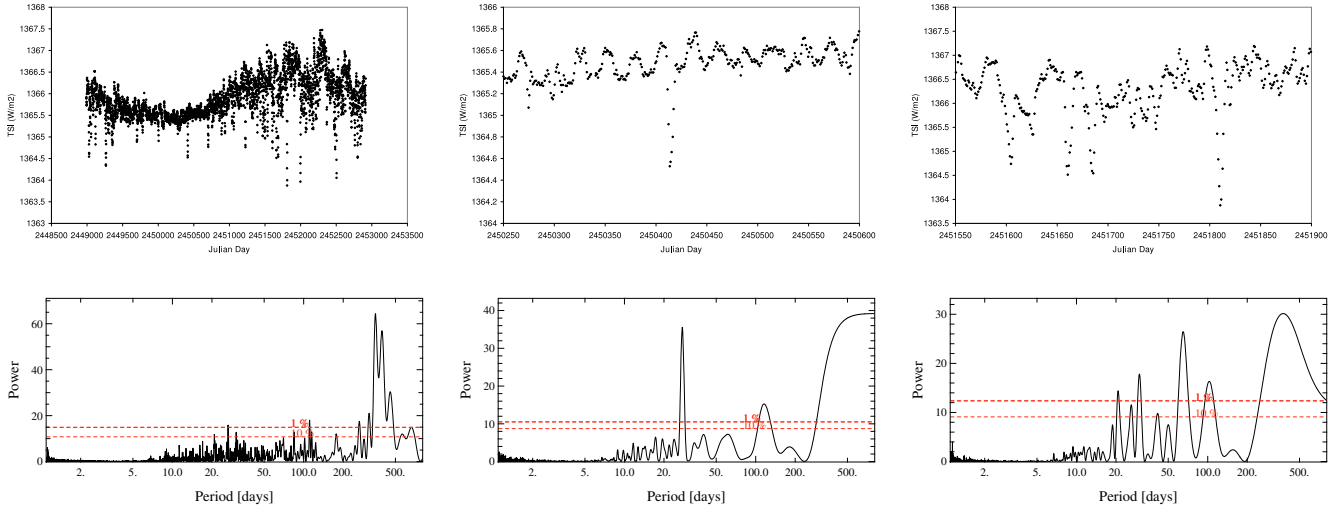


Fig. 9. TSI temporal variations, and corresponding periodograms when considering the whole period (*left*), the low activity period selected (*middle*), and the high activity period selected (*right*).

4.2. Photometric data

We compare our simulated photometric variations caused by spots with the measured photometric data such as the total solar irradiance (hereafter TSI), the measured spectral solar irradiance (hereafter SSI). We attempt to test our spot model, even though we do not expect this model to fully reproduce the Sun photometric variations because it is well known that plages strongly contribute to the Sun’s brightness variations (see below).

4.2.1. Total solar irradiance (TSI)

We first compare our computed photometric variations caused by spots to the observed total solar irradiance (TSI) variations during the period 1993–2003, compiled by Claus Fröhlich and Judith Lean². Figure 9 provides the measurements recorded over the whole cycle, as well as zoomed variations during our two reference activity periods. It also shows the corresponding periodograms.

Over its cycle, the Sun’s observed brightness (see e.g., Fröhlich & Lean 1998; and Lanza et al. 2007a,b) increases with the activity produced by the plages. In addition, sharp brightness decreases are sometimes observed, due to spots. A relative difference of about 1 W/m^2 is observed in the TSI between the solar minimum average and the maximum average. From Fröhlich & Lean 1998 reconstruction of the plages and spots contributions, it seems that plages dominate the long timescale variations, producing photometric amplitudes of about 2 W/m^2 during this cycle and that the spots contribution to the long-term variations is twice as small (relative intensity of about 0.9993). In addition, the spot contribution to the short timescale variations may be significant, the transient absorption peaking at up to $3\text{--}4 \text{ W/m}^2$. These values for the peaks due to spots are in excellent agreement with our simulated photometric variations as can be seen when comparing Figs. 7 and 9, especially during the low and high activity periods. For instance, the isolated simulated narrow peak (during low activity), due to a spot, is observed simultaneously in the TSI curve and the simulated intensity on JD 2450413 with respective intensities of $\approx 0.07\%$ and $\approx 0.11\%$. The discrepancy between the simulated photometric variations (0.11%) and the TSI curve variations (0.07%) is rather small,

given that the TSI variations are not caused entirely by spots, but also by plages. We therefore do not try to attribute it to physical effects (such as a lower spot temperature in our simulated spots). The temporal variations of the TSI and simulated photometry are also remarkably similar during the high activity period, even when several spots are present on the visible hemisphere at a given time. We then conclude that the present simulations of sunspots are accurate and that the assumption of a single temperature for the sunspots is acceptable. Therefore, we can apply the simulation results safely to solar-type stars for which the activity is dominated by spots.

The comparison between simulated and observed data also confirms that the short timescale photometric variations of the Sun during high activity are quite sensitive to the spots, and that the variations in the Sun brightness during the low activity period are not dominated by the spots. Consequently, we can stipulate that, as far as the Sun is concerned, our simulations provide a good enough description of its RV variations during the high activity period but may not provide a good estimation of the Sun RV variations during the low activity period.

The good agreement between the TSI variations and the simulated photometric variations during the high activity period can also be seen in Fig. 10, where we have plotted the TSI and simulated spot flux absorptions when considering the days (3568 days over the cycle) for which we have both spot identifications (hence photometric data from our spot simulations) and actual TSI measurements. Although we do not see any overall correlation between both quantities if we consider the whole cycle (or the low activity period, except in the rare cases when spots are present), we see a rather good correlation when we focus on the high activity period.

The periodogram of the TSI (Fig. 9) over the whole cycle is quite noisy; it has one peak at the Sun rotation period, which is also seen in the simulated data (Fig. 7), with an associated false alarm probability lower than but close to 1%. It also contains other peaks, of however lower associated confidence level, in particular at about 20 days; the discussion of these peaks is beyond the scope of the present paper, and we refer to Hempelmann et al. (2003) for additional discussion. The periodogram corresponding to the low activity period appears to be quite different. In particular, the very clear (with FAP much lower than 1%) peak observed at 26 days in the TSI

² <http://www.ngdc.noaa.gov/stp/SOLAR/>

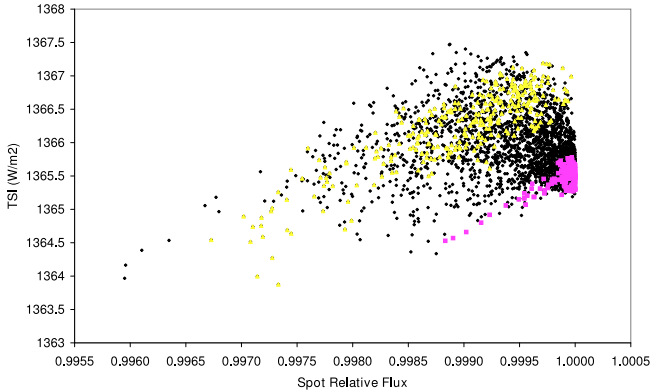


Fig. 10. TSI and spotted Sun photometry over the whole period. The values corresponding to the high and low activity periods selected for reference (see text) are indicated resp. by triangles and squares.

periodograms is not seen in the periodogram of the corresponding simulated data, which is quite coherent with what is directly seen in the photometric curves (strongly modulated signal). In contrast, the periodogram corresponding to the high activity period appears to be more similar to the simulated one; in particular, they both have a peak at about twice the solar rotation period. The similarity between both periodograms is again in agreement with the short timescale variations being more sensitive to the spots during the high activity period.

4.2.2. Spectral solar irradiance (SSI)

Similar conclusions are reached when we compare the simulated data (Fig. 7) with the SSI data at 402, 500, and 862 nm during the reference activity periods (Fig. 6 of Lanza et al. 2004; see also Fligge et al. 1998; Fligge et al. 2000). We also note that the simulated data are in closer agreement with the 402 nm SSI data than with the longer wavelength data. This shows that the short wavelengths may be more sensitive to the spots than the longer wavelengths. In the SSI data, the spot signal has a larger amplitude in the blue part of the spectrum than in the red. We note that this is also true for the plage signal, therefore it is clear that the data at shorter wavelengths are a better indicator of activity than those at longer wavelengths.

4.3. Ca index

While the TSI variations are caused by both plages and spots (although dominated by plages on long timescales), Ca variations are due to the chromospheric emission of plages. Lockwood et al. (2007) reported on the Ca variations (S index and Ca core emission) over 3 cycles, from 1975 to 2004. As expected, the Ca variations over the 3 cycles roughly follow the solar cycles, as seen by comparing the TSI temporal variations with the Ca temporal variations (see also Livingston et al. 2007). We note that the amplitudes of both the TSI and the Ca variations vary significantly depending on the cycles; in particular, the last one (cycle 23) corresponding to the data used in the present paper exhibit the smallest amplitude among the 3 cycles, indicative of an activity level lower than during previous cycles. Importantly in the present context, we note the presence of high frequency variations in the measured Ca indices throughout cycle 23 (see Fig. 11), at maximum activity (with peak-to-peak variations greater than 0.01), but also at minimum activity (peak-to-peak variations of 0.005).

The periodogram of the Ca index for the entire cycle does not contain any significant peak apart from at 7 days and 3.5 days, which we checked are also present in the periodogram of the temporal sampling of the data. Some peaks may be present at about 26 days, but the associated false alarm probability is in the range 1–10%. The periodogram corresponding to the low activity period has a peak at the Sun rotation period with, however, a 10% false alarm probability. Finally, the periodogram of the high activity period does not provide valuable information. This shows that the Ca index periodogram hardly provides any valuable quantitative information about the periodicities involved, even though we study with a relatively large amount of data.

Since the Ca index variations are mostly controlled by the plages, we do not expect to find a clear correlation between the Ca index and the presence of spots. This is confirmed in Fig. 12, where we show the (RV–Ca index) diagram corresponding to the days (1134 in total) in period 1993–2003, for which the spot simulations and the Sacramento Peak Solar Observatory Ca index measurements from the database³ are available at the same time. However, we see that the higher RV amplitudes are found during periods of high Ca indices. This is consistent with the largest spots being present during high activity periods.

4.4. Notes on the plages

Plages are large structures slightly hotter than the Sun surface. The long timescale variations in the Sun photometry are dominated by plages, even though spots do have clear signatures in terms of short timescale variations.

Spots have been inferred since several decades on the surface of stars, either dwarfs or young stars, thanks to rotation-modulated flux decreases in the photometric curve. Doppler imaging has also enabled maps of spots to be produced in the case of high projected equatorial velocities stars (early-type stars or active stars; see e.g., Donati & Collier-Cameron 1997; Skelly et al. 2008). Plages have been recently inferred from long-term (years or decades) photometric surveys (Lockwood et al. 2007) and from line profile studies of young spotted stars (Skelly et al. 2008, 2009a,b). According to Lockwood et al. (2007), the long-term photometric variability of stars with $\langle \log(R'_{\text{HK}}) \rangle$ lower than ≈ -4.75 , is plage-dominated, with an increase in brightness at maximum activity, as in the case of the Sun, whereas stars of $\langle \log(R'_{\text{HK}}) \rangle$ greater than ≈ -4.75 are spot-dominated. We note however that 1) this limit value of R'_{HK} is approximate; and 2) Hall et al. (2009) have questioned the correlation between activity and brightness in the case of very low activity stars, as well as the pertinence of R'_{HK} (or the S index) for stars of low activity.

In any case, if present on the surface of stars in addition to spots, plages could a priori induce RV variations as spots do. Since our paper is devoted to the impact of spots on the RV variations, a detailed study including the plages is not presented here. However, it is interesting to roughly estimate their contribution.

To do so, we computed the contribution of a plage to the RV variations. Following Lanza et al. (2007a,b), we assumed that the temperature difference between the plage and the solar surface varies as $1-\mu$, where $\mu = \cos(\theta)$ and θ is the angle between the normal to the surface and the line of sight; using the plage contrasts observed by Ermolli et al. (2007), the plage temperature is then $T_p = 5800 + 85(1-\mu)$ K. We furthermore assumed a filling factor $f_p = 20\%$ for the plage, and $f_s = 2\%$ for the spot. Figure 13 illustrates the RV variations induced by this

³ <http://www.ngdc.noaa.gov/stp/SOLAR/>

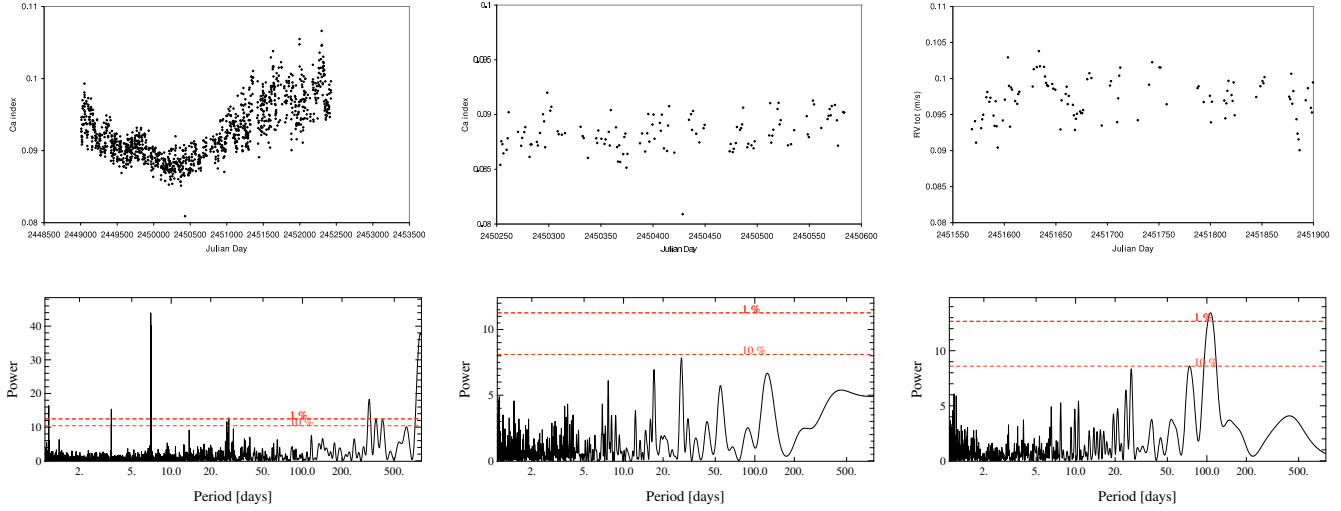


Fig. 11. Temporal variations of the Ca index, and corresponding periodograms when considering the whole period (*left*), the low activity period selected (*middle*), and the high activity period selected (*right*).

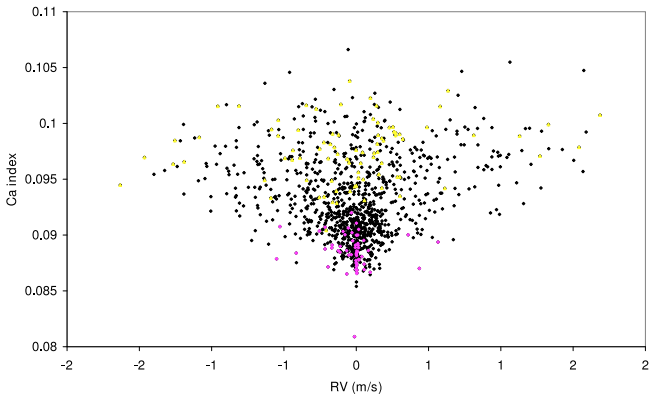


Fig. 12. Simulated RV and measured Ca index over the whole period. The values corresponding to the high and low activity periods selected for reference (see text) are indicated resp. by triangles and squares.

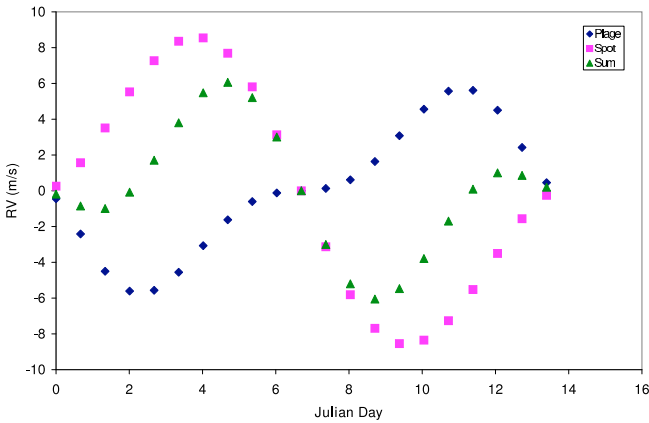


Fig. 13. Contributions to the RV variations of a spot (squares) and a plage (diamonds) with respective $f_p = 2$ percent and $f_p = 20$ percent and temperatures respectively 550 K lower and 10 K higher than the Sun surface. The total RV variations are represented by triangles.

plage located at the equator, as well as those produced by a spot 550 K cooler than the Sun. The total RV variations, produced by both the spot and the plage are also provided.

In this simple example, the RV signal due to the plage appears to be slightly lower in amplitude and of opposite sign to

the RV signal produced by spots. When adding both signals, assuming implicitly that the spot and plage are seen at the same time and are centered on the same place, the effect of the plages is therefore to slightly reduce the amplitude of the RV variations due to spots alone and slightly modify the position of the RV extrema.

Of course, this is a very simplified case and the true situation is more complex, since the ratio of the plage filling factor and the spot filling factor exhibits in practice a large dispersion (Chapman et al. 2001) and many plages are seen that are not associated with spots (this is clearly seen for instance in Fig. 9 during the low activity period). The true total RV variations when considering spots and plages will therefore be more complex. We can anticipate that the low activity period will be particularly affected. If we assume that the relative impact of the spots compared to plages on the RV will be comparable to that observed on the TSI curve during the low activity period, then the plages would induce a pattern of variations with amplitudes of about 20 cm/s, strongly modulated by the Sun rotation period. As already mentioned, we expect the high activity period to be comparatively less affected by the plages, even if they are of course present.

We will develop a complete and consistent set of simulations taking into account the plages in a subsequent paper (Meunier et al. 2010). The possible impact of convective downflows, not considered here within the plages will also be investigated in this paper.

5. Earth-mass planets in the HZ of a spotted solar-type star

We illustrate here the impact of spots on the detectability of Earth-mass planets in the HZ of solar stars observed with the future generations of high precision spectrographs, such as Espresso on the VLT or Codex on the E-ELT (D’Odorico et al. 2007). We then assume that the spotted solar-type star is surrounded by a $1 M_{\text{Earth}}$ planet on a circular orbit, located at a distance of 1.2, 1 or 0.8 AU. These values are representative of the inner and outer boundaries of the HZ for a ≈ 1 solar mass MS star (see e.g. Jones et al. 2006). For instance, in the case of the Sun, Kasting et al. (1993) find HZ boundaries of 0.95 and 1.37 AU, but the limits of the continuously habitable zone (CHZ), which takes into account the variations in the solar

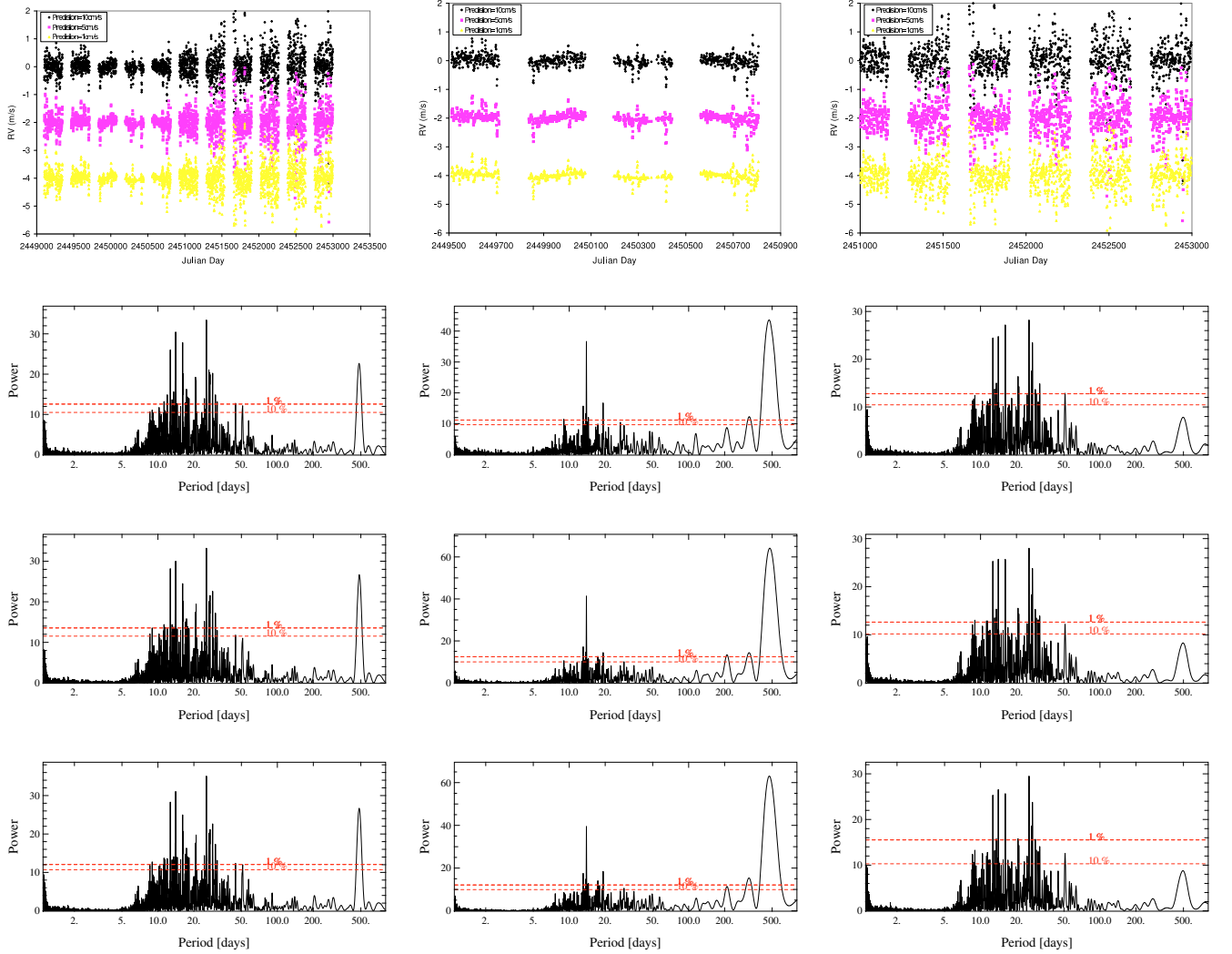


Fig. 14. *Top:* RV of a spotted solar-type star surrounded by a $1 M_{\text{Earth}}$ planet orbiting at 1.2 AU. The star is assumed to be observable 8 months per year. The RV curves correspond, *from top to bottom*, to precisions of 10 cm/s, 5 cm/s and 1 cm/s (note that the curves for the precisions of 5 and 1 cm/s have been vertically shifted for clarity purposes). The full cycle (*left*) as well as a low activity (*middle*) and high activity (*right*) periods are considered. The corresponding periodograms are provided: first line: 10 cm/s; second line: 5 cm/s and third line 1 cm/s.

luminosity with age, are more restrictive: between 0.95 and 1.15 AU. The RV amplitudes associated with these radii are 8.1, 8.9, and 9.5 ± 0.05 cm/s, respectively, and the periods associated with these radii are about 480, 365, and 261 days, respectively. We assume that the precision of the RV data is either 10 cm/s, which corresponds to the precision requirement of the Codex instrument on the ELT, and either 5 cm/s or even 1 cm/s, which corresponds to the goal performances on the Espresso instrument on the VLT. Otherwise mentioned, we assume that the spot temperature is 550 K below the Sun effective temperature. We assume that the star coordinates are (RA, Dec) = (00:00:00, $-45:00:00$) and we consider that it is observable in acceptable conditions whenever its airmass is lower than 1.5, hence, given its declination, during 8 months. We then assume that the star is observed either every night during these 8 months (best temporal sampling), or every 20 nights, 8 nights, or 4 nights. We computed all RV curves and their associated periodograms for these cases (orbital radius a , temporal sampling, precisions), and attempted to fit the RV curves in a number of interesting cases. We now describe the results obtained in the case of a planet located at $a = 1.2$ AU, and discuss the impact of both the planet orbital radius and the spot temperature.

5.1. Case $a = 1.2$ AU

Figure 14 provides the resulting RVs for a one-day interval of observation, as described above, and for precisions of 10 cm/s, 5 cm/s, and 1 cm/s. The associated periodograms are also provided. These results are given for the whole cycle, as well as for low and high activity periods. We note that in this section, we extend the duration of the low and long activity periods as much as possible so as to cover several planet orbital periods: the low activity period now extends from JD 2 449 500 to JD 2 450 900 and the high activity period from JD 2 451 000 and JD 2 453 000. These periods have then durations of 1400, and 2000 days, respectively.

During the lowest activity period, we see in Fig. 14 that the planet signal is clearly visible in the RV curve at most for about 3–4 years. It is much less visible, however, in the data corresponding to the high activity period. The periodogram corresponding to the low activity period clearly reveals the planet orbital period in addition to the activity-related peak at about 14 days (which we note, was not detected when considering a 400-day period, but is well detected when this 1400-day period is considered). The FAP of the planet peak is smaller

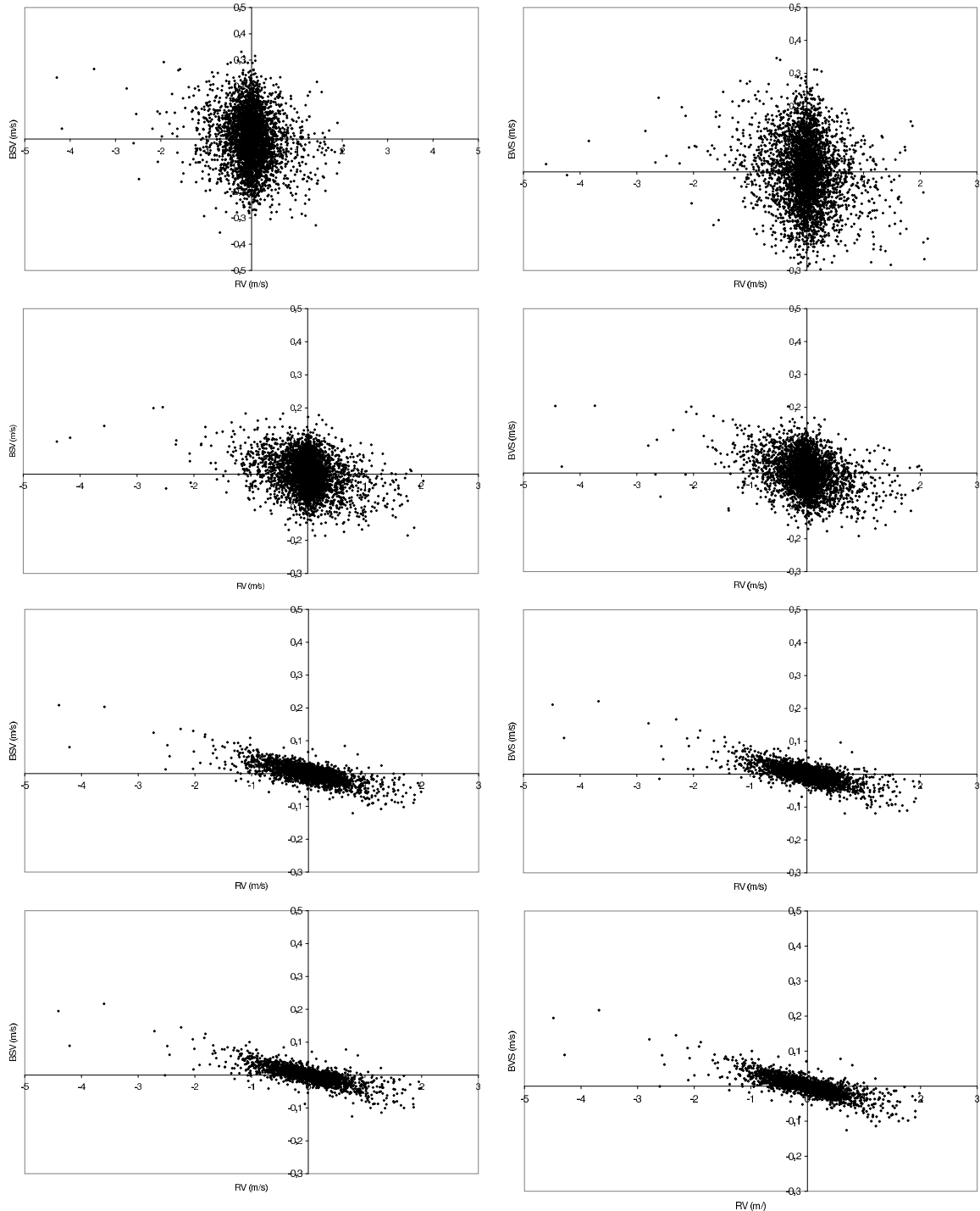


Fig. 16. *Left:* (RV; BVS) diagrams for a spotted solar-type star surrounded by a $1 M_{\text{Earth}}$ planet on a circular orbit at 1.2 AU. The star is assumed to be observable 8 months per year. *From top to bottom*, we consider precisions of 1 cm/s, 5 cm/s and 10 cm/s, as well as an infinite precision. The spot induced RV–BVS correlation is quite clear in the data without noise, and with a 1 cm/s precision; it is marginally seen when considering a precision of 5 cm/s and is lost when considering a 10 cm/s precision. *Right:* same, assuming that the spotted star is not surrounded by a planet. The correlation is quite clear in the data without noise, and is not so clear when considering a noise of 5 cm/s and lost when considering a 10 cm/s noise. The comparison of the left and right figures shows that in this case the planet does not impact the RV–BSV correlation.

of course, the planet does not induce BVS variations. The impact of the planet is therefore quite negligible. For a much closer or more massive planet, the conclusions would naturally be quite different.

We then tried to fit the RV curves to check whether the planet parameters (e.g., orbital radius, mass) could be retrieved. We

first assumed that the star is observed with the best temporal sampling. In this case, the fit of the RV data corresponding to the whole cycle provides a minimum χ^2 corresponding to parameters close to the input values, within the uncertainties. This means that the data would permit detection of the planet and the derivation of its orbital parameters. This is also true when

considering the RV data corresponding to the low activity period. During the high activity period however, the minimum χ^2 found corresponds to small periods, typically in the range [0–30] days (corresponding to the largest peaks in the periodograms). We can still find a reasonably good fit to the RV curve providing that a range of periods, including the planet period, roughly estimated from the periodogram, is given. Similar conclusions are reached when considering data obtained with a 4 or 8 day temporal sampling. We show an example in Fig. 17 in the case of a 4-day temporal sampling and a noise of 1 cm/s. We performed 10^6 realizations of a planet RV signal with 3 parameters: the period was taken randomly to be between 0 and 1000 days, the phase between 0 and 2π , and the amplitude between 0 and the maximum of the observed signal. For each realization, the χ^2 was computed. The upper panels of the figure show the smallest values of the χ^2 . In this example, we obtain at a 1σ level: $a = 1.175^{+0.022}_{-0.020}$ AU and $M = 1.21^{+0.16}_{-0.15} M_{\text{Earth}}$, and at a 2σ level: $a = 1.175^{+0.034}_{-0.032}$ AU and $M = 1.21^{+0.25}_{-0.25} M_{\text{Earth}}$. If the temporal sampling is worse (every 20 days), no good fit of the RV curve can be obtained, even when considering the entire cycle or only the low activity period.

We conclude that based on the simple assumption of a planet on a circular orbit, the planet signal can be detected, provided that the star is observed with a very good temporal sampling (superior to every 8 days), and at least over 4 periods, for the low activity period. During the high activity period ($\log(R'_{\text{HK}}) \simeq -4.85$), only a very high temporal sampling would permit the detection of the planet signal, but deriving its orbital parameter becomes very difficult. The temporal sampling is crucial to detect the planet signal, whereas the precision is not so important. The interest in the RV precision remains in identifying stellar activity.

5.2. Impact of the orbital radius

Similar conclusions are reached when considering a planet orbiting at 1 or 0.8 AU. Of course, the smaller the orbital radius, the larger the planet signal amplitude, and the easier it will be to detect the planet, for a given temporal sampling. We nevertheless note that the peak at the planet orbital period appears at a somewhat lower intensity in the case of $a = 1$ AU; this is because the planet orbit cannot be completely sampled because the planet period exactly matches the observability period of the star. This is illustrated in Fig. 18, where we show the periodograms obtained in the case of a temporal sampling of 4 days and a precision of 5 cm/s.

From the former two sections, we conclude that based on the present assumptions ($\Delta T_s = 550$ K), a $1M_{\text{Earth}}$ planet on a circular orbit in the HZ can be detected provided that the temporal sampling is good enough (more frequent than every 8 days), and long enough (covering at least 4 periods). The temporal sampling is therefore crucial to revealing the planet period and allowing a proper fit. This is very demanding in terms of telescope time but seems to be mandatory. In contrast, the precision (ranging between 1 cm/s and 10 cm/s) does not significantly impact the detectability of the planet.

5.3. Impact of the spot temperature

We then consider a spot temperature that is 1200 K below the Sun temperature, instead of 550 K. The cooler spots induce a higher (by factor 1.75) RV amplitude than those induced by the former spots. The effect is that for a given sampling, the peak

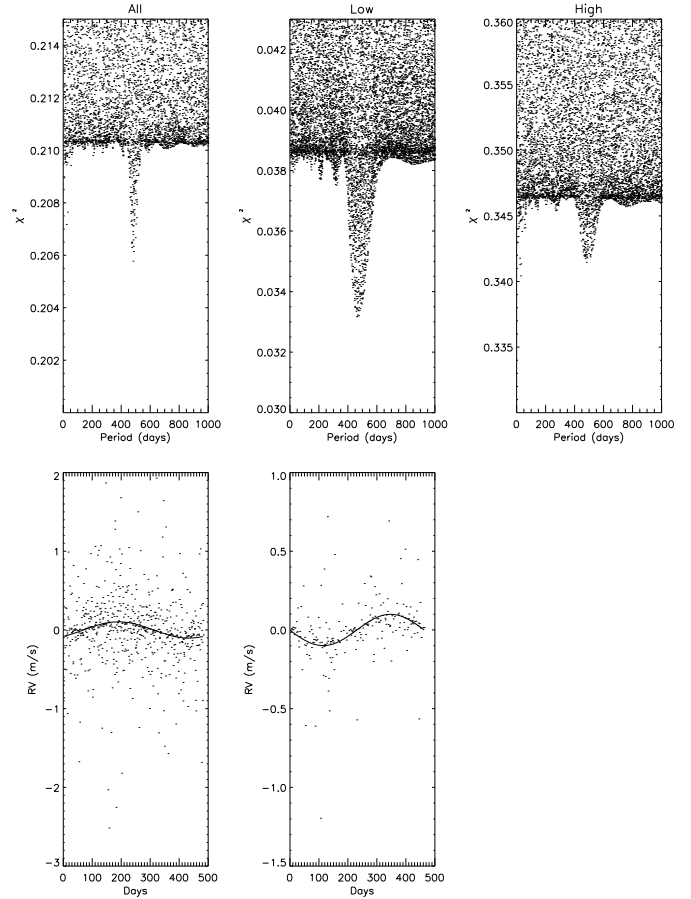


Fig. 17. Fit of the RV data and parameters found in the case of a $1 M_{\text{Earth}}$ planet orbiting at 1.2 AU. The spotted star is assumed to be observed 8 months per year, with a 4 days temporal sampling (see the corresponding RV curves in Fig. 3). A 1 cm/s noise level is considered. *Left*) the whole cycle is considered; *middle*) the low activity period is considered, and *right*) the high activity period is considered. *Top*: χ^2 versus period for a large number of realizations. The minimum χ^2 corresponds to the planet period. *Bottom*: observed (dots) and fitted (solid line) RV versus time after folding of the time scale according to the fitted period.

produced by the planet in the periodograms is lower than that for $\Delta T_s = 550$ K. Again the impact is stronger when considering the high activity period than the low activity period and the precision does not have a significant impact on the peak detectability. In Fig. 19, we compare the results for both cases, assuming that the star is observed every 4 days, and the precision is 5 cm/s.

The RV fitting now provides good results only when considering the low activity period and if the temporal sampling is the most frequent possible (every day over the observability period) or every 4 days.

6. Concluding remarks

We have computed the RV variations that would be caused by the set of spots observed on the Sun surface between 1993 and 2003. These variations are representative of the RV signatures that would be measured on a G2V star with a spot pattern and a rotation period identical to that of the Sun, seen edge-on. Our main results are the following:

- because of the large number of spots, RV variations are always present, with amplitudes of up to a few m/s if we

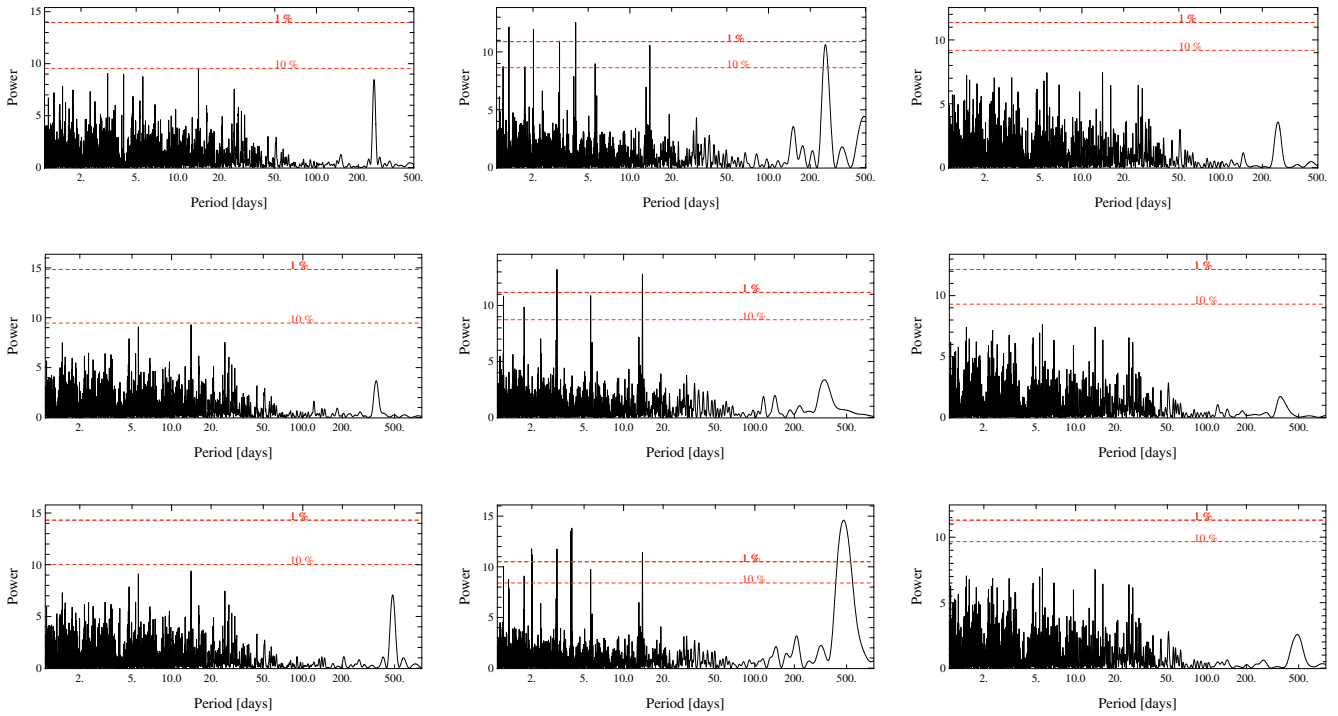


Fig. 18. Impact of the orbital radius. Periodograms corresponding to the RV of a spotted solar type star surrounded by a $1M_{\text{Earth}}$ planet orbiting at resp. 0.8 (*top*), 1 (*middle*) and 1.2 (*bottom*) AU. The star is again assumed to be observable 8 months per year, and to be actually observed every 4 days, during the whole cycle (*Left*), the low (*Middle*) and high (*Right*) activity periods, with a precision of 5 cm/s.

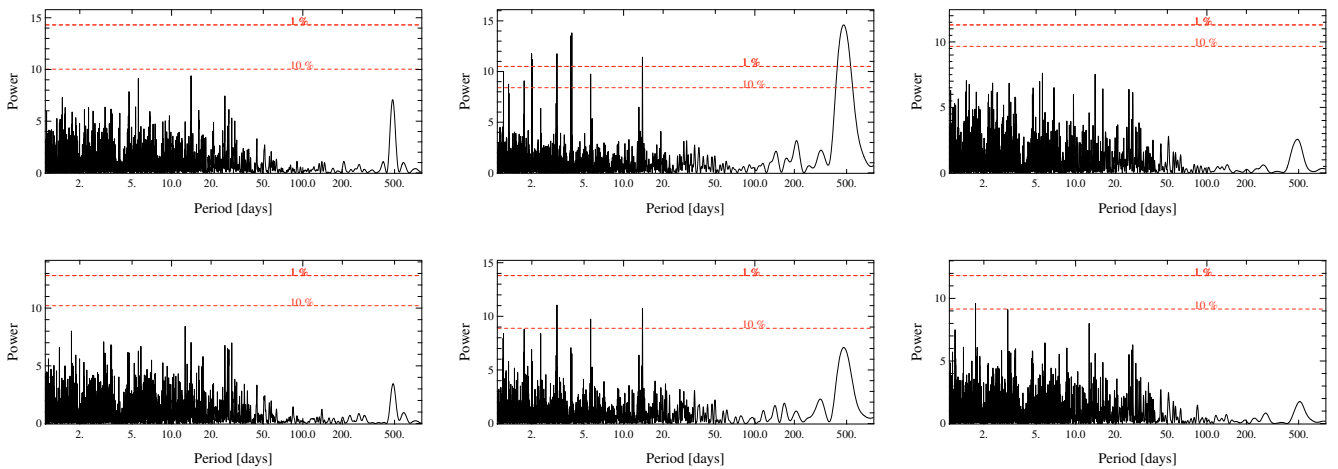


Fig. 19. Impact of the spots temperature. periodograms corresponding to the RV of a spotted solar type star surrounded by a $1 M_{\text{Earth}}$ planet orbiting at 1.2 AU. The spot temperature is either (*top*) or 1200 K (*bottom*) below the star effective temperature. The star is again assumed to be observable 8 months per year, and to be actually observed every 4 days, with a precision of 5 cm/s. From left to right, the whole cycle, the low activity period and the high activity period are considered.

assume the the spots are about 550 K cooler than the Sun photosphere;

- the RV amplitudes vary considerably, between 0.2 and 5 m/s, depending on the activity level. These amplitudes are larger those estimated for single spots, and are much larger than the ≈ 9 cm/s RV that would be induced by an Earth-mass planet orbiting at 1 AU from the star. During the low activity period, the RV curve is significantly more quiet and of much smaller amplitudes than during the high activity period;
- BVS variations do occur, but the amplitude of the (RV, BVS) slope is quite small, so that these variations would require

data of very high precision (better than 5 cm/s) to be detectable during the low activity period;

- RV and BVS periodograms require large amount of data to yield significant results. They contain peaks at periods sometimes very different from the solar rotation period. This should be taken into account before attributing peaks at periods different from the star rotation period to planets rather than to spots;
- when assuming a spot that is cooler by 1200 K than the Sun, the amplitude of the RV or BVS curves increase by a factor 1.75;

- the simulated photometric variations are in close agreement with the spot signatures effectively observed on the Sun during the same period. The amplitude of the variations is relatively low, and would not, in particular, be detectable from the ground during the low activity period. During the low activity period, the comparison with the observed TSI also shows that even though the highest variations are caused by spots, the plages produce, a modulation of the TSI on timescales of the Sun rotation velocity. These plages could also affect the RV. On the other hand, during the high activity period, the TSI variations seem to be quite well matched to the spot-induced variations.

Simulations of a spotted solar-type star surrounded by a $1 M_{\text{Earth}}$ planet located in the HZ show that the planet period can be detected (with $\leq 1\%$ false alarm probability) in the periodograms of the RV, provided that the star is observed sufficiently (more frequently than every 8 days), during a long period of time (at least 4 periods). The signal is far more clearly detected during the low activity period (much fewer spots are present), and RV fitting provides satisfactory recovery of the orbital parameters. During the high activity period, the planet signature can be identified, provided that excellent temporal coverage is obtained. The orbital parameters can be derived with greater difficulty. This means that detecting Earth-mass planets may in some cases (e.g., around stars with activity levels comparable to that of the active Sun, or stars with short observability periods) be hardly achievable and in any case require large allocations of telescope time. A data precision in a range 1–10 cm/s is not found to impact these results significantly, but on the other hand, help to identify the spot signatures.

The scenario developed in this paper is however very favorable, for several reasons:

- The planet is alone and on a circular orbit.
- The star is seen edge-on, hence the long-lived spots are hidden for half of the time. If the star is seen inclined, the spots may be observed all of the time and their signature, even though smaller in amplitude, is more comparable in shape to that also expected from planets (see Desort et al. 2007).
- The level of solar activity was rather low during the cycle considered.
- The spot temperature was assumed to be constant, only 550 K cooler than the Sun temperature, a value that happens to fit the Sun data quite well, but may be in the lowest range of possible values if we consider stars other than the Sun (Berdyugina 2005).
- No plages or convective flows were considered, although we have shown that the impact of the plages on the RV of the Sun is not negligible, especially during the low activity period. Hence, if solar-type stars with similar activity are also covered by plages similar to those of the Sun in addition to spots, their RV jitter will be higher, at least during the low activity period, than in the case described in this paper, which would have a strong and negative impact on Earth-mass planet detectability.

Acknowledgements. We acknowledge support from the French CNRS. We are grateful to Programme National de Planétologie (PNP, INSU), as well as to french Agence Nationale pour la Recherche, ANR. We thank Jérôme Bouvier for fruitful discussions, and Severine Pouchot for her participation. The spot data have been provided by the Debrecen Observatory. We acknowledge the Sacramento Peak Observatory of the U.S. Air Force Phillips Laboratory for providing the Ca index. The irradiance data set (version #25) have been provided by PMOD/WRC, Davos, Switzerland and we acknowledge unpublished data from the VIRGO experiment on the cooperative ESA/NASA mission SOHO. We also made use of the INSU/CNRS database BASS2000. Finally, we thank the referee for his/her comments.

References

- Albregtsen, F., Joras, P. B., & Maltby, P. 1984, *Sol. Phys.*, 90, 17
 Berdyugina, S. V. 2005, *Living Rev. Sol. Phys.*, 2, 8
 Berdyugina, S. V., & Usoskin, I. G. 2003, *AAP*, 405, 1121
 Chapman, G. A., Cookson, A. M., & Dobias, J. J. 1994, *ApJ*, 432, 403
 Chapman, G. A., Cookson, A. M., Dobias, J. J., & Walton, S. R. 2001, *ApJ*, 555, 462
 Deming, D., & Plymate, C. 1994, *ApJ*, 426, 382
 Desort, M., Lagrange, A.-M., Galland, F., et al. 2007, *A&A*, 473, 983
 D’Odorico, V., et al. 2007, *Mem. Soc. Astron. Ital.*, 78, 712
 Donati, J. F., & Collier-cameron, A. 1997, *MNRAS*, 291, 1
 Ermolli, I., Crisculi, S., Centrone, M., Giorgi, F., & Penza, V. 2007, *A&A*, 465, 305
 Fligge, M., Solanki, S. K., Unruh, Y. C., Fröhlich, C., & Wehrli, Ch. 1998, *A&A*, 335, 709
 Fligge, M., Solanki, S. K., & Unruh, Y. C. 2000, *A&A*, 353, 380
 Foehlich, C. 2003, *Geophys. Monograph Ser.*, 111, *Am. Geophys. Union*, Chap. 1
 Fröhlich, C., & Lean, J. 1998, *Geophys. Res. Lett.*, 25, 4377
 Galland, F., Lagrange, A. M., Udry, S., et al. 2005a, *A&A*, 443, 337
 Györi, L., Baranyi, T., Ludmany, A., & Mezo, G. 2003, *Solar Variability as an Input to the Earth’s Environment*, Tatranská Lomnica, Slovakia, *Proc. ISCS Symp.*, 707
 Hall, J. C., Henry, G. W., Lockwood, G. W., et al. 2009, *ApJ*, 138, 312
 Hatzes, A. P. 2002, *Astron. Nachr.*, 323, 3/4, 392
 Hempelmann, A. 2003, *A&A*, 399, 717
 Huelamo, N., Figueira, P., Bonfils, X., et al. 2008, *A&A*, 489, L9
 Huerta, M., Johns-Krull, C. M., Prato, L., et al. 2008, *ApJ*, 678, 472
 Jimenez, A., Palle, P. L., Regulo, C., et al. 1986, *AdSpR*, 6, 89
 Jones, B. W., Sleep, P. N., & Underwood, B. R. 2006, *ApJ*, 649, 1010
 Kasting, J. F., Whitmire, D. P., & Reynolds, R. T. 1993, *Icarus*, 101, 108
 Krivova, N. A., Solanki, S. K., Fligge, M., & Unruh, Y. C. 2003, *A&A*, 399, L1
 Lanza, A. F., Rodon, M., & Pagano, I. 2007a, *A&A*, 425, 707
 Lanza, A. F., Bonomo, A. S., & Rodon, M. 2007b, *A&A*, 464, 741
 Livingston, W., Wallace, L., White, O. R., & Giampapa, M. S. 2007, *ApJ*, 657, 1137
 Lockwood, G. W., Skiff, B. A., Henry, G. W., et al. 2007, *ApJS*, 171, 260
 Mathew, S. K., Martinez Pillet, V., Solanki, S. K., & Krivova, N. A. 2007, *A&A*, 465, 291
 McMillan, R. S., Moore, T. L., Perry, M. L., & Smith, P. H. 1993, *ApJ*, 403, 801
 Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., et al. 2003, *Messenger*, 114, 20
 Mayor, M., Bonfils, X., Forveille, T., et al. 2009, *A&A*, 507, 487
 Meunier, N., Desort, M., & Lagrange, A. M. 2010, *A&A*, 512, A39
 Mosser, B., Baudin, F., Lanza, A. F., et al. 2009, *A&A*, 506, 245
 Noyes, R. W., Weiss, N. O., & Vaughan, A. H. 1984, *ApJ*, 287, 769
 Saar, S. H., & Donnanhue, R. A. 1997, *ApJ*, 485, 319
 Skelly, M. B., Unruh, Y. C., Collier-Cameron, A., et al. 2009a, *MNRAS*, 385, 708
 Skelly, M. B., Unruh, Y. C., Barnes, J. R., et al. 2009b, *MNRAS*, 399, 1829
 Solanki, S. K. 2003, *A&ARv*, 11, 153
 Solanki, S. K. 2007, *ASPC*, 368, 481
 Wesolowski, M. J., Walton, S. R., & Chapman, G. A. 2008, *Sol. Phys.*, 248, 141

Le deuxième article (Meunier *et al.*, 2009, *soumis*) est consacré au même type de simulation mais avec l'ajout de la contribution des plages, du point de vue photométrique (zones légèrement plus chaudes que la photosphère, avec une dépendance par rapport à la distance au centre du disque stellaire) et en vitesse avec l'effet de la convection qui est modifiée en la présence de plages. Avec ces simulations nous espérons obtenir une image plus réaliste des effets de l'activité solaire à relativement long terme (de l'ordre de quelques jours et au delà), et donc mieux estimer la détectabilité des planètes de masse terrestre dans la zone habitable autour d'étoiles avec des niveaux d'activité similaires.

La photométrie simulée du Soleil, en prenant en compte l'effet des taches et des plages, reproduit bien la TSI mesurée au cours du cycle d'activité considéré. La prise en compte des plages en plus des taches est donc nécessaire. En ce qui concerne la présence des plages ou des taches, pendant la période de faible activité l'effet (en vitesse et en photométrie) des taches est ponctuel puisqu'elles ne sont pas toujours présentes à la surface de l'étoile. L'effet des plages existe quant à lui en permanence, bien sûr à plus ou moins grande amplitude. Le changement de la convection ne va bien sûr pas affecter la photométrie mais l'impact sur les vitesses est important. En plus d'ajouter un signal de plusieurs ms^{-1} pseudo-périodique à la demi-période de rotation de l'étoile, elle induit une variation à grande échelle (sur le cycle d'activité) avec une amplitude d'environ 6ms^{-1} . Cette composante influe donc de façon non négligeable sur l'ensemble des vitesses et va notamment perturber la détection des planètes de faibles masses. Les vitesses calculées en prenant en compte les taches, les plages et la convection sont cependant corrélées avec l'indice d'activité du Calcium, ce qui permet de détecter que les variations à longue période sont d'origine stellaire et non planétaire. Il sera néanmoins important dans la suite de s'intéresser à des étoiles de types spectraux différents de celui du Soleil et de tenter de comparer ces simulations du Soleil avec des mesures effectuées dans les mêmes conditions (instrument, mesure intégrée sur toute la surface) que pour la détection de planètes.

Les résultats de ces deux articles ont été présentés oralement au workshop *Towards Other Earths* à Porto en Octobre 2009.

Using the Sun to estimate Earth-like planets detection capabilities

II. Impact of plages

N. Meunier, M. Desort, and A.-M. Lagrange

Laboratoire d'Astrophysique de Grenoble, Observatoire de Grenoble, Université Joseph Fourier, CNRS, UMR 5571,
38041 Grenoble Cedex 09, France
e-mail: nadege.meunier@obs.ujf-grenoble.fr

Received 26 October 2009 / Accepted 10 December 2009

ABSTRACT

Aims. Stellar activity produced by spots and plages affects the radial velocity (RV) signatures. Because even low activity stars would produce such a signal, it is crucial to determine how it influences our ability to detect small planetary signals such as those produced by Earth-mass planets in the habitable zone (HZ). In a recent paper, we investigated the impact of sunlike spots. We aim here to investigate the additional impact of plages.

Methods. We used the spot and plage properties over a solar cycle to derive the RV that would be observed if the Sun was seen edge-on. The RV signal comes from the photometric contribution of spots and plages and from the attenuation of the convective blueshift in plages. We analyzed the properties of the RV signal at different activity levels and compared it with commonly used activity indicators such as photometry and the Ca index. We also compared it with the signal that would be produced by an Earth-mass planet in the HZ.

Results. We find that the photometric contributions of spots and plages to the RV signal partially balance each other out, so that the residual signal is comparable to the spot signal. However, the plage contribution due to the convective blueshift attenuation dominates the total signal, with an amplitude over the solar cycle of about 8–10 m/s. Short-term variations are also significantly greater than the spot and plage photometric contribution. This contribution is very strongly correlated with the Ca index on the long term, which may be a way to distinguish between stellar activity and a planet.

Conclusions. Providing a very good temporal sampling and signal-to-noise ratio, the photometric contribution of plages and spots should not prevent detection of Earth-mass planets in the HZ. However, the convection contribution makes such a direct detection impossible, unless its effect can be corrected for by methods that still need to be found. We show that it is possible to identify the convection contribution if the sensitivity is good enough, for example, by using activity indicators.

Key words. techniques: radial velocities – starspots – planetary systems – stars: activity

1. Introduction

Among other techniques, the radial velocity (hereafter RV) technique has been very successful in detecting exoplanets. The increasing sensitivity of new instruments (for example, Espresso on the VLT or Codex on the E-ELT) is expected to give access to increasingly lower planet masses (down to Earth-like masses); however, it also makes the observed RV signal sensitive to other sources than planets, such as stellar activity and pulsations.

The influence of spots on the RV and bisector were first studied by Saar & Donahue (1997) and Hatzes (2002). This was followed by the precise study of the influence of a single spot on the signal (Desort et al. 2007) in various stellar conditions such as inclinations or angular rotation rates. In Lagrange et al. (2010), hereafter Paper I, we simulated the RV signal due to spots that would be detected if the Sun was observed edge-on over a long period (typically one solar cycle) with different temporal samplings (between one day and 20 days) with only a few gaps. The advantage of such an approach compared to the previous ones is that we could take the full complexity of the activity pattern into account (structures, spatial distribution, temporal variations), because the signal from spots on various positions on the disk can partially balance each other out. Our approach also allows us to study the temporal behavior of the signal (such as with periodograms, which are also very useful tools to detect planets in the RV signal). We derived a typical RV signal of

0.45 m/s (rms), with maximum peaks at ± 2 m/s, especially during the solar maximum ($R'_{HK} \sim -4.85$). During the solar minimum ($R'_{HK} \sim -5.05$), the rms falls to 0.16 m/s with maximum peaks at ± 0.6 m/s. Then we estimated the impact of these spots on the detection of Earth-like planets and showed that a very good temporal sampling over a long period was mandatory for detecting Earth-mass planets in the habitable zone, depending on the cycle phase.

However, spots are not the only source of RV variations. The presence of bright plages also induces a variable signal in RV, as for spots. They are well-known on the Sun, but there are indirect indications that they are also present on other stars, as they sometimes dominate the photometry (e.g. Lockwood et al. 2007). Their contrast in temperature is less than for spots, but their area is much larger. Their contribution is therefore expected to be significant. Such a contribution to the RV has never been studied in precise detail. Because they are bright, we expect plages located at the same position as spots to produce an RV signal anti-correlated with the one from the spot (see Paper I). However, because they are not localized exactly at the same position (in addition to their different spatial extension) and have a position-dependent contrast, and because in practice there is no one-to-one correspondence between the two types of structures (the plage to spot area ratio presents a very large dispersion, Chapman et al. 2001), the residual signal will be significant. In

addition, there are many small plage-like structures outside active regions, called the network, contributing significantly to the photometric variations of the Sun. It is crucial to study the two contributions (spots and plages) separately and in detail because the respective contributions of plages and spots may be different on other stars (Lockwood et al. 2007).

Another contribution of plages comes from the attenuation of the convective blueshift (due to the presence of granulation, e.g. Gray 2009) when magnetic field is present. Rough estimates have been made on individual lines (Saar & Donahue 1997; Saar 2003; Kürster et al. 2003) but the impact on the RV variations derived from the cross-correlation function (CCF) has not been studied yet.

The objective of this paper is therefore to estimate the contribution of plages to the RV signal (either from the photometry or the convection), to compare it to the signal produced by spots at the same time, and to study the resulting signal. As in Paper I, we consider a Sun seen edge-on over a solar cycle. In Sect. 2, we describe in detail the data set (spots and plages), the data processing, and the observables we obtain. Special care is given to the comparison with the observed photometry (total solar irradiance) in order to validate the parameters used to make the simulation. The resulting RV are analyzed in Sect. 3 and compared with other observables (photometry, Ca index) in Sect. 4. In Sect. 5, we study the influence of this signal on Earth-like planet detection, and conclude in Sect. 6.

2. Description of the simulations

In this section we first describe the input data: the list of sunspots and plages that is used as input to our simulation tool; the way we derive the temperature contrasts for these structures; the influence of convective inhomogeneities. Then we briefly describe our simulation and the produced observables, which are similar to what was done in Paper I.

2.1. Input data

To get a good temporal sampling of plages, we used MDI/SOHO magnetograms (Scherrer et al. 1995) between May 5, 1996 (julian day 2450209) and October 7, 2007 (julian day 2454380). This covers a solar cycle with a temporal sampling of about 1 day. We therefore used a different sunspot data set from Paper I to cover the full plage data set, although there is a significant overlap between julian days 2450209 and 2453004. We chose the sunspot group data provided by USAF/NOAA over the same period (<http://www.ngdc.noaa.gov/stp/SOLAR/>).

This sunspot data set has a few gaps. Some of them correspond to days without any spot while others are true gaps in the data. We removed the latter from the MDI data set by checking the Wolf number. In the following, there are therefore plage structures every day, but in some cases there may be no spot on the Sun surface. This leads to 3586 days, for a total duration of 4171 days (i.e. a 86% coverage, which is similar to what we had for spots in Paper I).

The spot data are used without any further processing and provide 35207 sunspot groups, with the smallest size 10 ppm (of the solar hemisphere). This size corresponds to a radius of 3.1 Mm, assuming a circular shape. We note that the surface coverage of the Debrecen data used in Paper I is larger by a factor of about 1.57 when comparing the same days. The impact of this difference is investigated in the next section.

Plages (in active regions) and network structures (bright magnetic structures outside active regions) are extracted from

MDI magnetograms by applying a threshold of 100 G for θ up to 72° (with θ the angle between the line-of-sight and the normal to the solar surface) in order to avoid the noise close to the limb. This threshold is quite conservative for limiting the influence of the noise (about 20 G), and is slightly larger than the one used by Fligge et al. (2000) on the same data. For the same purpose, the smallest structures are eliminated. The smallest size is then 3 ppm (of the solar hemisphere), which corresponds to a radius of 1.7 Mm assuming a circular shape. This is smaller than the smallest spots we consider because we also include network structures and not only plages from active regions. This leads to 1803344 structures, from the quiet network to large plages in active regions. The relative contribution of plages and network structures is discussed in Sect. 2.3.2.

The structures extracted from the magnetograms using this simple segmentation also include spots of course. With the present context, this is not critical, however, since the surface coverage of spots is much smaller. Typically, the filling factor of spots (determined from the USAF data above) represents about 6% of the filling factor of structures determined from the magnetograms. Furthermore, modifications of the threshold used to identify plages lead to modification of that filling factor by about 10% in the case of large structures and up to 20% for small network features, without changing their visual identification significantly. This gives an idea of the uncertainty on the filling factor. The influence of this variation is also investigated in the next section.

The first input to our simulation tool (for both spots and plages) then consists in the list of structures: size in ppm of the solar hemisphere (before correction for projection effects), latitude, and longitude. The projected filling factors are shown in Fig. 2. The correlation between the spot and plage filling factors is 0.77. This reflects the correlation between the two, both on long (cycle) and short time scales (rotation), as active regions usually include spots, but also the large dispersion of the plage-to-spot size ratio and the inclusion of the network structures (not spatially correlated with spots as they are located outside active regions). The plage filling factor is about one order of magnitude more than the spot filling factor.

2.2. Contrast choices

2.2.1. Spot and plage observed contrasts

There is a large dispersion in the literature concerning the spot and plage contrasts. There is also a large temperature difference from one structure to the next. It is therefore difficult to directly use the published contrasts found in the literature (for example Frazier 1971; Lawrence 1988; Ermolli et al. 2007), because they are very sensitive to the way plages are defined. The large dispersion between individual plages, as well as the differences between plages and network structures (Foukal et al. 1991; Worden et al. 1998; Ortiz et al. 2002, 2006) also adds to the uncertainty of these measurements. To realize a consistent simulation, we computed the photometric contribution of each kind of structure (spots, plages, network) and compared it with the observed total solar irradiance (hereafter TSI). In the following we use the TSI compiled by Claus Fröhlich and Judith Lean (<http://www.ngdc.noaa.gov/stp/SOLAR/>) for the 1996–2003 period and described in Fröhlich & Lean (1998). This comparison is therefore made over 2263 points.

In Paper I, we used a spot temperature deficit of 550 K, as this lies well within the range of observations and simulations

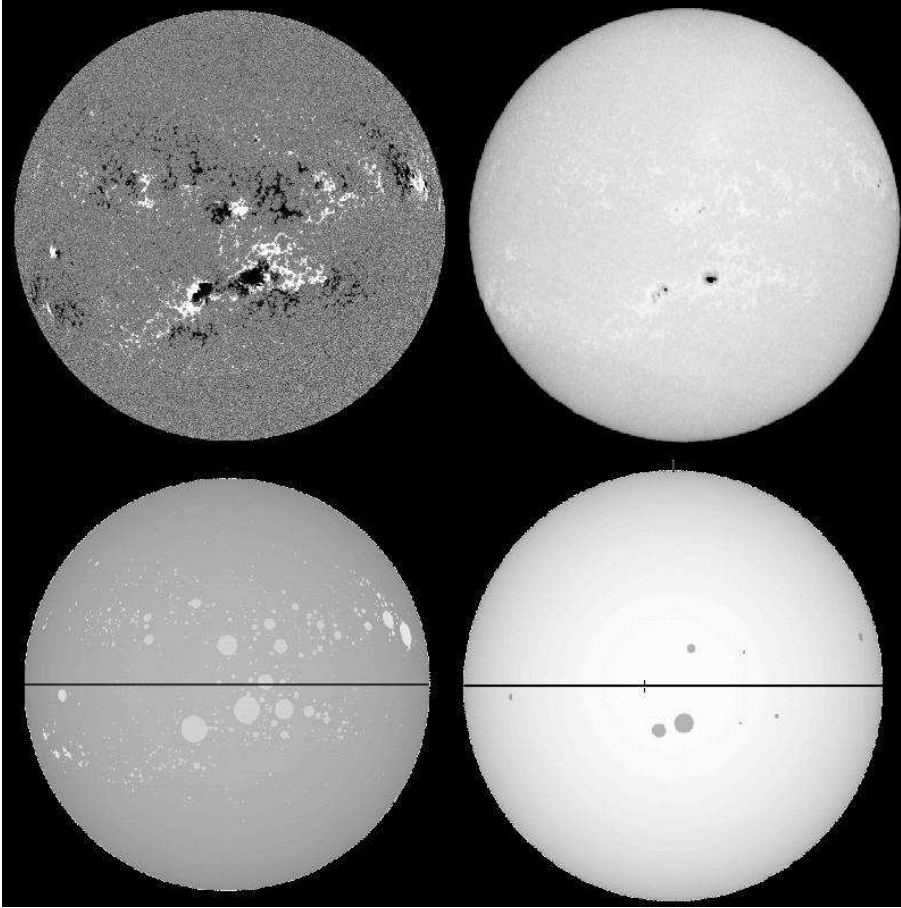


Fig. 1. *Upper panel:* MDI magnetogram for September 14, 2002 at 4:48 UT (*left*) and Meudon photospheric spectroheliogram at 6:41 UT (*right*). *Lower panel:* simulated map showing the plages derived from the magnetogram with a contrast increased by a factor 10 for clarity (*left*) and the spots from the USAF/NOAA data set at 12:40 UT (*right*).

(e.g. Chapman et al. 1994; Fligge et al. 2000; Krivova et al. 2003). The situation is more complex for plages. We can either use a shape such as the one used by Lanza et al. (2004, 2007) and in Paper I, i.e. a temperature excess as a function of $1-\mu$ (where $\mu = \cos\theta$). We can also use a slightly more complex function such as in Unruh et al. (1999) and used by Fligge et al. (1998, 2000) to reconstruct the solar irradiance, to account for the difference from zero contrast at disk center. In the following, we use a second-degree polynomial starting with a shape similar to the one modeled by Unruh et al. (1999), as it gives a slightly better χ^2 when comparing the simulated irradiance to the observed one (see next section).

2.2.2. Determination of the spot and plage contrast

We used the following procedure to determine the spot and plage contrasts. We first consider a spot temperature deficit¹ $\Delta T_s = -550$ K and a plage contrast² $C_p = 0.339-0.563 \mu + 0.270 \mu^2$ K, which corresponds to the contrast provided by Unruh et al. (1999) for wavelengths in the range 470–550 nm. We then computed a contrast at 600 nm assuming a Planck law, which leads to estimate the contribution of spots and plages to the TSI. We chose 600 nm for reference because that is where the contrast is close to the average contrast over 350–1000 nm, representative of the bolometric value (Gondoin 2008), hence the TSI.

¹ With respect to the photospheric temperature of 5800 K.

² Defined as $(S_{pl} - S_{ph})/S_{ph}$, with S_{ph} the photospheric irradiance and S_{pl} the plage irradiance.

This leads to two series, I_{sp} and I_{pl} , respectively representing the contribution of dark and bright features to the solar irradiance, in fractions of the TSI of the quiet Sun (i.e. contrasts). When multiplied by the quiet Sun irradiance S_{ref} they allow a direct comparison with the observed TSI S_{obs} (in W/m^2) by computing

$$S_{mod} = S_{ref}(I_{sp} + I_{pl} + 1),$$

which sums the contributions of spots, plages (including the network), and quiet Sun respectively. We can adjust S_{mod} to S_{obs} by applying a scaling factor to each contribution and fitting them to minimize $\chi^2 = \sum (S_{mod} - S_{obs})^2 / (N - N_{par})$ where

$$S_{mod} = S_{ref} f_{ref} (f_{sp} I_{sp} + f_{pl} I_{pl} + 1),$$

and N the number of points, N_{par} the number of parameters. The parameter f_{ref} allows adjustment of the quiet-Sun level, while f_{sp} and f_{pl} allow the contrast to be varied for spots and plages respectively. For our input spot and plage data as described above, we obtain the following best choice: $S_{ref} = 1365.46$ W/m^2 (which is very close to the one given by Fröhlich 2009, for the cycle minimum in 1996), $\Delta T_s = -663$ K and $\Delta T_p = 250.9-407.7 \mu + 190.9 \mu^2$ K. Figure 3 (solid lines) shows the plage excess temperature as a function of μ , as well as the corresponding contrast at 600 nm. This contrast is compatible with the literature. The correlation between the simulated and observed irradiance is 0.89.

The final reconstructed irradiance versus the observed TSI will be shown in Sect. 2.5, as here we have made a simplified computation to correct for projection effects, we attribute to each structure the value of μ corresponding to the center of the

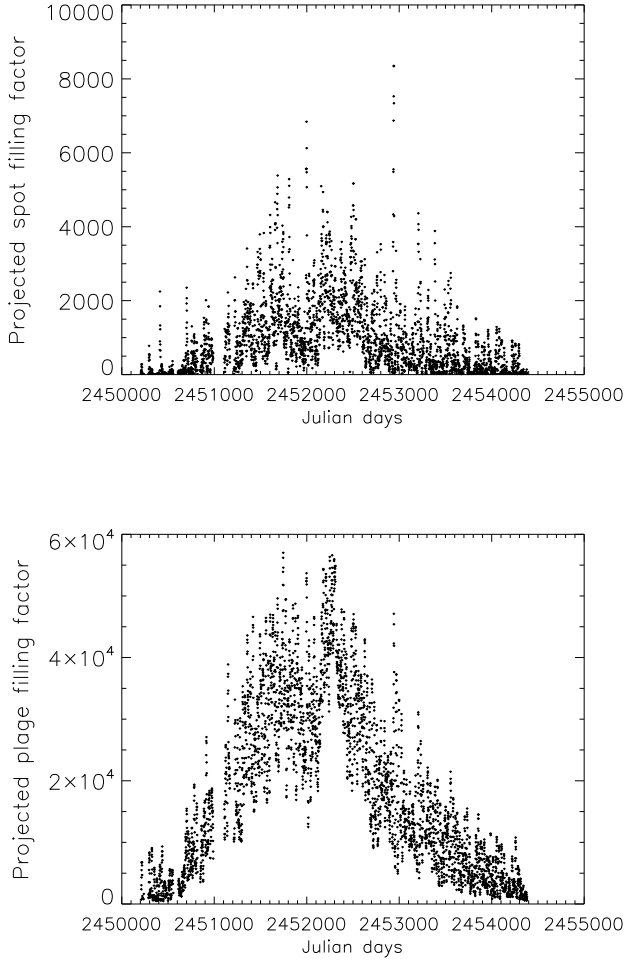


Fig. 2. *Upper panel:* projected spot filling factor versus time, in ppm of the solar disk. *Lower panel:* same for plages.

structure, while in the following we build maps of the solar surface. We also neglect the center-to-limb darkening (which will be taken considered in Sect. 2.5 where we make a more precise computation of S_{mod}). Figure 5 shows the contribution of spots and plages to the irradiance, as well as the simulated irradiance used here to derive the set of parameters. Our results are quite similar to those of Fröhlich & Lean (1998), and we reproduce the observed irradiance.

2.2.3. Uncertainties

To study the influence of our input data set (USAF sunspot group and plage extraction from MDI magnetograms), we explored the parameter space related to the structure sizes by applying a certain scaling factor to them, which should represent the uncertainty we have on the structure sizes. For spots, we applied scaling factors between 1 (original USAF values) and 1.57 (corresponding the Debrecen filling factor), i.e. we allow the spot size to vary by about 50%. The smaller filling factor in the USAF catalog may stem from missing very small spots (Balmaceda et al. 2009), at least partially. The correction also included a small dependence on the size, as we have been able to compare specific regions, which shows that, as expected, the correction is relatively large for small structures. For plages, we applied scaling factors between 0.8 and 1.2, which takes the assumption concerning the inclusion of spots into account, as well as a margin

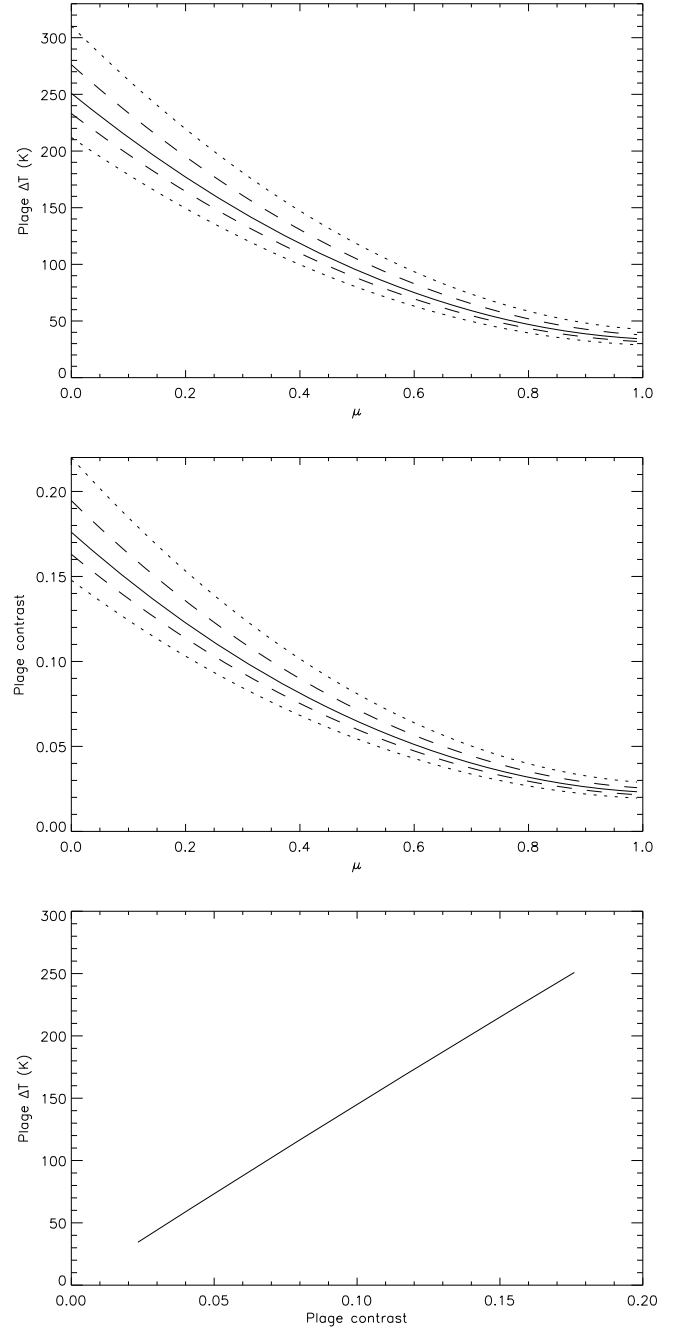


Fig. 3. *Upper panel:* plage temperature excess versus μ (solid line), and with a modification of the plage size of $\pm 10\%$ (dashed lines) and $\pm 20\%$ (dotted lines), see text for details. *Middle panel:* same for the contrast at 600 nm. *Bottom panel:* plage temperature excess versus the contrast.

for the choice of the threshold. We therefore allowed the plage and network sizes to vary by $\pm 20\%$.

For each new series of spot and plage sizes, we searched for the contrasts that provide the best fit to the observed TSI, following the method described in Sect. 2.2.2. Indeed, at first order, if one slightly overestimates the plage areas, for example, it can be compensated for a larger temperature excess. This is true for the reconstitution of the solar irradiance and also for RV computations as it also is a photometric effect. The quiet-Sun solar irradiance is fixed to our best value above, as it is very robust.

The results are as follows. The corresponding ΔT_s ranges between -670 K (for a spot scaling factor of 1) and -450 K (for a spot scaling factor of 1.57), with a strong correlation as expected (see Fig. 4). At $\mu = 0$, ΔT_p varies between ~ 315 K (for a plage scaling factor of 0.8) and ~ 215 K (for a plage scaling factor of 1.2), and between ~ 43 K and ~ 29 K at $\mu = 1$, here again with a strong anticorrelation because the areas and temperature excess compensate for each other. This anticorrelation is shown in Fig. 4 for $\mu = 0$. Figure 3 also shows the plage-temperature excess (and contrast at 600 nm) versus μ for the whole domain. Over the whole domain, the χ^2 remains very low. It does not show any systematic effect when changing the plage surface. The χ^2 is, however, smaller for the spot scaling factor of 1 compared to 1.57. It is also very close to the minimum as a test of a few values below 1 for the spot scaling factor shows that the χ^2 then increases again.

Finally, we note that in Paper I we used the Debrecen data set, which corresponds to the spot-surface scaling factor of ~ 1.6 in Fig. 4. We used a spot temperature deficit of -550 K, which lies in the middle of our range, instead of -450 K. We therefore expect our spot RV signal to be weaker by about 20% than that of Paper I, in which the spot temperature deficit could not be validated precisely using the observed irradiance because plage were not taken into account.

We are therefore confident that our choice of temperature contrasts will provide the correct amplitude of the RV signal, as we are including two crucial ingredients in our simulation: a correct amplitude due to a good combination between area and contrast, as checked by the comparison with the observed irradiance, and a realistic temporal evolution of structures thanks to the temporal sampling and coverage.

2.3. Convective inhomogeneities

2.3.1. Estimation of convective shifts

In addition to the photometric effect described above, another effect can lead to RV and bisector variations. The presence of convection in the photosphere produces a blueshift of spectral lines, as well as a distortion of these lines (e.g. Dravins et al. 1981; Dravins 1982, 1999; Livingston et al. 1999). This comes from the correlation between velocities and brightnesses in granules. Granules are convective cells at the 1 Mm scale, in which upward motions associated to bright area occupy a larger surface than downward motion area (dark lanes), leading to blueshifts and to line distortion. However, where magnetic field is present, it is well known that convection is affected, and is greatly reduced (e.g. Hanslmeier et al. 1991; Title et al. 1987; Schmidt et al. 1988). This strongly impacts the lines by locally modifying their shape and producing a redshift that compensates for the convective blueshift (Cavallini et al. 1985; Immerschitt & Schroeter 1989; Brandt & Solanki 1990; Hanslmeier & Mattig 1990; Guenther & Mattig 1991; Hanslmeier et al. 1994). This influence of the magnetic field on the lines has also been modelled by Marquez et al. (1996); therefore, we do expect this blueshift to be modified by the presence of plages (as well as spots, but their contribution is small as they represent a much smaller surface and are darker).

In the following, we estimate the amplitude of the convective blueshift in the quiet Sun. The convective blueshift largely depends on the line depth, and a large dispersion is present in the literature as most studies focus on a small number of lines. We have used the detailed results of Gray (2009) for the Sun and derived a blueshift as a function of the line depths using a linear

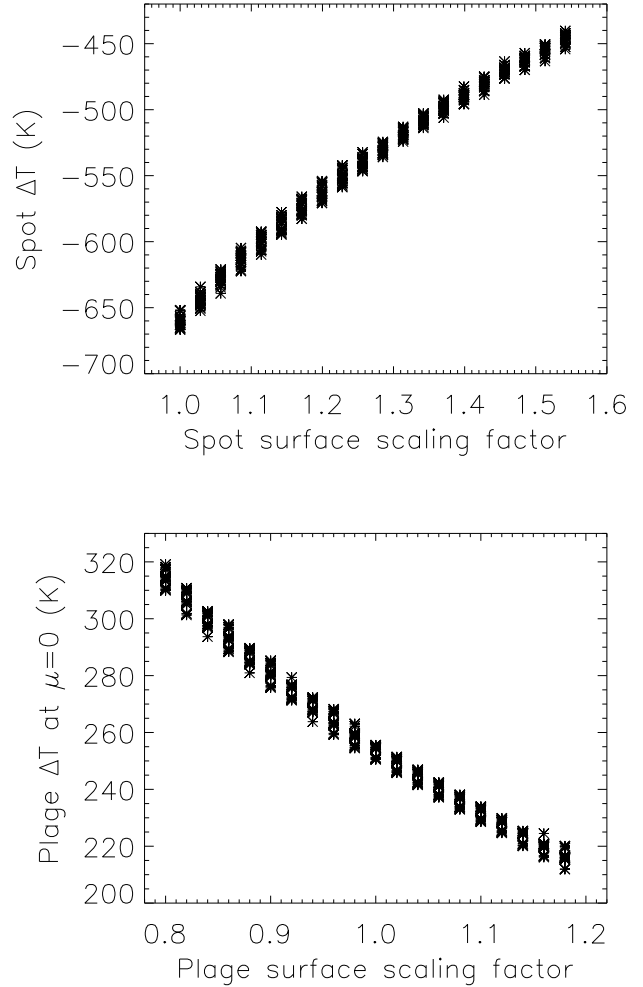


Fig. 4. Upper panel: spot temperature deficit versus the spot-surface scaling factor for the explored range of scaling factors (see text for details). For a given spot-surface scaling factor, the various points correspond to different plage-surface scaling factors. Bottom panel: same for plages at $\mu = 0$.

function. Then, on the solar spectrum obtained by Delbouille, Neven, and Roland (retrieved from the BASS2000 data base), we have identified the lines in our spectral range of interest, retrieved their position and depth, then simulated a spectrum in which each line has the same depth but is shifted by a different amount according to its depth and following Gray (2009). We used a linear relation between the line depth and the blueshift, which is extrapolated to lines outside the range of depth considered by Gray (2009). Finally, we computed the shift that would result from a cross-correlation applied on such a spectrum. We therefore consider the distribution of line depths in the spectrum and that cross-correlation functions (used later to derive the RV) are more sensitive to deep lines than weak lines. This produces a convective blueshift corresponding to the integrated light of about 200 m/s that is representative of the whole spectrum. The local (vertical) convective blueshift is therefore 285 m/s (the corresponding factor being the result of projection effects combined to the center-to-limb darkening). It is similar to the value used by Kürster et al. (2003) derived from Dravins (1999), but higher than the value considered by Saar (2003), about 90 m/s for the $v \sin i$ we consider.

Gray (2009) studied the blueshift only for a quiet Sun (or star). On the other hand, Brandt & Solanki (1990) studied the

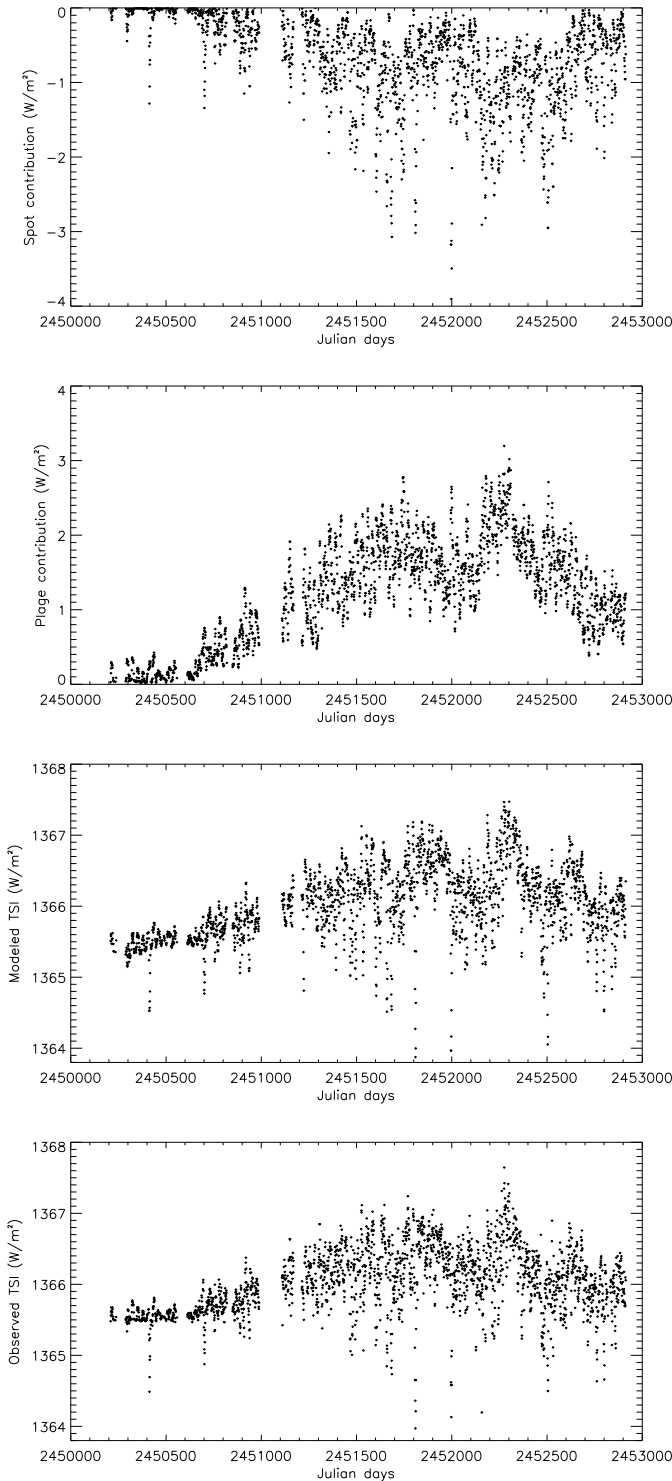


Fig. 5. *First panel:* reconstructed spot contribution to irradiance. *Second panel:* reconstructed plage contribution to irradiance. *Third panel:* total reconstructed irradiance. *Fourth panel:* observed irradiance.

line shape and shifts for different magnetic filling factors (including the quiet Sun), by observing at different positions in a plage. They find a blueshift in plages which is 1/3 of the value in the quiet Sun. We therefore use in the following an attenuation of the convective blueshift of 2/3 of our values, i.e. 190 m/s. The results of [Cavallini et al. \(1985\)](#) are also compatible with this result. We expect the attenuation to be around zero in spot umbra ([Solanki](#)

[1986; Martinez Pillet et al. 1997](#)), but the contribution of the umbra is very small. Given that the spread in convective blueshift associated to plages in the literature, about 50 m/s, we consider that, in the presence of plages and network (see next section), the convective blueshift is attenuated down to 190 m/s, with an uncertainty of ± 50 m/s. We neglect in this work the contribution of the Evershed effect (mostly associated to spot penumbra) and supergranulation, because we expect them to only increase slightly the jitter on scales from days to weeks.

2.3.2. Notes on the convective shifts

All solar observations of the line distortions and shifts due to magnetic fields have focused on plages. Our data set includes a significant contribution from the network. We also know that some abnormal granulation is associated to it, for example, to network bright points (e.g. [Muller et al. 1989](#)). More recently, [Morinaga et al. \(2008\)](#) have shown the suppression of convection around small magnetic concentrations; however, there is no specific study of the lineshift associated to the network that we are aware of. In the following, we consider the RV signal associated to all structures, but will also estimate it for regions of a significant size only in order to test the possible range of variation. There is of course a continuum in size from the largest active regions to the small network structures ([Meunier 2003](#)), but only considering sizes above 100 ppm (corresponding to a radius of 10 Mm) would probably give a good estimation of a lower limit for the convection contribution to the RV. This is discussed in Sect. 3.3.2.

Finally, it should be noted that the final RV signal due to convective inhomogeneities is sensitive to the actual areas of structures and to the ΔV we consider. As before, for area and temperatures, there is a trade-off between the two. However, unlike the temperature, we do not have the possibility of testing it independently.

2.4. Simulated spectra

Simulated spectra are computed as described in Paper I. A rigid rotation of 1.9 km s^{-1} at the equator is assumed. For each type of structure (spots and plages), we build a 3D hemisphere map of the visible Sun seen edge-on. We assumed circular shapes in both cases, mostly for simplicity as we do not expect the shape to significantly impact on our result, and more importantly to be able to extrapolate easily to other stellar cases in future works. For the photometric contribution of magnetic structures, the resulting spectrum is then computed assuming that spots (respectively plages) emit a solar-like spectrum following a black body law with a temperature as described in the previous section. To take the convection into account, we consider a solar-like spectrum (black body with the photospheric temperature) shifted by a velocity perpendicular to the solar surface (which produces a redshift) of 190 m/s.

2.5. Computation of the observables

The observables are then computed using the SAFIR software ([Galland et al. 2005](#)) as on actual stellar spectra. In this paper we focus on the analysis of the RV. As in Paper I, computations were made only on one spectral order (order #31) as the whole process is very time consuming. We therefore obtained three series of RV, due to spots, to plages (and network) through their photometric contribution (hereafter the plage signal), and to the

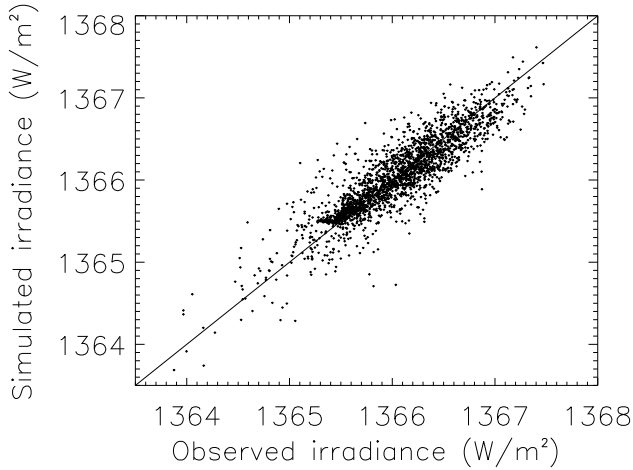


Fig. 6. Total reconstructed irradiance versus the observed irradiance (W/m^2).

influence of plages on convection (hereafter the convection signal). The bisector velocity span (hereafter BVS) due to convective inhomogeneities has a very complex influence on the final line shape, and is not characterized with sufficient precision in the literature. We therefore only analyze the RV in this paper.

We also computed the photometry at 600 nm to check that we obtain the expected agreement. Figure 6 shows the good correlation (0.89) between the final simulated photometry and the observed TSI. The residual difference between the model and the simulation largely comes from the strong temperature variation from one structure to the next. However, we capture the essential variability of the photometry.

2.6. Simulation of an active star with a planet

To test the planet detectability providing the activity we model, we added the signal of a $1 M_{\text{earth}}$ planet located at 1.2 AU (see Paper I) to the activity signal, as well as some random noise at various level. This is analyzed in Sect. 5.

3. Results

In this section we present the different contributions to the RV signals over the whole period. In addition, in order to have a better idea of the dependence on the activity level, we also show the results for two 9-month periods as in Paper I: a period of low activity from July 1, 1996 (JD 2450266) to April 1, 1997 (JD 2450540), leading to 213 data points over 274 days, and a period of high activity from February 1, 2000 (JD 2451576) to November 1, 2000 (JD 2451850), leading to 274 data points, also over 274 days. They will be denoted as “Low” and “High”, respectively, in the next figures and tables.

In addition to the total RV and the 3 individual components, we also discuss the contributions due to spots and plages separately (the total being denominated as the spot+plage signal) and compare them with the convection signal. This is important as they have a different origin (even if the convection signal relates to plages): on a star with similar plages but much weaker convection, the plage signal would remain the same but the convection signal would become very small.

3.1. RV variations

3.1.1. The spot and plage induced RV variations

We first consider the individual time series of RV due to the photometric contributions of spots and plages. They are shown in Fig. 7. The amplitude of the spot signal is similar to what we found in Paper I (slightly smaller as expected), with maximum RV up to a few m/s during high activity periods. The RV is lower than 0.6 m/s during the minimum. The plage signal is, as expected, also higher during the high activity period (up to 1.6 m/s), i.e. about a factor two below the spot signal. The plage signal during the low activity period reaches 0.4 m/s, slightly below that of spots. It should be noted, however, that during that period the spot signal may be zero for an extended period of time, while the plage signal is always different from zero. Figure 8 (upper panel) shows the different contributions in more detail over a short period (60 days). As expected, the spot signal is partially compensated for that of plages (it was already true in the very simple computation made in Paper I), but not entirely. This can be explained as most active regions contain spots (leading to a compensation) but the area ratio between spots and plages varies (e.g. Chapman et al. 2001) and there are plages with no spot. Over the whole data set, the correlation between the spot and plage RV is indeed -0.47 .

Figure 9 shows the distributions of RV for the spot and plage signals. The distributions are not Gaussian, as they show extended tails, and, in the case of spots, a sharp peak at zero RV (related to the significant number of days with no spot). The shape of the distribution is related to the shape of the solar cycle, i.e. to the variation in the activity level over time. A similar size distribution of structures with a constant activity level gives a Gaussian distribution. A sinusoidal shape for the solar cycle, for example, only leads to a small departure from the Gaussian shape while the proper shape gives a distribution similar to what is shown in Fig. 9. The rms RV for the whole period and the two periods corresponding to low and high activity are summarized in Table 1. The sum of the spot and plage RV is indicated as “sp+pl”. It confirms that at all time spots and plages provide similar rms, but as they partially compensate for each other, the resulting rms is in fact similar to that of the individual components.

Figure 10 shows the periodogram for the RV signal over the whole period for the spot+plage signal. The peaks corresponding to half the rotation period are strongly emphasized compared to the peaks at the rotation period. It may stem from the presence of active longitudes separated by 180° as discussed in Paper I.

3.1.2. The convection-induced RV variations

The convection signal is much stronger than the spot and plage ones as shown in Figs. 7 and 8. It is also fundamentally different, as it is always positive so that all contributions add up. Therefore plages at different longitudes do not compensate for each other (as in the previous case) and the signal is maximum when the features are at the central meridian. This signal is then correlated very well with the filling factor of plages (correlation close to 1). When considering a small time series, however, as in Fig. 8, even if the signal is shifted because of the convection signal, the rms is not very different from the one caused by spots and plages alone (only a factor 2 larger this time). The influence on the observed RV will therefore depend on the temporal coverage compared to the length of the cycle, as shown in Fig. 11. As previously, Table 1 shows the rms for the RV due to convection. While considering restricted periods of 9 months (low

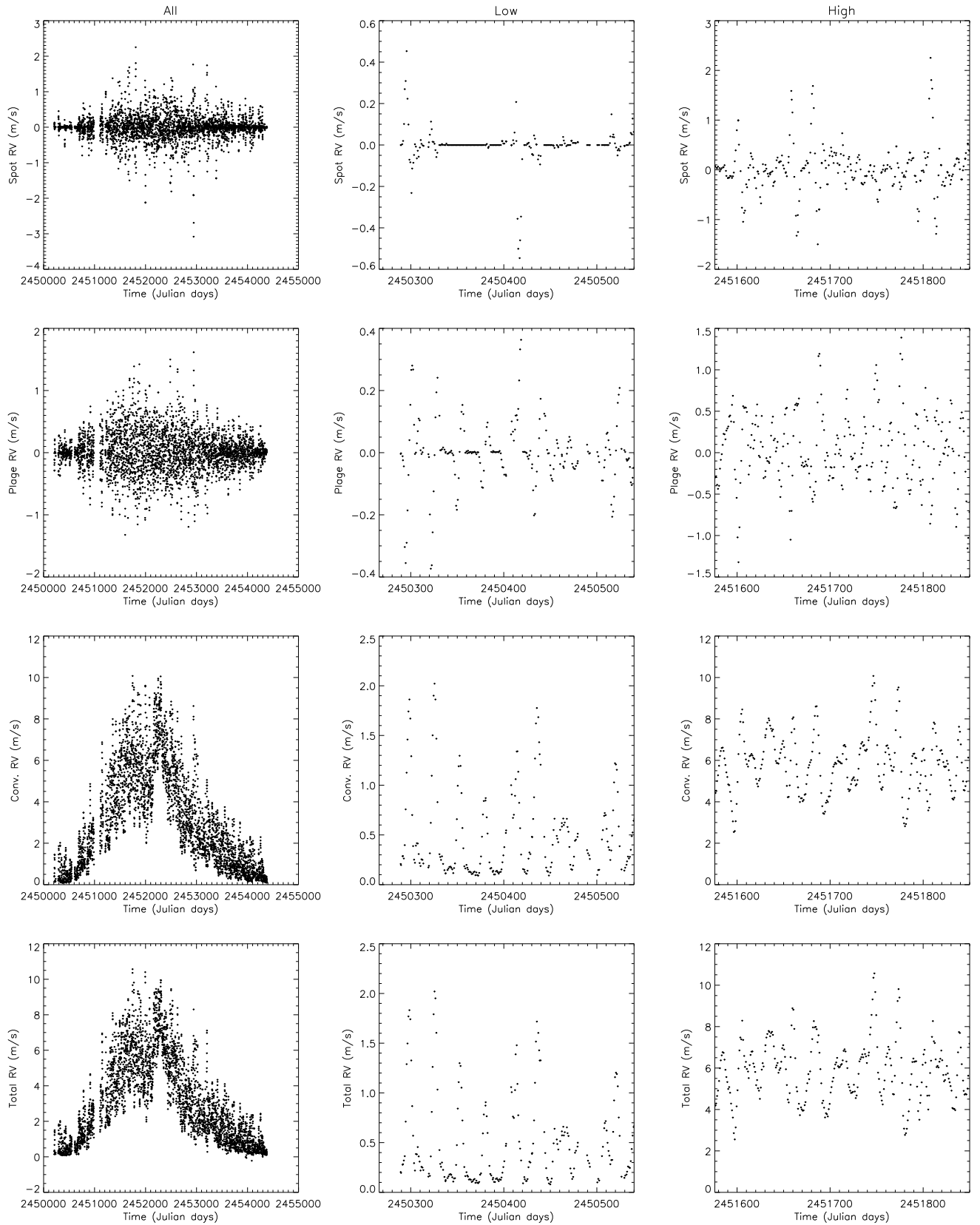


Fig. 7. *Left column:* RV (m/s) for spot signal, plage signal, convection signal, and total (From top to bottom), for the whole data set. *Middle column:* same for the low activity period. *Right column:* same for the high activity period.

and high activity periods), the rms of the convection RV remains significantly larger than the one caused by spots and plages. We note a factor 6–7 between the rms due to spots and plages and

the rms due to convection when computed over the whole series or at cycle minimum. The factor is twice smaller during cycle maximum.

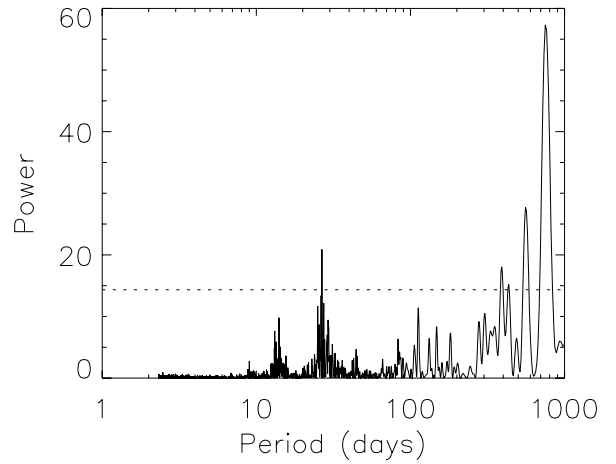
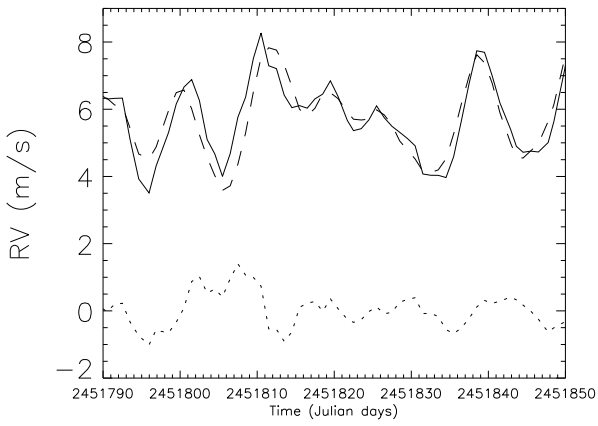
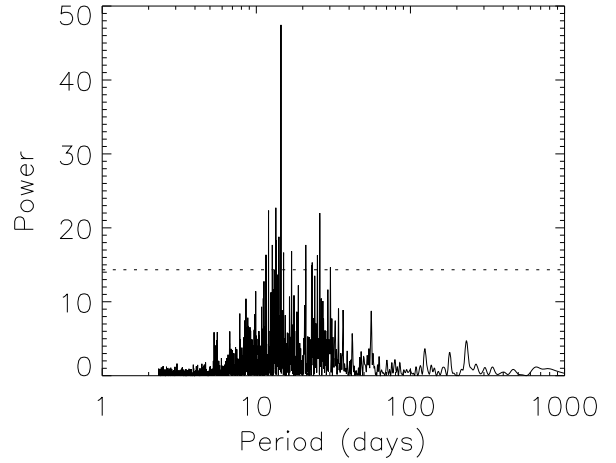
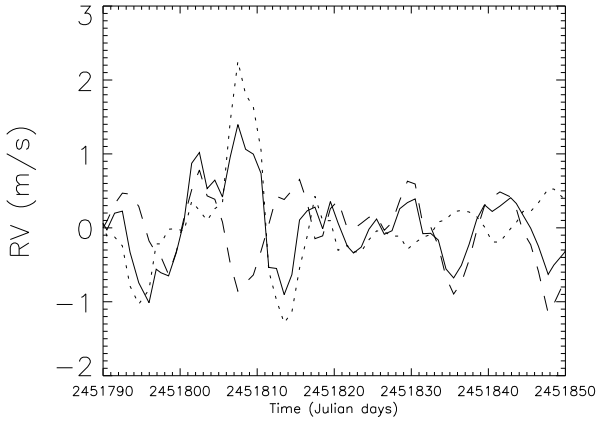


Fig. 8. Upper panel: RV signal from spots (dotted line), plages (dashed line), and spots+plages (solid line) in m/s, for julian days 2451 790–2451 850, i.e. during the high activity period. Lower panel: same for spots+plages (dotted line), convection (dashed line), and total (solid line).

Fig. 10. Upper panel: periodograms for the spot+plage RV for the whole serie. The horizontal dotted line show the level for a false-alarm probability of 1%. Lower panel: same for the total RV, i.e. taking the inhibition of the convective blueshift into account.

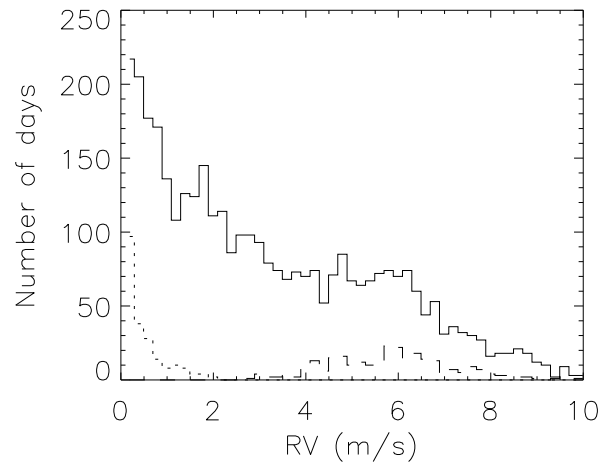
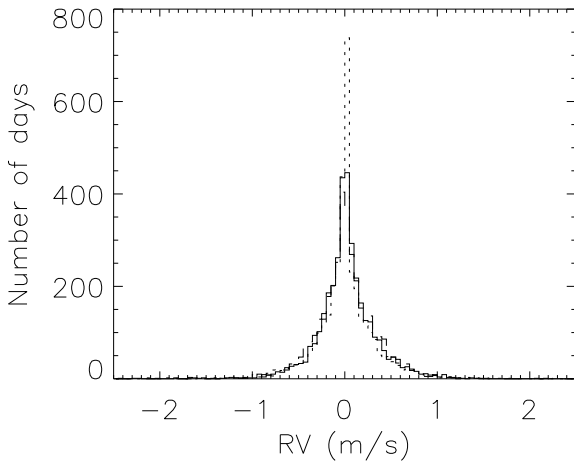


Fig. 9. Histogram of RV (m/s) for spots+plages (solid line), spots (dotted line), and plages (dashed line), for the whole period.

Fig. 11. Histogram of RV (m/s) for convection, for the whole period (solid line), low activity period (dotted line), and high activity period (dashed line).

3.1.3. The total RV variations

Finally, we consider the total signal as shown in Fig. 7. The corresponding rms and maximum amplitude (peak-to-peak) are shown in Table 2, for the whole period, as well as the low and high activity periods. For the whole period, we reach an rms of

2.4 m/s, with a peak-to-peak amplitude above 11 m/s, clearly dominated by the convection signal. The amplitude is significantly lower during the low activity period, but can still reach peak-to-peak amplitudes of 2 m/s with a rms around 0.4–0.5 m/s.

Table 1. RV rms (in m/s) for specific components.

	Spots	Plages	sp+pl	Conv.	Total
All	0.34	0.31	0.33	2.38	2.40
Low	0.09	0.10	0.08	0.44	0.44
High	0.48	0.44	0.42	1.39	1.42

Figure 10 shows the periodogram for the total RV signal over the whole period. The convection RV, which dominates the total signal, emphasizes the rotation period, however, because the sign is always the same. For the same reason, the long time-scale features are also emphasized. As the rotation period is often not known precisely, any more than the zero on the RV curves, such a difference between the two kinds of contributions may be difficult to separate.

3.2. Comparison with observed solar RV

There are no observations of the solar RV during the period covering our data set (cycle 23) that we are aware of. We therefore considered three previous studies covering either cycle 21 or 22. We have already compared the RV signal caused by spots in Paper I. It was not possible to use these observations to validate our simulation. By including plages it may be possible to make a more precise comparison, however.

McMillan et al. (1993) measured the solar RV using the moon light observed in the violet part of the spectrum. They have determined an upper limit for intrinsic solar variations of ± 4 m/s, during cycle 22 essentially (1987–1992). This is less than our total RV variation. However, it is quite compatible with our rms RV for the spots and plages only (0.33 m/s), as well as our maximum peak-to-peak amplitude (2.4 m/s), even taking the slightly larger contrasts in the violet into account. In the wavelength domain they used, there is a very large proportion of deep lines, but as shown by Gray (2009), these are the lines that have the lower convective blueshift, so it is possible that their small RV comes from their being predominantly sensitive to the spot+plage RV.

During a similar period (1983–1992), Deming & Plymate (1994) measured the solar RV in the $2.3 \mu\text{m}$ domain. They find a long-term variation with a peak-to-peak amplitude of about 30 m/s, and a large dispersion on short time scales (10–20 m/s). Considering that cycle 22 was more active than cycle 23 by about 30%, we would expect long-term variations of about 11 m/s, i.e. 3 times less than their observation. It is quite possible that, in the wavelength domain they consider, the convective blueshift is much more pronounced, but there has been no such study that we are aware of to confirm that possibility. Their short-term variations are also significantly greater than our results for spots and plages, especially considering the reduced contrast expected at $2.3 \mu\text{m}$.

Finally, Jimenez et al. (1986) measured the solar RV in the potassium line at 769.9 nm (Brookes et al. 1978) during cycle 21 (1976–1984). On long time scales, they find a peak-to-peak amplitude of 30 m/s, which is compatible with that of Deming & Plymate (1994) and also 3 times larger than our convective signal. Their short time-scale variations can reach 20 m/s during cycle maximum, and are therefore also significantly more than our results.

Table 2. RV rms and peak-to-peak amplitude (in m/s) and relative rms photometry for the three periods.

	rms RV	ampl RV	rms phot
All	2.40	10.8	3.6×10^{-4}
Low	0.44	1.9	1.2×10^{-4}
High	1.42	8.0	4.5×10^{-4}

3.3. Discussion on the convection RV amplitude

3.3.1. Impact of the convective blueshift amplitude

We computed the convective RV variations on a short period (60 days) when using a ΔV from 50 m/s to 300 m/s. It appears that both the RV and BVS amplitudes vary linearly with ΔV . This means that it is easy to extrapolate to different convection conditions from our results.

3.3.2. Impact of the areas cancelling the convective blueshift

As pointed out in Sect. 2.3.2, the reduction of the convective blueshift in the network structures outside active regions is more uncertain than in plages. We therefore recompute the convection RV while selecting structures (plages) only above 100 ppm. This corresponds to structures above 305 Mm^2 . We recall that the convective RV is correlated very well to the filling factor, and therefore we find results that are consistent with the relative contribution of these structures over the solar cycle. As shown by Meunier (2003), all structures including the smallest one (at the MDI spatial resolution) are correlated with the solar cycle, and the amplitude of variation decreases when the size decreases. Here, we find that these structures contribute to 35% of the rms RV during the low activity period, and to 55 % during the high activity period.

For comparison, the same large structures contribute in a larger proportion to the plage (photometric) RV: 68% during the low activity period and 83% during the high activity period. The reason is that, in that case, because similar structures on both side of the central meridian cancel each other and because small structures are more numerous and more homogeneously distributed over the solar surface, small structures contribute less than large structures, relative to their contribution to the filling factor. For convection however, all contributions add up, so they are directly related to the filling factor.

We also find that very small structures, for example those smaller than 80 Mm^2 (typical network structures for Wang 1988), should contribute to 30% of the filling factor at cycle maximum and 70% at cycle minimum. When considering structures only above that size, we find that the plage RV has almost the same rms as before (0.29 m/s instead of 0.31 m/s, confirming the insignificant contribution of the smallest structures to the plage signal), but the rms of the convective RV is about 2 m/s instead of 2.5 m/s, so that these same small structures significantly contribute to that signal. As pointed out above, this only estimates the various contributions, but the exact attenuation of the convective blueshift in these regions is not well-known, even if we know that the granulation associated to them is abnormal.

Finally, the conservative threshold we have used to extract plage and network structures from MDI magnetograms implies that we are missing a significant part of the flux (e.g. Krivova & Solanki 2004) in very quiet regions, which may also be associated to a small attenuation of the convective blueshift, with

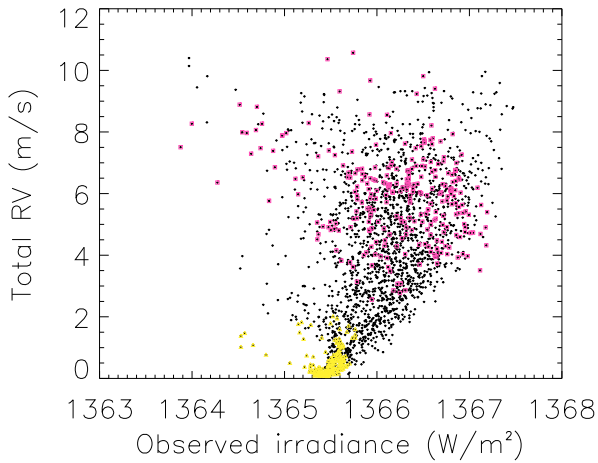


Fig. 12. Total RV (m/s) versus the observed TSI (W/m^2) for the whole data set (dots), for the low activity period (yellow triangles) and for the high activity period (pink squares).

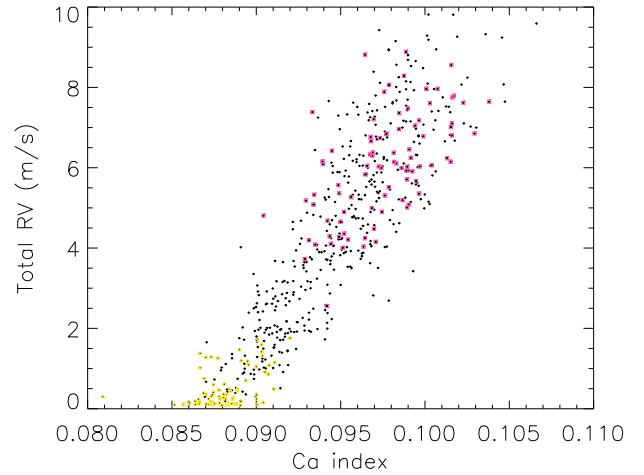


Fig. 13. Total RV (m/s) versus the Ca index for the whole data set (dots), for the low activity period (yellow triangles) and for the high activity period (pink squares).

a badly defined level. Therefore it is likely that our RV signal slightly underestimates the exact value.

In conclusion, considering plages above 100 ppm only provides a conservative lower limit for the convection contribution, i.e. about half the total signal during cycle maximum and about a third during the minimum.

3.3.3. Impact of the method

To separate the photometric contribution and the RV due to the reduction of the convective blueshift in plages, we computed these two contributions separately. We also computed the RV signal on a short time series for plages that take both effects into account simultaneously; i.e., we consider a plage contribution shifted by ΔV and with the usual plage contrast in temperature. We want to compare the resulting RV: RV_{all} with the sum of the plage and convection RV computed before RV_{sum} . The difference between the two presents an rms of 0.04 m/s, which is one order of magnitude smaller than the plage RV for that period (about 0.4 m/s) and of course much smaller than the convection contribution. RV_{all} and RV_{sum} are very well correlated (correlation of 0.97). There is however a systematic offset of 0.23 m/s between the two, with RV_{all} larger than RV_{sum} . This value is, however, still smaller than the average RV_{all} (5.8 m/s). We conclude that our approach leads to the correct amplitude and variability of both contributions.

4. Search for correlations of the radial velocity signal with other observables

4.1. Total solar irradiance

We compared the obtained RV with the observed TSI over the period 1996–2003. As photometry is often used as an activity criteria, it is important to check how the RV related to activity correlates with the TSI. There is no correlation between the RV due to spots and plages and the TSI. Low TSI values tend to correspond to periods with a small rms in RV, as already pointed out by Kürster et al. (2003). When considering the total RV (Fig. 12), there is a small correlation between the RV and TSI

over the whole period (correlation of 0.40), although this correlation tends to disappear when considering shorter periods.

4.2. Ca index

Another commonly used indicator of stellar activity is the Ca index. It is therefore useful to study the correlation between this indicator and the observed RV. As in Paper I we use the Ca index provided by the Sacramento Peak Observatory, for the period 1996–2002. There is no correlation between the RV signal considering only spots and plages and the Ca index. However, as already noted in Paper I for spots, periods with a low Ca index correspond to a small RV dispersion, while periods with larger Ca index correspond to a larger RV dispersion. When considering the total RV, i.e. taking the convection into account, over the whole period (Fig. 13), the correlation is strong (0.89). This is not surprising as the Ca index is related to plages, and the total RV is dominated by the convection signal (also related to plages, with no sign change).

5. Planets

To test the detectability of earth-type planets in the habitable zone, we have considered, as in Paper I, a $1 M_{\text{earth}}$ planet orbiting at a 1.2 AU from the star on a circular orbit. The RV amplitude of such a planet, for a system seen edge-on, is 0.08 m/s and its orbital period 480 days. We computed the resulting RV signal for the whole data set, as well as for two periods of low and high activity. The noise level is chosen to be 1 cm/s (the goal for Espresso on the VLT, D’Odorico & the CODEX/ESPRESSO team 2007), 5 cm/s, and 10 cm/s (for Codex on the E-ELT, D’Odorico & the CODEX/ESPRESSO team 2007). Different temporal samplings were considered.

5.1. Spot and plage RV variations

Figure 14 first shows the periodogram of the signal corresponding only to spots and plages, with a $1 M_{\text{earth}}$ planet orbiting at a 1.2 AU and a 1 cm/s noise level. The peak corresponding to the planet is highly significant (false alarm probability

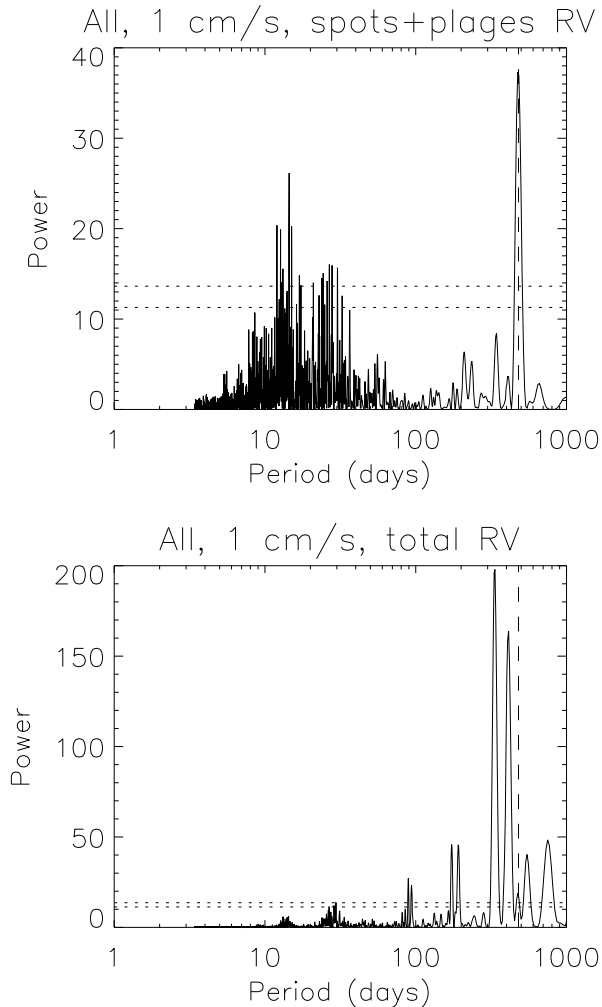


Fig. 14. *Upper panel:* periodogram of the spot+plage RV (m/s) added to the planet (see text) and a 1 cm/s noise, over the whole period. The sampling is the original one with 4-month gaps every year. The vertical dashed line indicates the planet orbital period. The dotted lines indicate the power corresponding to false alarm probabilities of 1% (upper line) and 10% (lower line). *Lower panel:* same for the total RV added to the planet (see text) and a 1 cm/s noise.

below 10^{-12}). The sampling is the original one with 4-month gaps every year to simulate a star that would not be visible at all times (Dec. $\sim -45^\circ$) as in Paper I. The same is true when considering only a few years of low activity (extended to cover 790 days) or high activity (extended to cover 2000 days). When degrading the temporal sampling down to 4 or 8 days, the amplitude of the planet peak decreases and becomes barely significant, especially on the shorter periods, as in Paper I.

5.2. Total RV variations

When considering the total RV (including the convection contribution), again with the $1 M_{\text{earth}}$ planet orbiting at a 1.2 AU, a 1 cm/s noise level and a 4-month gap every year, Fig. 14 shows that the peak corresponding to the planet is not significant. It is also adjacent to larger peaks at nearby periods. This is due to the fact that convection dominates the spot+plage contribution, the noise, and the planet, so that the total RV shows a long-term variability related to the solar cycle, including on the scale of the year or a few years, hence the adjacent peaks (see for example Fig. 10).

If we decrease the amplitude of the convection contribution by just a factor two (see Sect. 3.3.2), the planet peak has a false alarm probability of 18%; for a factor 5 it becomes 3×10^{-7} . The latter is very significant, but it is still adjacent to nearby peaks that are as significant, therefore it would be very difficult to identify it as caused by a planet. Increasing the noise level or degrading the temporal sampling does not change the nature of the problem. In conclusion, we would need to decrease the convection contribution by one order of magnitude to be able to identify the planet signal, even when using the best sampling.

6. Conclusion

We computed the expected solar RV variations caused by the photometric contribution of spots, as well as the contributions of plages through their photometry and the suppression of the convective blueshift between 1996 and 2007. The Sun was considered to be seen edge-on and observed in conditions similar to HARPS (spectral coverage and resolution). This work complements Paper I, which only considered the spot contribution. Our simulation reproduces the observed photometry, so we are confident that their relative contributions are correct. Our approach takes the complex activity pattern observed on the Sun into account. Even if the full characterization of such a complex pattern is currently beyond reach for other stars, precise photometric observations by COROT shows that solar-like stars can exhibit several short-lived spots at the same time (for example Mosser et al. 2009) or show a complex pattern between spots and plages (e.g. Lanza et al. 2009, for a young solar-like star). We obtain the main following results.

The photometric contributions of spots and plages only partially compensate for each other, so that the sum of these two signals is not very different from the spot signal. The shape of the RV distribution is not Gaussian and may provide information on the shape of the cycle, which may be a useful diagnosis tool in the future.

The plage contribution due to the convective blueshift suppression dominates the total signal. Unlike the previous one, the sign is always the same (a redshift when activity is present), i.e. is additive, and its long-term amplitude is about 8 m/s. The short time-scale RV rms is close to the m/s (and down to 0.4 m/s during the low activity period). Finally, we point out that this contribution is very line-dependent, as shown by Gray (2009), and therefore a precise computation must be made depending on the spectral range considered. If many lines are available, it should be possible in principle to compare the RV series computed using the strong and weak lines separately in order to identify the origin of the variation.

The comparison with observations of the solar RV is not easy, because of different temporal coverages and wavelength domains. The photometric signal should be sensitive to the wavelength domain because the contrast (assuming a black body) is lower in the red than in the violet part of the spectrum. On the other hand, the convective blueshift is very line-sensitive. Here we have estimated the contribution when considering most lines of the visible spectrum. On the other hand, all solar RV observations have focused on a single line or a restricted part of the spectrum, for which this convective blueshift might be very different and, unfortunately, has been poorly studied.

The RV is not correlated well with the total solar irradiance. Therefore a lack of correlation between observed RV and photometry should not lead to the conclusion that the observed RV cannot be due to activity. This is true for both the photometric

contribution of spots and plages to the RV and for the convection signal. On the other hand, when the total RV is dominated by the convection signal, we expect from the present results a strong correlation with the Ca index. It is also dependent on the variability of the Ca index. The correlation remains very small, however, when only considering the photometric contribution of spots and plages to the RV.

We also tested the influence of activity and noise on the detection of an earth-like planet at 1.2 AU on a circular orbit. When considering only the photometric contribution of the spots and plages, the results are similar to that of Paper I. A good temporal sampling is necessary to detect the planet. On the other hand, when also taking the convection into account, the activity-related RVs completely dominate the signal at a level of about 8 m/s, and it seems impossible to detect the planet. Because there are other significant peaks in the same range of periods, the convection signal would need to be at least one order of magnitude weaker to make the identification of the planet peak possible, otherwise the adjacent peaks would still be of similar amplitude.

In conclusion, the photometric contribution to RV of both spots and plages at a level comparable to the Sun should not prevent detection of earth-like planets in the habitable zone around solar-like stars, providing a very good temporal sampling (better than 8 days and over a long monitoring period) and a good signal-to-noise ratio. On the other hand, the attenuation of the convective blueshift due to active regions, at the same level, seems to make it impossible to detect such a planet in similar conditions, as the orbital period is in the same range as the long-term strong activity signal. However, the properties of this contribution are such that some diagnosis may be established more easily than with the photometric contributions.

- The convective blueshift presents a strong spectral sensitivity, so that using two masks (of respectively deep and weak lines) should lead to significantly different RV variations. For example, for a ΔV of 200 m/s over all lines, we find 455 m/s for lines with depths between 0.5 and 0.95 (weak lines) and 155 m/s for lines with depths below 0.5 (strong lines), i.e. an expected factor 2.7 between two such RV series.
- The correlation with the Ca index is very strong. Such a correlation could be used to correct long-term RV variations, as done by Saar & Fischer (2000).
- The BVS remains to be studied in detail, but we can expect it to be of large amplitude given the impact of that contribution on the lines, allowing it to be above the noise of future instruments. This will have to be confirmed using a realistic modelization of the line distortion when taking the convective blueshift into account.

All these diagnosis will be very sensitive to the noise level.

Acknowledgements. The sunspot data have been provided by USAF/NOAA. SOHO is a mission of international cooperation between the European Space Agency (ESA) and NASA. The solar spectra were retrieved from the INSU/CNRS database BASS2000. The irradiance data set (version #25) were provided by PMOD/WRC, Davos, Switzerland, and we acknowledge unpublished data from the VIRGO experiment on the cooperative ESA/NASA mission SOHO. We acknowledge the Sacramento Peak Observatory of the U.S. Air Force Philips Laboratory for providing the Ca index. We acknowledge financial support from the French Programme National de Planétologie (PNP, INSU). We also acknowledge support from the French National Research Agency (ANR) through project grant NT05-4_44463. We thank the referee, S. Solanki, for his useful comments on this paper.

References

- Balmaceda, L. A., Solanki, S. K., Krivova, N. A., & Foster, S. 2009, *J. Geophys. Res. (Space Physics)*, 114, 7104
- Brandt, P. N., & Solanki, S. K. 1990, *A&A*, 231, 221
- Brookes, J. R., Isaak, G. R., & van der Raay, H. B. 1978, *MNRAS*, 185, 1
- Cavallini, F., Ceppatelli, G., & Righini, A. 1985, *A&A*, 143, 116
- Chapman, G. A., Cookson, A. M., & Dobias, J. J. 1994, *ApJ*, 432, 403
- Chapman, G. A., Cookson, A. M., Dobias, J. J., & Walton, S. R. 2001, *ApJ*, 555, 462
- Deming, D., & Plymate, C. 1994, *ApJ*, 426, 382
- Desort, M., Lagrange, A.-M., Galland, F., Udry, S., & Mayor, M. 2007, *A&A*, 473, 983
- D’Odorico, V., & the CODEX/ESPRESSO team 2007, *Mem. Soc. Astron. Ital.*, 78, 712
- Dravins, D. 1982, *ARA&A*, 20, 61
- Dravins, D. 1999, in *ASP Conf. Ser. 185, IAU Coll.*, 170, *Precise Stellar Radial Velocities*, ed. J. B. Hearnshaw, & C. D. Scarfe, 268
- Dravins, D., Lindegren, L., & Nordlund, A. 1981, *A&A*, 96, 345
- Ermolli, I., Crisculi, S., Centrone, M., Giorgi, F., & Penza, V. 2007, *A&A*, 465, 305
- Fligge, M., Solanki, S. K., & Unruh, Y. C. 2000, *A&A*, 353, 380
- Fligge, M., Solanki, S. K., Unruh, Y. C., Froehlich, C., & Wehrli, C. 1998, *A&A*, 335, 709
- Foukal, P., Harvey, K., & Hill, F. 1991, *ApJ*, 383, L89
- Frazier, E. N. 1971, *Sol. Phys.*, 21, 42
- Fröhlich, C. 2009, *A&A*, 501, L27
- Fröhlich, C., & Lean, J. 1998, *Geophys. Res. Lett.*, 25, 4377
- Galland, F., Lagrange, A.-M., Udry, S., et al. 2005, *A&A*, 443, 337
- Gondoin, P. 2008, *A&A*, 478, 883
- Gray, D. F. 2009, *ApJ*, 697, 1032
- Guenther, E., & Mattig, W. 1991, *A&A*, 243, 244
- Hanslmeier, A., & Mattig, W. 1990, *Ap&SS*, 170, 51
- Hanslmeier, A., Nesis, A., & Mattig, W. 1991, *A&A*, 251, 307
- Hanslmeier, A., Nesis, A., & Mattig, W. 1994, *A&A*, 288, 960
- Hatzes, A. P. 2002, *Astron. Nachr.*, 323, 392
- Immerschitt, S., & Schroeter, E. H. 1989, *A&A*, 208, 307
- Jimenez, A., Palle, P. L., Regulo, C., Roca Cortes, T., & Isaak, G. R. 1986, *Adv. Space Res.*, 6, 89
- Krivova, N. A., & Solanki, S. K. 2004, *A&A*, 417, 1125
- Krivova, N. A., Solanki, S. K., Fligge, M., & Unruh, Y. C. 2003, *A&A*, 399, L1
- Kürster, M., Endl, M., Rouesnel, F., et al. 2003, *A&A*, 403, 1077
- Lagrange, A. M., Desort, M., & Meunier, N. 2010, *A&A*, 512, A38 (Paper I)
- Lanza, A. F., Bonomo, A. S., & Rodonò, M. 2007, *A&A*, 464, 741
- Lanza, A. F., Pagano, I., Leto, G., et al. 2009, *A&A*, 493, 193
- Lanza, A. F., Rodonò, M., & Pagano, I. 2004, *A&A*, 425, 707
- Lawrence, J. K. 1988, *Sol. Phys.*, 116, 17
- Livingston, W., Wallace, L., Huang, Y., & Moise, E. 1999, in *High Resolution Solar Physics: Theory, Observations, and Techniques*, ed. T. R. Rimmele, K. S. Balasubramaniam, & R. R. Radick, *ASP Conf. Ser.*, 183, 494
- Lockwood, G. W., Skiff, B. A., Henry, G. W., et al. 2007, *ApJS*, 171, 260
- Marquez, I., Bonet, J. A., & Vazquez, M. 1996, *A&A*, 306, 305
- Martinez Pillet, V., Lites, B. W., & Skumanich, A. 1997, *ApJ*, 474, 810
- McMillan, R. S., Moore, T. L., Perry, M. L., & Smith, P. H. 1993, *ApJ*, 403, 801
- Meunier, N. 2003, *A&A*, 405, 1107
- Morinaga, S., Sakurai, T., Ichimoto, K., et al. 2008, *A&A*, 481, L29
- Mosser, B., Baudin, F., Lanza, A. F., et al. 2009, *A&A*, 506, 245
- Muller, R., Hulot, J. C., & Roudier, T. 1989, *Sol. Phys.*, 119, 229
- Ortiz, A., Domingo, V., & Sanahuja, B. 2006, *A&A*, 452, 311
- Ortiz, A., Solanki, S. K., Domingo, V., Fligge, M., & Sanahuja, B. 2002, *A&A*, 388, 1036
- Saar, S. H. 2003, in *ASP Conf. Ser.*, 294, *Scientific Frontiers in Research on Extrasolar Planets*, ed. D. Deming, & S. Seager, 65
- Saar, S. H., & Donahue, R. A. 1997, *ApJ*, 485, 319
- Saar, S. H., & Fischer, D. 2000, *ApJ*, 534, L105
- Scherrer, P. H., Bogart, R. S., Bush, R. I., et al. 1995, *Sol. Phys.*, 162, 129
- Schmidt, W., Grossmann-Doerth, U., & Schroeter, E. H. 1988, *A&A*, 197, 306
- Solanki, S. K. 1986, *A&A*, 168, 311
- Title, A. M., Tarbell, T. D., & Topka, K. P. 1987, *ApJ*, 317, 892
- Unruh, Y. C., Solanki, S. K., & Fligge, M. 1999, *A&A*, 345, 635
- Wang, H. 1988, *Sol. Phys.*, 117, 343
- Worden, J. R., White, O. R., & Woods, T. N. 1998, *ApJ*, 496, 998

3.4.2 Simulation de l'activité solaire à partir des données statistiques

Méthode

Une autre façon de reproduire l'effet de l'activité du Soleil est d'utiliser les propriétés statistiques des taches observées à la surface du Soleil, déterminées à partir des observations faites par le GPR (Greenwich Photoheliographic Results) depuis 1874 (Baumann et Solanki 2005) et au Mont Wilson (Bogdan et al. 1988) pour la période 1917–1982. Une fois ces propriétés statistiques connues, on peut les utiliser pour créer les taches à injecter dans les simulations afin de reproduire les effets de l'activité au cours du cycle solaire. Mais on peut aussi en changer les paramètres caractéristiques afin d'explorer leurs effets et tenter de reproduire des cycles stellaires différents de celui du Soleil, ce qui a un grand intérêt dans le cadre des recherches d'exoplanètes.

Paramètres

Nous reprenons la simulation initiale à une tache avec les paramètres de l'étoile (T_{eff} , v_{rot} , i), puis nous injectons des taches générées aléatoirement selon les distributions suivantes :

- distribution gaussienne en latitude pour l'hémisphère nord et pour l'hémisphère sud, (σ_θ , $\bar{\theta}$). $\bar{\theta}$ évolue au cours du cycle stellaire pour passer d'un $\bar{\theta}_{\text{max}}$ (minimum d'activité du cycle) à un $\bar{\theta}_{\text{min}}$ (minimum du cycle suivant) avec une décroissance linéaire en fonction du temps. Dans le cas du Soleil nous avons pris $\sigma_\theta = 6^\circ$, $\bar{\theta}_{\text{max}} = 22^\circ$ et $\bar{\theta}_{\text{min}} = 9^\circ$ (respectivement -22° et -9° pour l'hémisphère sud). À partir de cette distribution, on retrouve le diagramme “papillon” bien connu pour le Soleil (Fig. 3.26).
- distribution lognormale en taille (paramètres de la distribution : $\sigma_f = 1,5$, $\bar{f}_r = -1,5$), Fig. 3.27.
- distribution gaussienne du nombre de taches à la surface de l'étoile à un instant donné (σ_N , \bar{N}). σ_N et \bar{N} évoluent suivant une sinusoïde au cours du cycle stellaire pour passer d'un $\sigma_{N_{\text{min}}} = 1,7$ (respectivement $\bar{N}_{\text{min}} = 5$) (minimum du cycle) à un $\sigma_{N_{\text{max}}} = 12,8$ (respectivement $\bar{N}_{\text{max}} = 100$) (maximum du cycle) (Fig. 3.28).
- La durée de vie des taches est gérée à partir d'une loi empirique de la forme $\delta t = A/10$ (Solanki 2003), où δt est la durée de vie en jours et A la surface de la tache en micro-hémisphère.

Afin de reproduire au mieux — et de façon simple — une distribution typique des taches à la surface de l'étoile à un instant donné, il est utile d'introduire ce que nous appellerons ici des *groupes* de taches. Ils consistent en des zones de surdensité de taches, *i.e.*, celles-ci ne sont pas réparties complètement aléatoirement à la surface de l'étoile (moyennant la distribution en latitude) mais dans le cas solaire elles sont préférentiellement disposées proches de ces groupes de taches. Une distribution de groupe de taches est donc aussi générée sous forme gaussienne ($\sigma_{N_g} = 1$, \bar{N}_g), la valeur moyenne évoluant de façon sinusoïdale au cours du cycle entre $\bar{N}_{g_{\text{max}}} = 8$ au maximum du cycle et $\bar{N}_{g_{\text{min}}} = 1$ au minimum. À chaque instant on regarde le nombre de groupe à avoir et si celui-ci est supérieur au nombre actuel, on

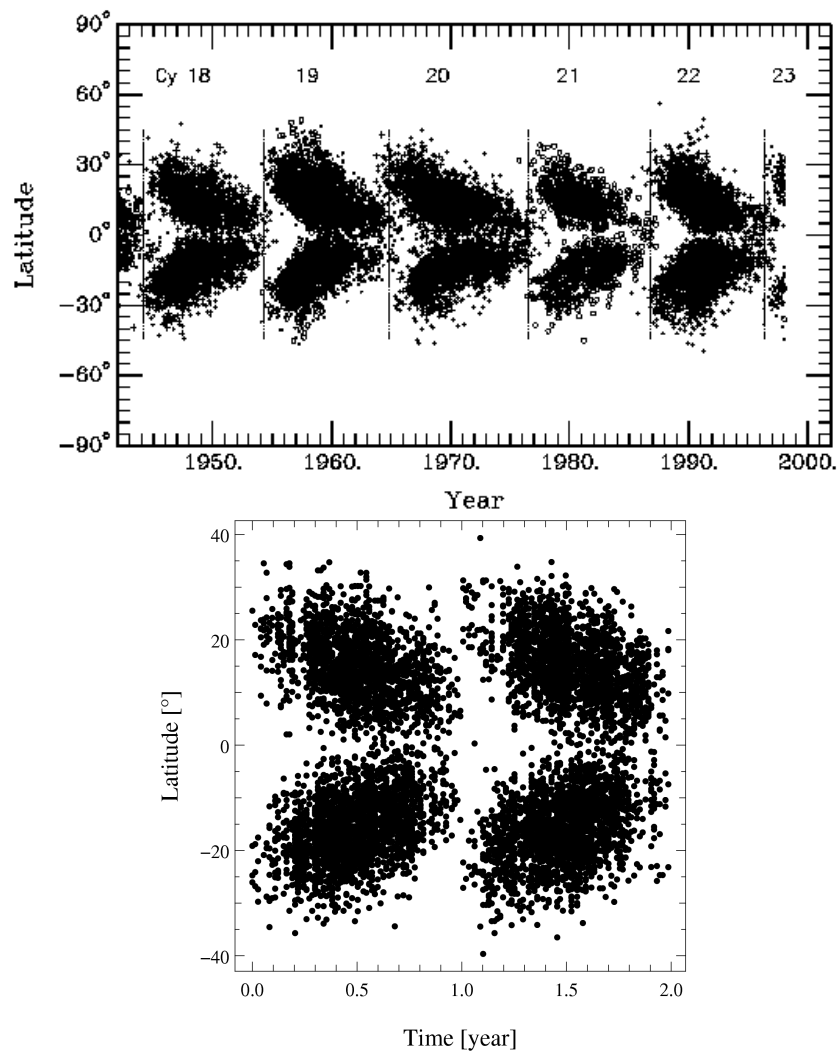


FIG. 3.26 – Diagramme “papillon” représentant la localisation des taches solaires au cours du cycle d’activité. **Haut** : observations. **Bas** : simulations avec un cycle ramené à 1 an (par soucis de légèreté du graphe, mais l’effet “papillon” serait visible de la même façon sur un cycle de 11 ans).

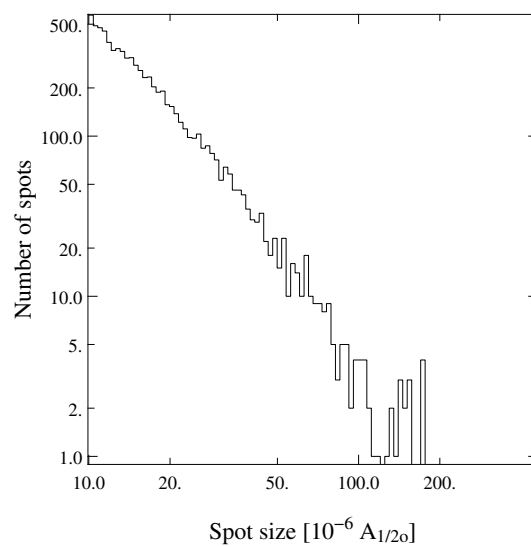


FIG. 3.27 – Distribution en taille des taches générées.

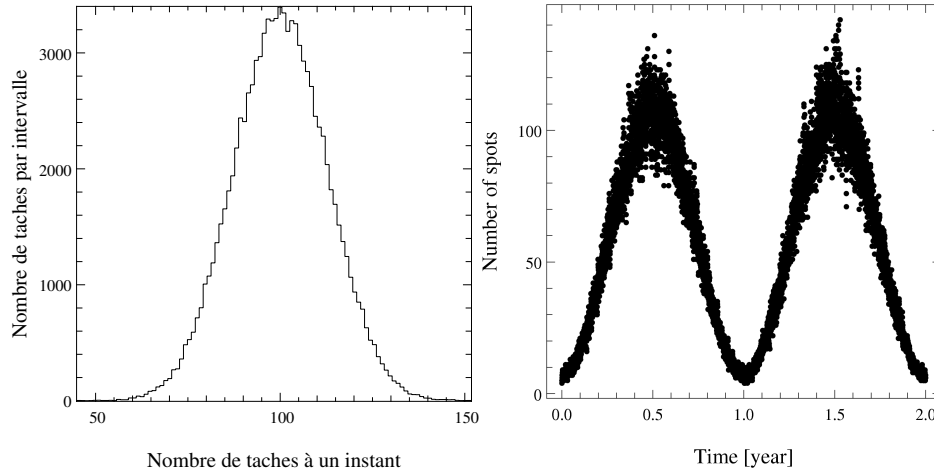


FIG. 3.28 – Distribution en nombre des taches générées (cycle rapporté à 1 an par soucis de légèreté du graphe).

définit comme *tache-mère* du groupe la tache la plus grosse hors des groupes présents.

Bien sûr, toutes les taches ne sont pas associées à un groupe et il est possible de choisir une fraction des taches associées f_g (0,8 ici mais la valeur réelle dans le cas du Soleil reste à déterminer).

Après avoir défini les taches associées à des groupes on tire aléatoirement avec une distribution gaussienne la longitude de chaque tache (la latitude est déjà bien contrainte par les caractéristiques de la distribution correspondante), σ_ϕ étant fixé à 5 et $\bar{\phi}$ étant la longitude de la tache-mère du groupe.

Premiers résultats — Comparaison avec les “observations simulées”

Les résultats de la simulation sur un cycle solaire entier (11 ans, 1 spectre par jour = 4018 spectres) sont présentés sur la Fig. 3.29.

Les figures 3.30 et 3.31 montrent des exemples d’images de la surface d’une étoile simulée à différents instants du cycle stellaire à partir des paramètres décrits précédemment ainsi que l’effet mesuré sur les vitesses radiales au cours d’une période de rotation de l’étoile.

Les amplitudes mesurées sont supérieures à celle du signal de la Terre sur le Soleil (9 cm s^{-1}). Sur la période de forte activité (Fig. 3.31) l’amplitude est environ 5 fois supérieure à celle sur la période de faible activité (Fig. 3.30). Pour cette vitesse de rotation ($v \sin i = 1,9 \text{ km s}^{-1}$), il n’est pas possible de mesurer de déformations des raies spectrales avec l’instrument simulé ($R_i = 3 \text{ km s}^{-1}$) et la précision instrumentale effective.

On peut comparer ces résultats avec les simulations des taches réellement observées présentées dans l’article Meunier *et al.*, 2009 (*soumis*) (Sect. 3.4.1 et Fig. 3.32). Sur le cycle solaire étudié dans cet article, la dispersion des mesures σ_{II} est très similaire ($\sigma_{\text{II}} = 0,34 \text{ m s}^{-1}$ contre $\sigma_{\text{distrib}} = 0,32 \text{ m s}^{-1}$), les maxima aussi (environ $\pm 2 \text{ m s}^{-1}$), mis à part l’apparition très ponctuelle d’une plus grosse tache (statistiquement très peu probable, ici un cas unique sur un cycle solaire). La dispersion sur les périodes de faible activité est plus élevée dans la simulation à partir des distributions de taches, probablement

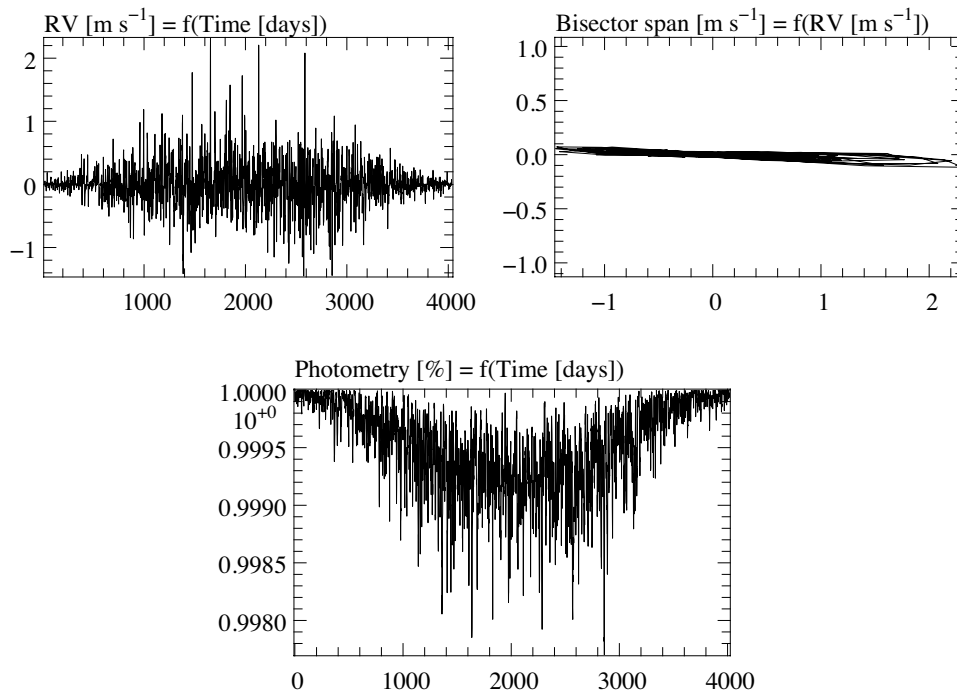


FIG. 3.29 – Simulation de taches à la surface du Soleil à partir de données statistiques des caractéristiques des taches sur un cycle de 11 ans. Vitesses radiales, graphe BVS-RV, photométrie.

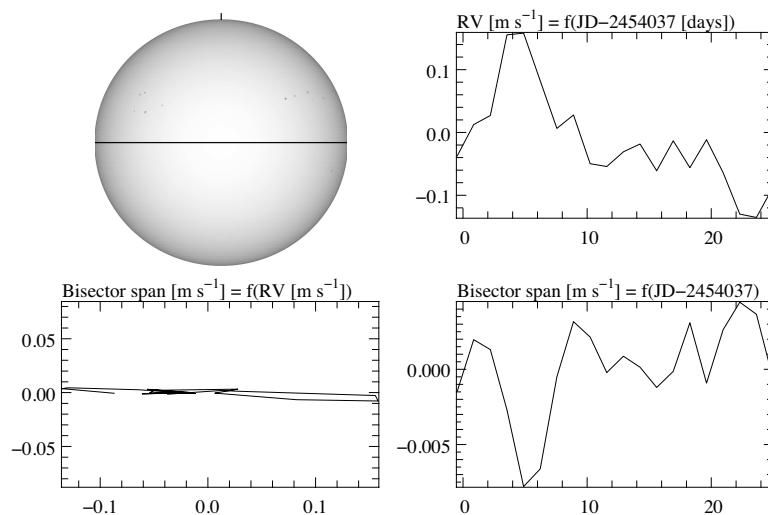


FIG. 3.30 – Simulation de taches à la surface d'une étoile à partir de données statistiques des caractéristiques des taches (décrites à la Sect. 3.4.2) sur une période de rotation de l'étoile, pendant une période de faible activité.

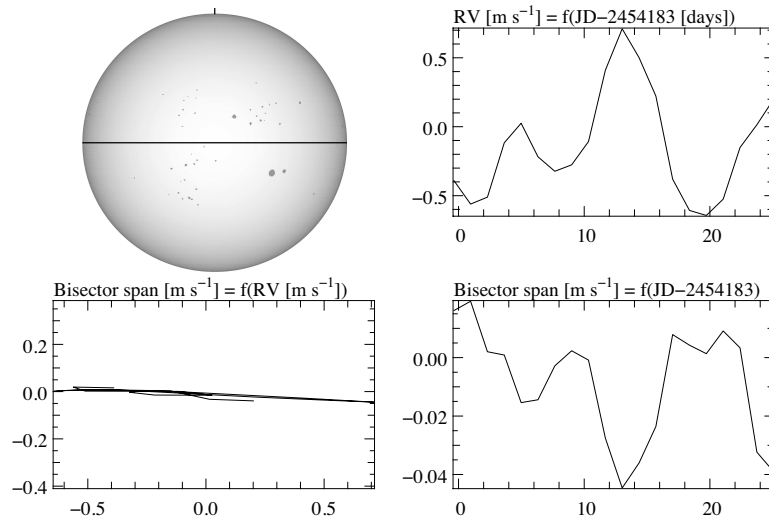


FIG. 3.31 – Simulation de taches à la surface d’une étoile à partir de données statistiques des caractéristiques des taches (décrites à la Sect. 3.4.2) sur une période de rotation de l’étoile, pendant une période de forte activité.

à cause d’une description imparfaite de la distribution en taille des taches. Il est cependant aisé d’ajuster cette distribution à un cycle solaire particulier et de la faire varier pour explorer l’ensemble des possibilités des cycles stellaires.

Si l’on s’intéresse maintenant aux périodogrammes des vitesses on remarque leur ressemblance (Fig. 3.33). Il existe une zone avec de la puissance entre ~ 5 et 100 jours dont le pic principal est entre 12 et 14 jours. Cela correspond à la demi-période de rotation de l’étoile, période sur laquelle une tache passe d’un côté de l’étoile à l’autre (de la zone des cellules à vitesses radiales négatives à celles à vitesses radiales positives) et donc sur laquelle le signal en vitesse de la tache décrit une période. Ce pic de puissance est un peu perdu dans une forêt d’autres pics puisque l’ensemble des taches apparaissant et disparaissant ne sont jamais en phase. Le signal est donc modulé par la rotation et n’est pas périodique sur l’ensemble des données mais uniquement localement pendant un maximum d’une demi-période de rotation, sauf pour des taches dont la durée de vie est supérieure à une rotation. Pour cette simulation à partir de données statistiques nous avons supposé une durée de vie proportionnelle à la taille de la tache. Cependant la réalité est plus complexe et ceci peut expliquer le manque de puissance et l’imprécision du pic pour la simulation à partir de distributions statistiques. C’est un point à explorer pour améliorer ce type de simulation.

3.5 SIMULATIONS PRÉLIMINAIRES DES PULSATIONS

3.5.1 Description

Notre outil de simulation permet assez aisément d’implémenter des pulsations stellaires. Nous partons pour cela du modèle théorique des harmoniques sphériques décrit dans la Sect. 3.1.3. Si l’on considère que les pulsations s’appliquent à l’ensemble du spectre visible provenant de l’étoile il suffit pour chaque cellule d’ajouter la vitesse radiale due aux pulsations à la vitesse

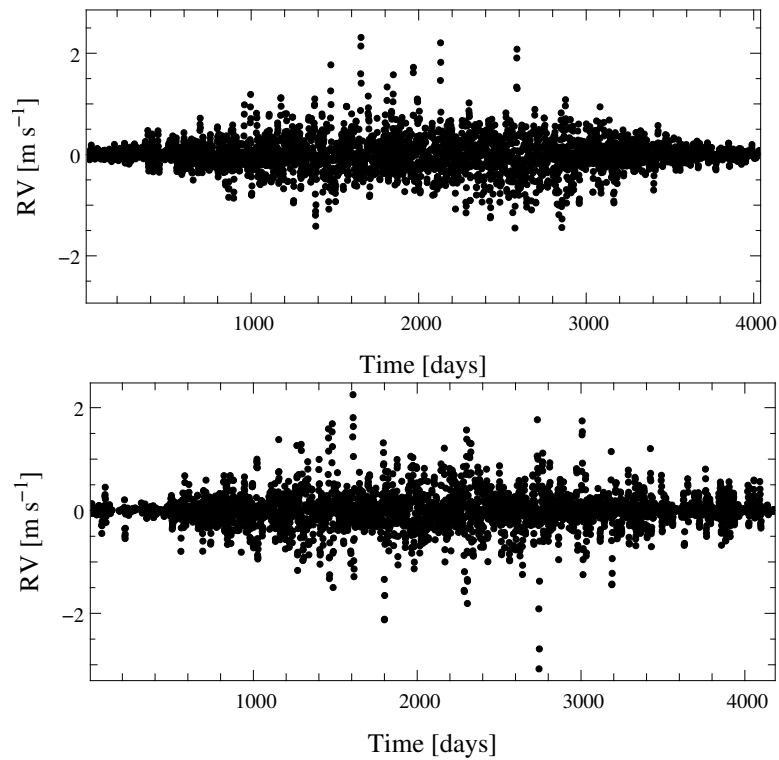


FIG. 3.32 – Vitesses radiales extraites de la simulation de taches à la surface du Soleil à partir de données statistiques (*haut*) et à partir des taches réellement observées (*bas*).

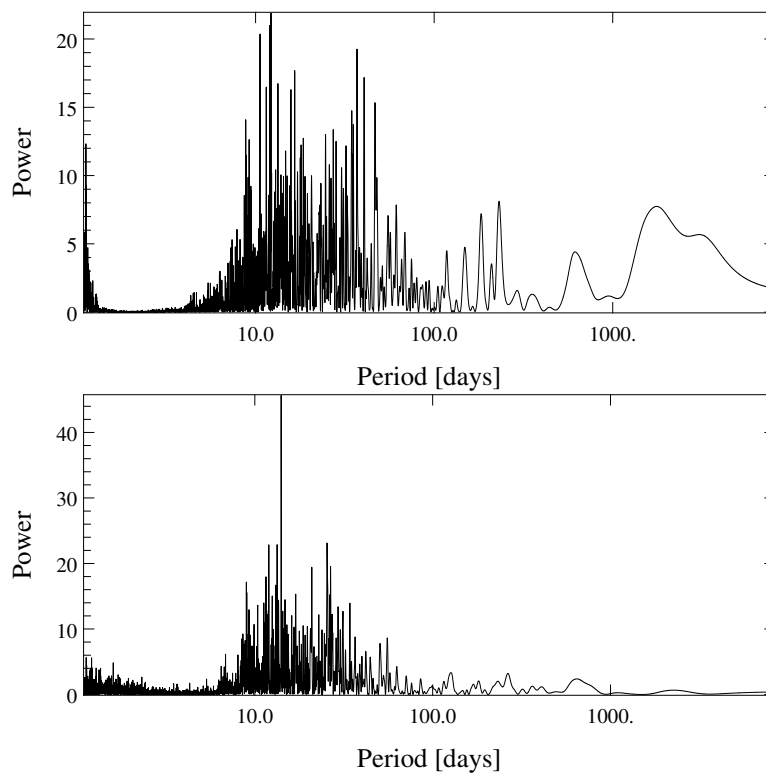


FIG. 3.33 – Périodogramme des vitesses radiales de la simulation des taches à la surface du Soleil à partir de données statistiques (*haut*) et à partir des taches réellement observées (*bas*).

radiale induite par la rotation (en projetant chaque composante V_r , V_θ et V_ϕ).

On additionne donc l'effet de la rotation de l'étoile, les pulsations selon l'axe radial r de l'étoile, les pulsations selon l'axe θ , les pulsations selon l'axe ϕ et l'assombrissement centre-bord (Fig. 3.34).

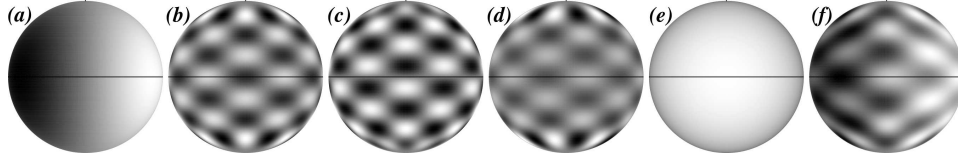


FIG. 3.34 – Différents effets à prendre en compte lors de la simulation des pulsations. Un seul mode est représenté $(l; m) = (12; 6)$. (a) Rotation de l'étoile. (b) Pulsation selon l'axe radial V_r . (c) Pulsation selon θ , V_θ . (d) Pulsation selon ϕ , V_ϕ . (e) Assombrissement centre-bord, effet de contraste uniquement. (f) Somme des effets du point de vue de la vitesse radiale. La partie réelle de chaque composante est représentée. Les parties les plus sombres viennent vers nous et les plus claires s'éloignent pour la rotation et pour la somme des effets. Pour les pulsations, les parties les plus claires ont des vitesses positives et les plus sombres des vitesses négatives.

3.5.2 Premiers résultats

De ce modèle simple, ne prenant en compte que l'effet en vitesse des pulsations, il est possible d'explorer l'espace des paramètres en jeu et de distinguer des comportements particuliers relatifs à ces paramètres. À partir de cette analyse on peut alors tâcher de comprendre l'effet des pulsations sur les vitesses radiales et donc de détecter rapidement dans les étoiles observées celles qui sont susceptibles d'être pulsantes.

Pour cet ensemble de simulations, les valeurs des paramètres par défaut sont :

$i = 90^\circ$	$v \sin i = 20 \text{ km s}^{-1}$	$(l; m) = (1; 1)$	$R_\star = 1,6 R_\odot$
$M_\star = 1,5 M_\odot$	$V_p = 1 \text{ km s}^{-1}$	$P_{\text{puls}} = 2 \text{ h}$	$k = 0,15$

Et on en déduit : $v_{\text{rot}} = 20 \text{ km s}^{-1}$ et $P_{\text{rot}} = 4,07$ jours. La période d'observation correspond à la période de la pulsation. Pour chaque type de simulation nous repartons de ces valeurs des paramètres et en faisons varier un seul.

Impact de la vitesse de rotation v_{rot}

La vitesse de rotation va jouer un rôle en élargissant les raies spectrales et en permettant de mieux voir les déformations de ces raies induites par l'effet de la pulsation.

La Figure 3.35 montre l'effet de v_{rot} sur les vitesses radiales et sur les bissecteurs entre 5 et 20 km s^{-1} . Alors que l'amplitude de la courbe de vitesse radiale ne change pas, l'amplitude du BVS varie de façon importante pour un v_{rot} de 5 à 10 km s^{-1} (d'un facteur 3). L'existence d'une corrélation est donc d'autant plus visible que la vitesse de rotation de l'étoile (de façon générale le $v \sin i$) est élevée, du moins pour le mode étudié ici. La mesure d'une anti-corrélation ne devrait néanmoins pas être le plus gros problème

pour détecter les pulsations puisque les étoiles qui nous intéressent sont des rotateurs relativement rapides, typiquement $v \sin i > 10 \text{ km s}^{-1}$.

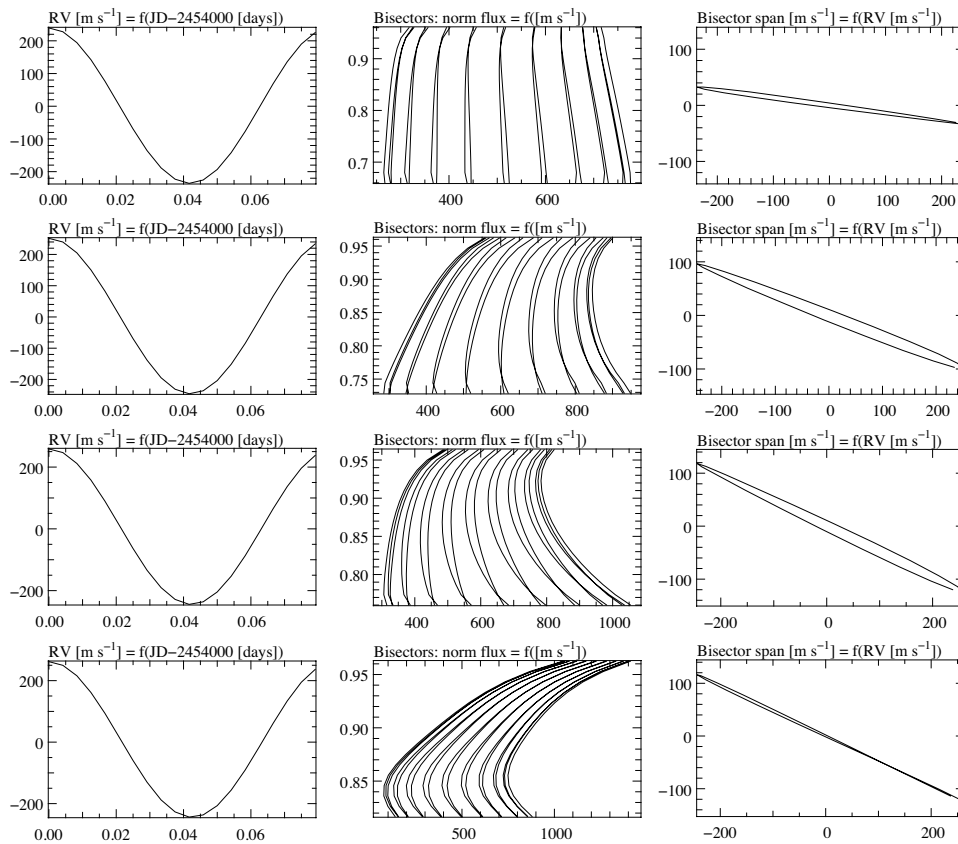


FIG. 3.35 – Impact de la vitesse de rotation de l'étoile sur la signature spectrale des pulsations. De haut en bas $v_{\text{rot}} = 5, 10, 15$ et 20 km s^{-1} . De gauche à droite, les vitesses radiales calculées, les bissecteurs associés et le graphe BVS-RV.

Changement du mode de pulsation ($l; m$)

Le mode de pulsation joue aussi un rôle assez complexe. Selon le type de mode (découpage en méridiens avec $l = m$, en parallèles avec $l = x$ quelconque et $m = 0$, ou “mixé” avec $l \neq m \neq 0$), la périodicité du signal mesuré peut être bien différente de celle de la pulsation (Fig. 3.36) et le mélange avec la rotation de l'étoile complexifie encore la situation.

Pour une amplitude V_p donnée, l'amplitude du signal de vitesse radiale dépend fortement du mode de pulsation. D'une part à cause de la dépendance de chaque composante de vitesse au mode de pulsation (notamment à travers P_l^m) et d'autre part à cause du découpage variable de l'étoile en zones selon le mode, ce qui change la contribution de chaque zone et déforme donc différemment le spectre intégré sur l'étoile.

Le graphe BVS-RV montre alors des caractéristiques différentes selon le mode, qui peut aller d'une anti-corrélation faible à une anti-corrélation très forte pour des modes relativement simples. Dans le cas de modes plus élevés, on peut même arriver à des absences de corrélation et on observe une forte dispersion du BVS pour une faible variation de vitesse dans le cas où les raies spectrales “ondulent” de haut en bas avec des points où ils se croisent

(cf. aussi Hatzes (1996) pour des simulations simples de quelques modes de pulsation).

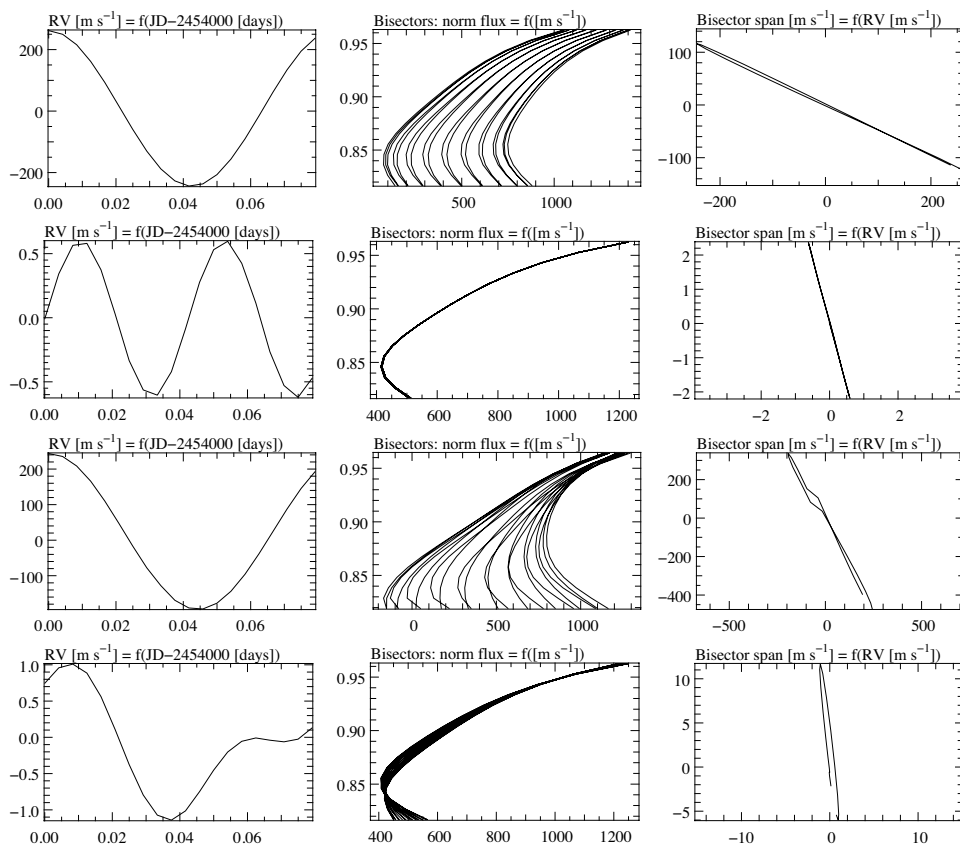


FIG. 3.36 – Impact du mode de pulsation sur les bissecteurs et les vitesses radiales. De haut en bas : $(l; m) = (1; 1), (2; 1), (3; 3), (5; 3)$. De gauche à droite, les vitesses radiales calculées, les bissecteurs associés et le graphe BVS-RV.

Période de pulsation P_{puls} et période de rotation P_{rot}

Selon les rapports entre la période de pulsation, la période de rotation de l'étoile et la période d'observation, le signal vitesses radiales observé peut être très différent. Les figures 3.37 et 3.38 montrent un échantillon des situations possibles dans divers cas :

- On observe la pulsation sur une durée égale à sa période, pour une période de rotation de l'étoile fixe et nettement supérieure à celle de la pulsation.
- On observe des pulsations de différentes périodes sur une durée correspondant à la période de rotation de l'étoile.

Dans le premier cas (Fig. 3.37), l'effet du changement de la période de pulsation est visible principalement sur la courbe des vitesses radiales. Pour le mode considéré $(1; 1)$, lorsque la période de la pulsation est faible devant la période de rotation de l'étoile, on observe un signal de même période que la pulsation. Plus cette période se rapproche de la période de rotation, plus la période du signal en vitesse augmente pour être nettement plus grande que la période de pulsation. Lorsque P_{puls} s'approche de la période de rotation de l'étoile, on distingue de moins en moins de signal dû à la pulsation. Pour

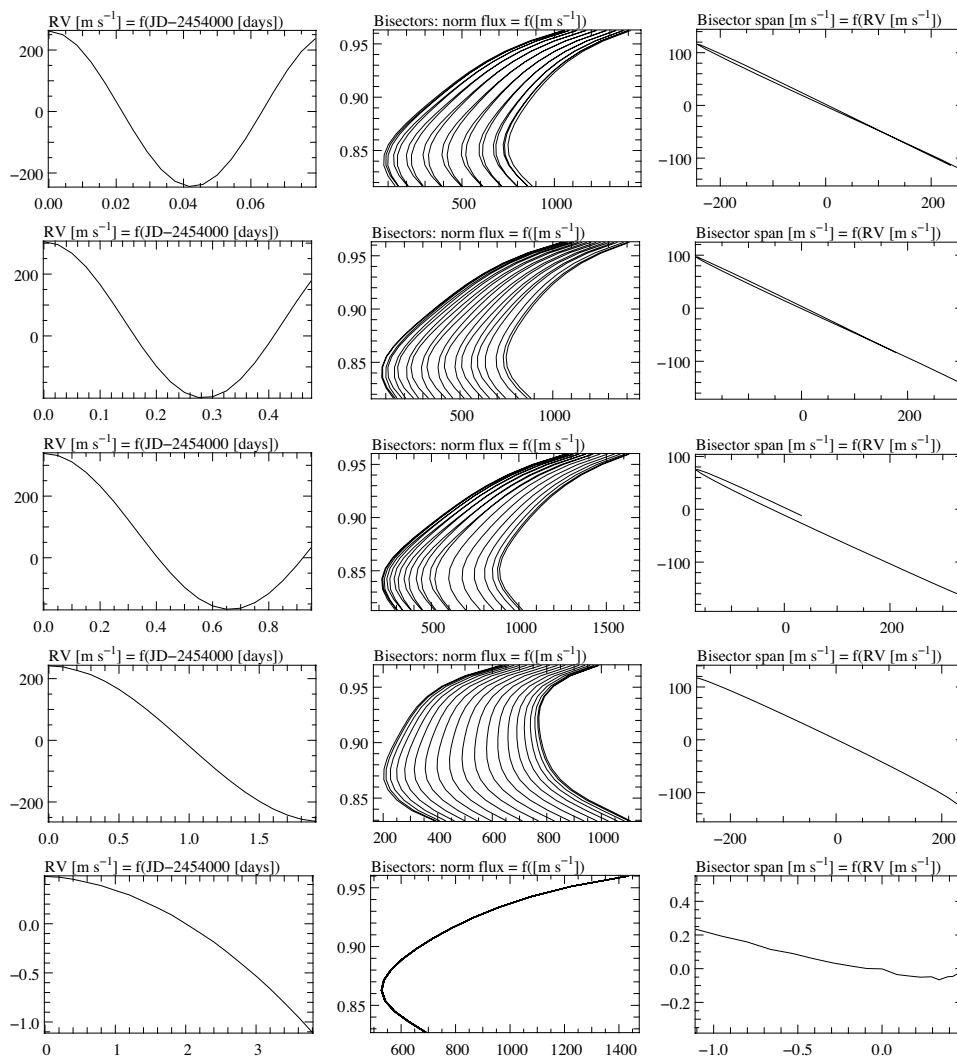


FIG. 3.37 – Observation sur une durée égale à la période de pulsation pour différentes périodes de pulsation (2h, 12h, 1j, 2j, 4j), avec une période de rotation de l'étoile $P_{\text{rot}} = 4,07$ jours. De gauche à droite, les vitesses radiales calculées, les bissecteurs associés et le graphe BVS-RV.

des modes différents, le comportement est probablement différent et sera à étudier.

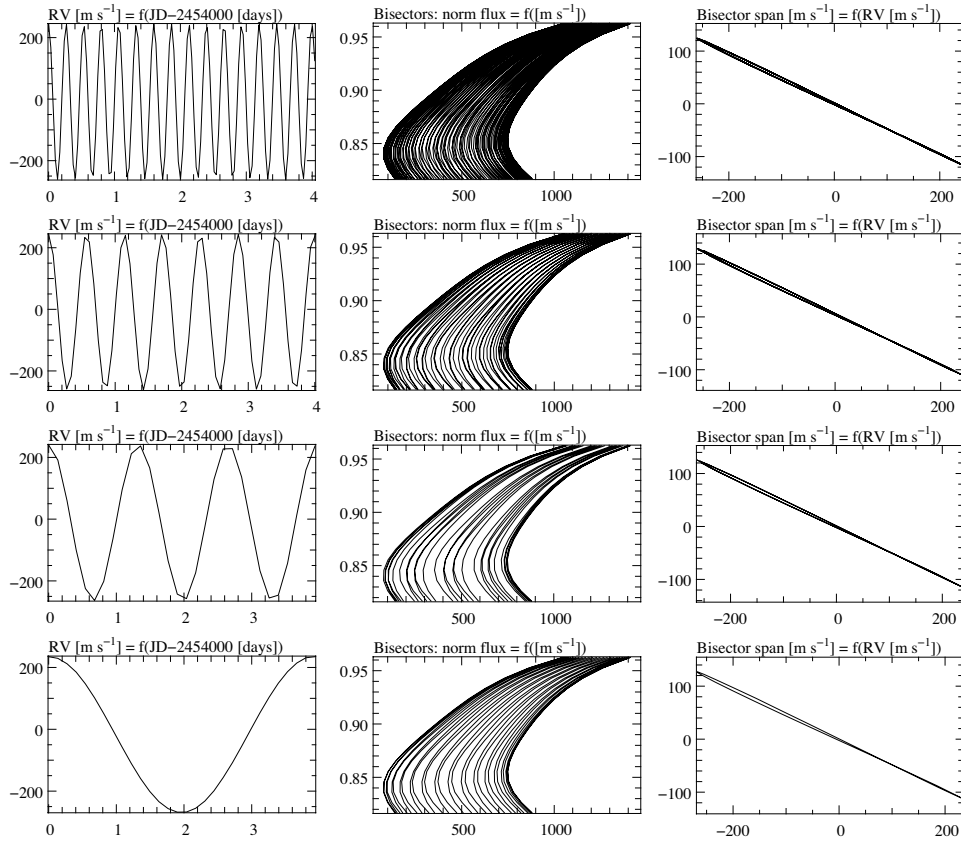


FIG. 3.38 – Observation sur une période de rotation pour différentes périodes de pulsation (6h, 12h, 1j, 2j). De gauche à droite, les vitesses radiales calculées, les bissecteurs associés et le graphe BVS-RV.

Si l'on observe maintenant des pulsations de périodes différentes sur une même durée — correspondant à la période de rotation de l'étoile — (Fig. 3.38) on constate que la période du signal de vitesse observé n'est pas celle de la pulsation injectée. Pour une période de pulsation de 2 jours, la période de la courbe de vitesse est de 4 jours et pour des périodes de 1 jour, 12 heures et 6 heures elle est respectivement de $4/3$ jours, $4/7$ jour et $4/15$ jour. C'est-à-dire qu'il manque à chaque fois une période par rapport à ce à quoi l'on s'attendrait. La rotation de l'étoile introduit donc un décalage de la période de la pulsation en nous la faisant percevoir comme plus grande. Ceci montre l'impact de la combinaison pulsation/rotation sur les vitesses radiales mesurées. Concernant l'amplitude du signal, elle est bien sûr constante quelle que soit la période de la pulsation et le BVS est toujours anti-corrélé avec les vitesses de la même façon.

Autres paramètres à étudier

Les quelques paramètres étudiés précédemment ne sont qu'une fraction de l'espace des paramètres intervenant dans les pulsations possibles. Bien d'autres seront à étudier par la suite, comme l'amplitude du mode de pulsation V_p , même si on peut s'attendre à ce que l'impact soit linéaire, d'autres modes de pulsation ou des modes multiples, une vitesse de rotation de l'étoile

plus élevée, l'inclinaison de l'étoile sur son axe et le lien entre $v \sin i$ et période de rotation dans ce cas, le coefficient k qui va jouer sur l'amplitude des pulsations en fonction de leur période et qui était ici pris constant pour garder un facteur d'amplitude constant sur chaque composante en vitesse durant les différentes simulations.

3.6 CONSÉQUENCES POUR LA RECHERCHE DE COMPAGNONS

Lors de l'observation des étoiles de nos échantillons, il est nécessaire d'identifier rapidement (après quelques spectres) l'origine des variations de vitesse radiale afin de ne pas perdre de temps de télescope à suivre un phénomène qui n'a pas pour origine un compagnon sub-stellaire. Comme nous l'avons vu précédemment, pour les étoiles A–F entre autres, ce sont principalement l'activité et les pulsations qui vont nous gêner. Nous allons voir sur des exemples réels comment nous détectons de tels phénomènes et comment il est parfois possible de s'en affranchir pour être tout de même en mesure de détecter des compagnons autour de ces étoiles dites “perturbées”.

3.6.1 Signes d'activité, bissecteurs, Ca II H&K, H α

Comme nous l'avons vu au début de ce chapitre, l'activité stellaire se manifeste sous la forme de taches et de plages qui provoquent des variations du profil de vitesse de l'étoile au cours de sa période de rotation, ceci induisant alors des variations des vitesses radiales. Les simulations de taches présentées précédemment montrent à quoi s'attendre pour l'observation d'étoiles actives, notamment en ce qui concerne la relation entre les variations de vitesses radiales et les déformations des bissecteurs (mesurées par le BVS). Lors de l'observation d'une étoile, la mesure du BVS en fonction du temps et son tracé en fonction de la vitesse radiale peuvent donc nous donner une indication très précise sur l'origine des vitesses (voir l'exemple Fig. 3.39).

Il y a cependant d'autres indicateurs qui sont utilisables afin d'identifier cette origine, ceux-ci étant parfois plus sensibles (notamment aux faibles $v \sin i$) que le BVS.

La mesure de la ré-émission chromosphérique dans le doublet du calcium Ca II H&K (liée à la présence de plages), donnée par l'indice S ou le $\log R'_{\text{HK}}$, estime le niveau d'activité de l'étoile (Fig. 3.40, $\log R'_{\text{HK}} \geq -4,5$ pour les étoiles très actives et $\log R'_{\text{HK}} \leq -4,9$ pour les étoiles considérées inactives). Ce niveau est en général variable au cours du temps sur des amplitudes assez grandes (Lockwood et al. 2007, Hall et al. 2009) et on ne peut pas classifier les étoiles avec une seule mesure. Cette mesure ne nécessite pas d'observations supplémentaires puisqu'elle s'effectue en général sur les mêmes spectres que ceux utilisés pour la mesure de la vitesse radiale. Plusieurs utilisations sont faites de cet indice $\log R'_{\text{HK}}$.

Par ailleurs, comme nous le verrons dans la Sect. 3.7, cet indice est corrélé avec la période de rotation de l'étoile et il peut donc donner une estimation de celle-ci à partir de lois empiriques (Noyes et al. 1984). Cependant, ce n'est qu'une estimation et l'imprécision peut être assez grande du fait de la dispersion des mesures autour de la loi ajustée et de la variabilité de cette indice pour une même étoile au cours de son cycle d'activité.

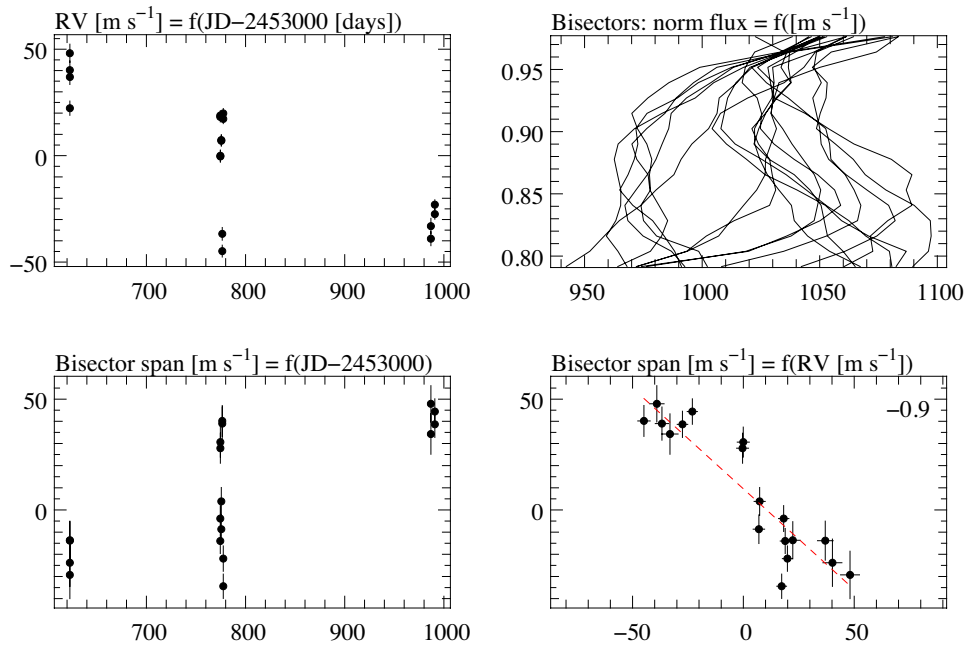


FIG. 3.39 – Exemple d'une étoile active identifiée à partir des déformations du bissecteur, corrélées avec la vitesse radiale.

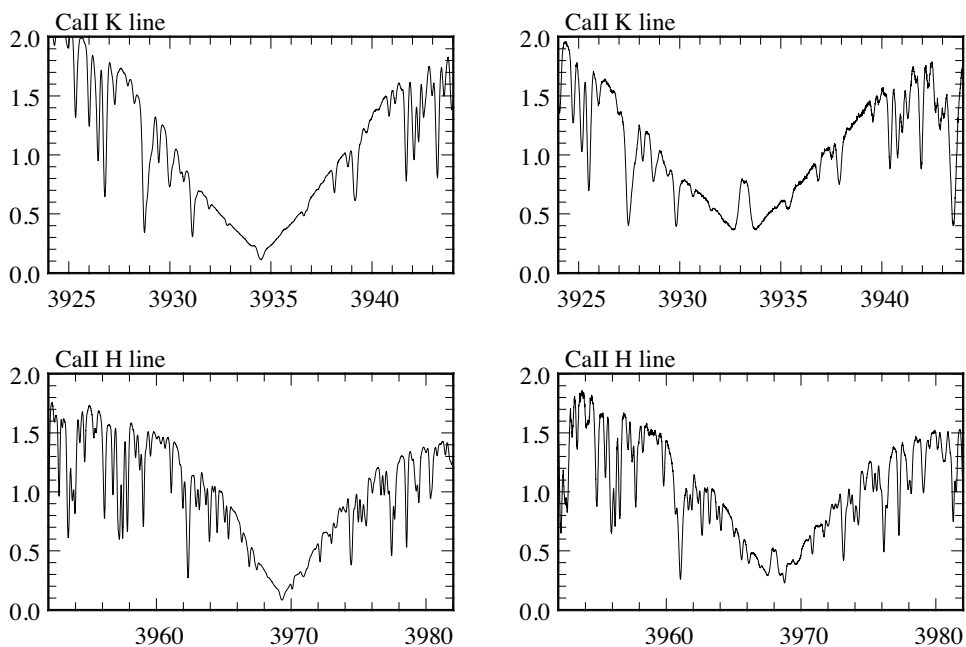


FIG. 3.40 – Ré-émission chromosphérique dans les raies du doublet du calcium Ca II H\&K , indice d'activité de l'étoile à un instant donné. **Gauche** : HD 60532 inactive au dessus de 4 m s^{-1} . **Droite** : HD 138763, étoile active avec une amplitude en vitesses radiales pic-à-pic de 200 m s^{-1} .

Une troisième utilisation de cet indice est la mesure au cours du temps de ses variations — afin de mesurer directement la période de rotation de l'étoile —, et éventuellement la corrélation de ces variations avec les variations de vitesse radiale (Bonfils et al. (2007), Boisse et al. (2009), Figs. 3.41 et 3.42). Néanmoins, la question est de savoir jusqu'à quelle précision cette mesure peut se faire et à quelle amplitude de vitesse cela correspond. Bien sûr la précision va dépendre en particulier du rapport signal sur bruit des spectres.

Il est aussi possible de s'intéresser à d'autres raies sensibles à l'activité stellaire (taches ou plages) comme par exemple $H\alpha$ à 6562.8 \AA ou $He I$ à 5875.6 \AA . Une telle étude a été menée sur l'étoile HD 189733 qui abrite une planète à transit à courte période (Bouchy et al. 2005) et qui montre des variations dues à de l'activité (Boisse et al. 2009, et Fig. 3.41). Avec une étude de ce type il est possible d'écarter un signal en vitesse qui pourrait être confondu avec un signal planétaire mais qui est en fait d'origine stellaire.

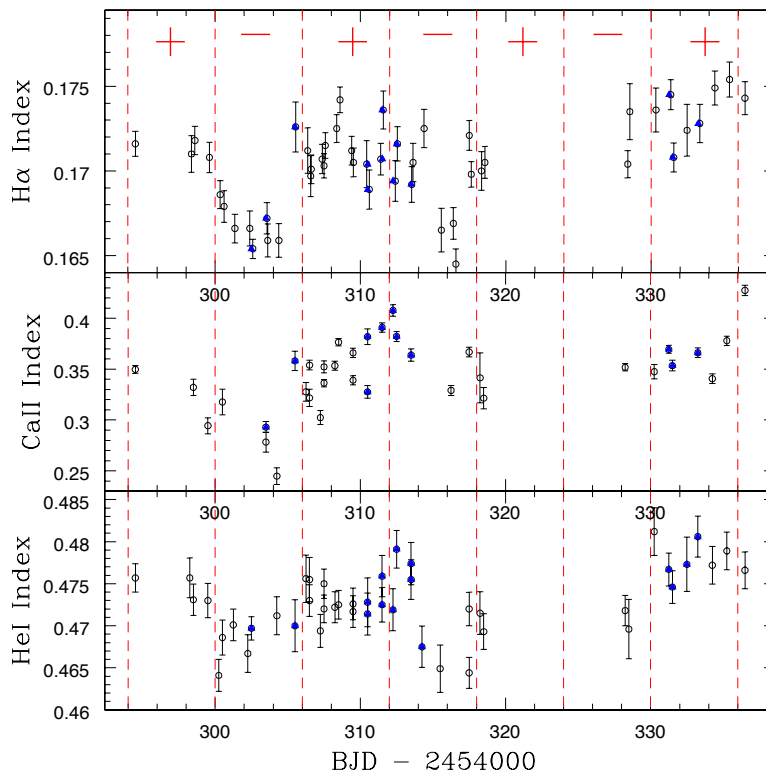


FIG. 3.41 — *Mesure d'indices d'activité dans différentes raies pour HD 189733 (Boisse et al. 2009).*

3.6.2 Rechercher des planètes autour des étoiles actives

Plusieurs stratégies d'observation s'offrent à nous pour détecter d'éventuels compagnons autour d'étoiles classées actives. Le choix de la stratégie va être dicté principalement par les amplitudes respectives des vitesses radiales du signal d'activité et du signal planétaire que l'on veut atteindre, et par leurs périodes respectives comme nous le verrons dans la Sect. 3.7. Les cas principaux sont :

- amplitude d'activité stellaire faible et recherche de compagnons à grandes amplitudes. Les mesures sont faites sans tenir compte de l'ac-

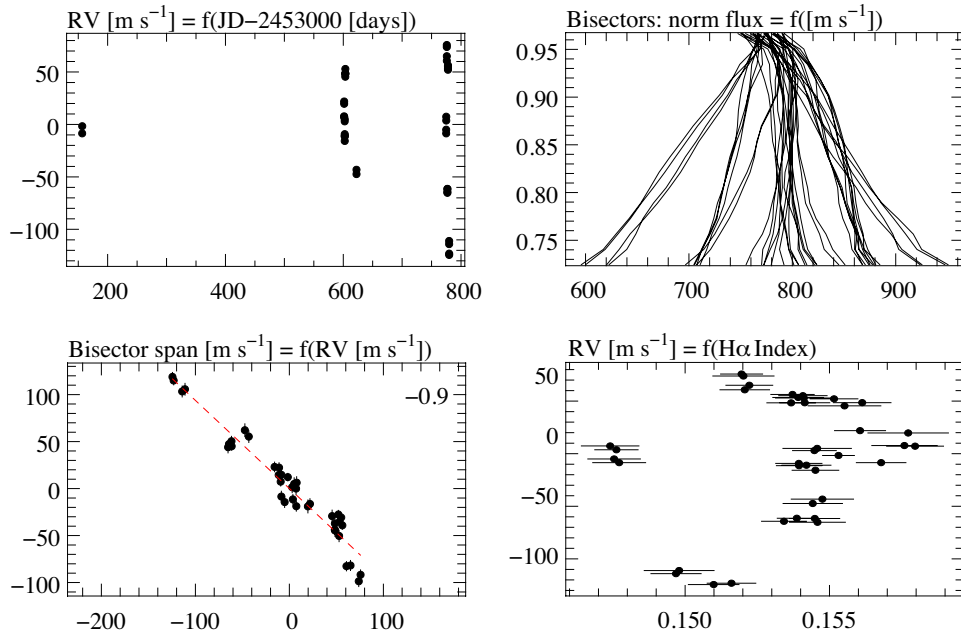


FIG. 3.42 – Signes d'activité sur la déformation des bissecteurs et sur l'indice $H\alpha$ pour une étoile de notre échantillon HARPS (HD 138763).

tivité, on cherche plutôt à couvrir la période du compagnon. Exemple : HD 189733 (compagnon à 2 jours, activité à 12 jours) Fig. 3.43.

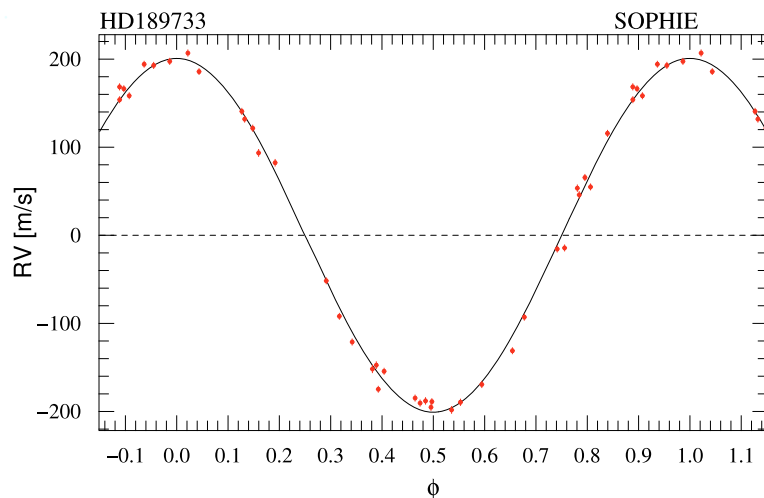


FIG. 3.43 – Vitesses radiales de l'étoile faiblement active HD 189733 (Boisse et al. 2009), rephasées à la période de la planète (2,21 jours).

- amplitude d'activité stellaire relativement grande (typiquement $K = 10\text{--}50\text{ m s}^{-1}$) et recherche de compagnons induisant un signal d'amplitude légèrement supérieure (d'un facteur ~ 2). Si la période des compagnons recherchés est supérieure à la période de rotation (période du signal stellaire), sur une durée de l'ordre de la période de rotation de l'étoile on effectue une série d'observations (typiquement 4–5) pour mesurer l'excursion en vitesse due à l'activité. Ensuite, on effectue régulièrement de nouvelles séries et on regarde s'il existe des décalages en vitesse entre les séries de mesures qui pourraient être induits par un compagnon. Exemple : Sect. 4.2.4. Si la période des

compagnons recherchés est de l'ordre de la période de rotation ou inférieure, il va falloir un nombre de mesures nettement plus grand et un suivi régulier sur plusieurs périodes présumées du compagnon et consécutives afin de tenter d'ajuster simultanément le signal stellaire (en espérant qu'il soit dû à une tache uniquement) et le signal planétaire avec un modèle adapté.

- amplitude d'activité stellaire très grande (typiquement $K > 100 \text{ m s}^{-1}$) et recherche de compagnons induisant un signal dont l'amplitude est du même ordre de grandeur ou légèrement inférieure, à des périodes quelconques. Sur au moins une période de rotation de l'étoile, il faut faire des mesures de vitesses radiales couvrant bien toutes les phases de la rotation afin de bien caractériser l'effet stellaire. Il est aussi important de connaître le plus précisément possible la période de rotation de l'étoile si l'on veut soustraire au mieux le signal stellaire et espérer détecter un signal planétaire dans les résidus dans le cas d'un compagnon à courte période. Pour les compagnons à longue période, il faut mesurer le décalage en vitesse entre les séries de mesures (il faut donc des séries bien réparties sur la supposée orbite du compagnon et en nombre suffisamment important pour caractériser le système). Cette stratégie va s'appliquer en particulier aux étoiles jeunes qui sont en général fortement actives (*cf.* Chap. 5). La simulation présentée sur la Fig. 3.44 montre l'effet combiné d'une tache ($f_r = 10\%$, $\theta = 10^\circ$, $T_{\text{sp}} = 4600 \text{ K}$) et d'un compagnon ($P = 6$ jours, $K = 100 \text{ m s}^{-1}$) autour d'une étoile de type solaire ($T_{\text{eff}} = 5800 \text{ K}$, $i = 30^\circ$, donc $P_{\text{rot}} = 2,5$ jours). Sur les vitesses radiales, on observe principalement l'effet de la tache (grande amplitude, corrélation BVS-RV). La connaissance de la période de rotation de l'étoile nous permet d'ajuster un modèle de variations sinusoïdales des vitesses dues à la tache et d'ensuite pouvoir s'intéresser aux résidus afin d'en extraire le signal du compagnon, lequel peut-être d'amplitude nettement inférieure (d'un facteur 4).

3.6.3 Signes de pulsation

La théorie des pulsations a été brièvement présentée au début de ce chapitre. Comme nous l'avons vu elles induisent des déformations des raies stellaires qui se traduisent par des déformations des bissecteurs. Il est donc possible de s'intéresser aux bissecteurs pour identifier l'origine des variations de vitesse, notamment à des périodes supérieures au jour (Fig. 3.45). Le problème majeur est alors d'avoir la sensibilité suffisante pour détecter ces variations de forme. Les étoiles qui vont poser le plus de problèmes du point de vue des pulsations sont les étoiles de la séquence principale qui croisent la bande d'instabilité et dont les types spectraux s'étendent approximativement de A3V à F5V. Ces étoiles sont plutôt chaudes et à rotation rapide, leurs spectres sont relativement pauvres en raies stellaires et il est alors difficile de construire le bissecteur des raies, et plus encore d'avoir une bonne précision sur celui-ci. On se trouve donc dans ce cas dans l'impossibilité d'utiliser les bissecteurs comme un indicateur de l'origine des vitesses.

Sur les données que nous acquérons, l'effet de ces pulsations est principalement visible comme des variations des vitesses radiales puisque dans bien de cas il n'est pas possible de calculer les bissecteurs avec suffisam-

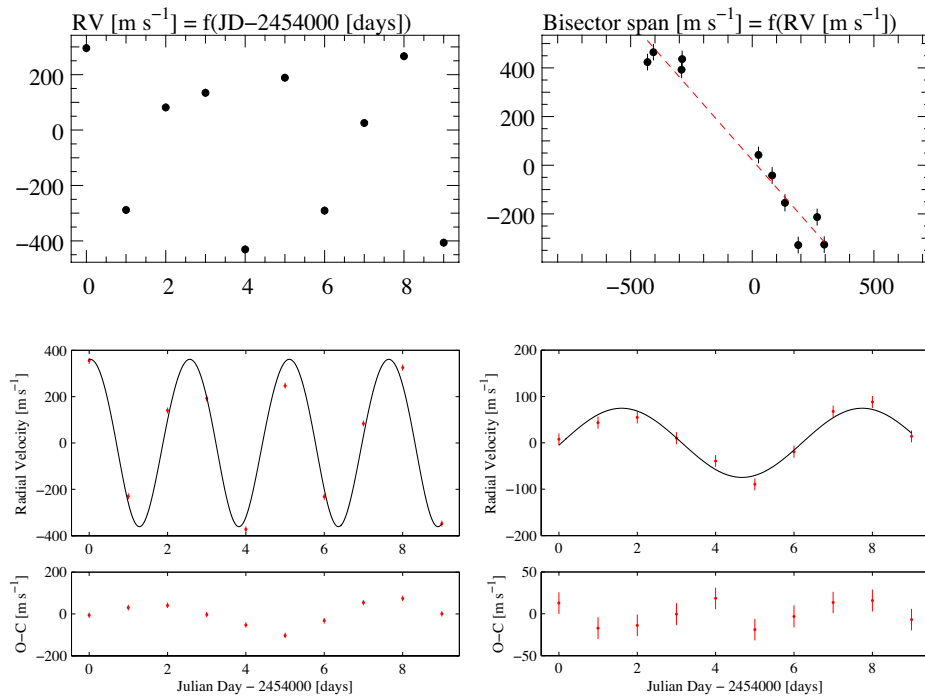


FIG. 3.44 – Simulation des vitesses radiales d'une étoile de type solaire très active (1 grosse tache presque polaire, $f_r = 10\%$, $\theta = 10^\circ$, $i = 30^\circ$), représentative d'une étoile jeune, autour de laquelle orbite une planète de la masse de Jupiter à courte période ($P = 6$ jours, $K = 100 \text{ m s}^{-1}$). Connaissant avec précision la période de rotation de l'étoile (à partir de la photométrie par exemple, ici $P_{\text{rot}} = 2,5$ jours), on peut tenter de soustraire le signal de la tache et d'ajuster une orbite képlérienne sur les résidus.

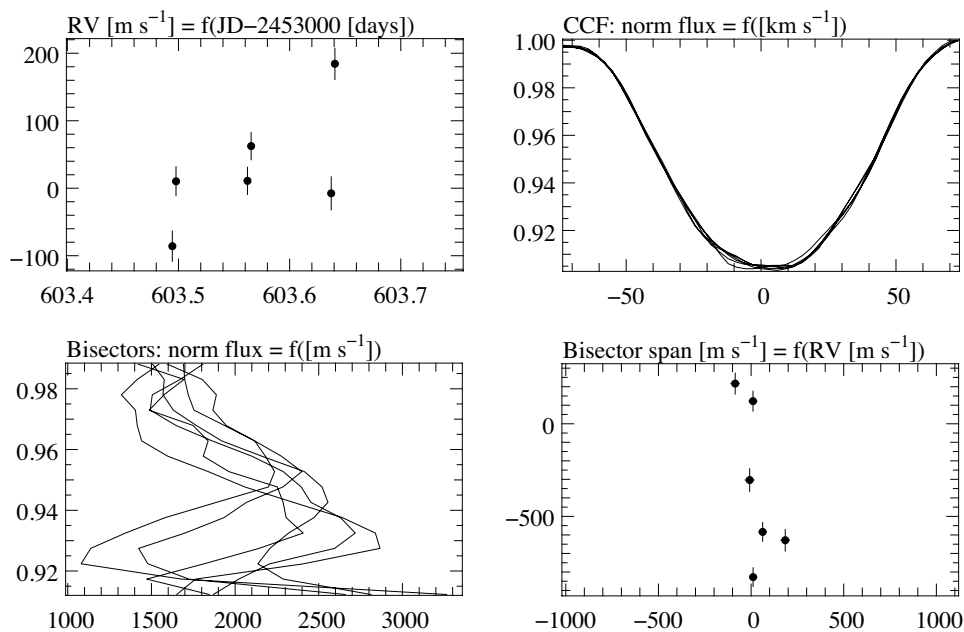


FIG. 3.45 – Exemple d'une étoile pulsante (A7V, $v \sin i = 60 \text{ km s}^{-1}$) dont la déformation des bissecteurs est visible à partir des observations HARPS. Les vitesses sont aussi très rapidement variables (période inférieure à 1 h).

ment de précision pour mesurer des déformations. Ces variations de vitesse peuvent avoir des amplitudes très grandes (plusieurs km s^{-1}) et des périodes allant de quelques dizaines de minutes à quelques jours. Des variations très rapides des vitesses (< 1 jour⁷), sur de grandes amplitudes vont donc indiquer que nous avons affaire à des pulsations (Fig. 3.46), à moins de voir sur les spectres des variations qui pourraient être attribuées à un système binaire serré.

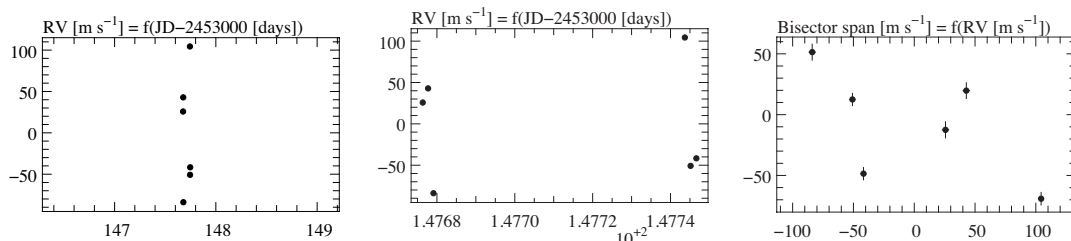


FIG. 3.46 – Exemple d’une étoile pulsante ($A7V$, $v \sin i = 15 \text{ km s}^{-1}$) identifiée à partir des variations de vitesse radiale sur une nuit (observée avec HARPS). Sur un très court intervalle de temps (quelques heures) on observe de fortes variations de vitesse provoquées par les pulsations de l’étoile. Vitesses radiales sur la nuit (*gauche*), agrandissement sur 2 heures (*centre*) et graphe BVS-RV (*centre*). Les pulsations non-radiales sont à haute fréquence pour cette étoile de type $\alpha 2 \text{ CVn}$.

3.6.4 Recherche des planètes autour des étoiles pulsantes

La stratégie pour détecter des compagnons autour des étoiles pulsantes est identique à celle proposée pour les étoiles actives. Il faut tout d’abord détecter si l’étoile est pulsante, sur quelle amplitude et s’il y a des signes d’un compagnon. Ensuite, on peut choisir la stratégie à adopter selon l’amplitude et la période du signal stellaire. De façon standard, pour les étoiles de notre échantillon, nous les observons plusieurs fois (3) dans une nuit afin de mesurer une amplitude minimale des pulsations au cours de la nuit, puis jusqu’à 2–3 nuits de manière à couvrir toutes les périodes des étoiles pulsantes. Nous cherchons ensuite des variations d’origine planétaire d’une amplitude supérieure (exemple Fig. 2.9) en observant l’étoile plusieurs fois par période de pulsation pour caractériser le compagnon le cas échéant. En pratique ceci fonctionne bien lorsque les fréquences des pulsations sont relativement élevées (*cf.* ci-après).

Pour certains cas particuliers où l’on veut rechercher des compagnons induisant un signal en vitesse radiale de faible amplitude par rapport à l’amplitude du signal stellaire, nous observons l’étoile en continu (un succession de spectres, à un temps de pose ou rapport signal sur bruit donné) pendant plusieurs heures (typiquement 1–2 h si la période des pulsations est inférieure à l’heure), et ceci à plusieurs reprises lors de nuits différentes. À partir de ces observations il est possible de détecter d’éventuels décalages en vitesse entre les nuits. Ceci peut aussi permettre de mesurer les déformations des bissecteurs, malgré le faible nombre de raies prises en compte, en effectuant une moyenne des bissecteurs par tranche de vitesse radiale (Fig. 3.47).

⁷Jusqu’à présent, seule CoRoT-7 *b* (Léger et al. 2009) a une période inférieure au jour

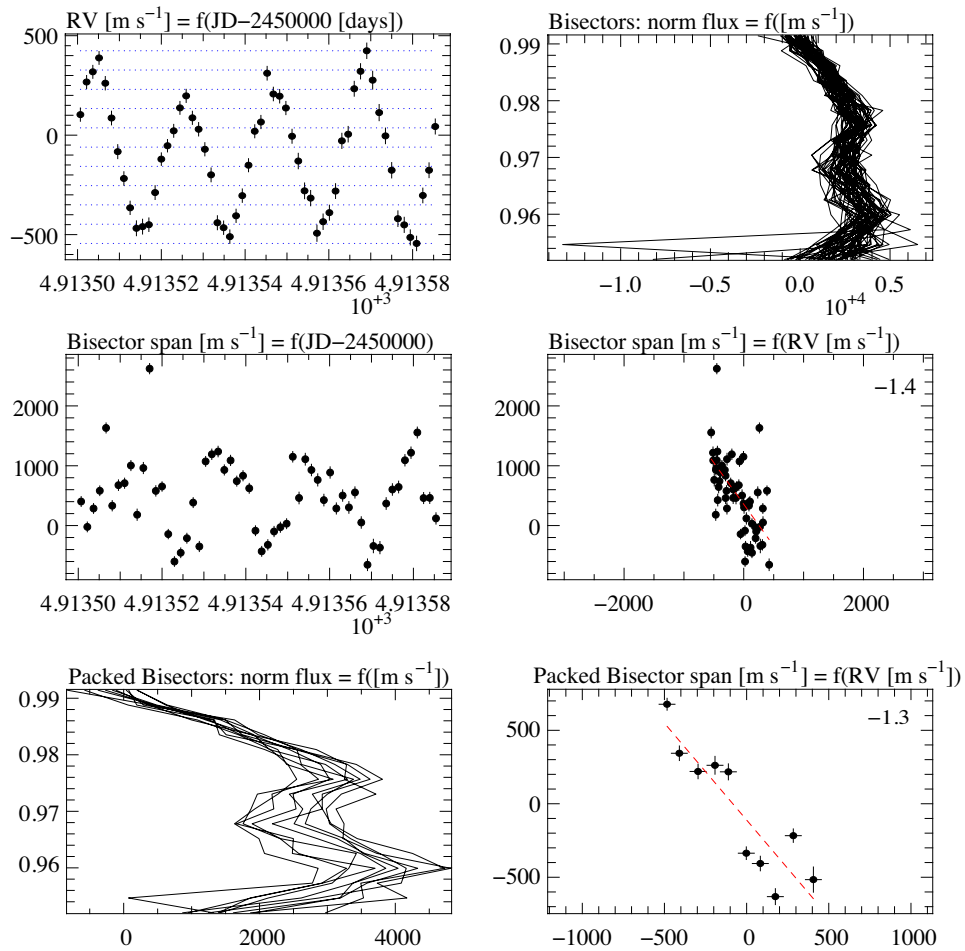


FIG. 3.47 – Exemple d'une étoile pulsante (A5V, $v \sin i = 130 \text{ km s}^{-1}$) dont la déformation des bissecteurs est visible après une moyenne des bissecteurs des spectres ayant une vitesse radiale similaire.

La recherche de compagnons autour des étoiles pulsantes est donc plus complexe (identification de l'origine des variations) et plus coûteuse en temps de télescope (pour atteindre des faibles masses détectables) que pour des étoiles actives avec peu de taches. Cependant, afin de détecter des planètes de moins en moins massives (en vue de détecter des planètes similaires à notre Terre), ce type de stratégie va probablement devoir s'appliquer aussi aux étoiles de type solaire, lesquelles possèdent aussi des modes de pulsations à haute fréquence. Des inhomogénéités de surface ou d'autres phénomènes stellaires induisent aussi un bruit stellaire qui va devenir non négligeable à mesure que la précision des instruments est améliorée et que l'on cherche des compagnons très peu massifs.

3.7 IMPACT DE L'ACTIVITÉ STELLAIRE SUR LA RECHERCHE DES PLANÈTES DE PETITES MASSES

Dans ce chapitre, j'ai d'abord présenté différents phénomènes stellaires pouvant avoir des effets non négligeables sur la mesure des variations vitesse radiale des étoiles. À l'aide de simulations numériques, j'ai tenté de reproduire ces phénomènes afin d'avoir une estimation quantitative de leur impact.

On constate que l'activité stellaire, et en particulier les taches, peut avoir un effet important sur la vitesse radiale mesurée et ceci peut être gênant à deux titres. D'une part, elles peuvent introduire un bruit stellaire relativement important qui peut brouiller le signal (relativement faible) induit par d'éventuelles planètes de faibles masses à courtes périodes ou plus massives à plus longues périodes. D'autre part, elles peuvent imiter le signal qu'induirait une ou plusieurs planètes sur la vitesse radiale de l'étoile.

Dans cette section, je vais présenter une sélection de candidates planètes détectées et dont le signal est dans le domaine (amplitude ; période) le plus critique, *i.e.*, celui des faibles amplitudes à courtes périodes. Pour deux cas, je regarderai s'il serait possible de reproduire le signal observé en supposant que l'étoile est tachée, et quelles seraient alors les caractéristiques des taches équivalentes. J'utiliserai ensuite cette analyse pour discuter les critères utilisés pour déclarer qu'une planète est bien à l'origine du signal. Nous verrons que les solutions trouvées ne sont pas compatibles avec l'estimation du niveau d'activité des étoiles. Ces résultats ont fait l'objet d'une présentation orale au workshop international *Extra Solar Super-Earths* à Nantes en juin 2008.

3.7.1 Sélection des planètes

Échantillon des planètes découvertes

Outre les articles présentant la détection ou la confirmation des exoplanètes par diverses méthodes, des catalogues existent, accessibles sur le web⁸. Le plus complet est certainement celui initié et maintenu par Jean Schneider

($P = 0,85$ jour) et il est peu probable de trouver des planètes avec des périodes encore plus courtes.

⁸<http://media4.obspm.fr/exoplanets/base/>, <http://www.planetary.org/exoplanets/list.php>, <http://exoplanets.org> et <http://exoplanet.eu>.

(<http://exoplanet.eu>). Il contient actuellement⁹ 353 planètes dont 327 détectées ou confirmées par vitesse radiale ou astrométrie (Fig. 3.48).

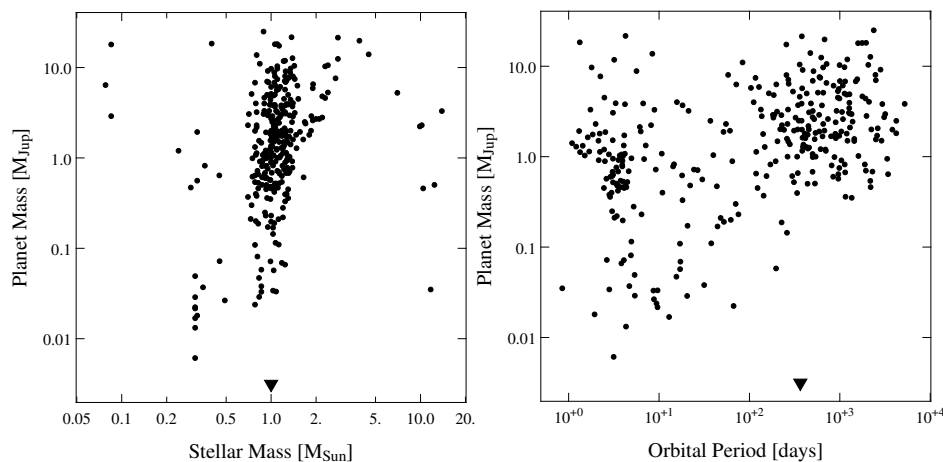


FIG. 3.48 – Échantillon des exoplanètes découvertes jusqu'à fin juin 2009. **Gauche** : Masse de la planète¹⁰ en fonction de la masse de l'étoile hôte. **Droite** : Masse de la planète en fonction de la période orbitale. Le symbole ▼ représente la Terre. Source : <http://exoplanet.eu>, Jean Schneider, 2009.

Critères de sélection de planètes pouvant être mimées par une tache

Malheureusement, ce catalogue ne contient pas pour l'instant l'information concernant l'amplitude du signal en vitesse radiale mesuré. Cependant il est possible de calculer la valeur de la semi-amplitude K (en m s^{-1}) du signal en vitesse radiale à partir de l'équation

$$K = \frac{m \sin i}{(M_{\star} + m \sin i)^{2/3}} \frac{(2\pi G)^{1/3}}{P^{1/3} \sqrt{1 - e^2}}$$

moennant la connaissance de la masse projetée $m \sin i$ (en kg), de la masse de l'étoile hôte M_{\star} (en kg), de la période orbitale P (en seconde) et de l'excentricité de l'orbite e .

Pour cette étude je m'intéresse principalement aux planètes à relativement courtes périodes (< 50 jours, au dessus il est peu probable d'avoir un signal stellaire de forte amplitude¹¹) et dont le signal en vitesse est relativement faible ($K < 10 \text{ m s}^{-1}$, au dessus il devient possible de détecter des variations de photométrie dues à une tache assez facilement), qui sont les cas les plus favorables pour la confusion entre planète et effet stellaire.

Comme nous l'avons vu au dans ce chapitre, une tache peut se confondre aisément avec une planète lorsque la résolution instrumentale du spectrographe est insuffisante, *i.e.*, typiquement inférieure au $v \sin i$ de l'étoile. Pour ces étoiles pré-sélectionnées il faut donc rechercher leur $v \sin i$ (indiqué dans les articles de détection) puis faire une seconde sélection (Fig. 3.49).

On constate que toutes les étoiles sélectionnées ont un $v \sin i$ inférieur à 3 km s^{-1} et ont été observées avec des spectrographes dont la résolution spectrale est moins bonne que cette valeur. Ceci est cohérent avec le fait

⁹Juin 2009.

¹¹Quoique... cf. θ Cygni section 4.3.7.

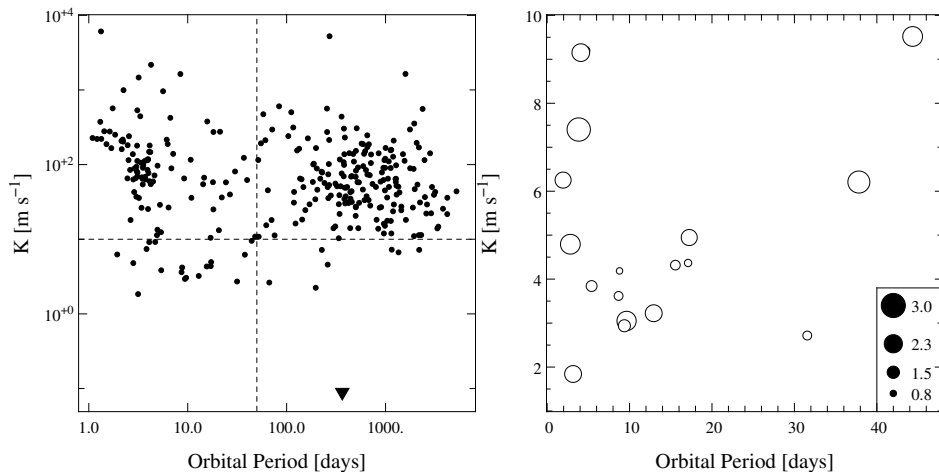


FIG. 3.49 – Échantillon des exoplanètes répertoriées pour lesquelles on connaît la masse projetée $m \sin i$, la masse de l'étoile hôte M_* , la période orbitale P et l'excentricité de l'orbite e . **Gauche** : semi-amplitude de la courbe de vitesse radiale en fonction de la période orbitale. Les droites en tirets représentent des limites à 50 jours et 10 m s^{-1} . La partie inférieure gauche correspond aux planètes potentielles pour lesquelles les critères d'activité sont à contrôler attentivement. Le symbole \blacktriangledown représente la Terre. **Droite** : semi-amplitude des variations de vitesse radiale en fonction de la période orbitale pour les planètes sélectionnées, la taille du symbole représente la vitesse de rotation projetée de l'étoile hôte ($v \sin i$ en km s^{-1}).

que les étoiles de type solaire sont des rotateurs lents. Or, dans ce cas, l'utilisation du seul critère de corrélation entre BVS et RV ne permet pas de confirmer l'hypothèse planète puisque l'on ne s'attend pas à pouvoir mesurer de corrélation vue la précision sur le calcul des bissecteurs.

Planètes retenues

J'ai donc retenu (Tab. 3.1) les planètes à courtes périodes (< 50 jours) dont l'amplitude des vitesses radiales est faible ($K < 10 \text{ m s}^{-1}$) en orbite autour d'étoiles à faible $v \sin i$ (par rapport à la résolution instrumentale) qui est un critère important puisque c'est celui qui va nous dire si l'on doit s'attendre à observer des déformations des raies spectrales dans le cas de taches stellaires.

Parmi ces planètes, certaines sont dans des systèmes planétaires multiples (Gl 876 *d*, 55 Cnc *c* et *e*, HD 69830 *b* et *c*, HD 160691 *c* et HD 190360 *c*). Notamment, GJ 674 est connue pour être active et montre, en plus du signal de ses planètes, un signal additionnel à la période de rotation de l'étoile qui est expliqué par la présence d'une tache (Bonfils et al. 2007).

3.7.2 Comparaison entre signal planétaire et tache simulée

Afin de rechercher une configuration avec une tache à la surface de l'étoile pouvant reproduire les vitesses radiales mesurées pour les étoiles à planètes sélectionnées nous avons besoin d'un certain nombre d'informations.

Si l'on suppose que les variations de vitesse radiale sont dues à une tache unique plutôt qu'à une planète, la période orbitale P_{orb} est considérée comme étant égale à la période de rotation de l'étoile. Avec le $v \sin i$ et le rayon estimé R_* de l'étoile nous allons pouvoir déterminer l'inclinaison i de

Étoile	Masse $m \sin i$ (M_{\oplus})	Période P_{orb} (jour)	e	K (m s^{-1})	$v \sin i$ (km s^{-1})
Gl876 <i>d</i>	5.72	1.94	0	6.3	<2.0
55 Cnc <i>e</i>	10.81	2.82	0.07	4.8	2.46
55 Cnc <i>c</i>	53.74	44.34	0.086	9.5	2.46
Gl581 <i>e</i>	1.94	3.15	0	1.8	<2.1
Gl581 <i>c</i>	5.36	12.93	0.17	3.2	<2.1
GJ 674 <i>b</i>	11.77	4.69	0.2	9.2	<1.0
HD 4308 <i>b</i>	14.95	15.56	0	4.1	1.2
HD 7924 <i>b</i>	9.22	5.40	0.17	3.8	1.35
HD 11964 <i>b</i>	34.98	37.82	0.15	6.2	2.74
HD 16417 <i>b</i>	21.94	17.24	0.2	4.9	2.0
HD 47186 <i>b</i>	22.79	4.08	0.038	9.2	2.2
HD 69830 <i>b</i>	10.49	8.67	0.1	3.6	1.1
HD 69830 <i>c</i>	12.08	31.56	0.13	2.7	1.1
HD 160691 <i>c</i>	10.56	9.64	0.172	3.0	2.4
HD 181433 <i>b</i>	7.57	9.37	0.396	2.9	1.5
HD 190360 <i>c</i>	18.13	17.1	0.01	4.4	0.91
HD 219828 <i>b</i>	20.99	3.83	0	7.0	2.9
HD 285968 <i>b</i>	8.43	8.78	0	4.2	<0.8

TAB. 3.1 – Paramètres orbitaux des planètes sélectionnées ($P_{\text{orb}} < 50$ jours et $K < 10 \text{ m s}^{-1}$).

l'étoile nécessaire pour reproduire le signal à partir d'une seule tache, donnée par

$$i = \arcsin \left(\sqrt{\frac{P_{\text{orb}} v \sin i}{2\pi R_{\star}}} \right). \quad (3.4)$$

Il est important de noter que bien souvent la détermination du $v \sin i$ est très imprécise pour ces faibles vitesses de rotation. L'amplitude du signal va contraindre l'ensemble [taille de la tache, contraste]. La position de la tache joue à la fois sur la forme de la courbe de vitesse et sur l'amplitude pour une taille de tache donnée. De façon standard je prendrai une température de tache 1200 K en dessous de la température effective de l'étoile (Berdyugina 2005). Une tache moins contrastée devrait être plus grosse pour produire la même amplitude de vitesse radiale (mais l'effet en photométrie serait similaire).

Je vais maintenant montrer deux exemples de simulations pouvant reproduire les vitesses radiales d'étoiles abritant une seule planète. Ceci dans le but non pas de conclure que les signaux observés sont dus à une tache, mais de montrer que des taches peuvent donner des signaux très similaires à ceux d'une planète.

Premier exemple : HD 4308

La planète autour d'HD 4308 a été découverte par Udry et al. (2006) avec *HARPS* (Fig. 3.50) et récemment confirmée par O'Toole et al. (2009) avec des observations s'étalant sur plus de 1500 jours et un signal de seulement 4.1 m s^{-1} de semi-amplitude. Sa période serait de 15,6 jours pour une masse minimale de $15 M_{\oplus}$ et une excentricité de 0 (mesurée à $0,27 \pm 0,12$ récemment).

Les caractéristiques de l'étoile utiles pour cette étude sont les suivantes : type spectral G5V, température effective $T_{\text{eff}} = 5685 \text{ K}$, masse $M_{\star} = 0,83 M_{\odot}$, $v \sin i = 1,2 \text{ km s}^{-1}$, indice d'activité $\log R'_{\text{HK}} = -4,93$, période de rotation à partir de la loi empirique de Noyes et al. (1984) $P_{\text{rot}}(\text{HK}) = 24$ jours. En supposant $i = 90^{\circ}$, on aurait $v_{\text{rot}} = 1,2 \text{ km s}^{-1}$ et donc $P_{\text{rot}} = 38$ jours.

À partir du type spectral de l'étoile et de sa masse on peut estimer approximativement son rayon à $0,9 R_{\odot}$. Ainsi, pour que la période orbitale corresponde à la période de rotation de l'étoile, l'inclinaison i de l'étoile doit être de 24° . Ceci correspondrait à une vitesse de rotation à l'équateur de $2,9 \text{ km s}^{-1}$, ce qui est tout à fait classique pour une étoile de cet âge et de ce type.

Résultats de la simulation

J'ai donc généré un ensemble de 20 spectres au cours d'une période de rotation de l'étoile grâce au code que j'ai présenté au début de ce chapitre. Les paramètres utilisés sont les suivants :

T_{eff}	T_{sp}	v_{rot}	i	R	θ	ϕ	α	S_{syn}	N
5685 K	4485 K	$2,9 \text{ km s}^{-1}$	24°	$0,9 R_{\odot}$	20°	270°	$13,2^{\circ}$	G2V	20924

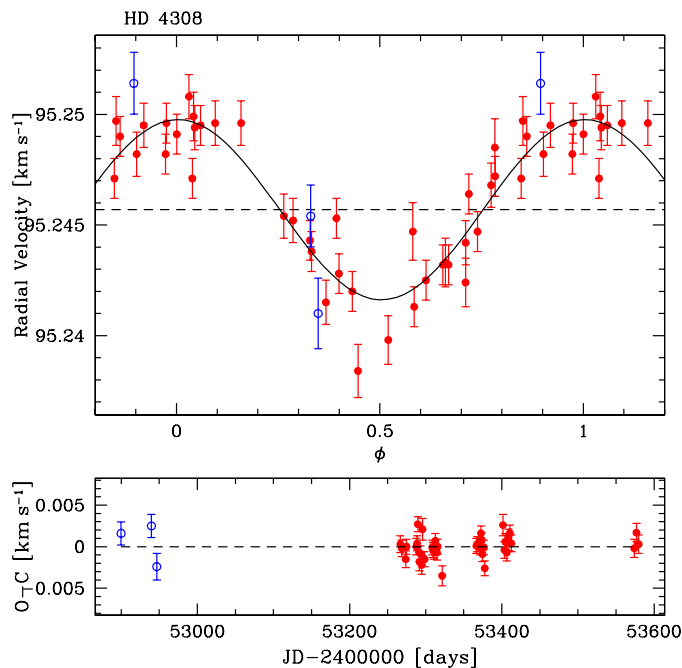


FIG. 3.50 – Vitesses radiales mesurées pour HD 4308 avec HARPS, rephasées (*haut*) et avec les résidus en fonction du temps (*bas*). La planète détectée a une masse minimale de $15 M_{\oplus}$ et une orbite circulaire (voire excentrique selon O’Toole) de 15,6 jours. Source : Udry et al. (2006).

La tache nécessaire pour reproduire les variations de vitesse radiale représenterait 0,65% de l’hémisphère visible ou au maximum 1,3% de la surface projetée visible. Le type spectral du spectre utilisé (G2V) diffère un peu du type spectral de l’étoile (G5V) mais ceci joue très peu sur le résultat (*cf.* Desort et al. 2007). Les spectres générés sont rééchantillonnés à la résolution de HARPS.

Une image de la configuration simulée, les vitesses radiales des spectres générés et la photométrie résultantes sont présentées sur la Fig. 3.51.

L’amplitude des vitesses est identique à celle observée, la taille de la tache ayant été ajustée à cette fin. Avec un tel $v \sin i$, il n’y a bien évidemment pas de corrélation entre BVS et vitesse radiale. Le passage de la tache provoque aussi une variation de la photométrie de l’étoile d’une amplitude de 4,4 mmag, ce qui est assez faible et difficilement détectable du sol, mais un satellite tel que CoRoT en est capable.

On voit que malgré les nombreuses imprécisions, notamment sur le $v \sin i$ et le rayon de l’étoile, il est assez aisé de trouver une configuration avec une tache permettant de reproduire les vitesses radiales observées. Il est donc très important d’être capable de faire la distinction entre un signal d’origine planétaire et un signal d’origine stellaire qui peuvent être très similaires (Sect. 3.7.3). Ici la taille de la tache est importante et on s’attend à un indice d’activité $\log R'_{\text{HK}}$ plus fort avec une telle tache.

Second exemple : HD 219828

La planète autour d’HD 219828 a été découverte par Melo et al. (2007) avec HARPS. L’étoile, de type G0IV, présente un niveau d’activité relativement faible avec un $\log R'_{\text{HK}}$ de $-5,04$. La vitesse radiale de l’étoile montre une

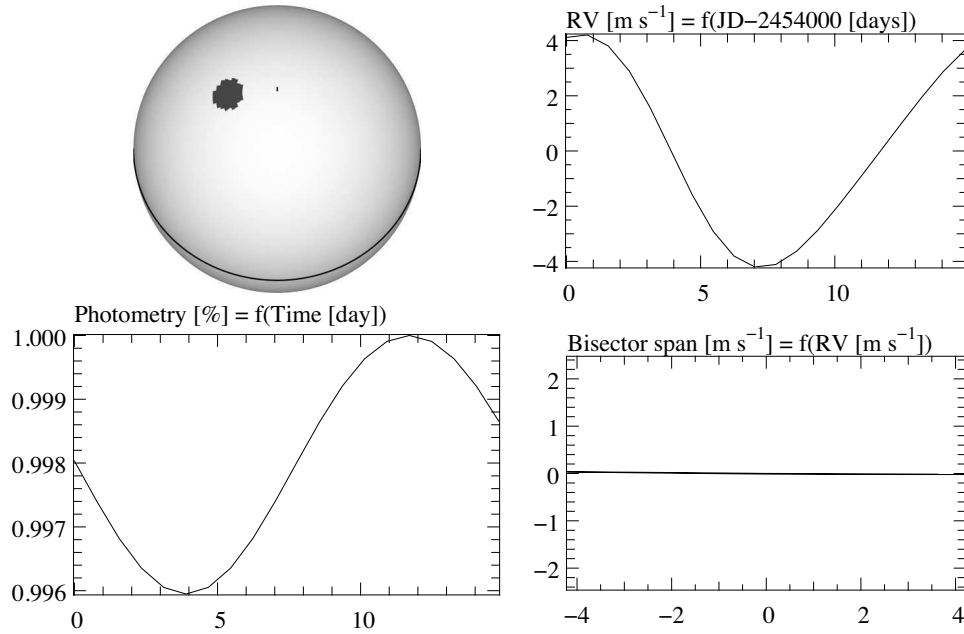


FIG. 3.51 – Simulation d’une tache de 0.65% à la surface d’HD 4308 qui permettrait de reproduire les vitesses radiales observées. **Gauche** : image de l’étoile simulée (**haut**) et photométrie (**bas**). **Droite** : vitesses radiales (**haut**) et graphe BVS-RV (**bas**).

variation à longue période en plus du signal à 3,8 jours de la planète de $20 M_{\oplus}$ ($K = 7 \text{ m s}^{-1}$) en orbite circulaire. Melo et al. (2007) indiquent une période entre 180 et 800 jours pour une planète d’une masse de l’ordre de celle de Jupiter, mais jusqu’à présent, aucune confirmation de cette planète à longue période n’a été publiée.

Les caractéristiques utiles de l’étoile pour cette étude sont les suivantes : type spectral G0IV, température effective $T_{\text{eff}} = 5891 \text{ K}$, masse $M_{\star} = 1,24 M_{\odot}$, $v \sin i = 2,9 \text{ km s}^{-1}$, indice d’activité $\log R'_{\text{HK}} = -5,04$, période de rotation $P_{\text{rot}}(\text{HK}) = 26$ jours.

Le rayon de l’étoile a été déterminé à partir de la relation entre la luminosité, la température et le rayon, il est estimé à $1,76 R_{\odot}$ (étoile sous-géante). Ainsi, pour que la période orbitale corresponde à la période de rotation de l’étoile, l’inclinaison i de l’étoile doit être de 7° et la vitesse de rotation à l’équateur correspondante vaudrait $23,4 \text{ km s}^{-1}$, ce qui est clairement élevé pour une étoile de cet âge et de ce type.

Résultats de la simulation

Une simulation similaire à celle effectuée dans le cas d’HD 4308 a été effectuée pour HD 219828 avec les paramètres suivants :

T_{eff}	T_{sp}	v_{rot}	i	R	θ	ϕ	α	S_{syn}	N
5891 K	4691 K	$23,4 \text{ km s}^{-1}$	7°	$1,76 R_{\odot}$	30°	270°	$9,1^{\circ}$	G2V	20924

Dans ce cas la tache nécessaire pour provoquer les variations de vitesse radiale observées représenterait 0,31% de l’hémisphère visible ou au maxi-

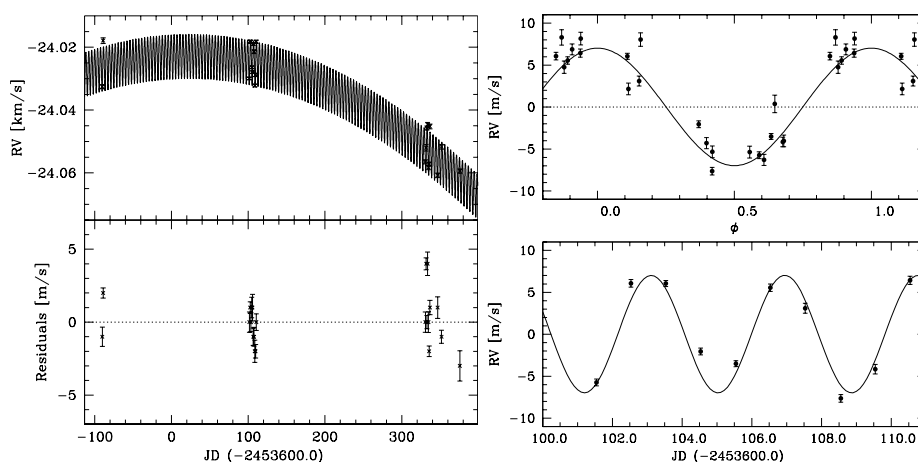


FIG. 3.52 – Vitesses radiales mesurées pour HD 219828 avec HARPS. **Gauche** : ajustement d'une dérive quadratique en plus de la planète à 3,8 jours. **Droite** : ajustement de la planète à 3,8 jours après soustraction de la dérive, en phase (**haut**) et en fonction du temps (**bas**). Source : Melo et al. (2007).

mum 0,58% de la surface projetée visible, ce qui est élevé pour le $\log R'_{\text{HK}}$ de cette étoile (cf. cas du Soleil). Le type spectral du spectre utilisé diffère aussi du type spectral de l'étoile mais la conclusion de la simulation ne s'en trouverait pas changée. Les spectres générés sont rééchantillonnés à la résolution de HARPS.

Une image de la configuration simulée, les vitesses radiales des spectres générés et la photométrie résultantes sont présentées sur la Fig. 3.53.

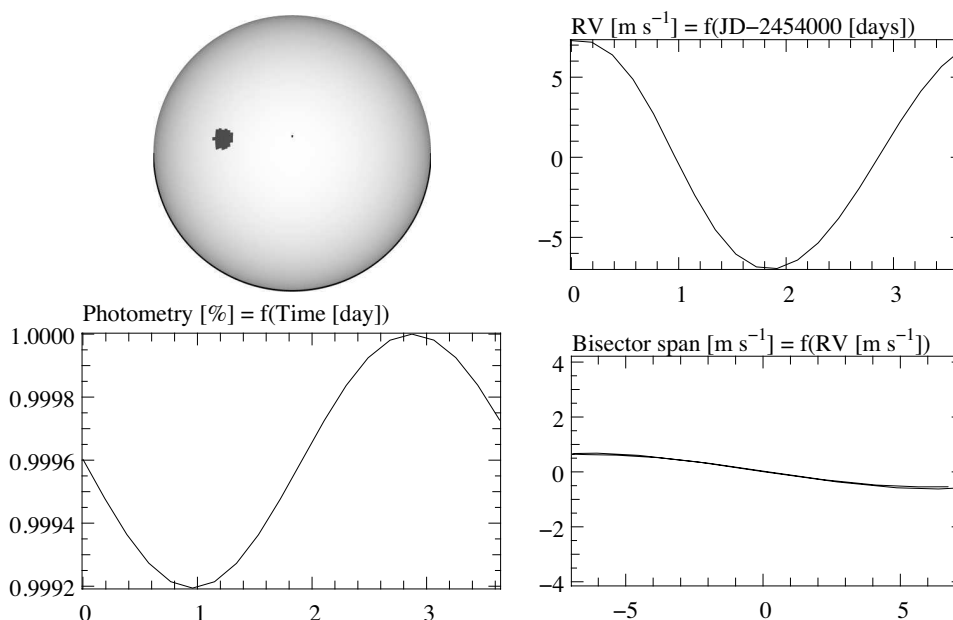


FIG. 3.53 – Simulation d'une tache de 0.31% à la surface d'HD 219828 qui permettrait de reproduire les vitesses radiales observées. **Gauche** : image de l'étoile simulée vue presque par le pôle (**haut**) et photométrie (**bas**). **Droite** : vitesses radiales (**haut**) et graphe BVS-RV (**bas**).

Le $v \sin i$ étant toujours faible, la très faible corrélation entre BVS et vitesse radiale n'est certainement pas détectable avec la précision actuelle.

Le passage de la tache provoque aussi une variation de la photométrie de l'étoile d'une amplitude inférieure à 1 mmag.

Une fois encore, il est assez aisé de trouver une configuration de tache pouvant produire un signal similaire à celui provoqué par la présence d'une planète. Je vais donc discuter dans la section suivante les différents critères utilisés pour déclarer que le signal observé est bien dû à un compagnon planétaire.

3.7.3 Discussion des critères de discrimination planète/tache

Pour ces étoiles, dont j'ai reproduit les variations de vitesses radiales à partir d'un modèle de tache, il est maintenant nécessaire de s'intéresser aux critères utilisés pour confirmer ou infirmer l'origine planétaire du signal.

Déformation des bissecteurs, graphe BVS-RV

Comme nous l'avons vu, le $v \sin i$ d'HD219828, bien qu'il soit l'un des plus grands de l'échantillon (Sect. 3.7.1), vaut seulement $2,9 \text{ km s}^{-1}$. Avec un instrument tel que *HARPS* la résolution n'est pas suffisante pour observer les déformations des raies spectrales, dues à une tache, avec une amplitude suffisante, comme le montre la simulation précédente. D'ailleurs, en prêtant attention aux graphes BVS-RV provenant des observations (Fig. 3.54), on constate que les mesures sont fortement dispersées.

Pour HD 4308, le $v \sin i$ est encore plus faible, seulement $1,2 \text{ km s}^{-1}$. Il ne faut donc pas espérer pouvoir utiliser le critère du graphe BVS-RV pour être sûr d'avoir affaire à une planète. Étant donnée la précision des mesures, même une petite corrélation ne serait pas facilement distinguable (Fig. 3.54). On voit néanmoins que l'augmentation de la précision des mesures des instruments futurs permettra d'utiliser ces critères.

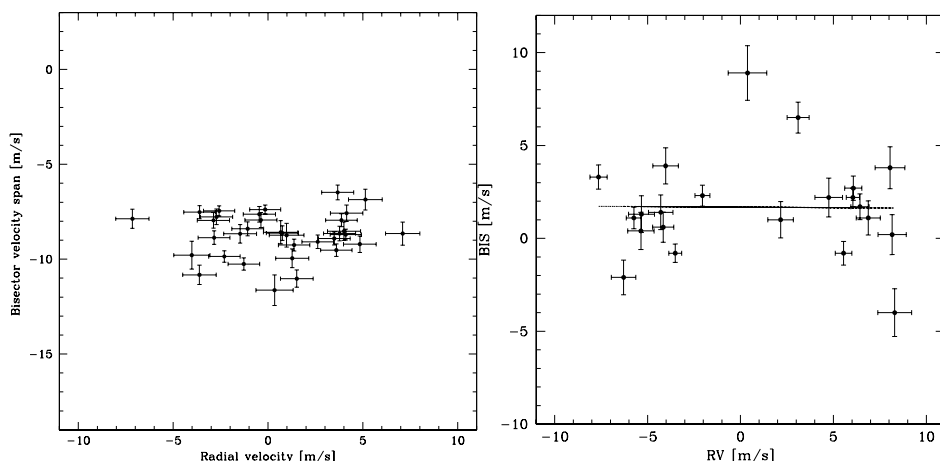


FIG. 3.54 – Graphe du BVS en fonction de la vitesse radiale. **Gauche** : pour HD 4308 Udry et al. (2006). **Droite** : pour HD 219828 Melo et al. (2007). On n'observe pas de corrélation comme on peut s'y attendre pour des étoiles avec un tels $v \sin i$, observées avec *HARPS* et présentant des taches à leur surface. Les mesures sont aussi très dispersées.

Photométrie

HD 4308 et HD 219828 sont classées constantes en photométrie dans le catalogue *Hipparcos* (Perryman et ESA 1997) avec une dispersion de 8 et 13 mmag respectivement. Or la configuration avec une tache permettant de reproduire les vitesses radiales observées induit un écart de photométrie de seulement 4,4 et 1 mmag respectivement (Figs. 3.51 et 3.53). La photométrie d'*Hipparcos* ne permet donc pas d'exclure la présence d'une telle tache. Un suivi photométrique de grande précision en parallèle aux observations spectroscopiques serait très précieux. Bien sûr la précision des mesures photométriques au sol est limitée et des satellites tels que CoRoT ont un rôle important à jouer.

Indice d'activité $\log R'_{\text{HK}}$

Dans ce chapitre, j'ai présenté les différents critères utilisés pour détecter la présence d'activité des étoiles. Le $\log R'_{\text{HK}}$ est un indicateur systématiquement utilisé, que ce soit pour la définition des échantillons d'étoiles à observer ou pour justifier de l'inactivité d'une étoile avec un candidat compagnon planète.

Cependant, cet indicateur est d'une part assez indirectement lié à la présence de taches et plutôt à celle des plages (*cf.* Sect. 3.4), et d'autre part la mesure peut être assez variable au cours du cycle d'activité de l'étoile (Lockwood et al. 2007, Hall et al. 2009, entre $-4,85$ et $-5,05$ pour le Soleil) qui lui-même peut être plus ou moins périodique et plus ou moins long. Ceci induit une forte imprécision pour estimer le bruit stellaire probable pour une étoile. Par comparaison avec le Soleil, pour HD 4308 avec un $\log R'_{\text{HK}}$ de $-4,93$ on s'attend à une surface projetée couverte de taches inférieure à 0,5%; quant à HD 219828 et un $\log R'_{\text{HK}}$ de $-5,04$ cette même surface est inférieure à 0,2%. Ces valeurs ne sont pas compatibles avec les simulations de taches qui reproduisent les vitesses radiales observées.

Il est aussi souvent utilisé pour inférer la période de rotation de l'étoile à partir de lois empiriques déterminées par Noyes et al. (1984) (Fig. 3.55) à partir de l'étude de 41 étoiles. Or, il y a des grandes dispersions autour des lois empiriques extraites de ces observations et se fier trop précisément à ces lois pour extraire une valeur de $P_{\text{rot}}(\text{HK})$ sans tenir compte de cette dispersion est dangereux, d'autant plus qu'il faudrait une valeur moyenne du $\log R'_{\text{HK}}$ sur le cycle d'activité de l'étoile alors qu'il est généralement mesuré à un instant donné sur les premiers spectres acquis.

Pour illustrer l'imprécision sur la mesure des périodes de rotation à partir du $\log R'_{\text{HK}}$, reprenons l'exemple des étoiles vues précédemment. La mesure du $\log R'_{\text{HK}}$ donne $-4,93$ et $-5,04$ pour HD 4308 et HD 219828 respectivement. À partir des lois de Noyes et al. (1984), et en tenant compte de la dispersion sur les mesures de Noyes, on peut estimer une période de rotation d'HD 4308 entre 11 et 39 jours, et pour HD 219828 entre 14 et 51 jours.

Pour HD 4308, la période orbitale du candidat compagnon est de 15,6 jours et donc pourrait correspondre à la période de rotation de l'étoile. La confirmation récente par O'Toole et al. (2009) du signal stable pendant plus de 1500 jours apporte une bonne confirmation de l'origine planétaire du signal, la durée de vie des taches étant généralement relativement courte (de quelques jours à quelques semaines).

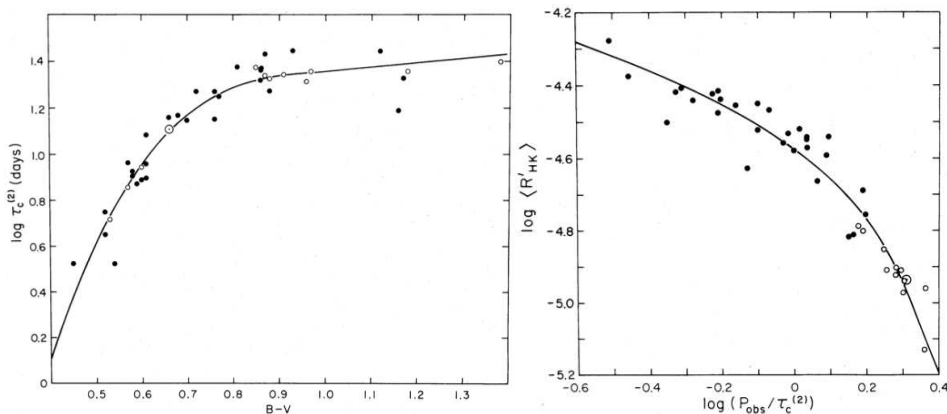


FIG. 3.55 – Lien entre période de rotation mesurée, $B - V$ et $\log R'_{HK}$. Les mesures sont très dispersées autour de l'ajustement. Extrait de Noyes et al. (1984).

3.7.4 Cas multi-taches/multi-planètes

Je présente ici un exemple simple d'une étoile avec deux taches à sa surface, disposées en opposition de phase et à des latitudes différentes (Fig. 3.56).

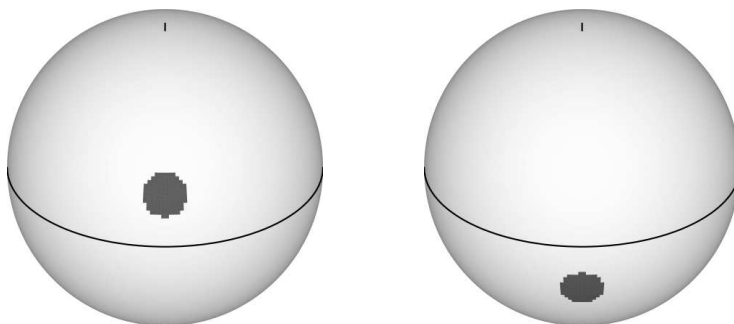


FIG. 3.56 – Images de l'étoile simulée à deux phases opposées.

Avec un $v \sin i$ inférieur à la résolution de l'instrument, il n'y a pas de corrélation entre BVS et vitesse radiale, et il existe une périodicité des vitesses différentes de la période de rotation de l'étoile. Il est possible d'ajuster un modèle képlérien à 2 planètes à ces vitesses (Fig. 3.57).

Se fier à la période de rotation estimée de l'étoile pour être sûr que le signal est induit par des planètes est donc très risqué.

3.7.5 Bilan

Ces simulations montrent qu'il est aisé de reproduire le signal d'une planète avec une tache uniquement, sans qu'il soit facile de détecter la présence de celle-ci à moins d'utiliser une batterie de critères. Quelles que soient la période du signal et la multiplicité des périodes, il est nécessaire d'effectuer systématiquement un suivi photométrique aussi précis que possible, tâcher de mesurer la période de rotation de l'étoile, mesurer les variations des indices de différentes raies spectrales et exploiter au mieux l'effet chromatique des taches (Desort et al. 2007, Huélamo et al. 2008).

En allant chercher des planètes toujours moins massives, nous allons de plus en plus nous confronter à ce problème de la variabilité stellaire. Il est donc aussi très important d'étudier en détail ces phénomènes afin

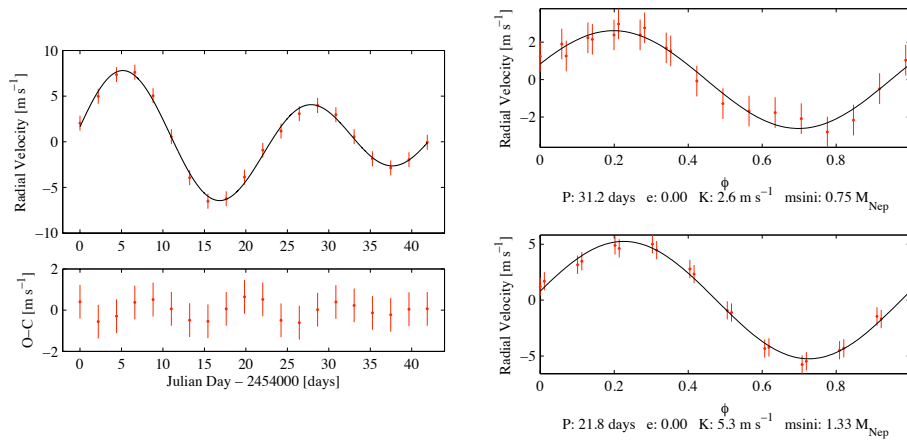


FIG. 3.57 – Ajustements d'un modèle képlérien à deux corps sur les vitesses radiales simulées au cours d'une rotation de l'étoile (45 jours). Vitesse radiale en fonction du temps (*gauche*) et rephasées (*droite*).

de pouvoir les reconnaître au mieux lorsqu'ils se présentent, d'établir des stratégies observationnelles adaptées et de définir les caractéristiques des instruments du futur.

RECHERCHE DE PLANÈTES AUTOUR D'ÉTOILES CHAUDES DE LA SÉQUENCE PRINCIPALE — RÉSULTATS DES OBSERVATIONS

SOMMAIRE

4.1	DESCRIPTION SUCCINCTE DES PROGRAMMES D'OBSERVATION .	134
4.2	RÉSULTATS À PARTIR DE L'ÉCHANTILLON DE L'HÉMISPÈRE SUD AVEC <i>HARPS</i>	134
4.2.1	Présentation	135
4.2.2	Résultats	135
4.2.3	Un système planétaire autour d'HD 60532	156
4.2.4	Candidat en cours de suivi : Une planète géante à longue période autour d'une étoile active à rotation rapide	167
4.3	PREMIERS RÉSULTATS À PARTIR DES OBSERVATIONS <i>SOPHIE</i>	167
4.3.1	L'instrument	167
4.3.2	Performances	167
4.3.3	Etoiles constantes, variabilité stellaire...	173
4.3.4	Quels types de compagnons détectés ?	175
4.3.5	Limites de détection	176
4.3.6	Candidats en cours de suivi. Vers des étoiles précoces et actives	178
4.3.7	Système planétaire ou phénomène stellaire pour θ Cygni ? .	180

Comme nous l'avons au chapitre 2, la recherche de planètes autour des étoiles chaudes de la séquence principale est une activité relativement récente. Connaître la distribution des planètes autour de ces étoiles est crucial pour comprendre la formation des systèmes planétaires. Selon certains travaux théoriques la masse des planètes augmente avec la masse de l'étoile-hôte, au moins pour les étoiles peu massives (Ida et Lin 2005) et la fréquence des planètes géantes montre une croissance linéaire avec la masse de l'étoile entre 0,4 et $3M_{\odot}$ (Kennedy et Kenyon 2008).

L'impact de la durée de vie du système est aussi un paramètre important puisqu'une courte durée de vie et un manque de matériaux proche de l'étoile pourrait réduire le nombre de planètes. Il est donc nécessaire d'explorer ces paramètres en s'intéressant à des étoiles autre que les étoiles de type solaire, et ceci a été peu fait jusqu'à présent.

Des relevés systématiques dans le cas des étoiles de type M (moins massives que le soleil, *e.g.*, Bonfils et al. 2005b) ont démarré il y a quelques années. Concernant les étoiles massives, il y a nettement moins de résultats

jusqu'à présent. Les étoiles géantes, sous-géantes ou géantes des amas ouverts commencent à être systématiquement suivies (*e.g.*, Hatzes et al. 2005, Johnson et al. 2006; 2007, Lovis et Mayor 2007). Leurs spectres sont relativement riches en raies et surtout leur vitesse de rotation est faible, il est donc possible de mesurer les vitesses radiales de ces étoiles avec la méthode classique du masque. De plus, leur niveau d'activité est relativement faible, ce qui peut favoriser la détection de planètes de faibles masses. Les planètes trouvées jusqu'à présent autour de ces étoiles sont situées sur des orbites relativement grandes ($>0,7$ UA). L'absence de planètes à courtes périodes est-elle donc réelle, il semble trop tôt pour le dire.

L'impact de la phase géante rouge de l'étoile sur les possibles planètes à courtes périodes reste à comprendre (Johnson et al. 2007). Selon des simulations numériques effectuées par Sato et al. (2008), ces planètes autour des étoiles massives ($2-3 M_{\odot}$) auraient été englouties par leur étoile. Il est nécessaire de s'intéresser aux étoiles massives de la séquence principale telles que les étoiles A–F avant leur phase géante rouge afin de tester si cette phase a pu faire disparaître les planètes à courtes périodes, ou si les processus de formation et de migration des planètes ne permettent pas en fait d'avoir des planètes à courtes périodes autour de ces étoiles.

4.1 DESCRIPTION SUCCINTE DES PROGRAMMES D'OBSERVATION

Tout comme avec le spectrographe *ELODIE* (Sect. 2.2.2), nous avons défini pour le spectrographe *SOPHIE* un échantillon d'étoiles qui est une extension de l'échantillon précédent afin d'effectuer une recherche systématique de compagnons planétaires autour des étoiles chaudes de la séquence principale (Fig. 4.1). L'échantillon considéré est constitué d'une part des étoiles déclarées constantes à la suite du relevé *ELODIE* (28 A et 31 F), et d'autre part d'une extension en volume de l'échantillon, passant ainsi d'une distance de 56 et 33 parsecs à 67 et 40 parsecs respectivement pour les étoiles A et les étoiles F. Ainsi, cet échantillon des 324 étoiles (195 naines F, 129 naines A) va permettre une étude approfondie de la statistique sur la présence de planètes autour des étoiles A–F de l'hémisphère Nord.

Pour l'hémisphère Sud, nous avons continué le suivi des étoiles de l'échantillon (Sect. 2.2.3) et nous avons pu établir les *premières statistiques sur la présence de planètes autour des étoiles A–F* (Lagrange et al. 2009a, et Sect. 4.2).

4.2 *Articles* : RÉSULTATS À PARTIR DE L'ÉCHANTILLON DE L'HÉMISPHERE SUD AVEC *HARPS*

Lagrange A.-M., Desort M., Galland F., Udry S., Mayor M., 2009, A&A, 495, 335, voir page 138

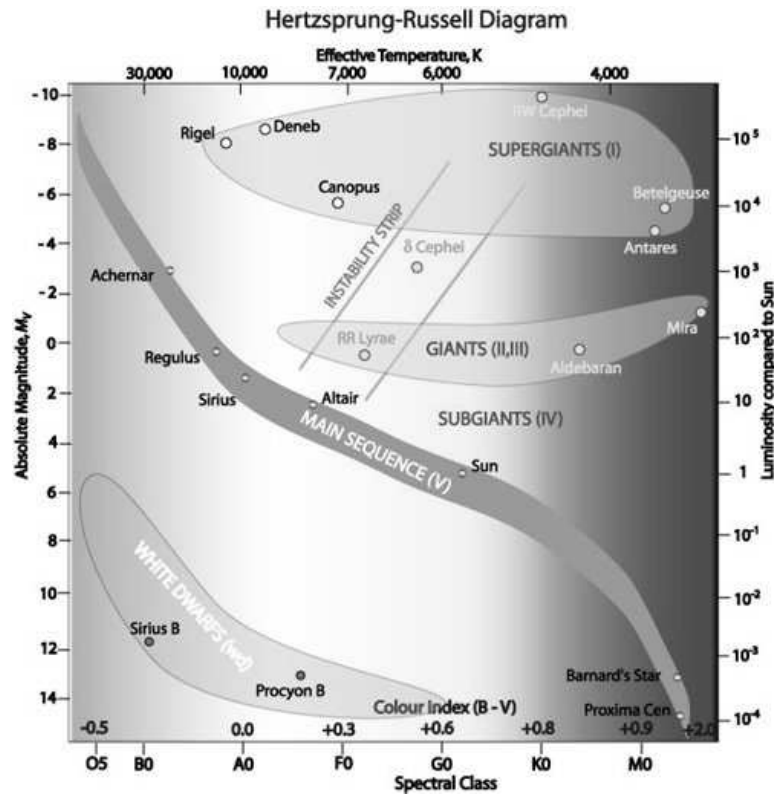


FIG. 4.1 – Diagramme Hertzsprung-Russell. Les étoiles A–F de la séquence principale peuvent aussi appartenir à la bande d’instabilité qui contient des étoiles fortement pulsantes.

4.2.1 Présentation

À partir des observations *HARPS* que nous avons effectuées, et même si nous n’avons pas pu observer la totalité des étoiles de notre échantillon par manque de temps de télescope, nous avons réalisé une étude — la première pour des étoiles de ce type — de l’activité de ces étoiles et de la présence de compagnons sub-stellaires. Nous avons aussi pu déterminer les étoiles de notre échantillon qui sont les plus adaptées, pour une recherche plus poussée de compagnons planétaires, vis-à-vis du niveau de “bruit” stellaire qu’elles présentent (dû à de l’activité ou à des pulsations).

4.2.2 Résultats

Grâce au temps d’observation qui nous a été alloué sur *HARPS* (34 nuits), nous avons pu observer 185 des 208 étoiles de cet échantillon entre Août 2005 et Janvier 2008. Parmi ces étoiles, nous avons obtenus suffisamment (> 6) de spectres de bonne qualité sur 170 d’entre-elles afin d’effectuer une étude des vitesses radiales, notamment pour déterminer leur origine et dispersion. Concernant l’origine des variations de vitesse radiale nous avons distingué plusieurs cas :

- Binarité : les étoiles binaires spectroscopiques de type 2 vont présenter des spectres où le spectre de chaque composante est présent. Le calcul du χ^2 de chaque spectre par rapport au spectre de référence permet de détecter les spectres qui diffèrent fortement de la référence et donc de détecter les potentielles étoiles binaires de ce type. La visualisation

des spectres permet d'assurer de cela et de marquer ces cas. Les autres étoiles binaires sont celles dont le graphe BVS-RV est globalement plat et dont l'amplitude des vitesses est telle qu'elle est supérieure à ce que produirait un compagnon de $13 M_{\text{Jup}}$ à 2 jours de période tout en faisant attention à la possibilité de variabilité d'origine intrinsèque à l'étoile.

- Planète : les étoiles dont l'amplitude des vitesses est suffisamment faible pour être compatible avec une planète et dont le graphe BVS-RV ne présente pas de corrélation mais plutôt une absence de variation du BVS.
- Stellaire : les étoiles présentant des taches à leur surface et dont le $v \sin i$ est supérieur à la résolution instrumentale vont avoir des spectres dont les raies sont déformées par le passage des taches ce qui produit des vitesses radiales corrélées à ces déformations. Le graphe BVS-RV présente alors une figure d'anticorrélation caractéristique (Sect. 3.2). Pour les étoiles pulsantes, selon les modes de pulsations, le graphe BVS-RV peut ou non aussi présenter une (anti-)corrélation. Lorsqu'il n'est pas possible de calculer les bissecteurs, nous utilisons l'amplitude de variation à haute fréquence (< 1 jour) comme critère.

À partir de ces critères on peut classer les étoiles observées lors de ce relevé systématique. Sur les 170 étoiles suffisamment observées, 108 sont déclarées variables et 62 constantes avec la précision atteinte.

Parmi les étoiles variables on distingue 20 binaires ou candidates binaires et 1 système planétaire confirmé (HD 60532, *cf.* Sect. 4.2.3). Il y a donc au moins 1% d'étoiles F avec des planètes à longue période dans notre échantillon. Ceci est bien inférieur au taux de 10% prédit pour les étoiles de $1,5 M_{\odot}$ par Kennedy et Kenyon (2008) mais nous ne sommes pas encore sensibles à toutes les masses et périodes. De plus, nous avons un candidat longue période en cours de suivi (*cf.* Sect. 4.2.4).

Du fait de l'incertitude croissante sur les mesures en allant vers les étoiles de plus faible $B - V$ (type plus précoce), on détecte moins d'étoiles variables dans ce domaine (seulement 36% à $B - V < 0,2$), même si les étoiles réellement variables sont probablement plus nombreuses. À un niveau de précision $< 2 \text{ m s}^{-1}$ la plupart (85%) des étoiles avec un $B - V > 0,4$ sont variables. Entre 0,2 et 0,4, il y a peu d'étoiles variables puisque nous avons retiré de l'échantillon les étoiles δ Scuti et γ Doradus connues qui peuplent en grande partie ce domaine.

La détectabilité des planètes est affectée par le bruit d'origine stellaire (aussi appelé *jitter*). Grâce à ces observations, nous avons pu estimer ce jitter pour chaque étoile individuellement et nous sommes ainsi capables de donner des limites en masse de détectabilité des planètes. On estime qu'une planète est détectable lorsque l'amplitude du signal qu'elle induit ($A = 2K$) est supérieur à 3 fois la dispersion des mesures de vitesse σ_{rv} . Ainsi, des planètes peuvent être détectées autour d'une grande variété d'étoiles de $B - V$ supérieur à $-0,1$. Pour 91%, 83% et 61% des étoiles respectivement, la limite de détection à 3, 10 et 100 jours accessible avec suffisamment de données tombe dans le domaine planétaire.

Finalement, nous avons calculé les limites de détection effectives entre 0.5 et 1000 jours pour chacune des étoiles pour lesquelles nous avons plus de 12 spectres (107 étoiles). Pour une période de 3 jours, la limite de détection

à 1σ tombe dans le domaine planétaire pour 90% des étoiles. Il passe de 75% à 100% des étoiles précoces aux étoiles à $B - V$ supérieur à 0,3. À 10 jours de période le domaine planétaire est atteint pour 82% des étoiles (de 50% à 100% pour les $B - V$ inférieurs et supérieurs à 0,4). Enfin, à 100 jours, des planètes auraient été détectables pour 54% des étoiles, mais l'échantillonnage temporel n'étant pas optimal et le nombre de source étant faible, ce nombre peu paraître faible. Entre les limites de détection théoriques et effectives, on constate qu'il y a une certaine marge de progression et de nouvelles mesures permettront d'améliorer significativement ces chiffres.

Prochainement (Novembre 2009) nous allons démarrer un *Large Programme* avec *HARPS* pour le suivi des étoiles dont les limites de détection sont dans le domaine planétaire afin de compléter cette étude statistique de la présence de planètes autour des étoiles A-F de la séquence principale jusqu'à 100 jours de période orbitale.

Extrasolar planets and brown dwarfs around A–F type stars[★]

VI. High precision RV survey of early type dwarfs with HARPS

A.-M. Lagrange¹, M. Desort¹, F. Galland¹, S. Udry², and M. Mayor²

¹ Laboratoire d’Astrophysique de l’Observatoire de Grenoble, Université Joseph Fourier, BP 53, 38041 Grenoble, France
e-mail: anne-marie.lagrange@obs.ujf-grenoble.fr

² Observatoire de Genève, 51 Ch. des Maillettes, 1290 Sauverny, Switzerland

Received 30 April 2008 / Accepted 10 October 2008

ABSTRACT

Aims. Systematic surveys to search for exoplanets have been mostly dedicated to solar-type stars so far. We developed in 2004 a method to extend such searches to earlier A–F type dwarfs and started spectroscopic surveys to search for planets and quantify the detection limit achievable when taking the stars properties (Spectral Type, $v \sin i$) and their actual levels of intrinsic variations into account. We give here the first results of our southern survey with HARPS.

Methods. We observed 185 A–F ($B - V$ in the range $[-0.1; 0.6]$) stars with HARPS and analysed them with our dedicated software. We used several criteria to probe different origins for the radial-velocity variations – stellar activity (spots, pulsations) or companions: bisector shape, radial-velocity variations amplitudes, and timescales.

Results. 1) Sixty-four percent of the 170 stars with enough data points are found to be variable. Twenty are found to be binaries or candidate binaries (with stars or brown dwarfs). More than 80% of the latest type stars (once binaries are removed), are intrinsically variable at a 2 m s^{-1} precision level. Stars with earlier spectral type ($B - V \leq 0.2$) are either variable or associated to levels of uncertainties comparable to the RV rms observed on variable stars of the same $B - V$. 2) We detected one long-period planetary system (presented in another paper) around an F6IV–V star. 3) We quantified the jitter due to stellar activity and we show that when taking this jitter into account in addition to the stellar parameters (spectral type, $v \sin i$), it is still possible to detect planets with HARPS with periods of 3 days (resp. 10 days and 100 days) on 91% (resp. 83%, 61%) of them. We show that even the earliest spectral type stars are accessible to this type of search, provided they have a low projected rotational velocity and low levels of activity. 4) Taking the present data into account, we computed the actually achieved detection limits for 107 targets and discuss the limits as a function of $B - V$. Given the data at hand, our survey is sensitive to short-period (few days) planets and to longer ones (100 days) to a lower extent (latest type stars). We derive first constraints on the presence of planets around A–F stars for these ranges of periods.

Key words. techniques: radial velocities – stars: early-type – stars: planetary systems – stars: variables: general

1. Introduction

Since the discovery of the first exoplanet around a solar-like star in 1995, more than 250 planets have been found by radial-velocity (RV) surveys (Jean Schneider, <http://exoplanet.eu>). These surveys have generally focused on late-type stars (later than F8). However, knowing about the presence of planets or brown dwarfs (hereafter BDs) around more massive objects is mandatory if one wishes to investigate the impact of the mass of the central stars on the planetary formation and evolution processes.

There are theoretical indications that the mass of the planets increases with the mass of the parent star, at least for low-mass stars (Ida & Lin 2005) and that the frequency of giant planets increases linearly with the parent-star mass for stars between 0.4 and $3 M_{\odot}$ (Kennedy & Kenyon 2008), with e.g., 6% frequency of giant planets around $1 M_{\odot}$ and 10% frequency around $1.5 M_{\odot}$. More numerous and massive planets are consistent with what we could expect from a disk surface-density increasing with stellar mass. On the other hand, the shorter lifetimes of the systems, as well as the lack of solid material close to the star, could

reduce the number of planets. Clearly, several parameters probably impact the occurrence and properties of planets around massive stars, and they have not been fully explored yet.

The data to test the models are still quite limited, as the largest and earliest, now long-lasting surveys have focused on solar type, main-sequence (MS) stars. In recent years, some efforts have been made nevertheless to search for planets around stars with various masses: less massive, M-type stars, on the one hand, and more massive stars, on the other. The search for planets around M stars so far seems to confirm the previously mentioned expectations from theoretical works (see e.g., Bonfils et al. 2005; Butler et al. 2006). The available observations of massive stars are still very limited. Massive MS stars have been removed from early surveys, because it was generally thought that their spectra (few lines, usually broadened by stellar rotation) would not allow planet detection and, indeed, the classical RV measurements technique (based on the cross correlation of the actual spectra with a binary spectral mask corresponding to a star with an appropriate spectral type and $v \sin i = 0 \text{ km s}^{-1}$) fail to measure the RV of these stars. This has led some groups to study “retired” early-type instead, either low-mass ($\leq 1.6 M_{\odot}$) giants, intermediate-mass ($1.6\text{--}2 M_{\odot}$) subgiants, or clump giants ($1.7\text{--}3.9 M_{\odot}$) (see e.g., Hatzes et al. 2005; Niedzielski et al. 2007; Johnson et al. 2006, 2007; Lovis & Mayor 2007;

[★] Based on observations collected at the European Southern Observatory, Chile, ESO 075.C-0689, 076.C-0279, 077.C-0295, 078.C-0209, 080.C-0664, 080.C-0712.

Sato et al. 2008). These stars have indeed cooled down and also rotate more slowly due to coupling of stellar winds and magnetic fields. They therefore exhibit more numerous, narrower lines, which is adequate for classical RV measurements technique, and their level of activity (jitter) is relatively low ($10\text{--}20\text{ m s}^{-1}$, Hekker et al. 2006) for giants and 10 m s^{-1} for subgiants (Johnson et al. 2007, and ref. therein; Sato et al. 2008). The data available today are still more limited than for solar-type stars, and less than 20 planets have been found so far in total around these evolved stars. So far, the planets found around K subgiants stars with $M \geq 1.5 M_{\odot}$ are located at distances greater than 0.8 AU (Johnson et al. 2007), which has led these authors to conclude that close-in planets are rare, in agreement with some theoretical predictions on disk depletion timescales (Burkert & Ida 2007). However, the impact of the post MS evolution of the stars on closer-in planets has not been explored yet for these stars. All planets found so far around giant stars have relatively long periods, the closest ones being reported at less than 0.7 AU from 2 giants, in addition to a previously reported planet at 0.7 AU by Sato et al. (2003). Numerical simulations by the same authors suggest that planets with orbits inside 0.5–1 AU around 2–3 M_{\odot} stars could be engulfed by the central stars at the tip of RGB thanks to tidal torque from the central stars. According to them, if one then assumes that most of the clump giants are post RGB stars, there is then a risk that closer planets, if present before, had disappeared as the star evolved. In summary, even though there are some hints that hot Jupiters are not present around retired stars, it is recognized that data are still needed to definitely confirm this point. Also, because stellar evolutionary processes may have affected the presence of planets close to the stars, it is acknowledged that data are needed on A–F MS stars (see e.g., Burkert & Ida 2007; see also Li et al. 2008). We note finally that short-period planets have indeed been found around F5–F6 MS stars through transit observations (see <http://exoplanet.eu>).

A few years ago we developed a software dedicated to extracting the RV data around early type MS stars. The method consists in correlating, in the Fourier space, each spectrum and a reference spectrum built by summing-up all the available spectra for this star. We had shown earlier that with this approach and by taking the stars $B - V$ and projected rotational velocities into account, it is possible to find planets around A–F type stars (Galland et al. 2005a). However, the price to pay is that more measurements are needed to find planets around A and early F dwarfs than for late F and G–K dwarfs, because of the relatively higher uncertainties in the RV measurements due to higher $v \sin i$ and higher effective temperature, and also because of the possible presence of pulsations or spots in the case of late F stars, the impact of which has not been quantified so far. (Spots or pulsations become also a limiting factor in the case of later-type stars, as well as pulsations, if one looks for low mass planets.) We then started systematic searches for low-mass companions to A–F type stars, with HARPS in the southern hemisphere and with ELODIE and then SOPHIE at OHP in the northern hemisphere. We have so far found a $9.1 M_{\text{Jup}}$ (minimum mass) planet orbiting ($a = 1.1$ AU) an F6V star, with $v \sin i = 12\text{ km s}^{-1}$ (Galland et al. 2005b). Very promisingly, we also detected a $21 M_{\text{Jup}}$ brown dwarf orbiting ($a = 0.2$ AU) a pulsating A9V star with $v \sin i = 50\text{ km s}^{-1}$ (Galland et al. 2006); noticeably, in that case, we could disentangle stellar pulsations from the presence of a low-mass companion.

In parallel, we developed detailed simulations of stellar activity (spots) in order to estimate more quantitatively than what was available so far (Saar & Donahue 1997; Hatzes 2002) the

impact of such stellar activity on RV data and other observables (bisectors, bisectors velocity-span, photometry). We showed that if the star $v \sin i$ is smaller than the spectrograph spectral resolution, depending on their location with respect to the line of sight, depending on their size, spots with realistic sizes can produce RV variations and bisector velocity-span variations that are quite similar to those of low-mass planets. Hence, low amplitude (level of typically 20 m s^{-1} or less) planetary-like RV and bisector velocity span variations alone cannot definitely prove the presence of planets around low $v \sin i$ G–K stars (Desort et al. 2007), so additional criteria are mandatory for ruling out spots: photometry, activity evaluation down to levels relevant to explain the amplitude of RV variations, precise knowledge of the star rotational period, etc. That situation is much more favorable in the case of earlier-type stars because they rotate statistically faster, so the bisector criteria can apply.

The present paper is devoted to our southern hemisphere survey. The sample, observations, measurements, and diagnostics are provided in Sect. 2. The results concerning the stellar variability and the quantitative impact on planet detectability around the early-type stars are presented in Sect. 3. Finally we give and discuss the detection limits obtained in the present survey in Sect. 4.

2. Sample, observations, and measurements

2.1. Sample

Our HARPS sample is limited to B8 to F7 dwarfs. The limit in spectral type (ST) at F7 is set because the surveys using the masking technique generally start with stars with ST later than F8. The limit at B8 is set by the precision that can be obtained with our method on stars, given their ST and their $v \sin i$ (Galland et al. 2005a): the detection limit of stars with ST earlier than B8 does not fall into the planet domain. Our survey is also volume-limited with an upper limit at 67 pc for the B8–A9 dwarfs and at 33 pc for the F0–F7 dwarfs. The distance was taken from Hipparcos catalog, and stars with distance uncertainties over 20% were removed. The difference in distance for both spectral types comes from our wanting to have roughly the same number of A and F stars. The dwarf nature was selected by selecting stars with absolute magnitudes within 2.5 mag from the main sequence.

Spectroscopic binaries and close visual binaries with separations smaller than $5''$ known at the beginning of the survey from Coravel or Hipparcos data were removed. Confirmed δ Scuti (from Rodriguez et al. 2000) and γ Doradus type stars (from Mathias et al. 2004 and <http://astro.univie.ac.at/dsn/gerald/gdorlist.html>) were also removed because they are known to produce RV variations over hours to a few days due to pulsations. Finally we also removed Ap and Am stars, which present spectral anomalies and are often associated to binary systems. This removes a number of late A – early F type stars, crossing the δ Scuti and γ Doradus instability strip. We ended up with 207 stars with ST between B8 and F7, and $B - V$ respectively ranging between -0.1 and 0.58 , corresponding to mass ranging between 1.3 and $3.5 M_{\odot}$. We have a relatively smaller number of stars in the $[0.2; 0.4]$ $B - V$ range (i.e., roughly, between 1.8 and $1.4 M_{\odot}$) as we removed the known δ Scuti and γ Doradus stars).

2.2. Observations

In all, 185 stars have been observed between August 2005 and January 2008. Figure 1 shows their position in the HR diagram.

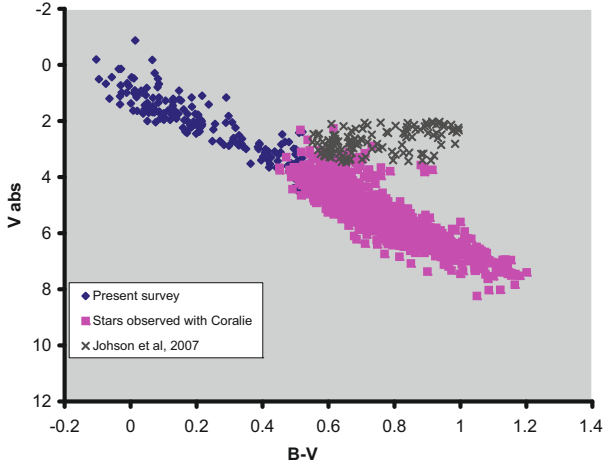


Fig. 1. Observed stars in an HR diagram. We also plotted the dwarfs and/or (sub-) giants surveyed either with the Coralie spectrograph or by Johnson et al. (2006). Our targets cover a domain that has not been surveyed yet. Note the relative lack of objects in the $[0.2; 0.4]$ $B - V$ region, due to selection effects (see text).

It can be seen that our survey fills a domain of the HR diagram that has not been covered yet.

We usually recorded 2 consecutive high-resolution ($R \approx 115\,000$) spectra each time we pointed to the star (each pointing is hereafter referred to as one epoch). The spectra cover a wavelength range between 3800 and 6900 Å. As far as possible, we tried to record data at two or three different times for a given object during one night, in order to identify possible high-frequency RV variations. We also tried whenever possible to record data on two or three consecutive nights. The time baseline for a given star varies between 5 days and more than 800 days. Only a few (11) stars have been observed during one night only, but for 15 stars we only got 4 good quality spectra or less (i.e., with a magnitude difference¹ between the observation and the one that gives the best signal-to-noise ratio (SN) smaller than 2). We ended up with 170 dwarfs for which we recorded 6 or more good quality spectra. 45 have $B - V \leq 0.1$; 72 have $B - V$ between 0.1 and 0.4 and 53 have $B - V \geq 0.4$. We hereafter limit our study to those stars.

Typical exposure times ranged between 30 s and 15 min depending on the star magnitude and on the atmospheric conditions. Table 1 provides the 170 targets observed, together with several relevant pieces of information on the stars (ST, $v \sin i$, $B - V$) and on the data obtained, as well as various measurements (see below).

2.3. Measurements

2.3.1. Radial velocities

The extraction of the radial velocities is fully described in Galland et al. (2005a). Briefly, for each star, we built a first estimate of the reference spectrum that is the average of the spectra recorded and reduced via the STS HARPS pipeline. We then computed a first estimate of the RV for each spectrum, by correlating each spectrum and this first estimate of the reference

¹ $\Delta m(i) = 6 \log_{10}[\epsilon_v(i) / \min(\epsilon_v)]$, where $\epsilon_v(i)$ stands for the uncertainty associated to the measurement of the observation (i) for the considered object, and $\min(\epsilon_v)$ is the lowest value of uncertainty obtained for this object; the measured uncertainties (cf. Galland et al. 2005a) take the photon noise + instrumental uncertainties into account.

spectrum in Fourier space. We then built a final reference spectrum by averaging the spectra once they had been shifted from their measured RV. For each spectrum we finally measured the RV velocity with respect to this reference spectrum. We also measured the uncertainties associated to each RV measurement.

To build up the reference we computed the χ^2 of each spectrum compared to the first estimate of the reference spectrum. Most of the time, the χ^2 found was much less than 10. Whenever a higher χ^2 was found, we checked the spectra. In such cases, either they were due to bad observing conditions or technical problems and were not kept to build the reference spectrum (this actually happened quite rarely as we already selected spectra with acceptable absorptions) or they were associated to line deformations indicative of a type-2 binary.

2.3.2. CCFs, bisectors and bisectors velocity-span

Whenever possible (see below), we computed the resulting cross-correlation functions (CCFs) and the bisector's velocity-span for each target (see for their definition Galland et al. 2005a). Indeed, the bisector and bisectors' velocity span are very good diagnostics of stellar activity (spots, pulsations) provided 1) they can be measured (see below), and 2) the star projected rotational velocity is higher than the instrumental resolution (see Desort et al. 2007).

The uncertainty associated to the bisectors' velocity span depends directly on the projected rotational-velocity and/or their spectra type. Indeed, the number of lines used to compute the CCF depends on these two parameters (much more than on the signal-to-noise ratio). For stars with high $v \sin i$ (typ. $\geq 150 \text{ km s}^{-1}$) and/or $B - V \leq 0.1$, the number of lines may be quite low (30–50) whereas for late-type stars with moderate $v \sin i$ (10–20 km s^{-1}), the number of lines used is a few hundreds (up to about 1000). When the bisectors had been computed, we then attributed quality flags to the bisectors' velocity-span measurements, respectively: Good, Acceptable, Bad, corresponding to numbers of lines respectively ≥ 100 , 40–100, and ≤ 40 .

2.4. Diagnostics for the classification of variable stars

Variable stars are defined as having an RV standard deviation (rms) more than twice the RV uncertainties and a total RV amplitude more than 6 times the RV uncertainties. The RV variations can a priori be due to the presence of a companion (star, brown dwarf, planet) or to intrinsic variations of the star (spots, pulsations). It can also be a combination of those different origins.

2.4.1. Binarity

We first checked those stars with high χ^2 (≥ 10) and looked for line deformations indicative of spectroscopic binaries. Figure 2 provides an example of a binary SB2 identified on the basis of the χ^2 , HD 2885 (A2V; $v \sin i = 40 \text{ km s}^{-1}$). It has to be noted that, in such cases, the RV values measured are no longer valid, as our RV extraction method assumes that all lines in a given spectrum originate from the same object.

For the rest of the variable stars, we tried to identify binary stars among the stars for which the RV amplitude can be explained by the presence of a stellar or BD companion. To do so, using rough estimations of the star masses via their $B - V$, we computed the RV amplitude $2 \times K_{2d}$ expected from the presence of a $13 M_{\text{Jup}}$ body orbiting with a period of 2 days and the

Table 1. Stars properties and measurements.

HD	ST	$B - V$	$v \sin i$ (km s^{-1})	Time bs l (days)	RV rms (m s^{-1})	RV unc (m s^{-1})	RV ampl (m s^{-1})	Span rms (m s^{-1})	Span unc (m s^{-1})	Span ampl (m s^{-1})	Bis. Flag	Variabl.	Bin.
HD 693	F5V	0.487	10	389.1	2	1	6	2	1	7	G	V	
HD 2696	A3V	0.128	150	389.1	279	166	847					C	
HD 2834	A0V	0.018	130	279.2	9408	164	29717					V	V
HD 2884	B9V	-0.06	170	603.2	587	496	2141					C	
HD 2885	A2V	0.147	40	820.7	9331	19	34510				B	V	X
HD 3003	A0V	0.038	115	603.2	135	83	491					C	
HD 4247	F0V	0.35	35	842.8	26	11	94	62	49	216	G	V	
HD 4293	A7V	0.297	125	837.8	91	99	270	4109	1281	16151	B	C	
HD 7439	F5V	0.448	8	453.8	10	1	22	24	2	63	G	V	
HD 9672	A1V	0.066	195	453.8	169	300	527					C	
HD 11262	F6V	0.523	5	840.8	2500	1	5014	30	2	64	G	V	B
HD 12311	F0V	0.29	22	387.9	3674	80	10137	3113	757	12217	G	V	B
HD 13555	F5V	0.457	9	821.8	13	1	42	20	3	54	G	V	
HD 14943	A5V	0.213	111.5	835.8	141	50	667	745	484	6364	A?	V	
HD 15008	A3V	0.034	180	1165.9	367	274	1210					C	
HD 17848	A2V	0.101	220	842.8	294	194	1046					C	
HD 18978	A4V	0.163	120	1161.8	185	88	880	13988	1317	105268	B	V	
HD 19107	A8V	0.193	170	389	154	176	434					C	
HD 19545	A3V	0.166	80	821.9	1490	33	3962	623	244	2389	A	V	B
HD 21882	A5V	0.205	255	382.9	400	350	1332					C	
HD 25457	F5V	0.516	25	368.1	28	3	93	28	8	82	G	V	
HD 25490	A1V	0.032	65	5	74	71	214					C	
HD 29488	A5V	0.147	115	665.2	183	72	712	3160	855	23124	B	V	
HD 29875	F2V	0.342	45	325	434	7	1100	1108	36	2551	G	V	
HD 29992	F3V	0.391	100	638.2	335	30	855	319	226	1386	G	V	
HD 30652	F6V	0.484	16	500.7	13	2	54	19	7	90	G	V	
HD 30739	A1V	0.01	195	328	941	631	3380					C	
HD 31746	F3V	0.442	11.4	295	18	2	60	45	6	144	G	V	
HD 32743	F2V	0.421	50	663.2	13	5	44	145	42	441	A	V	
HD 32977	A5V	0.118	100	175.7	70	47	279	272	340	990	A/B	C	
HD 33256	F2V	0.455	10	326	4	2	14	5	4	16	G	V	
HD 33262	F7V	0.526	30	665.1	17	3	45	60	7	173	G	V	
HD 37306	A2V	0.051	130	670.2	275	180	1127					C	
HD 38393	F7V	0.481	8.4	1165.9	4	1	19	5	2	22	G	V	
HD 38678	A2V	0.104	200	338.1	723	429	1942					C	
HD 39014	A7V	0.217	205	665.2	512	173	2376					V	
HD 39060	A3V	0.171	130	670.1	287	39	996	883	423	3702	A	V	
HD 40136	F1V	0.337	18	663.2	10	3	36	19	7	77	G	V	
HD 41695	A0V	0.046	250	280.2	595	628	2046					C	
HD 41742	F4V	0.493	26.3	450.9	673	5	2030	44	17	148	G	V	B
HD 43940	A2V	0.139	247.5	282.2	597	513	1939					C	
HD 46089	A3V	0.185	110	0.1	1060	64	2618	3148	687	8811	A	V	
HD 49095	F7V	0.491	7	337.9	3	1	13	4	2	21	G	V	
HD 49933	F2V	0.396	12	29	29	2	85	83	4	237	G	V	
HD 50445	A3V	0.183	90.7	670.1	66	36	248	301	295	1672	A	C	
HD 54834	A9V	0.312	26.9	0.9	1183	11	2839	127	657	312	G	V	B
HD 56537	A3V	0.106	140	666.2	180	75	639	3198	1090	15172	A	V	
HD 59984	F5V	0.54	15	29.9	3	1	10	30	24	107	B	V	
HD 60532	F6V	0.521	10	667	26	1	109	4	2	22	G	V	
HD 60584	F6V	0.468	38.9	663.1	23	9	83	62	44	215	G	V	
HD 63847	A9V	0.31	94	339	794	65	3145	997	565	3835	A	V	
HD 66664	A1V	0.018	175	32.8	542	450	1695	0	0	0		C	
HD 68146	F7V	0.488	8	666.1	4	1	16	5	3	27	G	V	
HD 68456	F5V	0.437	12	212.3	1236	2	3613	70	4	177	G	V	B
HD 71155	A0V	-0.012	115	337.9	480	227	2288					V	
HD 73262	A1V	0.003	265	30.9	1101	777	3843					C	
HD 74591	A6V	0.2	115	338	171	80	639	726	901	3137	B	V	
HD 74873	A1V	0.12	10	28.9	1534	114	5167	0	0	0		V	
HD 75171	A9V	0.217	93.3	388	294	57	934	713	443	2021	A	V	
HD 76653	F6V	0.481	11	282.1	13	1	45	14	3	55	G	V	

Table 1. continued.

HD	ST	$B - V$	$v \sin i$ (km s^{-1})	Time bs l (days)	RV rms (m s^{-1})	RV unc (m s^{-1})	RV ampl (m s^{-1})	Span rms (m s^{-1})	Span unc (m s^{-1})	Span ampl (m s^{-1})	Bis. Flag	Variabl.	Bin.
HD 77370	F3V	0.417	95	667.1	37	15	134	136	71	504	G	V	
HD 82165	A6V	0.216	232.8	32	541	276	2046					C	
HD 83446	A5V	0.173	155	670.1	274	83	1152					V	
HD 88955	A2V	0.051	105	99.8	115	69	450					C	
HD 89328	A8V	0.329	302.8	568.3	340	93	956					V	
HD 90132	A8V	0.251	270	28.9	433	221	1647					C	
HD 91324	F6V	0.5	8	665.1	3	1	13	6	3	25	G	V	
HD 91889	F7V	0.528	6	665	4	1	17	2	1	9	G	V	
HD 93372	F6V	0.51	11.3	638.1	4	2	14	8	5	28	G	C	
HD 94388	F6V	0.48	8	31.9	15	1	51	27	3	79	G	V	
HD 96819	A1V	0.069	230	5	463	442	1520					C	
HD 97244	A5V	0.209	75	106.8	84	45	298	301	360	1246	A	C	
HD 97603	A4V	0.128	165	32.9	315	170	987	0	0	0		C	
HD 99211	A9V	0.216	130	29.9	135	59	474	433	592	1796	A	V	
HD 99453	F7V	0.495	5	32	253	1	784					V	X
HD 100563	F5V	0.48	14	564.3	3	2	10	12	4	35	G	C	
HD 101198	F7V	0.52	5	662.1	40	1	102	2	1	5	G	V	
HD 102124	A4V	0.174	130	29.9	297	114	1195	2230	1928	7132	B	V	
HD 102647	A3V	0.09	115	106.8	111	44	426	419	454	2305	A	V	
HD 104731	F6V	0.417	20	29.9	23	2	75	129	6	445	G	V	
HD 105850	A1V	0.055	122	569.3	181	107	606					C	
HD 106661	A3V	0.068	175	32	358	373	1272					C	
HD 109085	F2V	0.388	81	638	22	15	77	86	82	329	G	C	
HD 109787	A2V	0.049	330	32.9	829	509	3038					C	
HD 110411	A0V	0.076	140	32.9	851	415	2748					V	
HD 111998	F5V	0.493	28.5	638.1	40	5	144	35	18	128	G	V	
HD 112934	A9V	0.298	70	73.8	857	43	2877	580	289	1950	G	V	B
HD 114642	F6V	0.46	13	105.7	49	2	194	118	4	448	G	V	
HD 115892	A2V	0.068	90	101.8	59	29	232					V	
HD 116160	A2V	0.045	205	97.7	4080	437	10844					V	V
HD 116568	F3V	0.415	40	74.9	1243	8	2751	154	36	592	G	V	B
HD 118098	A3V	0.114	205	105.9	395	263	1533					C	
HD 124850	F7V	0.511	15	5	39	2	129	88	6	278	G	V	
HD 125276	F7V	0.518	5	182.8	1	1	4	2	1	8	G	C	
HD 126248	A5V	0.124	185	280.2	602	204	2482					V	
HD 128020	F7V	0.506	5	73.8	2	1	6	3	2	10	G	C	
HD 128167	F3V	0.364	8	6	21	3	70	56	5	169	G	V	
HD 128898	F1V	0.256	15	0.1	64	2	189	41	6	121	G	V	
HD 129422	A7V	0.308	200	113.9	562	196	1742					V	
HD 129926	F0V	0.315	110	73.9	347	26	1074	642	214	2358	G	V	
HD 130109	A0V	-0.005	265	31	1319	945	4253					C	
HD 132052	F0V	0.318	105	182.6	139	31	496	495	253	1490	G	V	
HD 133469	F6V	0.489	24.3	182.6	17	5	60	32	17	104	G	V	
HD 135379	A3V	0.088	60	841.8	31	22	105	109	153	435	G	C	
HD 135559	A4V	0.181	125	389	505	87	2063	1626	1166	6894	B	V	
HD 138763	F7V	0.577	7	623.2	56	2	200	54	4	217	G	V	
HD 139211	F6V	0.505	7	182.7	3	1	12	3	2	12	G	V	
HD 141513	A0V	-0.036	85	389	147	55	599					V	
HD 141851	A3V	0.135	185	114.9	604	482	1899					C	
HD 142139	A3V	0.087	110	5	45	45	142	234	327	681	A	C	
HD 142629	A3V	0.129	85	386.9	2207	25	6526				G	V	X
HD 145689	A4V	0.159	100	112.9	198	62	604	807	618	2460	B	V	
HD 146514	A9V	0.326	145	389	820	134	2368	2559	1861	7544	B	V	
HD 146624	A0V	0.008	30	724.9	10	15	33	51	57	167	G	C	
HD 147449	F0V	0.338	83	389	65	19	265	216	127	996	G	V	
HD 153363	F3V	0.407	27	279.2	204	10	590	236	41	637	G	V	
HD 156751	A5V	0.248	93.8	5.9	474	80	1359	1281	607	3866	B	V	
HD 158094	B8V	-0.104	255	386	1876	539	5639					V	V
HD 158352	A8V	0.237	165	388	1399	90	3968					V	V

Table 1. continued.

HD	ST	$B - V$	$v \sin i$ (km s^{-1})	Time bs l (days)	RV rms (m s^{-1})	RV unc (m s^{-1})	RV ampl (m s^{-1})	Span rms (m s^{-1})	Span unc (m s^{-1})	Span ampl (m s^{-1})	Bis. Flag	Variabl.	Bin.
HD 159170	A5V	0.187	225	114.8	636	344	2541						C
HD 159492	A7V	0.195	60	446.9	106	20	371	429	108	1333	G		V
HD 160613	A2V	0.086	95	389	98	61	323						C
HD 161868	A0V	0.043	185	388.1	772	763	2860						C
HD 164259	F3V	0.39	80	833.9	66	18	190	198	113	651	G		V
HD 167468	A0V	0.043	295	278.2	968	482	3371						V
HD 171834	F3V	0.386	60	388.1	22	19	69	170	125	612	G		C
HD 172555	A7V	0.199	175	841.8	256	62	1165						V
HD 175638	A5V	0.161	145	389.1	191	77	942	180186	1019	1247939	B		V
HD 175639	A5V	0.204	200	110.8	735	257	2033						V
HD 176638	A0V	-0.021	260.8	278.3	1998	1287	5542						C
HD 177178	A4V	0.182	155	280.3	546	187	1932						V
HD 177724	A0V	0.014	295	833.9	2752	1399	9102						C
HD 177756	B9V	-0.096	160	833.8	5101	555	17662						V
HD 181296	A0V	0.02	420	1283.8	1559	905	6283						C
HD 184985	F7V	0.501	5	389.1	3	1	13	2	1	7	G		V
HD 186543	A9V	0.196	121.5	837	150	53	614	2137	583	15115	B		V
HD 187532	F0V	0.402	95	829.9	33	21	133	240	143	974	G		C
HD 188228	A0V	-0.032	115	841.9	117	90	450						C
HD 189245	F7V	0.498	100	259.1	86	17	267	137	109	503	G		V
HD 191862	F5V	0.476	8	364.2	3	2	12	9	4	31	G		C
HD 196385	A9V	0.328	13	568.7	12	5	44	19	12	84	G		V
HD 197692	F5V	0.426	40	829.9	30	7	118	85	33	307	G		V
HD 198390	F5V	0.42	6.5	389.1	3	2	9	6	3	18	G		C
HD 199254	A4V	0.131	145	368	178	93	637	2678	1270	10547	B		C
HD 199260	F7V	0.507	13	829.9	13	2	50	22	6	74	G		V
HD 200761	A1V	-0.01	80	841.8	2095	107	5619						V
HD 202730	A5V	0.191	210	366.9	107	86	387						C
HD 203608	F6V	0.494	8	909.8	2	1	6	2	1	9	G		V
HD 205289	F5V	0.423	45	829.9	29	14	94	62	81	208	G		C
HD 209819	B8V	-0.075	135	387.9	8182	220	21581						X
HD 210302	F6V	0.489	12	1287.7	9	2	38	10	4	40	G		V
HD 210418	A2V	0.086	130	836.8	298	144	971						V
HD 210739	A3V	0.169	160	837.9	375	307	1365						C
HD 211976	F6V	0.451	5	368	4	2	11	4	3	16	G		V
HD 212728	A3V	0.208	254.9	1165.9	749	501	2351						C
HD 213398	A1V	0.011	45	1161.9	38	24	124	60	50	208	G		C
HD 213845	F7V	0.446	25	841.8	26	6	99	40	25	156	G		V
HD 215789	A3V	0.083	270	719	241	306	807						C
HD 216627	A3V	0.066	70	389.2	4058	35	9514	154	274	519	G		V
HD 216956	A3V	0.145	85	325.2	52	17	282	277	150	1256	G		V
HD 219482	F7V	0.521	7	837.9	14	2	38	10	3	36	G		V
HD 220729	F4V	0.409	20	386	8018	4	19021	6428	10	14987	G		V
HD 222095	A2V	0.082	165	387	200	109	741						C
HD 222368	F7V	0.507	7	837.8	3	1	12	2	2	12	G		V
HD 222603	A7V	0.2	60	385.1	296	20	765	573	98	1442	G		V
HD 222661	B9V	-0.032	135	388.1	348	239	1031						C
HD 223011	A7V	0.21	35.3	840.9	364	13	1177	282	63	1056	G		V
HD 223352	A0V	0.001	280	708.1	1643	1453	4917						C
HD 223781	A4V	0.186	165	368	365	335	1148						C
HD 224392	A1V	0.06	250	385.9	325	383	944						C

“RV rms” (resp. “span rms”) stands for the rms of the measured radial velocities (resp. bisector velocity-spans); “RV amp” (resp. “Span amp.”) stands for amplitude of the measured radial velocities (resp. bisector velocity-spans); “RV unc.” (resp. “Span unc.”) stands for the average uncertainties associated to the RV (resp. bisector velocity-spans) data. Bisector flags: G: good quality; B: bad quality; A: acceptable quality. Binary types: X refers to stars identified as binaries based on a high χ^2 (≥ 10); B refers to binaries identified via a flat or a composite bisector, and V refers to stars regarded as binary candidates, based on the sole amplitude of their RV variations (see text).

RV amplitude $2 \times K_{200d}$ expected in the case of a 200-day period and compared these quantities to the observed RV amplitudes, once corrected from the RV variations observed within a night (in practice, over a few hours), as the variations occurring within a few hours are assumed to stem from stellar origin, see below.

Quantitatively we define the amplitude of the nightly RV variations as “in-night” RV amplitude for a given object. We then computed the following quantities: $R_{2d} = (\text{observed RV amplitude} - \text{“in-night” RV amplitude})/2 \times K_{2d}$ and $R_{200d} = (\text{observed RV amplitude} - \text{“in-night” RV amplitude})/2 \times K_{200d}$, to be used

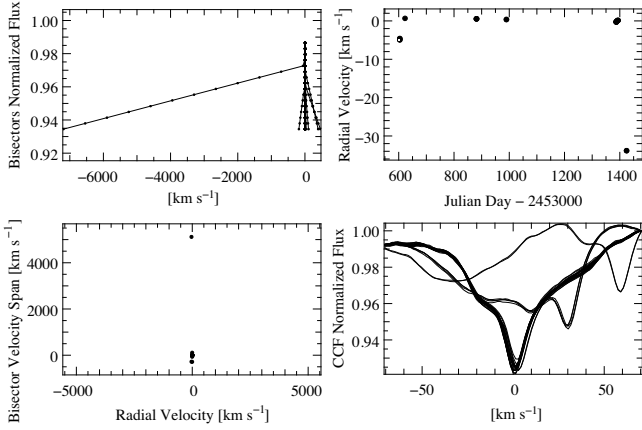


Fig. 2. Example of an SB2 binary, HD 2885 (A2V; $v \sin i = 40 \text{ km s}^{-1}$). RV curve (*upper right*), CCFs (*lower right*), bisectors (*upper left*), and bisector velocity span (*lower left*). The CCF is clearly variable and indicative of an SB2 binary.

as thresholds identifying the binaries. We chose 2 and 200-day periods as they are quite relevant given our temporal sampling and our average time baseline.

For those variable stars for which we could compute a CCF and test the relation between bisectors velocity-span and RV variations, we selected those that show a simple, flat bisector velocity span, i.e., values of bisectors velocity-span arranged horizontally in a (RV; bisector velocity-span) diagram (this corresponds to stars for which the ratio of the amplitude of the bisector velocity span to the RV amplitude is less than 0.2) and for which $R_{2d} \geq 2$ or $R_{200d} \geq 2$. We regard them as unambiguous binaries. Figure 3 provides an example of a variable star (HD 68456; F5V; $v \sin i = 12 \text{ km s}^{-1}$) for which the bisector velocity span clearly indicates the presence of a companion, and the observed RV amplitude once corrected from in-night variations can be due to a $\approx 0.1 M_{\odot}$ stellar companion (see below). This star was also recently classified as a binary on the basis of astrometric data (see below; Goldin & Makarov 2007).

Some variable stars show a bisector velocity span that is either partly flat and partly vertical or partly flat and partly inclined, indicating that they are most probably binaries and at the same time pulsating or active (see below). We classify those objects with R_{2d} or $R_{200d} \geq 2$ as strong binaries candidates. An example, HD 19545 (A3V; $v \sin i = 80 \text{ km s}^{-1}$), is provided in Fig. 4. Figure 5 compares the case of a pulsating star for which we artificially simulated an additional companion star. The generated RV and span curves of the pulsating star and pulsating star plus stellar companion are comparable to those found in the case of HD 19545. We do not have quantitative criteria to identify those “composite bisectors velocity spans”, which explains why we classify the candidates as strong candidates rather than unambiguous binaries.

Finally, for the rest of the stars, we flagged those stars with R_{2d} or $R_{200d} \geq 4$ as binary candidates. For these stars we conservatively adopted a more stringent threshold for R_{2d} or R_{200d} as we lack any additional indication of companions, and we know that these stars may be intrinsically variable. We thus took into account that the actual amplitude RV variations due to the pulsations may be stronger than the one measured on our set of data. This ensures that most of the observed RV amplitudes are due to a perturbation by a BD or a star. Figure 6 gives an example of such a star where no CCF could be computed, and the binarity classification relies solely upon the RV curve.

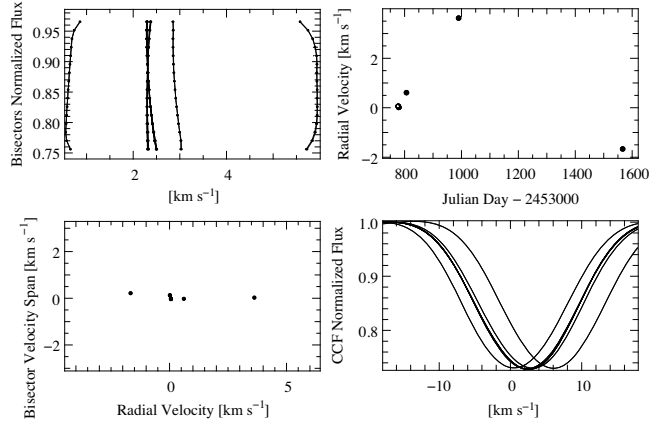


Fig. 3. Example of a binary identified by a flat bisector velocity-span diagram and large amplitude RV variations, HD 68456 (F5V; $v \sin i = 12 \text{ km s}^{-1}$). RV curve (*upper right*), CCFs (*lower right*), bisectors (*upper left*), and bisector velocity span (*lower left*). The mass of the companion falls in the stellar domain (see text).

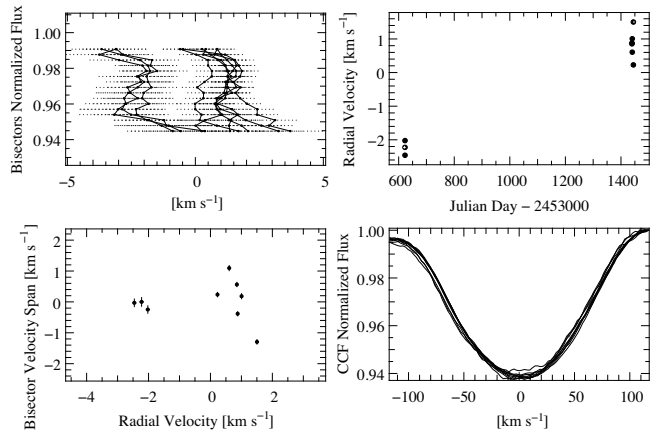


Fig. 4. Example of a star whose RV variations are most probably due to both pulsations and binarity, HD 19545 (A3V; $v \sin i = 80 \text{ km s}^{-1}$). RV curve (*upper right*), CCFs (*lower right*), bisectors (*upper left*), and bisector velocity span (*lower left*). The CCFs are clearly variable; the bisector velocity-span diagram is composite: part of the data are spread horizontally over a wide velocity range, and part are spread vertically, over a wide range of span. The points that give the vertical bisector velocity span are those associated to the nightly high-frequency RV variations; their bisectors are strongly variable in shape. The points with the low RV are associated to bisector velocity spans that are clearly shifted from the ones corresponding to higher velocities, which produces a shifted bisectors velocity-span.

2.4.2. Planets

Those stars that at the same time show signs of RV variability with low amplitudes and a flat bisector velocity span diagram are very good candidates for hosting planets. In some cases, stars showing composite bisector velocity span diagrams with R_{2d} or R_{200d} larger than 2 can still be “proper” candidates for hosting planets. In such cases, the total RV amplitude is not dominated by the planetary signatures but by stellar variability (e.g., spots).

2.4.3. Intrinsically variable stars

In the case of spots, and provided the star $v \sin i$ is higher than the instrumental resolution, the bisector shape is very peculiar and the bisector velocity-span variations are correlated to the

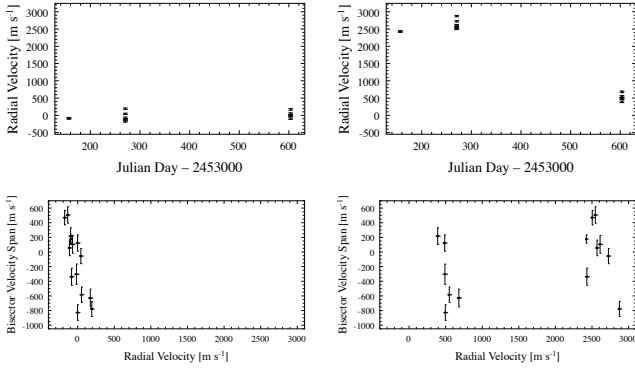


Fig. 5. Simulation of a composite bisector velocity-span diagram produced when adding a $100-M_{\text{Jup}}$ companion on a circular orbit, with a 120-day period around a $1.8-M_{\odot}$ pulsating star, HD 159492 (A7V; $v \sin i = 60 \text{ km s}^{-1}$). The initial RV and bisector velocity-span data are shown on *the left*, where we see in particular high frequency (nightly) RV variations and bisector velocity-spans spread vertically. The simulated data are shown on *the right*. The bisector velocity-span diagram on the right is clearly composite: both flat over a wide range of RV + vertical over a wide range of bisector velocity-span values, similarly to HD 19545.

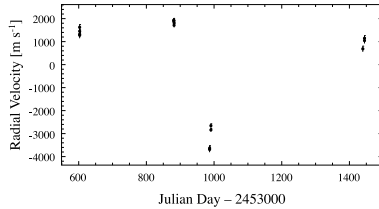


Fig. 6. Example of a star whose RV variations are most probably due to binarity, HD 200761 (A1V; $v \sin i = 80 \text{ km s}^{-1}$). RV curve.

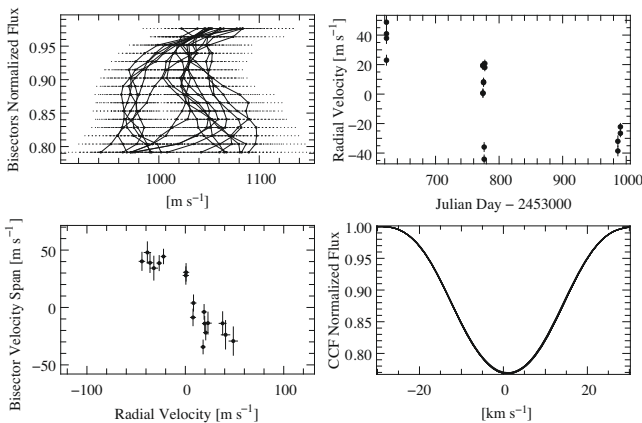


Fig. 7. Example of a star with variable RV due to the presence of spots, HD 25457 (F5V; $v \sin i = 25 \text{ km s}^{-1}$). RV curve (*upper right*), CCFs (*lower right*), bisectors (*upper left*), and bisector velocity span (*lower left*).

RV ones (see Desort et al. 2007). In a (RV; bisector velocity span) diagram, the bisector velocity-span values are arranged either as an inclined “8” shape, or along an inclined line (so called “anti-correlation”). For these objects, the ratio of the bisector span amplitude to the RV amplitude is found to be in the range 1–3. Figure 7 provides an example of a star showing clear signatures of spots on the basis of the bisector velocity-span diagram (HD 25457; F5V; $v \sin i = 25 \text{ km s}^{-1}$). As another example, the very neat case of HD 138763 can also be found in Desort et al. (2007).

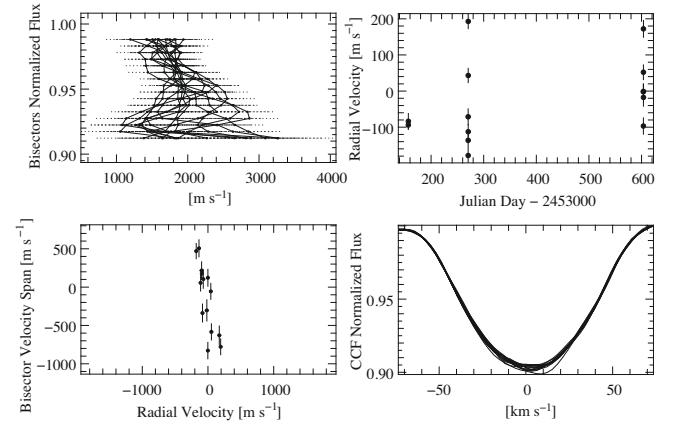


Fig. 8. Example of a star with variable RV due to pulsations, HD 159492 (A7V; $v \sin i = 60 \text{ km s}^{-1}$). RV curve (*upper right*), CCFs (*lower right*), bisectors (*upper left*), and bisectors velocity-span (*lower left*).

In the case of pulsations, the bisector velocity-span values are spread over a much wider range than the RV and their variations are not correlated to the RV ones. In a (RV; bisector velocity span) diagram, the bisector velocity-span values are spread vertically, and the ratio of the bisector span amplitude to the RV amplitude is large, typically ≥ 3 . Figure 8 provides an example of a pulsating star (HD 159492; A7V; $v \sin i = 60 \text{ km s}^{-1}$).

3. Results

Given the variability criteria described above, 108 stars out of 170 are found to be variable in RV, and 62 are found to be constant in RV within our precision limits. Table 1 provides relevant measurements on these targets: RV amplitudes and uncertainties, bisector velocity-span rms and uncertainties.

3.1. Variability classification

3.1.1. Stellar binaries

Twenty stars are identified as binaries or candidate binaries with the criteria given in the previous section. More precisely:

- 4 binaries are found on the basis of the χ^2 criterium, namely HD 99453, HD 209819, HD 2885 (Fig. 2), HD 142629.
- 6 stars show mostly flat bisector velocity span in a (RV; bisector velocity span) diagram: HD 11262, HD 68456, HD 41742, HD 116568, HD 216627, HD 54834. Their RV amplitude varies between 1600 and 9200 m s^{-1} .
- 4 stars have composite, flat+vertical bisector velocity span in a (RV; bisector velocity span) diagram, together with a total RV amplitude dominated by the binarity effect. These pulsating binaries are: HD 220729, HD 12311, HD 19545 (Fig. 4), and HD 112934.
- Finally, 6 stars are classified as probable binaries solely on the basis of their RV variations: HD 158352, HD 177756, HD 158094, HD 2834, HD 200761 (Fig. 6), HD 116160.

These stars are flagged in Table 1, and an indication of the criteria used to identify them as binaries or possible binaries is also given. No attempt was made to further characterize the stellar companion once the binary status was established, and no more data were recorded on the objects. Their RV variations are given in Fig. 9.

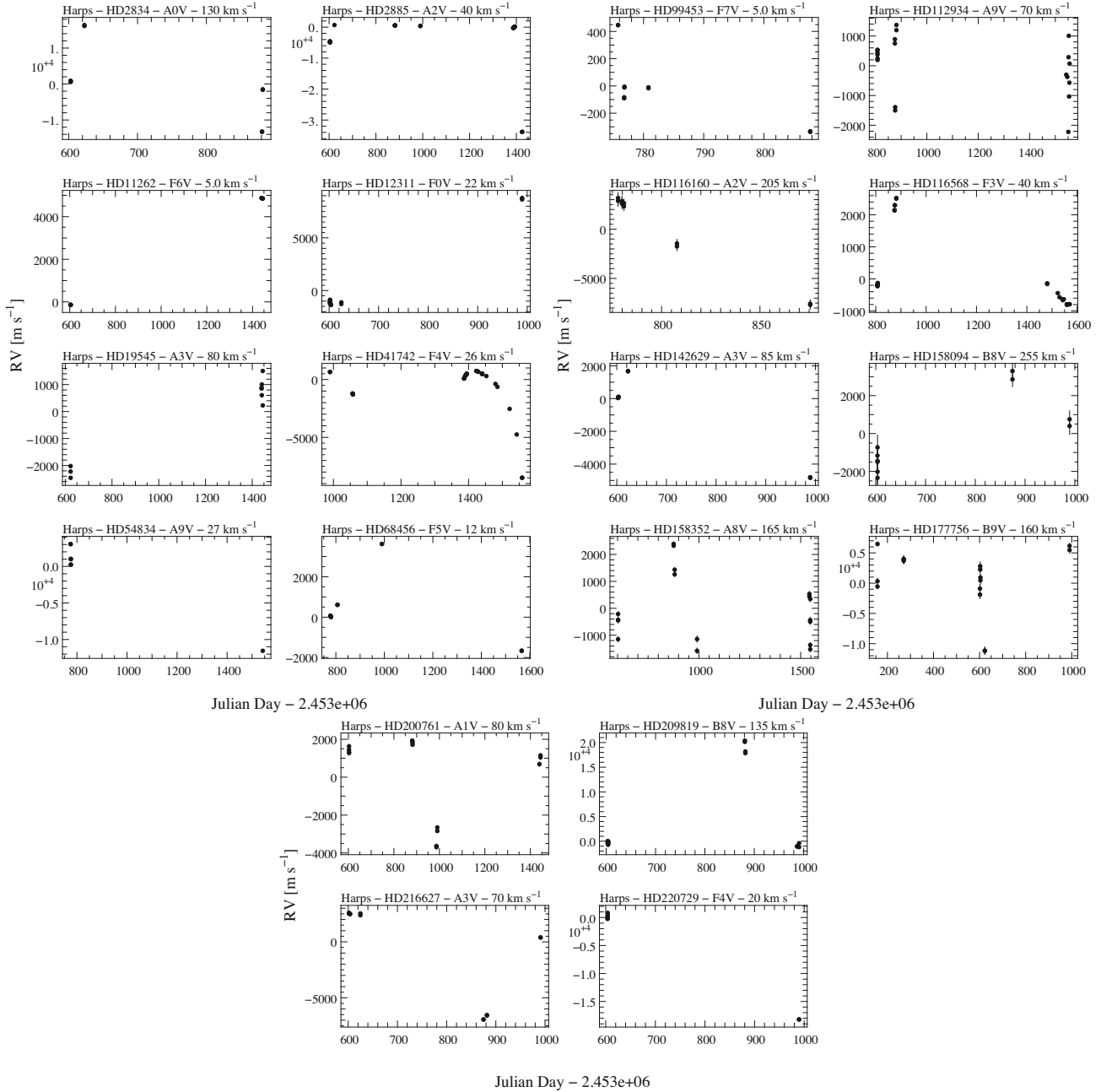


Fig. 9. Radial velocity curves of the identified or strong candidates or probable binaries (see text).

Notes follow on some individual binaries (and potential binaries):

- HD 11262 is associated to a ROSAT source by Suchkov et al. (2003).
- HD 54834: Koen & Eyer (2002) reported this star as a photometric Hipparcos variable at a level of 0.0046 mag and with a frequency of 0.802 day^{-1} . Our data do not either confirm or deny this frequency (not enough points, sampling not adapted).
- HD 68456 (Fig. 3) was not reported as binary in the Hipparcos catalog from the photometric and astrometric points of view; it is classified by Adelman (2001) as one of the least variable Hipparcos stars. Goldin & Makarov (2007), however, provide an orbital solution to fit the Hipparcos astrometric data. The period found is 483 ± 20 days, $a_0 = 9.6^{+2.6}_{-1.2}$ mas, eccentricity = $0.12^{+0.25}_{-0.15}$, inclination = $131 \pm 16^\circ$,

- $\omega = 103^{+72}_{-68}$ and $\Omega = 171^{+164}_{-83}$. When fixing the period and eccentricity proposed by these authors, we tried to find a fit to our RV data. They happen to provide good fits assuming a mass of $\approx 100 M_{\text{Jup}}$ for the companion.
- HD 99453: Baade & Kjeldsen (1997) questioned the previously suggested SB2 status of this object on the basis of their data; we do confirm the SB2 status for this star.
- HD 112934 (A9V; $v \sin i = 70 \text{ km s}^{-1}$): using Hipparcos photometry, Handler (1999) reports this star as a new possible γ Doradus candidate but with a “weak complicated signal”, associated to a 0.8-day period, and deCat et al. (2006) did not find clear line-profile variations in their CORALIE data. From our data, the star is both pulsating and a member of a binary system, which makes the line-profile variations indeed more complicated than for pulsating stars. Our limited number of data does not permit the high-frequency period to be characterized.

- HD 116160 was reported as an astrometric binary with accelerating proper motion by Makarov & Kaplan (2005).
- HD 116568 was classified as one of the least variable stars with Hipparcos by Adelman (2001). Baade & Kjeldsen (1997) report no variations in their $\pm 0.5 \text{ km s}^{-1}$ spectroscopic survey. The present data show that this star is a binary with an amplitude of at least 2750 m s^{-1} . It is also reported as an unresolved Hipparcos problem star by Masson et al. (1999) and associated to a ROSAT source by Suchkov et al. (2003).
- HD 142629 is an astrometric Hipparcos binary. It was also recently reported for the first time as a spectroscopic binary by Antonello et al. (2006).
- HD 158352 was classified as a possible Herbig AeBe star by The et al. (1994). Corporon & Lagrange (1999) did not find variations to a $5\text{--}10 \text{ km s}^{-1}$ level in a survey of RV variations among Herbig AeBe stars. This star was reported as being surrounded by a dusty disk by Oudmaijer et al. (1992), and Moor et al. (2006) give an age of $750 \pm 150 \text{ Myr}$ for the system.
- HD 177756 was classified as a possible λ Bootis star, as well as a possible SB (Farragiana et al. 2004; Gerbaldi et al. 2003). It is reported as one of the Hipparcos least variable stars (Adelman 2001).
- HD 200761 was reported as one of the Hipparcos least variable stars (Adelman 2001).
- HD 209819 was also reported as one of the Hipparcos least variable stars (Adelman 2001).
- HD 220729 is associated to a ROSAT source by Suchkov et al. (2003).

3.1.2. Stars with planets

One star, HD60532 (F6IV–V; $B - V = 0.52$) clearly reveals low-amplitude RV variations and a flat bisector velocity span diagram at the same time, indicative of two Jupiter mass companions with a high confidence level. This star and the results of the fits of the RV curve is presented in Desort et al. (2008). Interestingly, in the frame of the present paper, the periods of the detected planets are long (≥ 100 days); hence, we get at least 1% of F stars with long-period planets in our sample. This is much less than the predicted rate of $\approx 10\%$ for $1.5 M_{\odot}$ stars by Kennedy & Kenyon (2008); however, we are yet not sensitive to all ranges of masses and periods as shown in the last section.

3.1.3. Single stars: intrinsic variability

We report in Table 1 the RV rms values obtained for each star, together with the associated uncertainties. For all the stars except those identified as binaries, Fig. 10 provides the measured RV rms as a function of their $B - V$, the ratio RV rms/uncertainties (E/I) as a function of their $B - V$ as well, and the $(B - V; v \sin i)$ diagram for the same objects. In the plots we have distinguished the 88 stars that are found to be variable according to the criteria defined above and those 62 found to be constant according to the same criteria.

The E/I ratio varies between 1.5 and a few tens. It is relatively less for stars with small $B - V$ than for those with larger $B - V$. More quantitatively, the median value for this ratio computed on variable stars is 2.7 (resp. 4.4 and 5.2) for stars with $B - V \leq 0.2$ (resp. $0.2 \leq B - V \leq 0.4$ and $B - V \geq 0.4$). Hence we detect more variable stars among stars with large $B - V$ than stars with smaller $B - V$. We see, moreover, that the uncertainties generally

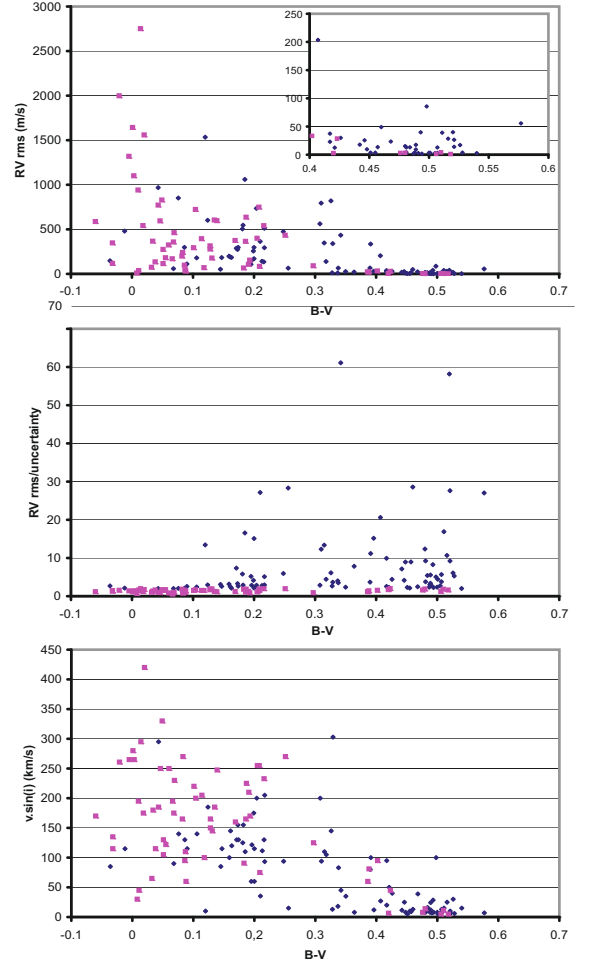


Fig. 10. *Top:* RV rms measured for all stars but binaries with more than 6 spectra available as a function of $B - V$. *Middle:* Ratio RV rms/uncertainty for the same stars. *Bottom:* $(B - V; v \sin i)$ diagram for the same stars. Losanges indicate RV variable stars and squares indicate RV constant stars.

increase with decreasing $B - V$. These results are not surprising and illustrate that it is more difficult to identify variable stars when they have large uncertainties. In the frame of this study, it is important to keep in mind that our ability to detect variability generally decreases with decreasing $B - V$.

The uncertainties increase with increasing $v \sin i$. We could actually verify that the uncertainties vary as $v \sin i$ with a $(v \sin i)^\alpha$ law where $\alpha = 1.5 \pm 0.1$, as predicted in Galland et al. (2005a). The percentage of variable stars depends on $B - V$ in the following way:

- Most (85%) of the 58 stars with $B - V$ greater than 0.4 are found to be variable and the RV uncertainty is 2 m s^{-1} (median value). Even more, 90% of the 46 stars with $B - V$ over 0.45, i.e., well beyond the instability strip, are found to be variable and their uncertainty is 1.4 m s^{-1} (median value). We conclude then that at a level of precision of 2 m s^{-1} or less, most of the stars with $B - V$ larger than 0.4 are RV variable.
- Among the stars with $B - V$ between 0.2 and 0.4, we found few variable stars, but this is due to a selection effect after known δ Scuti and γ Doradus stars were removed from our sample (see above).
- Only 36% of the 73 stars with $B - V$ less than 0.2 are found to be variable. The percentage of variable decreases to 20%

Table 2. Median values of RV rms and RV uncertainties for stars with more than 6 spectra (3 epochs) available.

$B - V$	[-0.1; 0]	[0; 0.1]	[0.1; 0.2]	[0.2; 0.3]	[0.3; 0.4]	[0.4; 0.5]	[0.5; 0.6]
Number of stars	7	31	32	16	17	30	17
Median RV rms (m s^{-1})	480	298	283	330	66	13	4
Median RV uncertainty (m s^{-1})	239	300	90	80	19	2	1.4
Median detection limit ($P = 3$ days)	10	5	4.5	5	0.8	0.17	0.05
Median detection limit ($P = 10$ days)	15	8	7	7	1.3	0.25	0.08
Median detection limit ($P = 100$ days)	31	17	15	16	2.8	0.55	0.17
Percentage (3 days)	71	71	94	100	100	100	100
Percentage (10 days)	43	68	78	88	88	100	100
Percentage (100 days)	28	42	44	37	60	100	100

if we consider the 40 stars with $B - V$ under 0.1. For those stars with $B - V$ between 0.1 and 0.2, we get as many variable stars as constant ones. The number of stars found to be constant according to our criteria increases then with decreasing $B - V$. However, we have seen that our ability to detect variable stars decreases with decreasing $B - V$. More quantitatively, the median uncertainty in the case of “constant” stars is $\approx 290 \text{ m s}^{-1}$, whereas the median uncertainty in the case of stars found to be variable is $\approx 80 \text{ m s}^{-1}$. Furthermore, the median uncertainty of constant stars is comparable to the median value of the standard deviation of variable stars (265 m s^{-1}). We may then stipulate that, in fact, most of the stars with $B - V \leq 0.2$ are probably RV variable.

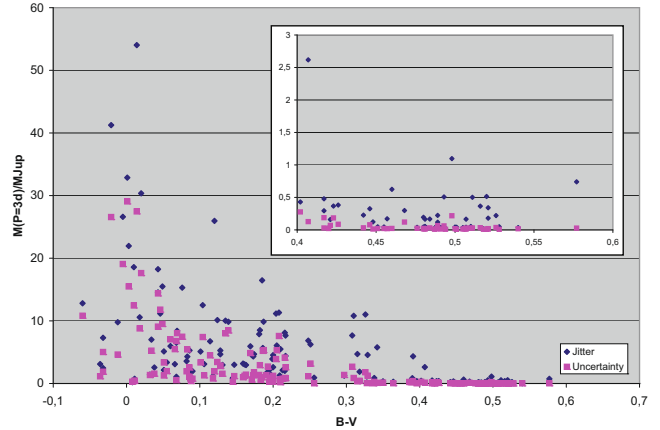
When the CCF and bisector velocity-span criteria apply (in fact, whenever the bisector velocity span can be measured with a good or acceptable quality), we may try to characterize the stellar variability further. We find that, as expected in such cases, most of the variable stars with $B - V$ under 0.3 show signs of pulsations, whereas most of the variable stars with greater $B - V$ show signs of spots.

3.2. Variability of stellar origin and impact on planet detectability

The “uncorrected” jitters, as given directly by the measured RV rms are provided in Table 1 for each star, together with the associated uncertainties. We prefer not to use the jitters corrected from the uncertainties, as sometimes done, as our main aim is to evaluate the impact on planet detectability rather than to make stellar studies. Table 2 gives the computed median “uncorrected” jitters per bins of $B - V$. Rows 7–9 give the median per bin of $B - V$ of the *achievable* detection limits deduced from the measured rms for each star, expressed in Jupiter mass. Three periods are considered: 3, 10 and 100 days (see Sect. 3). We assumed that the planet, supposedly on a circular orbit, is detectable if the amplitude ($2 \times K$) of the RV variations is larger than $3 \times$ RV rms, where RV rms is the “uncorrected” jitter actually measured. We will come back later to a validation of this assumption. Rows 7–9 give the percentage of stars for which the detection limit, given the measured RV rms, fall in the planetary domain.

In Galland et al. (2005a) we showed that the detection limit strongly depends on the star ST and its projected rotational-velocity; more precisely, the detection limit increases with earlier ST and/or larger $v \sin i$. Thanks to the present data, we can in addition address the question of the impact of the stellar jitter.

We give for each star in Table 3 the computed detectable limits assuming 3-day, 10-day, and 100-day periods. Figure 11 shows the detection limits for all stars for a 3-day period. For comparison, we also give the mass of the planet that would be detectable if the star is not active/pulsating (hence has no jitter),

**Fig. 11.** Achievable detection limits for all stars but binaries taking their actual “uncorrected” jitter (losanges) or the measured uncertainties (squares) into account, and assuming a planet on a circular 3-day orbit.

and the limit would then be set by the uncertainty (hypothesis $2K = 3 \times$ uncertainty). The ratio of the two values is E/I . As previously seen, this ratio is larger than 1.5 and may be quite high; the impact of the jitter on the detectable masses is therefore non negligible. Several comments can be made.

- The achievable limits fall into the planetary domain for a large number of stars: more precisely, in 137 out of 150 stars, i.e., 91%, the detection limit for a 3-day period falls within the planetary domain. For the remaining, stars the limit falls well within the BD domain with masses up to $54 M_{\text{Jup}}$. When considering a 10-day (resp. 100-day) period, we find that we can reach the planetary mass domain for 124 stars, hence 83% (resp. 92 stars, hence 61%). For a 10-day period, the limit for all remaining stars but one fall into the BD regime; for the 100-day period, the limit for all remaining stars but 6 fall in the BD domain.
- As expected, the median of the detection limits *generally* improve with increasing $B - V$, from $10 M_{\text{Jup}}$ for $B - V$ between -0.1 and 0 , to $5 M_{\text{Jup}}$ for $B - V$ between 0 and 0.3 , to $0.05 M_{\text{Jup}}$ for $B - V$ between 0.5 and 0.6 (for a 3-day period) (see Table 2). Noticeably, for stars with $B - V \geq 0.3$, individual detection limits may be as low as $0.02 M_{\text{Jup}}$ and for stars with $B - V \leq 0.3$, individual detection limits may be as low as $0.5 M_{\text{Jup}}$. For a ten-day period, these numbers become respectively: 15 , 7 and $0.08 M_{\text{Jup}}$; for a 100-day period, 31 , 16 , and $0.17 M_{\text{Jup}}$. Also, noticeably, the detection limits improve steeply at $B - V = 0.3$.

Table 3. Detection limits, either achievable or achieved with a 68.2% or a 99.7% probability in the present survey (see text); only those detection limits less than 0.05 Jupiter mass are given with 2 digits.

HD	Achievable $P = 3$ days (M_{Jup})	Achieved $P = 3$ days (M_{Jup}) $P = 68.2\%$	Achieved $P = 3$ days (M_{Jup}) $P = 99.7\%$	Achievable $P = 10$ days (M_{Jup})	Achieved $P = 10$ days (M_{Jup}) $P = 68.2\%$	Achieved $P = 10$ days (M_{Jup}) $P = 99.7\%$	Achievable $P = 100$ days (M_{Jup})	Achieved $P = 100$ days (M_{Jup}) $P = 68.2\%$	Achieved $P = 100$ days (M_{Jup}) $P = 99.7\%$
693	0.02			0.04			0.1		
2696	4.7			7.0			15.0		
2834									
2884	13.8	16.8	36.0	20.4	22.4	27.1	44.4	100.0	100.0
2885									
3003	2.7	3.2	6.3	4.1	5.8	12.5	8.8	25.6	100.0
4247	0.4	0.5	1.0	0.6	0.9	1.8	1.2	2.0	6.3
4293	1.4	1.5	1.7	2.0	3.9	49.3	4.4	6.5	33.8
7439	0.1			0.2			0.4		
9672	3.1			4.6			9.9		
11262									
12311									
13555	0.2	0.2	0.4	0.3	0.5	8.2	0.6	3.4	100.0
14943	2.3	2.2	2.4	3.4	3.5	4.7	7.3	8.4	10.8
15008	7.5	9.2	15.2	11.2	14.8	36.2	24.3	32.2	91.4
17848	5.5	6.2	7.3	8.1	10.5	21.8	17.5	25.7	100.0
18978	3.1	6.4	10.6	4.7	9.1	62.9	10.1	21.3	44.4
19107	2.4			3.5			7.6		
19545									
21882	6.1			9.1			19.5		
25457	0.4	0.4	0.4	0.5	0.6	0.6	1.2	2.1	31.8
25490	1.4			2.1			4.6		
29488	3.2	3.1	3.2	4.7	4.9	5.1	10.3	10.3	11.6
29875	5.8			8.6			18.6		
29992	4.7	9.2	100.0	7.0	12.5	100.0	15.2	21.8	48.4
30652	0.2	0.2	0.2	0.3	0.3	0.4	0.6	0.9	2.1
30739	20.0	23.2	44.9	29.6	44.9	94.2	64.4	81.9	100.0
31746	0.2	0.3	0.3	0.4	0.4	0.5	0.8	1.1	2.4
32743	0.2	0.2	0.2	0.3	0.4	1.2	0.6	1.1	100.0
32977	1.3	1.3	2.1	1.9	2.0	2.8	4.1	5.4	14.1
33256	0.05	0.1	0.1	0.1	0.1	0.2	0.2	0.4	100.0
33262	0.2	0.2	0.3	0.3	0.5	1.2	0.7	1.0	1.8
37306	5.5	5.3	6.4	8.1	8.4	9.0	17.7	21.9	46.8
38393	0.1	0.1	0.1	0.1	0.1	0.1	0.2	0.2	0.2
38678	13.4	13.2	16.8	19.8	21.9	29.3	43.0	57.5	97.6
39014	8.2	8.3	10.1	12.1	14.7	22.1	26.4	27.1	27.9
39060	4.5	4.4	4.7	6.6	7.7	9.2	14.4	17.3	29.3
40136	0.1	0.2	0.2	0.2	0.3	0.6	0.5	0.5	0.6
41695	11.2			16.7			35.9		
41742									
43940	10.5	16.9	100.0	15.6	16.5	26.6	33.8	67.2	100.0
46089	16.5			24.6			53.0		
49095	0.04	0.04	0.04	0.1	0.1	0.1	0.1	0.2	0.3
49933	0.4			0.6			1.2		
50445	1.1	1.1	1.5	1.6	1.8	2.1	3.5	3.7	4.1
54834									
56537	3.3	3.9	5.3	4.9	5.9	7.8	10.6	14.8	29.5
59984	0.05	0.1	0.3	0.1	0.1	3.5	0.1	0.3	100.0
60532	0.4	0.4	0.4	0.6	0.6	0.7	1.3	1.4	1.9
60584	0.3	0.3	0.4	0.5	0.6	0.8	1.0	1.9	4.0
63847	11.8	11.9	12.8	17.4	23.0	51.7	37.8	49.2	88.1
66664	11.4	11.6	16.1	16.9	19.8	25.6	36.6	75.4	100.0
68146	0.1	0.1	0.1	0.1	0.1	0.1	0.2	0.2	0.2
68456									
71155	10.5	10.5	11.4	15.6	17.4	21.0	33.9	53.0	100.0
73262	22.0			32.8			70.7		
74591	2.8	2.9	3.1	4.1	4.4	4.8	8.9	14.1	34.0
74873	26.0			38.8			83.5		
75171	4.4			6.6			14.1		
76653	0.2	0.2	0.3	0.3	0.3	0.8	0.6	1.0	1.6
77370	0.5	0.6	0.7	0.8	1.1	2.8	1.7	2.2	5.2

Table 3. continued.

HD	Achievable $P = 3$ days (M_{Jup})	Achieved $P = 3$ days (M_{Jup}) $P = 68.2\%$	Achieved $P = 3$ days (M_{Jup}) $P = 99.7\%$	Achievable $P = 10$ days (M_{Jup})	Achieved $P = 10$ days (M_{Jup}) $P = 68.2\%$	Achieved $P = 10$ days (M_{Jup}) $P = 99.7\%$	Achievable $P = 100$ days (M_{Jup})	Achieved $P = 100$ days (M_{Jup}) $P = 68.2\%$	Achieved $P = 100$ days (M_{Jup}) $P = 99.7\%$
82165	8.7	18.7	100.0	12.9	14.5	17.6	27.9	71.1	100.0
83446	4.6	6.0	16.3	6.8	6.8	7.6	14.8	20.1	48.1
88955	2.3	2.3	2.3	3.4	4.9	10.0	7.4	18.8	100.0
89328	5.0	5.2	6.3	7.4	10.2	39.9	16.0	18.8	32.5
90132	6.7	11.4	100.0	10.0	18.7	100.0	21.6	71.1	100.0
91324	0.04	0.05	0.1	0.1	0.1	0.1	0.1	0.2	0.5
91889	0.1	0.1	0.1	0.1	0.1	0.3	0.2	0.2	0.4
93372	0.1	0.1	0.2	0.1	0.1	0.8	0.2	0.2	0.2
94388	0.2	0.2	0.2	0.3	0.6	1.6	0.7	1.7	100.0
96819	8.4			12.5			27.0		
97244	1.4	1.6	2.2	2.0	2.1	2.7	4.4	12.0	100.0
97603	5.6	8.0	32.8	8.3	11.1	20.0	18.1	41.2	100.0
99211	2.2	3.5	15.5	3.2	6.6	100.0	7.0	19.9	100.0
99453									
100563	0.04			0.1			0.1		
101198	0.5	0.5	0.6	0.8	0.9	1.7	1.7	2.6	20.3
102124	5.0	10.2	100.0	7.4	18.3	100.0	16.1	52.4	100.0
102647	2.1	2.1	2.6	3.1	3.3	4.2	6.7	18.1	100.0
104731	0.3	0.7	9.5	0.5	1.2	100.0	1.0	3.5	100.0
105850	3.6	4.0	6.3	5.3	8.5	100.0	11.6	29.2	100.0
106661	7.0	7.4	19.7	10.4	26.0	100.0	22.5	39.9	100.0
109085	0.3	0.3	0.4	0.4	0.6	6.1	1.0	1.1	2.1
109787	16.6	26.9	100.0	24.7	51.9	100.0	53.5	100.0	100.0
110411	16.4	18.4	21.4	24.3	34.0	54.0	52.8	100.0	100.0
111998	0.5	0.6	0.9	0.8	1.3	8.7	1.7	2.0	3.1
112934									
114642	0.7	0.8	2.0	1.0	1.3	1.7	2.1	35.5	100.0
115892	1.1	1.2	1.8	1.7	2.3	3.8	3.7	67.6	100.0
116160									
116568									
118098	7.2	6.7	7.8	10.7	11.6	18.3	23.1	65.4	100.0
124850	0.5	0.6	0.9	0.8	1.0	1.8	1.6	30.2	100.0
125276	0.02	0.03	0.7	0.02	0.03	0.1	0.1	0.1	100.0
126248	10.8	12.0	14.4	16.0	17.3	22.4	34.7	87.7	100.0
128020	0.02	0.03	0.03	0.05	0.1	0.5	0.1	0.1	100.0
128167	0.3	0.3	0.5	0.4	0.5	0.9	1.0	14.4	100.0
128898	0.9			1.4			3.0		
129422	7.7			11.5			24.7		
129926	5.1	6.3	10.1	7.6	10.8	40.2	16.5	38.9	100.0
130109	26.6			39.8			85.6		
132052	1.9			2.8			6.0		
133469	0.2			0.3			0.7		
135379	0.6	1.1	12.1	0.9	1.5	8.2	1.9	2.5	6.9
135559	8.4	8.4	9.2	12.5	13.0	15.9	27.0	70.8	100.0
138763	0.7	0.7	0.8	1.0	1.3	2.0	2.2	3.9	19.8
139211	0.04	0.04	0.05	0.1	0.1	1.7	0.1	0.2	100.0
141513	3.3	3.4	4.1	4.9	6.0	7.8	10.7	25.4	100.0
141851	10.0			15.0			32.3		
142139	0.8			1.2			2.5		
142629									
145689	3.2			4.8			10.2		
146514	11.0			16.5			35.4		
146624	0.2			0.3			0.7		
147449	1.0	1.0	1.1	1.4	1.5	2.0	3.1	6.1	57.2
153363	2.8	3.7	8.9	4.2	16.1	100.0	9.1	13.2	24.9
156751	6.8			10.2			22.0		
158094									
158352									
159170	9.9			14.7			31.7		
159492	1.7	3.4	100.0	2.6	3.8	18.3	5.6	10.7	100.0

Table 3. continued.

HD	Achievable $P = 3$ days (M_{Jup})	Achieved $P = 3$ days (M_{Jup}) $P = 68.2\%$	Achieved $P = 3$ days (M_{Jup}) $P = 99.7\%$	Achievable $P = 10$ days (M_{Jup})	Achieved $P = 10$ days (M_{Jup}) $P = 68.2\%$	Achieved $P = 10$ days (M_{Jup}) $P = 99.7\%$	Achievable $P = 100$ days (M_{Jup})	Achieved $P = 100$ days (M_{Jup}) $P = 68.2\%$	Achieved $P = 100$ days (M_{Jup}) $P = 99.7\%$
160613	1.7			2.6			5.6		
161868	14.5			21.7			46.8		
164259	0.9	1.2	2.4	1.4	2.0	3.6	3.0	4.2	8.2
167468	19.6	23.4	31.6	29.1	46.4	100.0	63.1	83.4	100.0
171834	0.3	0.4	0.5	0.5	0.5	0.7	1.0	2.2	100.0
172555	4.2	5.1	11.3	6.2	7.6	11.3	13.5	20.7	33.0
175638	3.3	3.8	4.7	4.8	5.9	8.0	10.5	17.8	38.3
175639	11.2			16.7			35.9		
176638	41.2			61.6			132.7		
177178	8.5			12.7			27.4		
177724	54.0			80.7			173.9		
177756									
181296	32.7	40.0	76.3	48.4	49.3	68.7	105.2	100.0	100.0
184985	0.04	0.1	0.1	0.1	0.1	0.1	0.1	0.2	0.6
186543	2.5	2.6	3.3	3.6	4.2	6.9	7.9	12.3	43.9
187532	0.5	0.6	1.1	0.7	0.7	0.8	1.5	3.9	10.4
188228	2.6	3.2	6.7	3.9	5.7	72.4	8.5	10.0	17.6
189245	1.1	2.7	100.0	1.7	2.4	10.0	3.6	8.2	100.0
191862	0.04			0.1			0.1		
196385	0.2	0.2	0.4	0.3	0.3	1.1	0.6	1.0	100.0
197692	0.4	0.4	0.5	0.6	0.7	0.7	1.3	9.4	100.0
198390	0.04			0.1			0.1		
199254	3.2	4.7	7.0	4.7	4.9	4.9	10.2	16.9	100.0
199260	0.2	0.2	0.3	0.2	0.3	0.4	0.5	1.2	13.8
200761									
202730	1.7			2.5			5.3		
203608	0.02	0.02	0.03	0.03	0.04	0.1	0.1	0.2	100.0
205289	0.4	0.5	0.8	0.6	0.6	0.8	1.3	6.1	100.0
209819									
210302	0.1	0.1	0.1	0.2	0.2	0.2	0.4	0.6	1.0
210418	5.7	7.0	13.6	8.4	11.9	38.7	18.2	21.4	28.8
210739	5.9			8.9			19.1		
211976	0.1	0.1	100.0	0.1	0.1	0.2	0.2	0.3	100.0
212728	12.4	13.0	15.5	18.3	28.2	60.8	39.8	63.9	100.0
213398	0.8	1.4	8.5	1.2	1.7	5.9	2.6	3.9	9.4
213845	0.3	0.3	0.4	0.5	0.6	0.8	1.1	1.6	3.5
215789	4.6	3.5	100.0	6.8	4.7	7.1	14.8	3.4	100.0
216627									
216956	0.9	3.6	100.0	1.3	3.2	8.1	2.9	10.0	100.0
219482	0.2	0.2	0.4	0.3	0.4	2.6	0.6	0.9	2.4
220729									
222095	3.8	4.1	5.5	5.7	7.6	11.0	12.3	15.9	39.9
222368	0.04	0.05	0.1	0.1	0.1	0.1	0.1	0.1	0.2
222603	4.5			6.8			14.6		
222661	7.3			10.9			23.5		
223011	6.0	6.7	9.6	8.9	13.2	96.8	19.3	30.4	79.8
223352	32.9			49.1			105.8		
223781	5.7			8.5			18.2		
224392	6.0			8.9			19.2		

– The “uncorrected” jitter varies a lot from one object to the next; therefore, the general conclusion that the detection limits improves with increasing $B - V$ may not apply when considering individual objects. For instance, the two stars HD 50445 (A3V; $B - V = 0.18$) and HD 63847 (A9V; $B - V = 0.3$) have similar projected rotational-velocities ($v \sin i \approx 90 \text{ km s}^{-1}$) and very different levels of activity, with an RV rms of 66 m s^{-1} and 794 m s^{-1} , respectively. When we take this “uncorrected” jitter into account, the detection limit is $1 M_{\text{Jup}}$ ($P = 3$ days) and $1.5 M_{\text{Jup}}$ ($P = 10$ days) around

the A3V star, whereas the detection limit is about 10 times higher for the A9V star.

We conclude then that planets can indeed be found around a wide range of stars with $B - V$ greater than -0.1 , even taking their jitter into account. The achievable detection limit of such early type stars cannot be predicted given only the star properties (ST, $v \sin i$), but requires data to be recorded data to estimate their level of jitter.

We note that, of course, the measured “uncorrected” jitter provides a reliable limit to planet detection only when this jitter

is due to stellar activity in general and not to companions. Were a companion present, its contribution to the RV variability would have to be removed in order to estimate the impact of the stellar activity.

4. Planet detection limits of the present survey

4.1. Estimation of the achieved detection limits

We now try to estimate the detection limits reached by the present survey, taking the actual RV curve into account. For each star, we then compute the detection limit (companion mass) as a function of its period. To do so, we consider a planet with a given mass and with a given period (the orbit is assumed to be circular). For any couple (mass; period) we generate a large number of Keplerian orbits, assuming different times of passage at periastron (T_0). For each orbit, we compute the expected radial velocities at the times of the actual observations. We add a noise (random value between \pm RV uncertainty), where RV uncertainty is the uncertainty measured on the RV data. We then get a virtual set of RVs, which takes the star properties into account (in particular, its ST and rotational velocity, through the uncertainties and SN). We then compute the standard deviation of the virtual RVs points. For a given (mass; period), the distribution of all the standard deviations (corresponding to different T_0) obtained is Gaussian. We then compute the average value of the distribution of the virtual standard deviations. We consider that a planet with a given (mass; period) is detectable if the standard deviation of the real RV values is less than the average value of the virtual standard deviations. We determine the confidence level (or detection probability) associated to such an orbit by comparing the standard deviation of the virtual distribution with the difference between the standard deviation of the real RV measurements and the average value of the virtual standard deviations.

In practice, for a given object, we explored 200 periods in the range 0.5 to 1000 days, and 100 planet masses in the range (M_{\min} ; $100 M_{\text{Jup}}$) where M_{\min} corresponds to the achievable mass given the measured uncertainty. For a given (mass; period), we explored 1000 T_0 . We checked that increasing the number of periods, planet masses, and/or initial T_0 do not significantly affect the results.

For each (mass; period) couple, we thus obtain a detection probability. In a (mass; period) diagram, we can then identify the domain where a planet with a given mass and period should be detectable if present, with a given level of confidence. This defines a domain in which we can exclude the presence of a planet with a given level of confidence. We consider two levels of confidence: 1σ (i.e., a 68.2% probability) and 3σ (i.e., 99.7% probability).

4.2. Sensitivity of the survey and first constraints on early type stars

The sensitivity of our survey is a consequence of the number of data available and on the temporal sampling of the data. We kept only those stars (107 objects) found to be either constant or variable, for which we got more than 12 data points (6 epochs). Also, given the data at hand, we limited the range of periods investigated between 1 day and a few hundred days. We report in Table 3 the achieved limits (68.2% and 99.7% probabilities) obtained for each of the 107 stars considering three periods: 3, 10, and 100 days.

We also give in Fig. 12 examples of the detection limits achieved (68.2% and 99.7% probabilities) as estimated with the

previously described simulations. We also plotted the achievable detection limits taking the jitter into account, as defined in the previous section, as well as the detection limits corresponding to the measured uncertainties. We recall that the last two cases (achievable limits) do not take the actual temporal sampling of the data into account, conversely to the detection limits computed with our virtual realizations.

When enough data are available, the actual detection limits fall close to the achievable limits obtained assuming the $3 \times$ RV rms threshold for the amplitude of RV variations, as can be seen in Fig. 12. This justifies the choice of the threshold adopted in the previous section to estimate the achievable limits.

We sometimes end up with high detection limits that fall outside the investigated range of masses, i.e., $\geq 100 M_{\text{Jup}}$ when we consider a period of 100 days, whereas the detection limits for a 3- or 10-day period are close to the achievable limits. This corresponds to cases where the temporal sampling is not adapted to exploring such a long period (see for instance the case of HD 33256, in Fig. 12). Sometimes, but much less frequently, the detection limit for a 10-day fall outside the investigated range of masses, whereas the detection limits for a 3-day period is close to the achievable limit. In fact, our survey searches mostly for short-period planets (typ. a few days). Ten to 100-day periods are not always sampled often enough to get interesting results (especially on early-type stars) and ≥ 100 -day periods are not properly sampled to get interesting results. We therefore discuss only periods ≤ 100 days. Finally, one has to note that, in some cases, we get a 99.7% probability detection limit out of the investigated range, whereas the 68.2% limit falls well into the investigated range. This happens generally when the number of data is the lowest: 12 or 14.

To study the impact of $B - V$ on the present results, we computed the percentage of stars for which the achieved detection limits (68.2% and 99.7% probabilities) fall in the planetary or BD domains per bin of $B - V$, considering a 3-day, a 10-day, and a 100-day period. We also computed the median of the achieved detection limits (considering 68.2% and 99.7% probabilities) per bin of $B - V$ for such periods. The results are given in Table 4. In order to allow comparison between the limits obtained with these two probabilities and with the achievable ones, we considered only those stars for the computation of the median values for which both the 68.2% and 99.7% probability detection limits fall within the investigated range of masses. Finally, one has to note that, for the earliest type stars, there are few objects per bin is quite small, so one has to be very cautious with the associated statistics. We can see that

- if we consider a 3-day period, the achieved limit at 1σ (resp. 3σ) falls within the planetary domain for 90% (resp. 81%) of the stars. This percentage is comparable to the one found in Sect. 3. It increases from 75% (resp. 25%) for the earliest type stars to 100% (resp. 100%) for stars with $B - V$ greater than 0.3. Also, the median of the achieved limits at 1σ (resp. 3σ) decreases from $7 M_{\text{Jup}}$ (resp. $7 M_{\text{Jup}}$) for the earliest-type stars to $0.08 M_{\text{Jup}}$ (resp. $0.3 M_{\text{Jup}}$) for the latest-type stars. Moreover, the steep step seen in Sect. 3 in the detectable masses at $B - V = 0.3$ is also clear.
- if we consider a 10-day period, the achieved limit at 1σ (resp. 3σ) fall in the planetary domain for 82% (resp. 67%) of the stars. This percentage increases from 50 (resp. 25)% for the earliest type stars to 100% (resp. 100%) for stars with $B - V$ larger than 0.4, however, with an exception in the [0.2; 0.3] range where it decreases back to 50%. Also,

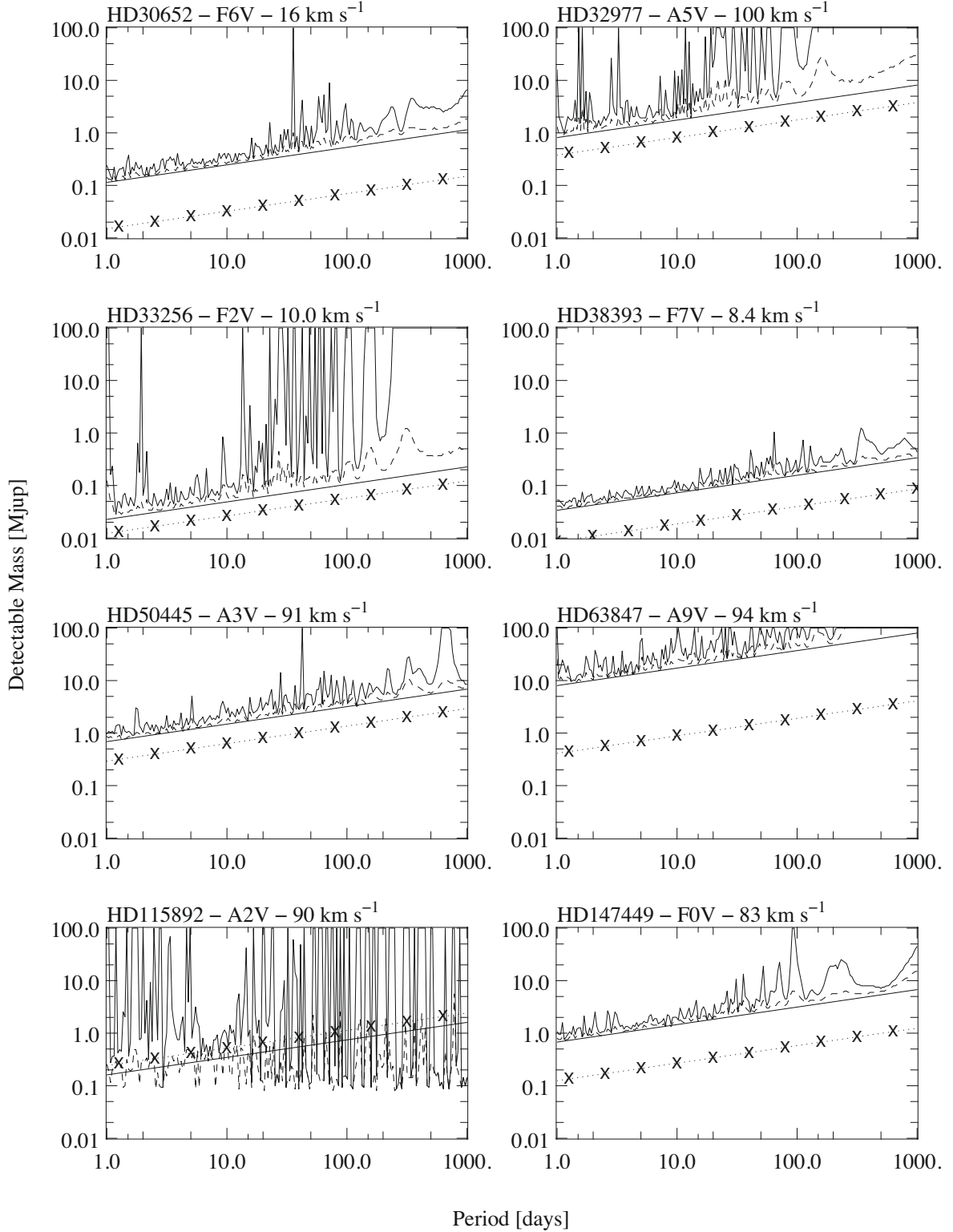


Fig. 12. Detection limits. X-axis: periods (days). Y-axis: detection limit (M/M_{Jup}). Curve: detection limits actually achieved in the present survey; plain curves correspond to 99.7% detection probability, and broken curves to 68.2% probability. The RV data were averaged beforehand over one day. Straight line: achievable detection limits assuming a $3\times$ rms threshold for the planet amplitude. Line with crosses: achievable detection limits assuming a $3\times$ uncertainty threshold for the planet amplitude.

the median of the achieved limits at 1σ (resp. 3σ) decreases from $12 M_{\text{Jup}}$ (resp. $24 M_{\text{Jup}}$) for the earliest-type stars to 0.1 (resp. 0.7) for the latest-type stars, with however an exception in the range $[0.2; 0.3]$ range as regards the 99.7% probability. Again the steep step is observed at $B - V = 0.3$.

– if we finally consider a 100-day period, the achieved limit at 1σ (resp. 3σ) falls within the planetary domain for 54% (resp. 35%) of the stars. We note that this percentage is lower than the one obtained in Sect. 3, so we attribute the discrepancy to the actual temporal sampling and the

Table 4. Percentage of stars for which the achieved detection $P = 68.2\%$ or $P = 99.7\%$ limits fall in the planetary or BD/planet domains. Median values of the *achieved* detection limits, expressed in Jupiter mass, per bin of $B - V$.

$B - V$	[-0.1; 0]	[0; 0.1]	[0.1; 0.2]	[0.2; 0.3]	[0.3; 0.4]	[0.4; 0.5]	[0.5; 0.6]
number of stars (whole sample)	4	19	21	10	12	24	17
$P = 3$ days							
Percentage of limits in the planet domain ($P = 68.2\%$; $P = 99.7\%$)	75; 25	74; 47	95; 61	100; 60	100; 100	100; 100	100; 100
Percentage of limits in the BD/planet domain ($P = 68.2\%$; $P = 99.7\%$)	100; 100	100; 100	100; 100	100; 100	100; 100	100; 100	100; 100
$P = 10$ days							
Percentage of limits in the planet domain ($P = 68.2\%$; $P = 99.7\%$)	50; 25	58; 42	80; 52	50; 30	92; 66	100; 100	100; 100
Percentage of limits in the BD/planet domain ($P = 68.2\%$; $P = 99.7\%$)	100; 100	100; 52	100; 95	100; 64	100; 92	100; 92	100; 100
$P = 100$ days							
Percentage of limits in the planet domain ($P = 68.2\%$; $P = 99.7\%$)	25; 0	16; 10	28; 10	30; 10	58; 33	92; 55	94; 47
Percentage of limits in the BD/planet domain ($P = 68.2\%$; $P = 99.7\%$)	75; 25	74; 83	95; 48	100; 40	100; 58	100; 59	100; 100
$P = 3$ days							
Number of stars	4	17	17	8	11	22	17
Achieved detection limit ($P = 68.2\%$)	6.9	5.3	5.1	3.2	0.5	0.25	0.08
Achieved detection limit ($P = 99.7\%$)	6.9	12.1	7.3	6.3	1.0	0.3	0.3
Achievable detection limit	6.9	5.5	4.2	2.5	0.4	0.2	0.06
$P = 10$ days							
Number of stars	4	14	20	7	11	22	17
Achieved detection limit ($P = 68.2\%$)	11.7	8.0	7.2	4.4	0.9	0.4	0.1
Achieved detection limit ($P = 99.7\%$)	24.0	11.8	10.2	17.4	2.0	0.8	0.7
Achievable detection limit	10.3	6.9	5.6	4.1	0.6	0.3	0.1
$P = 100$ days							
Number of stars	1	6	11	5	8	13	12
Achieved detection limit ($P = 68.2\%$)	(10.0)	18.7	17.3	14.2	5.2	1.1	1.0
Achieved detection limit ($P = 99.7\%$)	(17.6)	34.4	32.9	33.8	20.4	2.4	1.9
Achievable detection limit	(8.5)	15.0	10.5	8.9	3.0	0.8	0.6

relatively small amount of targets investigated yet. The median of the achieved limits at 1σ (resp. 3σ) decreases from $19 M_{\text{Jup}}$ (resp. $34 M_{\text{Jup}}$) for stars with $B - V \geq 0.0$ to $1 M_{\text{Jup}}$ (resp. $1.9 M_{\text{Jup}}$) for the latest-type stars. Again this steep step is observed at $B - V = 0.3$.

Finally, we give the probability of *not* detecting planets of a given mass and with a given period (3, 10, 200, 500 days) around stars with a given spectral type and $v \sin i$. The results are summarized in Table 5. We see that as expected, for a given probability, the limits globally decrease with increasing $B - V$ and decreasing $v \sin i$.

Obviously, the statistics provided by our survey are still poor on early type stars, and still very limited on the latest type stars. Concerning the latter, we note that, if we consider the 41 objects with $B - V \geq 0.4$, i.e., well beyond the instability strip, we find that less than 24% of stars host planets with masses equal to $0.5 M_{\text{Jup}}$ or more; less than 5% host planets with masses equal to $1 M_{\text{Jup}}$ or more on a 3-day period. For a 10-day period, we find that less than 42% host planets with masses $\geq 0.5 M_{\text{Jup}}$, and less than 20% host planets with masses $\geq 1 M_{\text{Jup}}$. The comparison between achieved and achievable detection limits shows that there is still room to significantly improve those statistics (thanks to new data points).

The present statistics certainly do not allow quantitative comparisons with late type dwarfs, which have been surveyed by several groups for more than 10 years, or with giant or subgiant stars, because in that case of the lack of data for both massive dwarfs and (sub-)giants.

Table 5. Detection limit for 50% and 90% for different periods.

ST, $v \sin i$	Period [days]	50% [M_{Jup}]	90% [M_{Jup}]	N -st.*
early A, $v \sin i \leq 70 \text{ km s}^{-1}$	3	1.2	–	2
	10	1.7	–	2
	200	4.7	–	2
	500	6.4	–	2
early A, $v \sin i 70\text{--}130 \text{ km s}^{-1}$	3	4.6	7.2	9
	10	6.9	10.7	9
A, $v \sin i \leq 70 \text{ km s}^{-1}$	3	3.5	–	2
A, $v \sin i 70\text{--}130 \text{ km s}^{-1}$	3	4.5	6.3	10
	10	6.7	9.5	10
A, $v \sin i \geq 130 \text{ km s}^{-1}$	3	11.2	–	13
F, $v \sin i \leq 15 \text{ km s}^{-1}$	3	0.1	0.8	28
	10	0.2	1.2	28
	200	0.4	3.2	25
	500	0.6	2.7	22
F, $v \sin i 15\text{--}60 \text{ km s}^{-1}$	3	0.6	0.8	13
	10	0.9	1.2	13
	200	2.8	3.3	12
	500	3.8	4.5	12
F, $v \sin i \geq 60 \text{ km s}^{-1}$	3	1.9	10.2	10
	10	2.8	–	10
	200	7.5	–	9
	500	10.1	–	9

* Number of stars considered to estimate these detection limits. Note: only stars with more than 12 measurements (6 epochs) were considered, binaries were excluded, and numbers outside the planetary mass domain ($>13 M_{\text{Jup}}$) are not given.

Concerning the presence or absence of hot Jupiters around massive stars, we note that the planets found so far in our survey are located at about 0.7 AU or more from a $1.4 M_{\odot}$ star. This separation corresponds to what is found for the closest planet around giant stars. We have also recently detected a planet orbiting at 0.6 AU from a dwarf with a similar mass in the northern hemisphere (Desort et al. 2009). Because of the still limited amount of data available, it should not, however, be concluded that there are no planets closer to massive dwarfs. We also recall that a few short-period planets have been found around $1.4 M_{\odot}$ stars through transits.

5. Conclusion

Based on the observation of a large number of A–F type stars (170), we have been able to measure their jitters and, for the first time, derive estimations of the detection limits that can be expected on average on those stars with $B - V$ in that range $[-0.1; 0.6]$ (once previously known δ Scuti and γ Doradus stars are removed) for 3 periods: 3, 10, and 100 days. We have shown that, at the precision provided by HARPS, most of the stars are variable in RV, and the impact of the RV jitter, due to either spots or pulsations, is generally not negligible on planet detectability. However, assuming that planets are detectable if the amplitude of the induced RV variation is greater than $3 \times \text{rms}$ (this threshold defines the achievable detection limits, which depends on the star and the spectrograph used), we have shown that, even when taking into account the jitter, giant planets can still be found around these stars in most cases. This is not only true for the stars with $B - V \geq 0.3$, for which we can find either short- or long-period planets, with masses as low as $0.02 M_{\text{Jup}}$ (case of short period) for the latest type stars, but also for dwarfs with $B - V \leq 0.3$. For such stars, short-period planets can still be found around those with relatively low projected rotational velocity and low level of activity, with masses down to $0.5 M_{\text{Jup}}$ (best case). This survey has identified for the first time those stars that are best-suited to further searches for planets around massive dwarfs.

We have also shown that, given the data available, the present survey is sensitive to short-period planets (hot Jupiters) and only partially sensitive to longer periods (up to 100 days). We found in particular one 2-planet system with periods longer than 100 days around one late-type star. Whenever possible (107 stars), we computed the detection limits actually achieved for each star and showed that when enough data are available, the achieved detection limit is set by the $3 \times \text{rms}$ threshold. We indeed reached such limits for early-type, as well as for late-type stars. We finally derived first estimates of the presence of short-period planets around these A–F stars. We showed for instance that fewer than 5% of the latest-type stars ($B - V \geq 0.4$) host $P = 3$ day-period planets with masses $1 M_{\text{Jup}}$ or more. Such statistics are not constraining enough to allow interesting comparisons with later type stars or with model predictions, but as soon as more data become available, the statistics can be improved straightforwardly.

Finally, we note that to compute these detection limits, we did not try to average out the spectra over timescales associated to the frequencies of intrinsic stellar variations. This approach would of course allow a significant decrease in the detectable masses. As it would require lots of telescope time, it should probably be kept for stars with the highest scientific interest.

Acknowledgements. We acknowledge financial support from the French Programme National de Planétologie (PNP, INSU). We also acknowledge support from the French National Research Agency (ANR) through project grant NT05-4_44463.

These results have made use of the SIMBAD database, operated at the CDS, Strasbourg, France.

We also thank Gérard Zins and Sylvain Cêtre for their help in implementing the SAFIR interface, Sylvain Cêtre also for performing some of the observations, and P. Rubini for his help on the layout of the paper.

References

- Adelman, S. J. 2001, *A&A*, 367, 297
 Antonello, E., Mantegazza, L., Rainer, M., & Miglio, A. 2006, *A&A*, 445, L15
 Baade, D., & Kjeldsen, H. 1997, *A&A*, 323, 429
 Bonfils, X., Forveille, T., Delfosse, X., et al. 2005, *A&A*, 443, L15
 Burkert, A., & Ida, S. 2007, *ApJ*, 660, 845
 Butler, R. P., Johnson, J. A., Marcy, G. W., et al. 2006, *PASP*, 118, 1685
 Cororon, P., & Lagrange, A.-M. 1999, *A&A*, 136, 429
 De Cat, P., Eyser, L., Cuypers, J., et al. 2006, *A&A*, 449, 281
 Desort, M., Lagrange, A.-M., Galland, F., et al. 2007, *A&A*, 473, 893
 Desort, M., Lagrange, A.-M., Galland, F., et al. 2008, *A&A*, 491, 883
 Desort, M., Lagrange, A.-M., Galland, F., et al. 2009, *A&A*, in preparation
 Farragiana, R., & Bonifacio, G. 2004, *A&A*, 349, 521
 Galland, F., Lagrange, A.-M., Udry, S., et al. 2005a, *A&A*, 443, 337
 Galland, F., Lagrange, A.-M., Udry, S., et al. 2005b, *A&A*, 444, L21
 Galland, F., Lagrange, A.-M., Udry, S., et al. 2006, *A&A*, 452, 709
 Gerbaldi, M., Farragiana, R., & Lai, O. 2003, *A&A*, 412, 447
 Goldin, A., & Makarov, V. V. 2007, *ApJS*, 173, 137
 Ida, S., & Lin, D. N. C. 2005, *ApJ*, 626, 1045
 Handler, G. 1999, *MNRAS*, 309, L19
 Hatzes, A. P. 2002, *Astron. Nachr.*, 323, 3/4, 392
 Hatzes, A. P., Guenther, E. W., Endl, M., et al. 2005, *A&A*, 437, 743
 Hekker, S., Reffert, S., Quirrenbach, A., et al. 2006, *A&A*, 454, 943
 ESA 1997, *The Hipparcos and Tycho Cat*, ESA SP-1200
 Johnson, J. A., Marcy, G. W., Fisher, D. A., et al. 2006, *ApJ*, 652, 1724
 Johnson, J. A., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2007, *ApJ*, 665, 785
 Kennedy, G. M., & Kenyon, S. J. 2008, *ApJ*, 673, 502
 Koen, C., & Eyser, L. 2002, *MNRAS*, 331, 45
 Li, S. L., Lin, D. N. C., & Liu, X. W. 2008, *ApJ*, 685, 1210
 Lovis, C., & Mayor, M. 2007, *A&A*, 472, 657
 Makarov, V. V., & Kaplan, G. H. 2005, *AJ*, 129, 2420
 Masson, B. D., Martin, C., Hartkopf, W. I., et al. 1999, *AJ*, 117, 1890
 Mathias, P., Le Contel, J.-M., & Le Chapelier, E. 2004, *A&A*, 417, 189
 Moor, A., Abraham, P., derekas, A., et al. 2006, *ApJ*, 644, 525
 Niedzielski, A., Konacki, M., Wolszcan, A., et al. 2007, *ApJ*, 669, 1354
 Rodriguez, E., Lopez-Gonzales, M. J., & Lopez de Coca, P. 2000, *A&A*, 144, 469
 Saar, S. H., & Donahue, R. A. 1997, *ApJ*, 485, 319
 Sato, B., Ando, H., Takeda, Y., et al. 2003, *ApJ*, 597, L157
 Sato, B., Izumiura, H., Toyota, E., et al. 2008, *PASJ*, 60, 539
 Suchkov, A. A., Makarov, V. V., & Voges, W. 2003, *ApJ*, 595, 1206
 The, P. S., de Winter, D., & Perez, M. R. 1994, *A&AS*, 104, 315
 Oudmaijer, R. D., et al. 1992, *A&AS*, 96, 625

4.2.3 Article : Un système planétaire autour d'HD 60532

Desort M., Lagrange A.-M., Galland F., Beust H., Udry S., Mayor M., Lo Curto G., 2008, A&A, 491, 883, voir page 156

Desort M., Lagrange A.-M., Galland F., Beust H., Udry S., Mayor M., Lo Curto G., 2009, A&A, 499, 623, Erratum, voir page 164

Au cours du relevé systématique dans l'hémisphère Sud avec le spectrographe *HARPS*, nous avons détecté la présence d'un possible compagnon à longue période autour de l'étoile HD 60532 (F6IV–V, $v \sin i = 8 \text{ km s}^{-1}$). Au fur et à mesure des nouvelles observations, il était possible d'avoir une idée de la période du compagnon, mais assez rapidement il s'est avéré qu'un système à une seule planète ne permettrait pas d'expliquer de façon satisfaisante les mesures prises. L'ajout d'un deuxième compagnon à longue période devenait nécessaire. Finalement, il aura fallu près de 800 jours pour caractériser ces deux compagnons massifs ($m \sin i \simeq 1$ et $2,5 M_{\text{Jup}}$) sur des orbites de 201 ($e = 0,28$) et 604 ($e = 0,02$) jours de période respectivement (Fig. 4.2).

Avec une masse de $1,44 M_{\odot}$, HD 60532 est une des étoiles les plus massives de la séquence principale connue pour former un système planétaire. C'est grâce à des étoiles de ce type que l'on va pouvoir déterminer la statistique de l'existence des planètes autour des étoiles plus massives que le Soleil et que l'on va pouvoir contraindre les scénarios de formation des systèmes planétaires.

Ce système est particulièrement intéressant puisqu'il est en possible résonance. Cet aspect a été étudié pour l'article consacré à ce système (Desort et al. 2008; 2009) et une étude théorique plus poussée est rapidement venue confirmer l'existence d'une résonance 3 : 1 entre les 2 planètes (Laskar et Correia 2009). Il faudra tout de même poursuivre les observations de ce système pendant une dizaine d'année pour pouvoir détecter observationnellement cette résonance.

Extrasolar planets and brown dwarfs around A–F type stars^{★,★★,★★★}

V. A planetary system found with HARPS around the F6IV–V star HD 60532

M. Desort¹, A.-M. Lagrange¹, F. Galland¹, H. Beust¹, S. Udry², M. Mayor², and G. Lo Curto³

¹ Laboratoire d’Astrophysique de Grenoble, UMR 5571 CNRS, Université Joseph Fourier, BP 53, 38041 Grenoble Cedex 9, France
e-mail: morgan.desort@obs.ujf-grenoble.fr

² Observatoire de Genève, Université de Genève, 51 chemin des Maillettes, 1290 Sauverny, Switzerland

³ European Southern Observatory, Alonso de Cordova 3107, Vitacura, Santiago, Chile

Received 22 May 2008 / Accepted 22 September 2008

ABSTRACT

Aims. In the framework of the search for extrasolar planets and brown dwarfs around early-type stars, we present the results obtained for the F-type main-sequence star HD 60532 (F6V) with HARPS.

Methods. Using 147 spectra obtained with HARPS at La Silla on a time baseline of two years, we studied the radial velocities of this star.

Results. HD 60532 radial velocities are periodically variable, and the variations have a Keplerian origin. This star is surrounded by a planetary system of two planets with minimum masses of 1 and 2.5 M_{Jup} and orbital separations of 0.76 and 1.58 AU, respectively. We also detect high-frequency, small-amplitude (10 m s⁻¹ peak-to-peak) pulsations. Dynamical studies of the system point toward a possible 3:1 mean-motion resonance that should be confirmed within the next decade.

Key words. techniques: radial velocities – stars: early-type – stars: planetary systems – stars: individual: HD 60532 – stars: oscillations

1. Introduction

Radial-velocity (RV) surveys have led to the detection of nearly 300 planets¹ during the past decade. They mainly focus on solar and late-type main-sequence (MS) stars ($\geq F7$) that exhibit numerous lines with small rotational broadening. It is often thought that planets around more massive MS stars are not accessible to radial-velocity techniques, as they present a small number of stellar lines, usually broadened and blended by stellar rotation. However, we recently showed (Galland et al. 2005a, Paper I) that with a new radial-velocity measurement method that we developed, it is possible to detect planets even around early A-type MS stars with high rotational velocities (typically 100 km s⁻¹). Finding planets around such massive MS stars is important, as this allows planetary formation and evolution processes to be tested around a wide variety of stars, in terms of stellar mass and time scales of evolution processes. This approach is complementary with the one which intends to detect planets around evolved intermediate-mass stars (e.g., Sato et al. 2005;

Lovis & Mayor 2007). In this case, close-in planets have been wiped out but the stellar variability is in principle less intense.

We performed a radial-velocity survey dedicated to the search for extrasolar planets and brown dwarfs around a volume-limited sample of A–F main-sequence stars with the HARPS spectrograph (Mayor et al. 2003) installed on the 3.6-m ESO telescope at La Silla Observatory (Chile). We monitored a sample of 185 MS stars with $B - V$ ranging between -0.1 and 0.6 . From the measured RV jitter, we computed the minimum detectable masses with HARPS, and showed that in 100 cases, planets with periods shorter than 100 days can be detected, even around stars with early spectral types (down to $\sim 0.1 M_{\text{Jup}}$ at 100 days around slow-rotating late-F stars). Given the data at hand, we also provided the achieved detection limits on the individual targets (Lagrange et al. 2008).

In the course of this survey, we identified a few stars whose RV variations could be attributed to planets. Most of these stars are still being followed up on. We present here the detection of a planetary system around one of these stars, HD 60532. Section 2 provides the stellar properties of this star, the measurement of the radial velocities, and their relevance. We also present a Keplerian solution associated to the presence of two planets. In Sect. 3 we discuss the dynamical stability of the system.

2. Stellar characteristics and measurements

2.1. Stellar properties

HD 60532 (HIP 36795, HR 2906) is located at 25.7 pc from the Sun (ESA 1997). Stellar parameters such as mass, age, metallicity, rotational velocity, and effective temperature are taken from

* Appendix A is only available in electronic form at <http://www.aanda.org>

** Based on observations collected at the European Organisation for Astronomical Research in the Southern Hemisphere, Chile, ESO. Program IDs 072.C-0488, 076.C-0279, 077.C-0295, 078.C-0209, 080.C-0664, 080.C-0712, 081.C-0774.

*** Table of radial velocities is only available in electronic form at the CDS via anonymous ftp to cdsarc.u-strasbg.fr (130.79.128.5) or via <http://cdsweb.u-strasbg.fr/cgi-bin/qcat?J/A+A/491/883>

¹ Jean Schneider, <http://exoplanet.eu>

Table 1. HD 60532 stellar properties^a.

Parameter	HD 60532	
Spectral type	F6IV–V	
$v \sin i$	[km s ⁻¹]	8
V		4.45
$B - V$		0.52
π	[mas]	38.9 ± 0.7
Distance	[pc]	25.7
M_V		2.40
$\log R'_{\text{HK}}$		-4.94
[Fe/H]		-0.42
T_{eff}	[K]	6095
$\log g$	[cm s ⁻²]	-3.83
M_1	[M_{\odot}]	$1.44^{+0.03}_{-0.1}$
Age	[Gyr]	2.7 ± 0.1

^a Photometric and astrometric data are extracted from the HIPPARCOS catalogue (ESA 1997); spectroscopic data are from Nordström et al. (2004).

Nordström et al. (2004), and the gravity is taken from Gray et al. (2006). Those values are reported in Table 1. They agree with a spectral type F6IV–V (F6IV in the Bright Star Catalogue, Hoffleit et al. (1991), F6V in the HIPPARCOS catalogue (ESA 1997)).

2.2. Radial-velocity measurements

Since February 2006, 147 high signal-to-noise ratio (S/N) spectra have been acquired with HARPS, with a S/N equal to 310 on average. Each spectrum is formed by 72 spectral orders covering the spectral window (3800 Å, 6900 Å), with a resolution $R \approx 115\,000$.

The radial velocities and associated uncertainties have been measured with a dedicated tool (SAFIR) which uses the Fourier interspectrum method described in Chelli (2000) and in Galland et al. (2005a). The uncertainty is equal to 0.9 m s^{-1} on average, consistent with the value obtained from our simulations (see Paper I), and includes photon noise, instrumental effects and guiding errors (fixed at a upper limit of 0.5 m s^{-1}).

Note: given the star spectral type, we could also derive the RV from Gaussian adjustments to the CCFs (Cross-Correlation Functions), using a mask with a G2 spectral type. The obtained values are compatible within the error bars with the ones measured by SAFIR.

The amplitude of the radial-velocity variations (more than 120 m s^{-1}) as well as their standard deviation ($\sigma_{\text{RV}} = 27 \text{ m s}^{-1}$) are much larger than the uncertainties. We now show that these variations are not due to line-profile variations and we interpret them in terms of the presence of planetary companions.

The periodogram (Fig. 1) of the RVs indicates four main periodicities in the data. Two of them (near 30 days) are aliases of data (Fig. 1, bottom represents the alias generated by our sampling frequency), whereas the other two (~ 220 and ~ 500 – 1000 days) are real periodicities of the RVs. This points toward the existence of two companions in orbit with periods close to those one.

2.3. A Keplerian origin to the main variations

In a (RV; bisector velocity span) diagram (Fig. 2), the bisector velocity spans are spread mainly horizontally and are not correlated with the RVs. This argues in favour of a planetary origin to the variations rather than stellar activity (spots, pulsations).

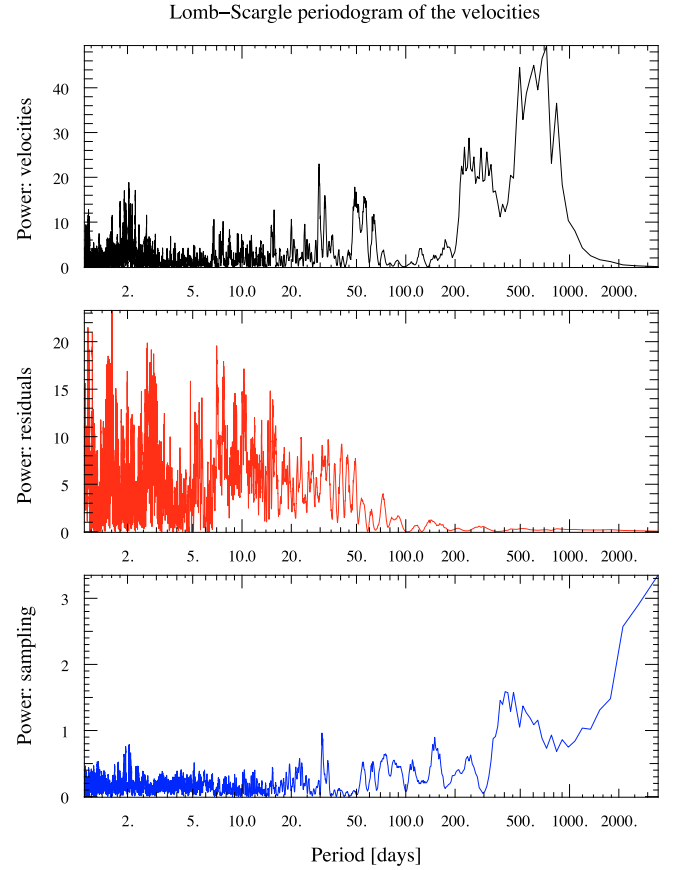


Fig. 1. Periodogram of the RVs (top). Four main peaks are visible. The two near 30 days are observation aliases (bottom, periodogram of the observation epochs), the other two correspond roughly to periods of ~ 220 and ~ 500 – 1000 days. These periods are not well constrained because of the limited phase coverage (our data span only over ~ 900 days. The middle panel shows the periodogram of the residuals to the final keplerian solution.

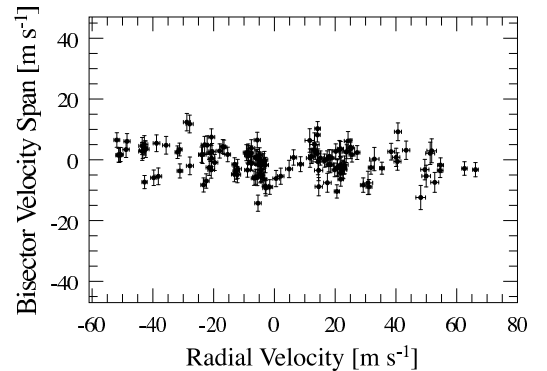


Fig. 2. Bisector velocity spans versus RVs. The bisector velocity spans lie within $\pm 15 \text{ m s}^{-1}$ whereas the RVs vary over more than 120 m s^{-1} without correlation (see Sect. 2.3).

A spot origin can be rejected from several grounds: 1) given the star $v \sin i$, much higher than the instrumental resolution (8 km s^{-1} compared to 3 km s^{-1}), cool spots on the surface of the star would induce a correlation between bisector velocity spans and radial velocities (Desort et al. 2007), and the RV variations would have a period similar to the one of the star's rotational period², whereas they are actually much longer; 2) also, spots are able

² Here, the rotational period of the star P_{rot} is lower than ~ 7 days.

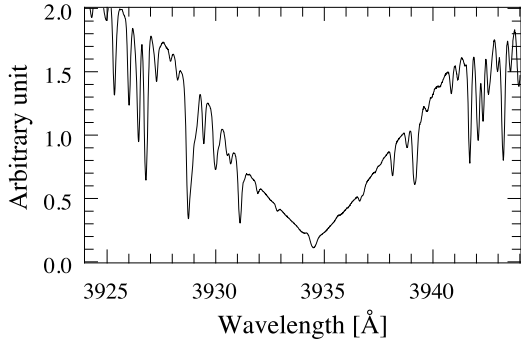


Fig. 3. No emission in the Ca II K line for the HD 60532 spectra. This is the average spectrum of all the spectra used after recentering by the RV variations.

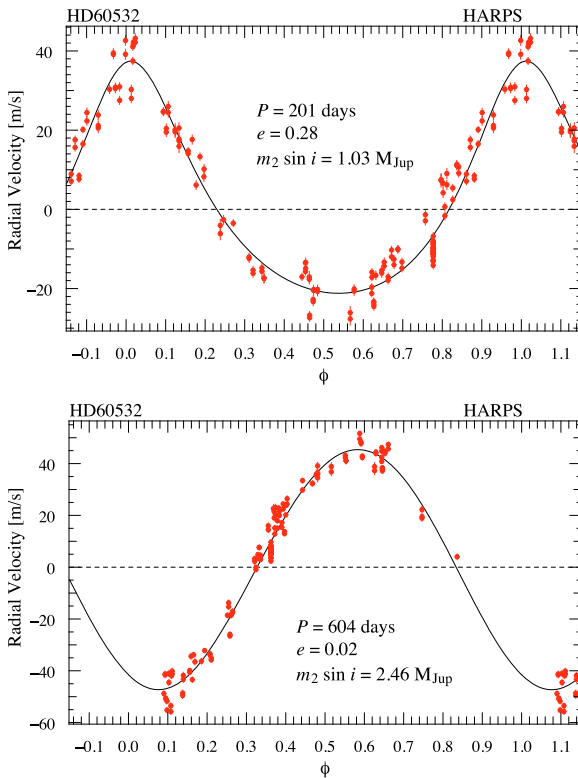
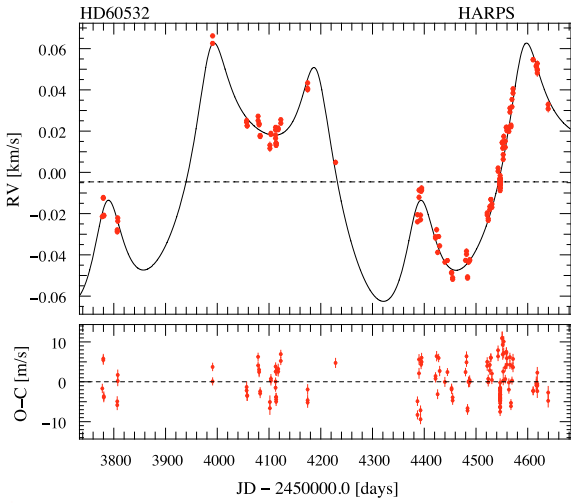


Fig. 4. *Top:* HARPS radial velocities and orbital solution for HD 60532, the panel below shows the residuals to the fitted orbital solution. *Middle and bottom:* phased fits on individual planets.

Table 2. Best orbital solution for HD 60532.

Parameter		Planet <i>b</i>	Planet <i>c</i>
P	[days]	201.3 ± 0.6	604 ± 9
T_0	[JD-2 450 000]	3987 ± 2	3723 ± 158
e		0.28 ± 0.03	0.02 ± 0.02
ω	[deg]	-8.1 ± 4.9	-209 ± 92
K	[m s ⁻¹]	29.3 ± 1.4	46.4 ± 1.7
N_{meas}		147	–
σ_{O-C}	[m s ⁻¹]	4.4	–
reduced χ^2		4.4	–
$a_1 \sin i$	[10 ⁻³ AU]	0.52	2.6
$f(m)$	[10 ⁻⁹ M_{\odot}]	0.46	6.2
M_1	[M_{\odot}]	1.44	–
$m_2 \sin i$	[M_{Jup}]	1.03 ± 0.05	2.46 ± 0.09
a	[AU]	0.759 ± 0.001	1.58 ± 0.02

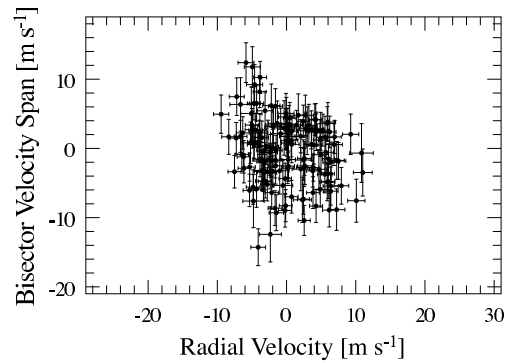


Fig. 5. (O–C; O–C bisector velocity span) diagram: the O–C bisector velocity spans are not horizontally spread (Sect. 2.5).

to produce such amplitude of RV variations would induce detectable photometric variations, whereas the photometry given by HIPPARCOS (ESA 1997) is constant with a scatter of only 0.004 mag; 3) the star has a low level of activity (no emission in the Ca II K line, Fig. 3, and low $\log R'_{\text{HK}}$)³.

2.4. Orbital parameters

The observed RV can clearly not be fitted by one companion. The orbital parameters derived from the best two-companion Keplerian solution (Fig. 4) are given in Table 2. The residuals dispersion is 4 m s⁻¹. A planetary system of two Jupiter-mass planets on long-period orbits fits the data very well. Assuming a primary mass of 1.44 M_{\odot} , this leads to a system with a 2.5- M_{Jup} planet on a 604-day orbit and a 1.0- M_{Jup} planet on a 201-day orbit.

2.5. Interpretation of the residuals

The residuals to the possible orbital solutions show variations, with standard deviation of 4.4 m s⁻¹; we do not find any periodicity in these variations. The amplitude of variations is the same as the level of the small-amplitude variations seen in the line profile. Also, in a (O–C; O–C bisector velocity span) diagram, the O–C bisector velocity spans are not horizontally spread, which shows that these remaining variations are not due to the presence of a smaller-mass planet (Fig. 5). They are then probably due to stellar intrinsic phenomena. We monitored the star continuously

³ See online section for a figure showing the bisectors of all the spectra and for an example of an active, not young F6V star.

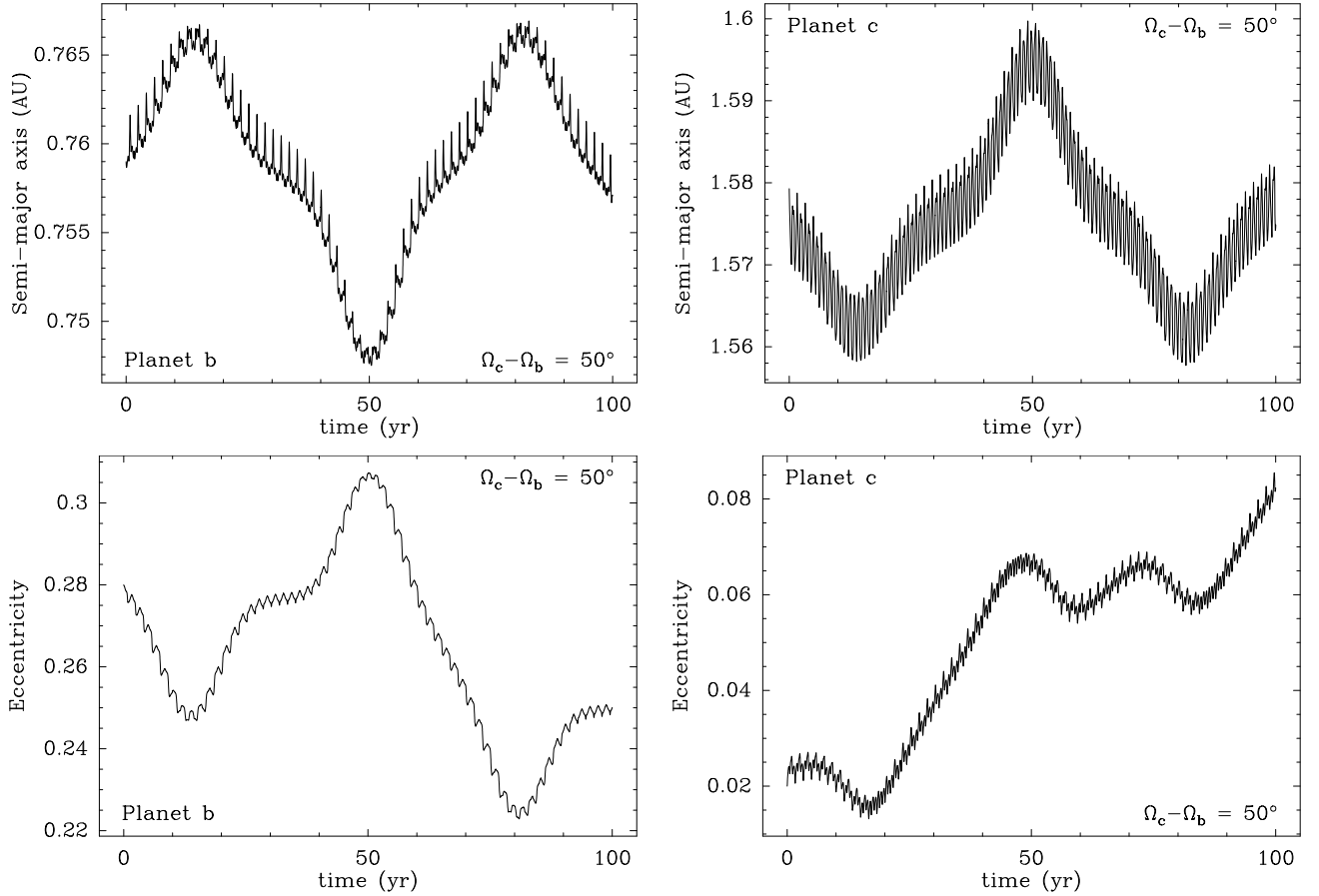


Fig. 6. Orbital evolution over 100 yr of the semi-major axes (*top*) and eccentricities (*bottom*) for planets *b* (*left*) and *c* (*right*), under their mutual perturbations, in a 3:1 resonance configuration, for an initial choice of $\Omega_c - \Omega_b = 50^\circ$.

for one hour (28 spectra) and measured RV variations with a peak-to-peak amplitude of 9 m s^{-1} . This corresponds to the observed semi-amplitude of the residuals. Such high-frequency variations argue for stellar pulsations and if we would like to increase the measurement accuracy we would need to average this effect. Finally, we could not find any periodicity associated with the residuals.

3. Dynamical issues

The two orbital periods derived from the fit suggest a possible 3:1 mean-motion resonance between the two planets. Here we investigate the dynamical behaviour of the system to possibly distinguish between resonant and non-resonant configurations. As we show below, the uncertainty on the semi-major axis values for planets *b* and *c* (mainly on Planet *c*, see Table 2) does not permit us to state whether the planets are actually locked in mean-motion resonance of just next to it.

The two planets are said to be in mean-motion resonance when their orbital periods achieve a simple rational ratio. More generally, they will be assumed to be locked in a $p + q : p$, where p and q are integers. $|q|$ is called the *order* of the resonance, and denotes the number of stable conjunction positions. In the 3:1 case, we have $q = 2$. The dynamics within a resonance is usually described via the use of the following variable called *critical argument of the resonance*:

$$\sigma = \frac{p+q}{q} \lambda_c - \frac{p}{q} \lambda_b - \varpi_b, \quad (1)$$

where λ_b and λ_c are the mean longitudes of the inner and the outer planet, respectively, and where ϖ_b is the longitude of periastron of the inner planet (here the less massive one). Resonant orbits are characterised by a libration of σ around an equilibrium position σ_0 , while non-resonant orbit exhibit a circulation of σ . In non-resonant configurations, the semi-major axes are nearly secular invariants, due to independent phase averaging over both orbits, while in resonant configurations, the σ libration induces secular eccentricity and semi-major axis oscillations.

We integrate the 3-body system (star + 2 planets, assuming $\sin i = 1$) starting from the today fitted orbital solution, using the symplectic N -body code SyMBA (Duncan et al. 1998). The use of a powerful symplectic code allows us to adopt a large timestep while remaining accurate. We adopt here a timestep of 0.025 yr, i.e., a bit less than 1/20 of the lowest orbital period. This is a standard prescription in the use of this code to ensure a relevant accuracy. We also made tests using a ten times lower timestep to check the validity of our integrations. From a dynamical point of view the orbital solution as given in Table 2 is not complete. The longitude of nodes Ω_b and Ω_c are not constrained. Note that thanks to rotational invariance, only the difference $\Omega_c - \Omega_b$ is a relevant parameter. It will be treated as a free parameter in our integrations.

We first focus on resonant configurations. For this we assume for the semi-major axes $a_b = 0.759 \text{ AU}$ and $a_c = 1.57928 \text{ AU}$. This choice for a_c (within the error bar) ensures an exact resonant configuration.

Figure 6 shows the orbital evolution over 100 yr of the two planets in this configuration under their mutual perturbations, for

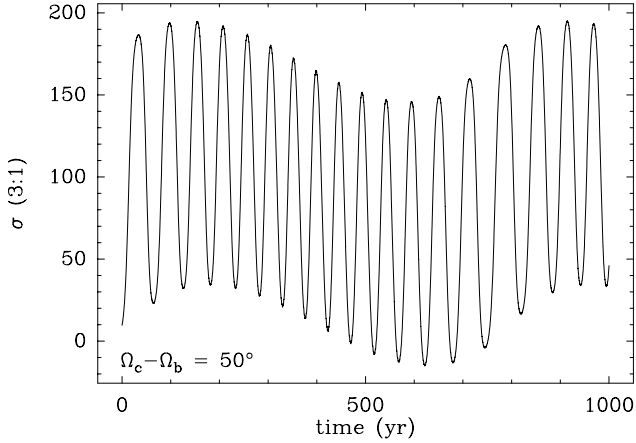


Fig. 7. Evolution of the 3:1 critical argument σ over 1000 yr, in the same condition as described in Fig. 6. We note the σ -libration characteristic for resonant motion.

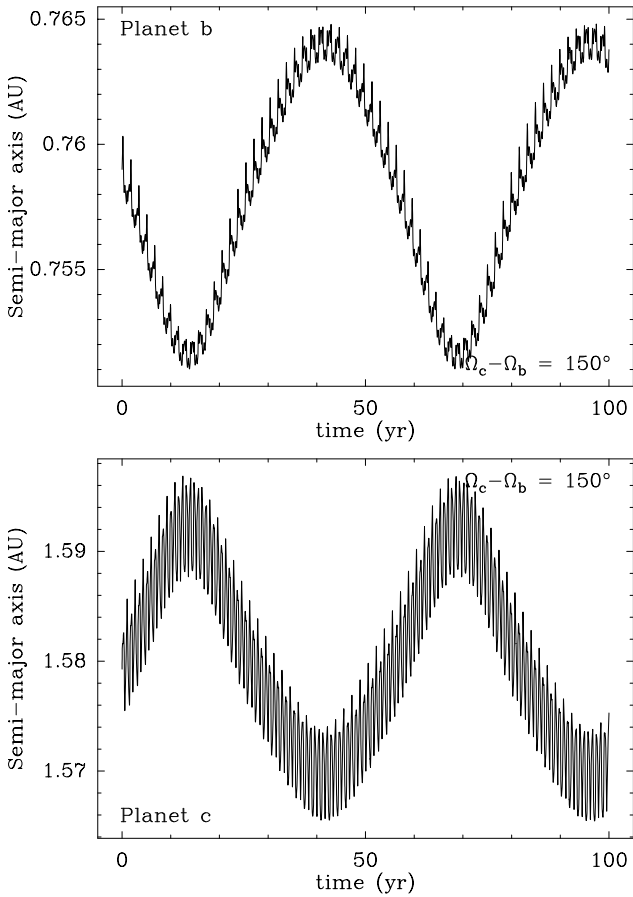


Fig. 8. Evolution of the semi-major axes of the two planets in the same condition as described in Fig. 6, except that we assumed $\Omega_c - \Omega_b = 150^\circ$.

a choice of $\Omega_c - \Omega_b = 50^\circ$. We note that both the semi-major axes and the eccentricities exhibit a superimposition of two types of variations: we first have a long-period oscillation with ~ 70 yr period, in addition to high frequency (1–2 yr periodicity), but much smaller amplitude changes. The former oscillation is related to the resonant libration motion (see Fig. 7), while the latter is phased with the synodic motion of the two planets. It is thus related to the mutual perturbations of the two bodies at conjunction. The fact that this high-frequency term shows up here is an indication for weak – but significant – chaos in the system.

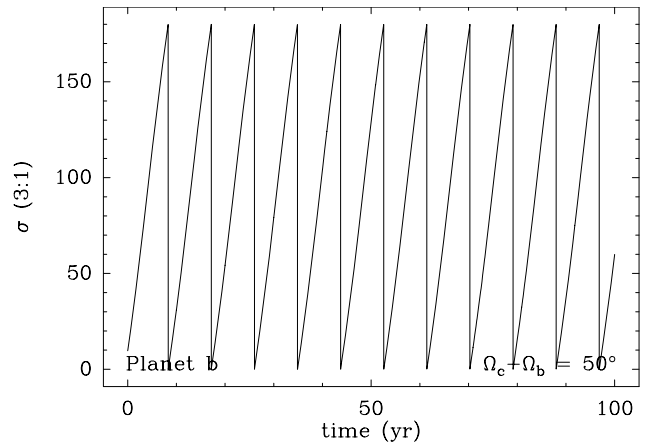
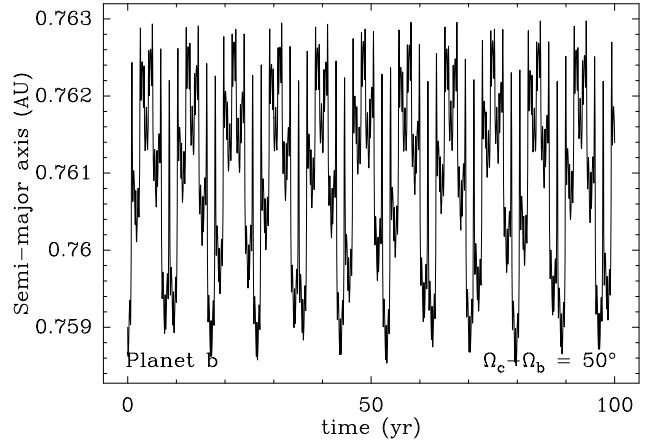


Fig. 9. Evolution of the semi-major axis of Planet b and of the critical angle σ for 3:1 resonance in the same conditions as described in Fig. 6, but with $a_c = 1.57528$ AU. This is a non-resonant configuration.

The integration was extended up to 10^8 yr. Over this time span, the planetary system does not show any indication for instability. The semi-major axes of the two planets oscillate between 0.748 AU and 0.767 AU for Planet b , and between 1.558 AU and 1.6 AU for Planet c . The eccentricity of Planet b oscillates between 0.13 and 0.32, and that of Planet c between 0 and 0.14. Note that the present value of Planet c 's eccentricity is close to the bottom of its actual variation range.

Figure 6 shows that, given the error bars listed in Table 2, the secular evolution of the semi-major axis of Planet b should be detectable within ~ 10 yr from now. In fact, what is expected to be detected is only the low-frequency secular variation. The high-frequency oscillation remains below the error bar.

Now, we point out that Fig. 6 corresponds to $\Omega_c - \Omega_b = 50^\circ$. Figure 8 shows the evolution of the semi-major axes in the same conditions, but starting with $\Omega_c - \Omega_b = 150^\circ$. We still see the same kind of oscillations, but phased differently. In Fig. 6, the semi-major axis of Planet b increases in the first 10 years, while in Fig. 8, it decreases.

Although the actual value of $\Omega_c - \Omega_b$ is unknown, the detection of semi-major axis evolution of Planet b within 10 years should be considered as a strong indication of a resonant configuration. Figure 9 shows the evolution of the semi-major axis of Planet b and of the critical angle σ for 3:1 resonance for an initial choice of $a_c = 1.57528$ AU. As can be seen from the evolution (circulation) of σ , this configuration is non-resonant, while still within the error bar of the orbital fit. Hence, from the orbital fit itself, it is not possible to definitely state whether the two planets

are actually locked in 3:1 resonance or not. From Fig. 9, we see that in non-resonant configuration, the variations of the semi-major axis of Planet *b* achieve a much smaller amplitude than in the resonant case. This remains true for any choice of initial non-resonant configuration. In fact, in that case, we only have the high-frequency, small-amplitude oscillation. As expected in non-resonant case, there is no secular evolution of the semi-major axis, contrary to the resonant case. The net consequence of this is that, given the error bars of the fit, no semi-major axis variation for Planet *b* should be detected within 10 years in the non-resonant case.

Our conclusions concerning this dynamical study are thus the following:

- given the error bars of the fit, it is not possible to definitely state the planets are actually locked in mean-motion resonant or not;
- the two-planet system is dynamically stable although significantly chaotic;
- although it is impossible to predict the variation sense due to unconstrained $\Omega_c - \Omega_b$, any detection of variation in the semi-major axis of Planet *b* within 10 years from now should be a strong indication for a resonant configuration. Further monitoring of this system should therefore be initiated to detect this possible variation.

4. Concluding remarks

We have shown that HD 60532, an F6IV–V, $1.44 M_{\odot}$ star hosts two planets with minimum masses of 1 and $2.5 M_{\text{Jup}}$ and orbital separations of 0.76 and 1.58 AU respectively, in a possible

3:1 resonance which needs to be confirmed within the next 10 years. Noticeably so far, only one other multiple system had been reported around a MS star more massive than $1.3 M_{\odot}$ (HD 169830; $1.4 M_{\odot}$). Note also that the low metallicity of HD 60532 is not common for stars harbouring Jupiter-mass planets; the relation between the star’s metallicity and the presence of massive planets has still to be investigated further.

Acknowledgements. We acknowledge financial support from the French Agence Nationale pour la Recherche, ANR grant NT05-4_44463. We are grateful to ESO and the La Silla Observatory for the time allocation and to their technical staff. We also thank the HARPS GTO observers for performing some observations, Gérard Zins and Sylvain Cêtre for their help in implementing the SAFIR interface. These results have made use of the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France.

References

- Chelli, A. 2000, *A&A*, 358, L59
 Desort, M., Lagrange, A.-M., Galland, F., et al. 2007, *A&A*, 473, 983
 Duncan, M. J., Levison, H. F., & Lee, M. H. 1998, *AJ*, 116, 2067
 Galland, F., Lagrange, A.-M., Udry, S., et al. 2005a, *A&A*, 443, 337
 Gray, R. O., Corbally, C. J., Garrison, R. F., et al. 2006, *AJ*, 132, 161
 ESA 1997, *The Hipparcos and Tycho Cat*, ESA SP-1200
 Hoffleit, D., & Warren Jr., W. H. 1991, *Bright Star Catalogue* (5th Revised edn.), NSSDC/ADC
 Lagrange, A.-M., Desort, M., Galland, F., et al. 2008, *A&A*, accepted [arXiv:0809.4636]
 Lovis, C., & Mayor, M. 2007, *A&A*, 472, 657
 Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., et al. 2003, *The Messenger*, 114, 20
 Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., et al. 2004, *A&A*, 418, 989
 Sato, B., Kambe, E., Takeda, Y., et al. 2005, *PASJ*, 57, 97

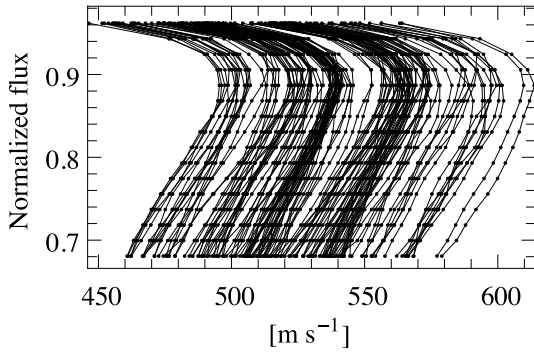


Fig. A.1. Bisectors of the CCFs.

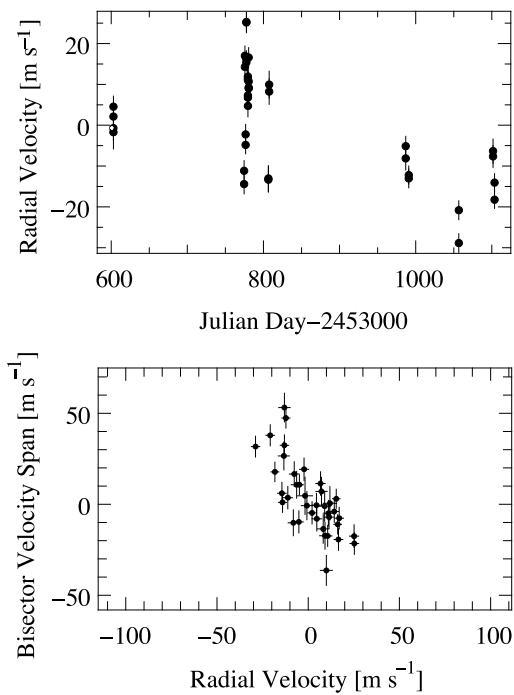


Fig. A.2. Example of an active F6V star for which measured RVs (*top*) are correlated to the bisector velocity spans (*bottom*).

Appendix A: Additional material

Figure A.1 presents the bisectors of the CCFs (which stands for all the lines) for the spectra from which we measured the radial velocities of HD 60532. It shows that spectra are mainly shifted, with yet small line-profile variations superimposed to the shifts, and thus that the radial velocities measured are not induced by line-profile variations.

Figure A.2 shows an example of an active F6V star (HD 30652, $v \sin i = 16 \text{ km s}^{-1}$) that we observed during the same survey, and for which RV measurements are correlated with line-profile variations, indicating that they are induced by a spot.

Erratum

Extrasolar planets and brown dwarfs around A–F type stars

V. A planetary system found with HARPS around the F6IV–V star HD 60532

M. Desort¹, A.-M. Lagrange¹, F. Galland¹, H. Beust¹, S. Udry², M. Mayor², and G. Lo Curto³

¹ Laboratoire d’Astrophysique de Grenoble, UMR5571 CNRS, Université Joseph Fourier, BP 53, 38041 Grenoble Cedex 9, France
e-mail: mdesort@obs.ujf-grenoble.fr

² Observatoire de Genève, Université de Genève, 51 chemin des Maillettes, 1290 Sauverny, Switzerland

³ European Southern Observatory, Alonso de Cordova 3107, Vitacura, Santiago, Chile

A&A 491, 883–888 (2008), DOI: 10.1051/0004-6361:200810241

ABSTRACT

The dynamical analysis in the original paper was erroneous due to a mismatch in the choice of angular parameters. The calculations had been made by assuming a pole-on ($\sin i = 0$) instead of an edge-on $\sin i = 1$ orbit. In this framework, $\Omega_c - \Omega_b$ is just the mutual inclination between the orbital planes of the two planets. We also correct some stellar parameters given in the original paper ($\log g = +3.83$, $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{updated}} = -0.26$).

Key words. techniques: radial velocities – stars: early-type – stars: planetary systems – stars: oscillations – individual: HD 60532 – errata, addenda

In the original paper the calculations had been made by assuming a pole-on ($\sin i = 0$) instead of an edge-on ($\sin i = 1$) orbit. The dynamical study has been made again, but this time by assuming coplanarity of the orbits, hence $\Omega_c = \Omega_b$. The figures are changed but the main conclusions remain. Over 10^8 yr, the planetary system is chaotic but does not indicate any instability. The semi-major axes of the two planets oscillate between 0.754 AU and 0.752 AU for planet *b*, and between 1.568 AU and 1.595 AU for planet *c*. The eccentricity of planet *b* oscillates between 0.118 and 0.3, and that of planet *c* between 0.015 and 0.141. As before, we show that, given the error bars, the secular evolution of the semi-major axis of planet *b* should be detectable within ~ 10 years from now. This would constitute a strong indication of a resonant configuration. The sense of this variation is not constrained, because of the error bar on the argument of the planet *c* periastron. Figure 2 shows the secular evolution of the semi-major axis of planet *b* (a_b) in the same conditions as above, but for an initial choice of $\omega_c = -280^\circ$ instead of -209° . The initial evolution sense is reversed compared to Fig. 1.

As in the initial calculations, the size of the error bars in Table 2 does even not ensure that the orbital configuration is actually resonant, but here again in non resonant configurations (Fig. 4), the variations of the semi-major axis of planet *b* achieve a much lower amplitude than in the resonant case.

Our basic conclusions are thus unchanged: i) the resonant configuration cannot be stated, but it is probable; ii) the system is significantly chaotic; iii) in a resonant configuration, we should be able to detect semi-major axis variations in planet *b*’s motion within ~ 10 yrs.

Recently, a global analysis of this system by Laskar & Correia (2009) confirmed the resonant status, using numerical integration and frequency analysis. In fact, non resonant systems appear less stable than resonant ones of Gyr timescales. This further indicates a resonant configuration.

We must also correct the $\log g$ of the star, which is $+3.83$. And we can update the estimated metallicity, which is now -0.26 according to new calibrations of the data from Holmberg et al. (2007), thus slightly more metallic than before. An estimation from Gray et al. (2006) (from which we took the $\log g$) gives $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.05$.

Acknowledgements. We thank Daniel Fabrycky, Jacques Laskar, and Alexandre Correia for pointing out the dynamical inconsistencies of the initial version of the paper, and the referee for the stellar parameter corrections.

References

- Holmberg J., Nordström B., & Andersen J., 2007, A&A, 475, 519
Laskar J., & Correia A.C.M. 2009, A&A, 496, L5

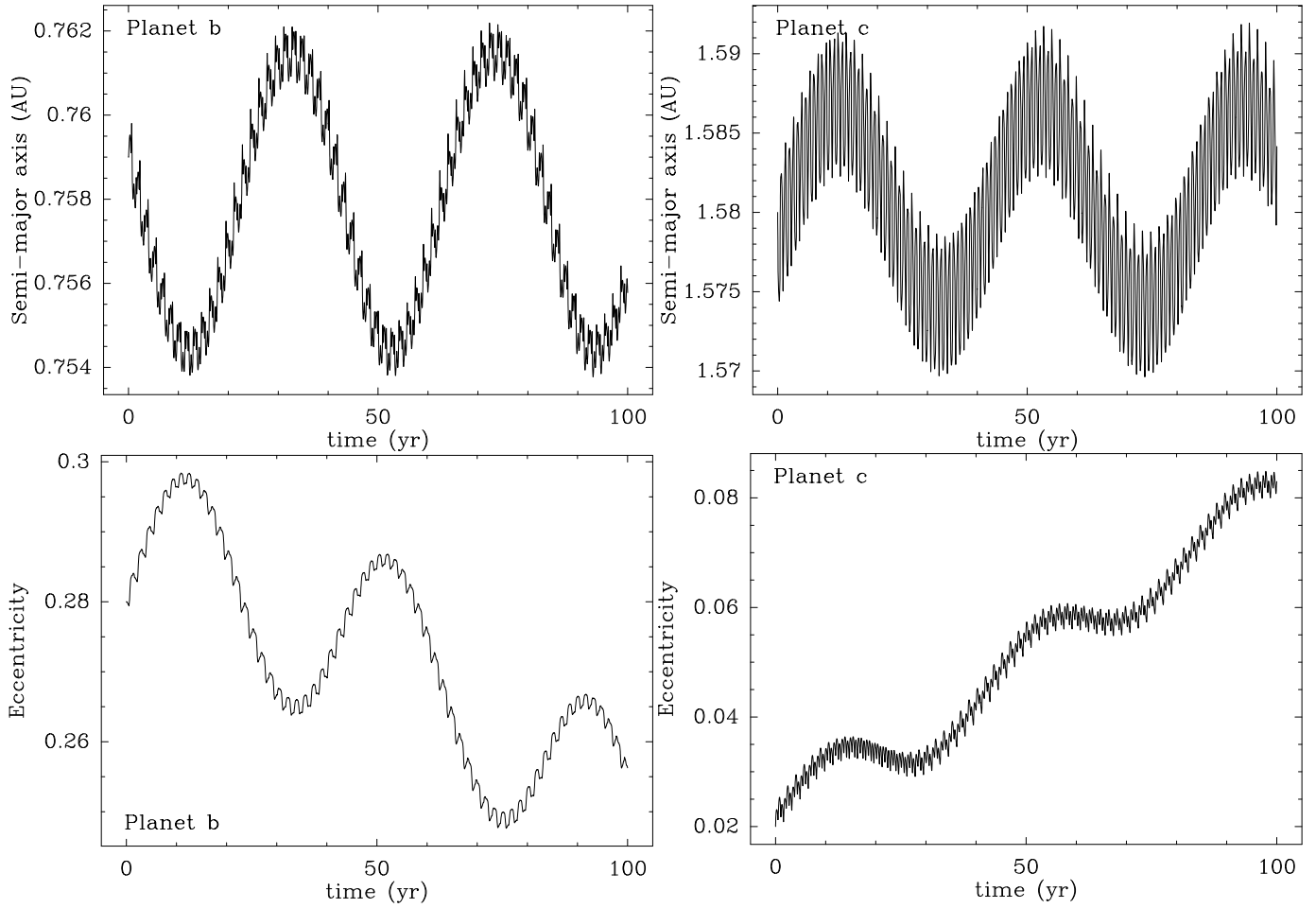


Fig. 1. Orbital evolution over 100 yr of the semi-major axes (*top*) and eccentricities (*bottom*) for planets *b* (*left*) and *c* (*right*), under their mutual perturbations, in a 3:1 resonance configuration.

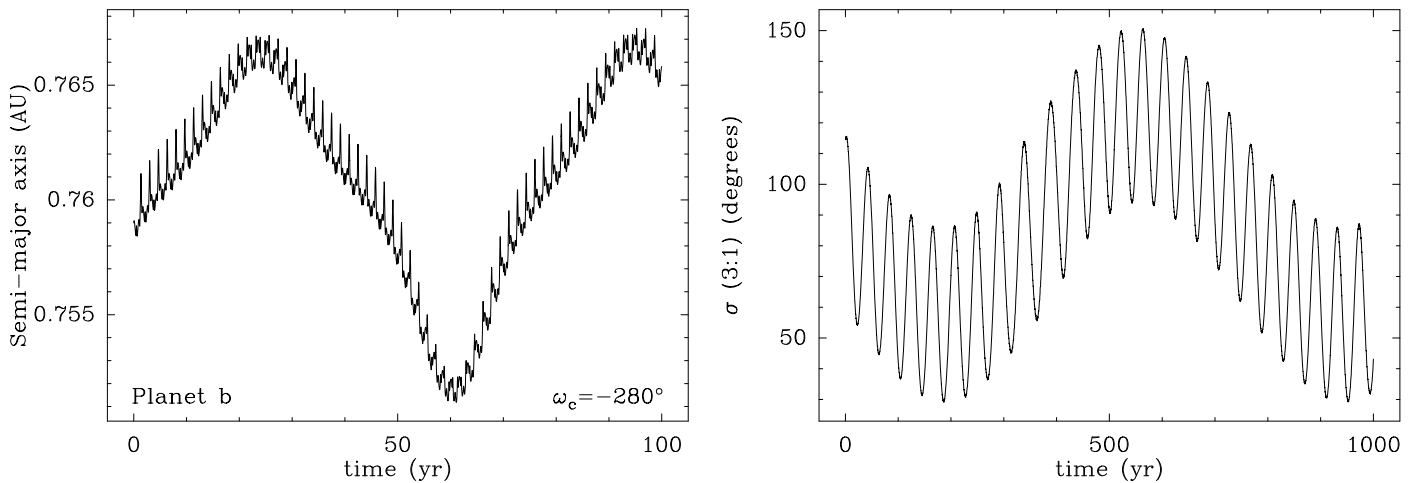


Fig. 2. Evolution of semi-major axis if planet *b* in the same conditions as in Fig. 1, but assuming an initial $\omega_c = -280^\circ$ instead of -209° .

Fig. 3. Evolution of the 3:1 critical argument σ over 1000 yr, in the same condition as described in Fig. 1. We note the σ -libration characteristic for resonant motion.

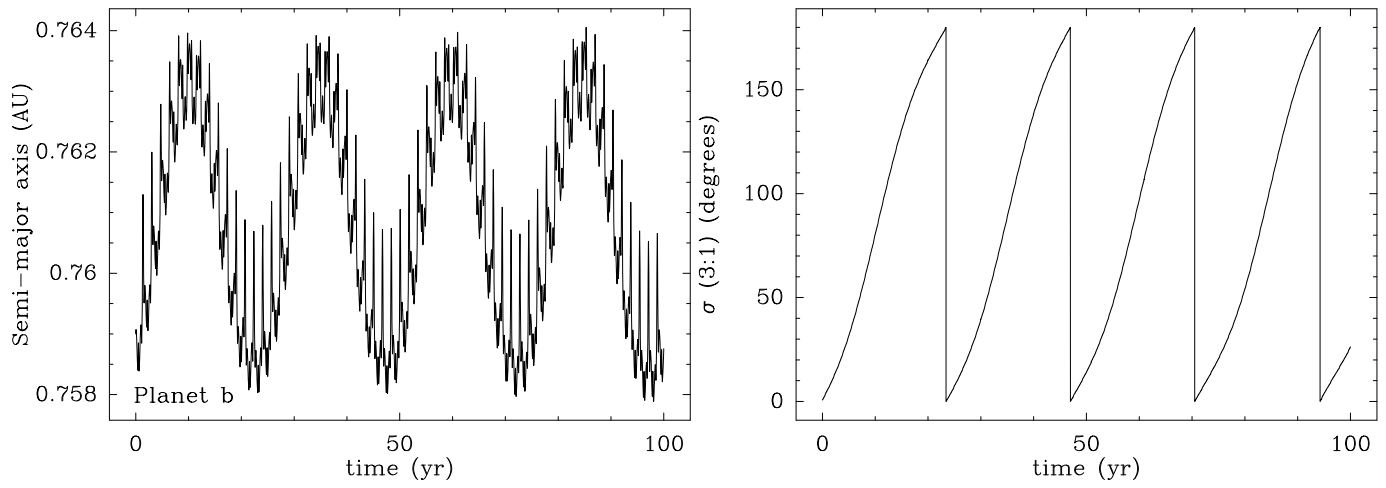


Fig. 4. Evolution of the semi-major axes of planet *b* and of the critical angle σ for 3:1 resonance in the same conditions as described in Fig. 1, but with $a_c = 1.56$ AU. This is a non-resonant configuration.

4.2.4 Candidat en cours de suivi : Une planète géante à longue période autour d'une étoile active à rotation rapide

Avec *HARPS*, malgré une base de temps et un échantillonnage temporel encore limités, nous avons pu surveiller un nombre conséquent d'étoiles (170) et parmi ces étoiles, outre la détection du système d'HD 60532 (Sect. 4.2.3), nous avons aussi poursuivi l'observation de quelques étoiles s'avérant les plus intéressantes comme celle que je présente ici. Bien que son activité ait été remarquée dès les premières observations, l'amplitude des vitesses induite n'étant pas très élevée ($\sim 50 \text{ m s}^{-1}$), nous avons continué à l'observer afin de chercher d'éventuels compagnons "un peu massifs" (\simeq masse de Jupiter). Après quelques séquences d'observations à court terme nous permettant de mesurer la totalité de l'amplitude des variations induites par l'activité ($\sim 60 \text{ m s}^{-1}$, Fig. 4.3), nous avons commencé à voir l'orbite du compagnon se dessiner (Fig. 4.5). Malheureusement, la période étant a priori grande ($\sim 600\text{--}800$ jours selon le périodogramme Fig. 4.4), une longue base de temps de suivi est nécessaire pour reconstruire une orbite complète.

L'ajustement d'une orbite képlérienne à l'ensemble des données nous permet de déduire les paramètres principaux de l'orbite du compagnon que sont en particulier sa masse projetée $m \sin i$ et sa période P . L'ensemble des paramètres accessibles par cet ajustement (Fig. 4.6) est résumé dans le Tab. 4.1.

Cette étoile montre une fois de plus notre capacité à détecter des compagnons planétaires autour des étoiles chaudes de la séquence principale (c'est une étoile de type F5V, avec un $v \sin i$ à plus de 25 km s^{-1}) grâce à notre méthode de mesure des vitesses radiales. De plus, elle montre qu'il est possible de détecter des compagnons autour d'étoiles actives, moyennant un échantillonnage adapté afin de bien caractériser l'influence de l'activité et de pouvoir faire ressortir le signal du compagnon.

4.3 PREMIERS RÉSULTATS À PARTIR DES OBSERVATIONS *SOPHIE*

4.3.1 L'instrument

SOPHIE, le successeur d'*ELODIE*, est un spectrographe similaire à *HARPS* dans l'hémisphère nord (Fig. 4.7), il doit permettre la détection de planètes de quelques masses terrestre grâce à une précision au niveau du m s^{-1} . Pour atteindre cette précision, avec une résolution maximum de 75 000 (un mode haute efficacité avec $R = 40\,000$ est disponible), la cuve scellée contenant les éléments dispersifs du spectrographe est stabilisée en température ($\sigma = 0,01 \text{ }^\circ\text{C}$) et en pression ($\sigma = 0,05 \text{ mbar}$).

Jusqu'à présent (mi-2009), pour différentes raisons instrumentales (caméra de guidage, ancienne bonette *SOPHIE*, efficacité insuffisante du transfert des charges du CCD), la précision à long terme est limitée à environ 7 m s^{-1} (1σ).

4.3.2 Performances

La figure 4.8 illustre les performances du spectrographe *SOPHIE* associé à *SAFIR* pour l'échantillon précédemment décrit. On voit la grande variété

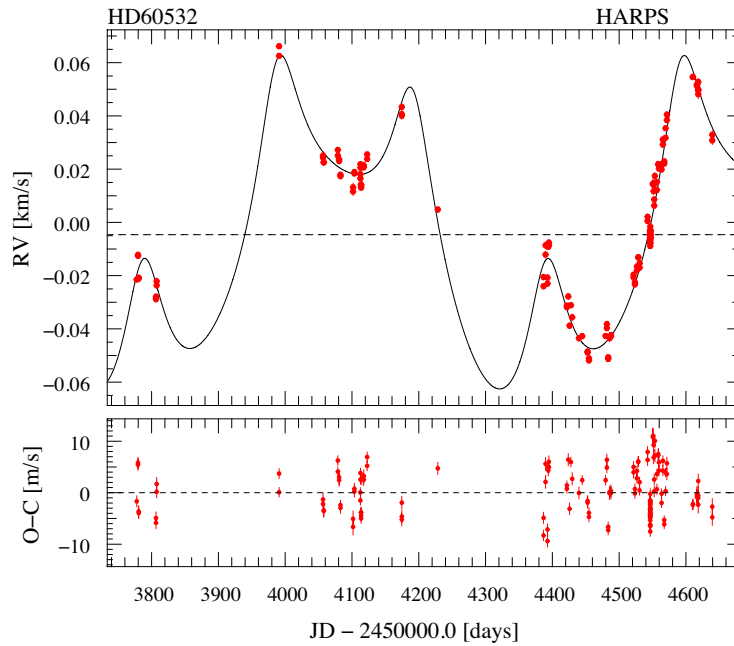


FIG. 4.2 – Ajustement d'un modèle Képlerien à deux corps aux vitesses radiales de HD 60532. Deux planètes massives à longues périodes orbitent autour de cette étoile ($m \sin i \simeq 1$ et $2,5 M_{\text{Jup}}$, $P = 201$ et 604 jours respectivement).

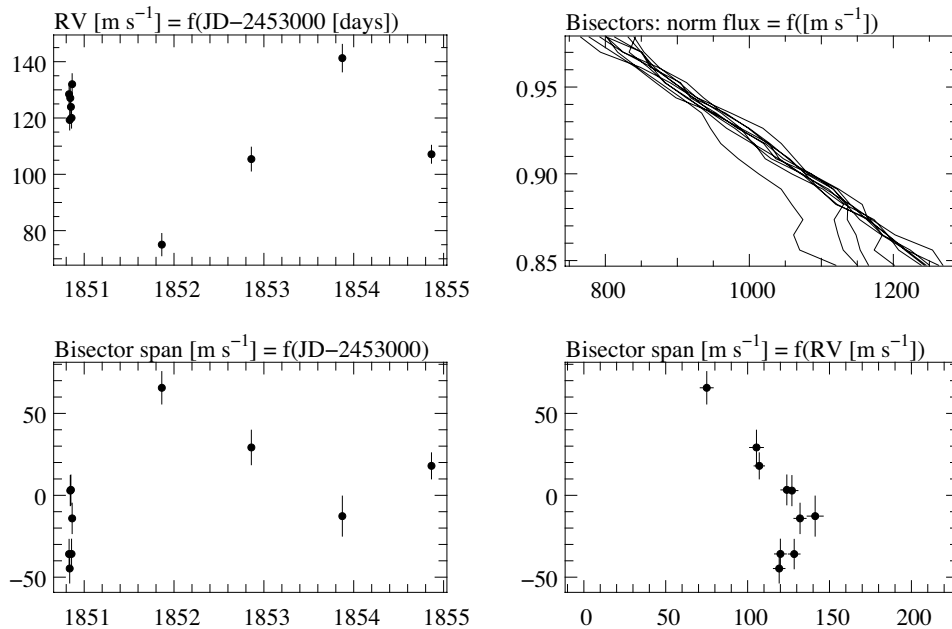


FIG. 4.3 – Vitesses radiales et BVS sur une courte période d'observation. L'effet de l'activité est bien visible sous la forme d'une anti-corrélation entre la vitesse et le BVS.

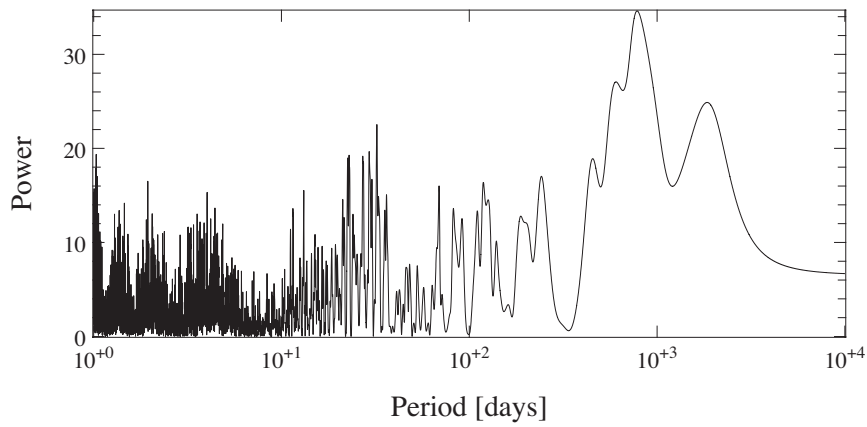


FIG. 4.4 – Périodogramme de l'ensemble des vitesses radiales. Le maximum de puissance se situe à longue période, la couverture incomplète d'une seule période ne permet pas la localisation précise de la période.

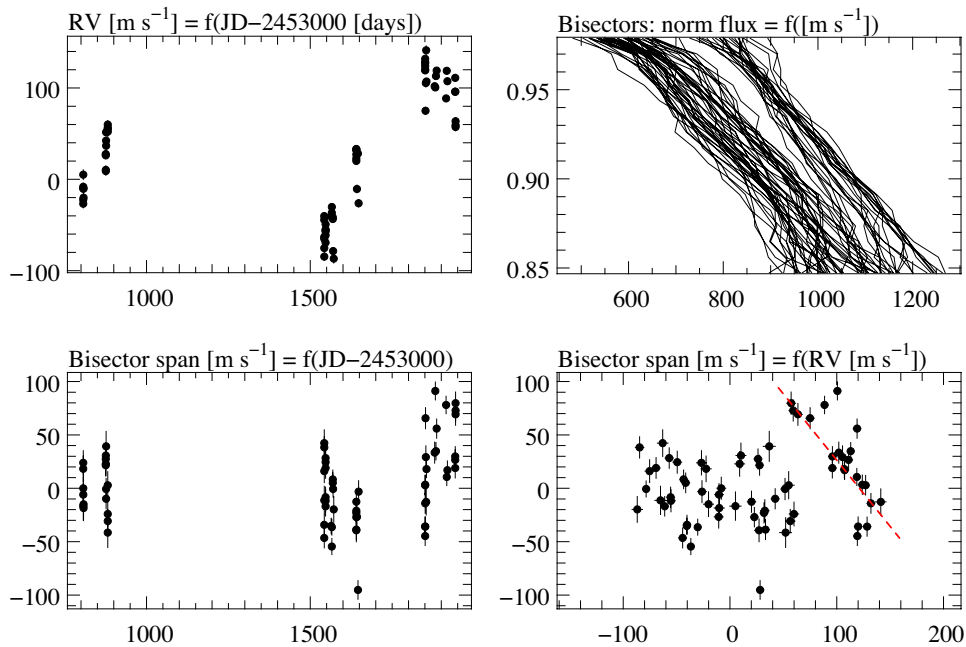


FIG. 4.5 – Vitesses radiales et BVS sur l'ensemble des observations. On retrouve localement l'anti-corrélation entre vitesse et BVS, se superposant à l'effet de la planète.

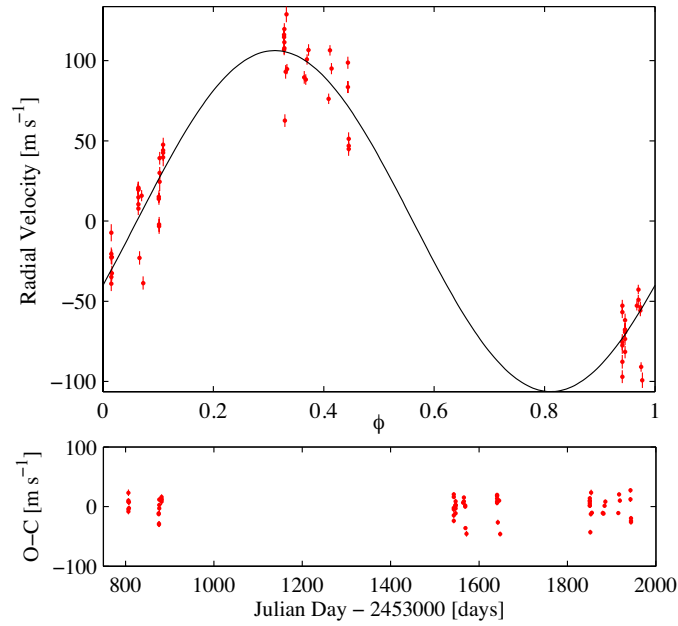
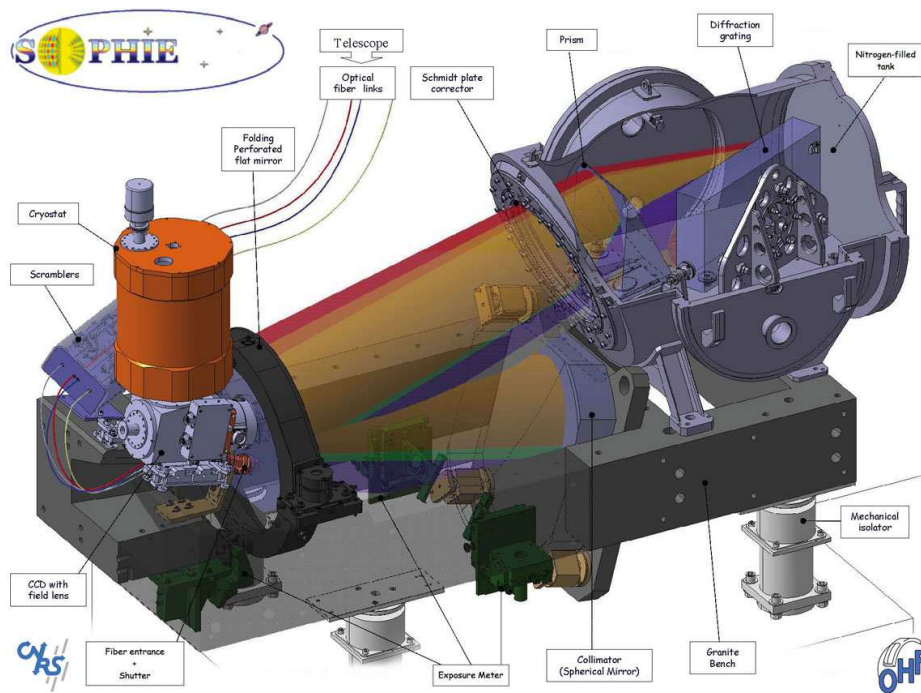


FIG. 4.6 – Ajustement d’une orbite képlérienne aux données. Une planète massive ($m \sin i \simeq 6 M_{\text{Jup}}$) sur une orbite d’environ 800 jours correspond bien aux mesures.

Paramètre		Planète <i>b</i>
P	[jours]	795 ± 8
T_0	[JD-2450000]	4042 ± 7
e		0 (fixed)
ω	[deg]	0
K	[m s ⁻¹]	106 ± 5
N_{meas}		69
$\sigma_{\text{O-C}}$	[m s ⁻¹]	16.6
χ^2 réduit		4.4
$a_1 \sin i$	[10 ⁻³ AU]	7.8
$f(m)$	[10 ⁻⁹ M _☉]	98.8
M_1	[M _☉]	1.4
$m \sin i$	[M _{Jup}]	6.06
a	[AU]	1.88

TAB. 4.1 – Paramètres résultant de l’ajustement d’une orbite képlérienne aux données.

FIG. 4.7 – Schéma du spectrographe *SOPHIE*.

des précisions atteignables selon le type spectral de l'étoile et sa vitesse de rotation projetée ($v \sin i$) (prédit dans Galland et al. (2005b)). Pour les étoiles de types spectraux proches de celui du type solaire, et pour des $v \sin i$ faibles, on atteint la même précision qu'avec la méthode des masques et on est alors limité par le bruit de photon et la précision instrumentale. Pour des types spectraux plus précoces et des $v \sin i$ plus élevés, la précision se dégrade mais il est tout de même possible de détecter des compagnons planétaires ou naines brunes autour de certaines de ces étoiles.

Impact de la stratégie d'observation

La stratégie d'observation adoptée pour ce programme de recherche de compagnons sub-stellaires autour des étoiles A–F de la séquence principale est d'effectuer à chaque pointage deux spectres consécutifs (temps typique entre les deux poses : 30 secondes de lecture du CCD). Ceci permet d'une part d'obtenir la précision nécessaire (du point de vue du bruit de photon) pour détecter des planètes peu massives autour des étoiles les plus tardives tout en évitant la saturation du capteur CCD. D'autre part, l'écart de vitesse entre les deux mesures donne directement une mesure de la précision associée à chaque étoile ("bruit" stellaire à très haute fréquence).

La figure 4.9 donne pour chaque étoile observée avec *SOPHIE* l'écart maximum entre 2 spectres consécutifs $\max(S2S)$ et l'incertitude moyenne sur les spectres ϵ_{rv} (somme quadratique du bruit de photon et du bruit instrumental). Les tirets représentent la limite $\max(S2S) = 2\epsilon_{rv}$ pour laquelle l'écart de vitesse entre deux spectres est plus grand que la barre d'erreur moyenne à 1σ sur tous les spectres. La taille du symbole représente le $B - V$ de l'étoile, divisé en quatre intervalles ($[-0.15, 0]$, $]0, 0.2]$, $]0.4, 0.6]$). On peut alors distinguer deux cas :

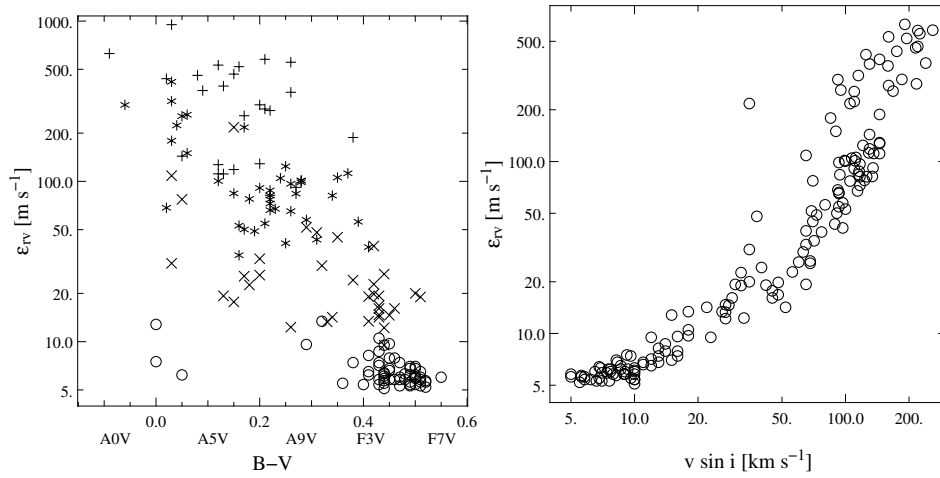


FIG. 4.8 – **Gauche** : Erreur ϵ_{rv} en fonction de l'indice $B - V$ de l'étoile pour toutes les étoiles de l'échantillon et différents groupes de $v \sin i$: $v \sin i < 20 \text{ km s}^{-1}$ (\circ), $20 \text{ km s}^{-1} < v \sin i < 70 \text{ km s}^{-1}$ (\times), $70 \text{ km s}^{-1} < v \sin i < 130 \text{ km s}^{-1}$ ($*$), $130 \text{ km s}^{-1} < v \sin i$ ($+$). **Droite** : La même erreur ϵ_{rv} en fonction du $v \sin i$.

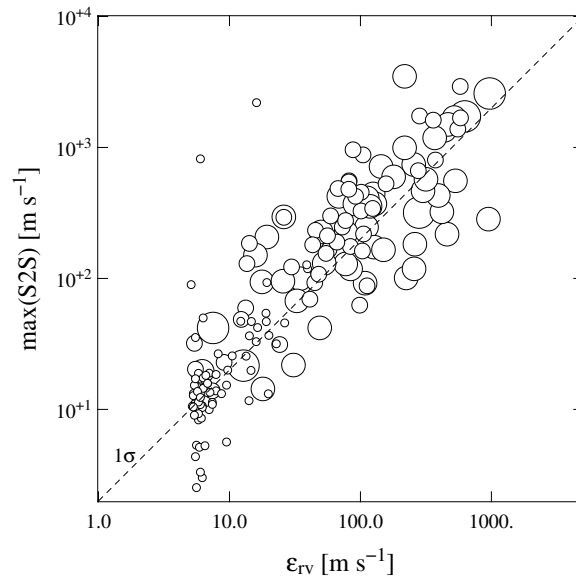


FIG. 4.9 – Écart maximum entre 2 spectres consécutifs $\max(\text{S2S})$ en fonction de l'incertitude moyenne sur les spectres ϵ_{rv} (bruit de photon et bruit instrumental). La taille du symbole représente le $B - V$ de chaque étoile, séparé en quatre intervalles ($[-0.15, 0]$, $[0, 0.2]$, $[0.4, 0.6]$) de taille décroissante. Les tirets représentent la limite $\max(\text{S2S}) = 2\epsilon_{rv}$ pour laquelle l'écart de vitesse entre deux spectres est plus grand que la barre d'erreur moyenne à 1σ sur tous les spectres.

- $\max(\text{S2S}) < 2\epsilon_{rv}$, l'étoile est stable entre des spectres consécutifs, il est alors possible d'atteindre une meilleure précision que ϵ_{rv} en faisant la moyenne des vitesses des spectres consécutifs. Cependant, si $\max(\text{S2S})$ est inférieur à la précision instrumentale (ici de l'ordre de 7 m s^{-1} pour l'instant), il est inutile de faire deux spectres consécutifs puisque l'incertitude sur la mesure sera dominée par le bruit instrumental et non par le bruit de photon.
- $\max(\text{S2S}) > 2\epsilon_{rv}$, l'étoile est variable à très haute fréquence. L'écart de vitesse entre deux spectres consécutifs donne une mesure du jitter à très haute fréquence.

4.3.3 Étoiles constantes, variabilité stellaire...

Statut des observations

Fin mai 2009, nous avons observé 176 des 324 étoiles de notre échantillon initial. Après ces premières observations, il apparaît que 55 d'entre-elles sont des binaires spectroscopiques ou visuelles, 3 ne montrent pas de variations de vitesse radiale sur l'intervalle de temps considéré (supérieur à 400 jours) malgré un grand nombre de mesures. Trois sont fortement actives ($A = 100\text{--}200 \text{ m s}^{-1}$) et 27 sont fortement pulsantes ($A > 100 \text{ m s}^{-1}$), pour celles-ci il serait possible de faire un relevé avec une stratégie différente (*cf.* Sect. 3.6, observations intenses) pour rechercher "plus profondément" des compagnons. Ces 88 étoiles ne sont donc plus observées dans la suite de ce relevé systématique. Deux cent sept étoiles sont encore observées ou à observer. Assez peu d'étoiles ont suffisamment de mesures (Fig. 4.10) pour nous permettre une étude statistique sur la présence de compagnons à différentes périodes (< 100 jours notamment).

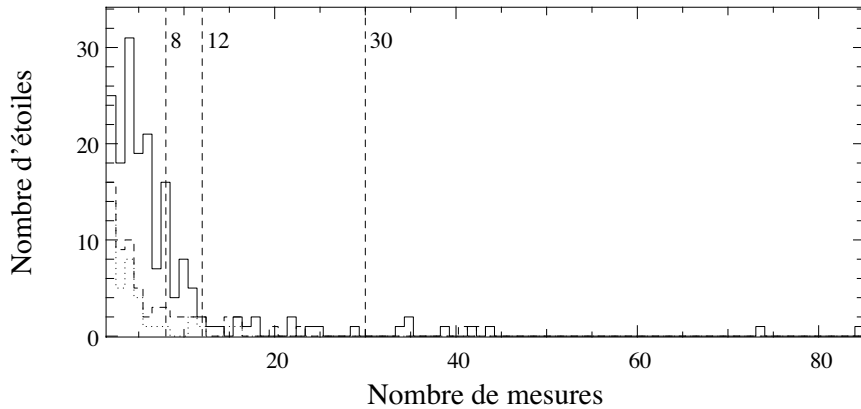


FIG. 4.10 – Histogramme du nombre d'étoiles par nombre de mesures effectuées. En pointillés, les étoiles qui ne sont plus suivies. En tirets, l'ensemble des étoiles qui ne sont plus suivies ou sur le point de l'être.

La dispersion des vitesses radiales a été mesurée pour chaque étoile et un histogramme représente le nombre d'étoile pour chaque intervalle (Fig. 4.11). On remarque que peu d'étoiles sont constantes (premier intervalle entre 0 et 10 m s^{-1}) et la dispersion des mesures est toujours supérieure à environ 6 m s^{-1} . Les quelques étoiles à très grandes dispersions ($\sim 10^4 \text{ m s}^{-1}$) sont principalement des étoiles binaires (voire des pulsantes dans quelques cas).

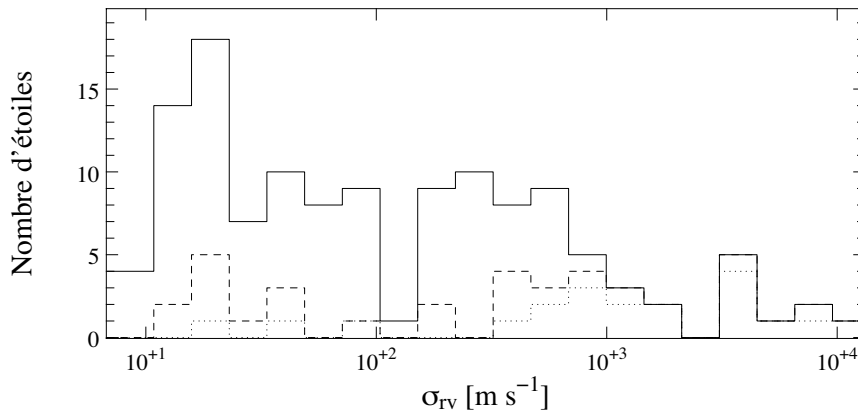


FIG. 4.11 – *Histogramme du nombre d'étoiles par intervalle de dispersion des vitesses radiales. En pointillés, les étoiles qui ne sont plus suivies. En tirets, l'ensemble des étoiles qui ne sont plus suivies ou sur le point de l'être.*

La Figure 4.12 indique, pour chaque étoile observée, (*gauche*) la dispersion des mesures en fonction du $B - V$ de l'étoile et (*droite*) le rapport entre la dispersion des mesures et l'incertitude moyenne associée, ce rapport étant une mesure de la variabilité des étoiles. Cette variabilité peut être induite par la binarité de l'étoile (dérive ou spectroscopique), par des pulsations ou de l'activité, par la présence de compagnons substellaires.

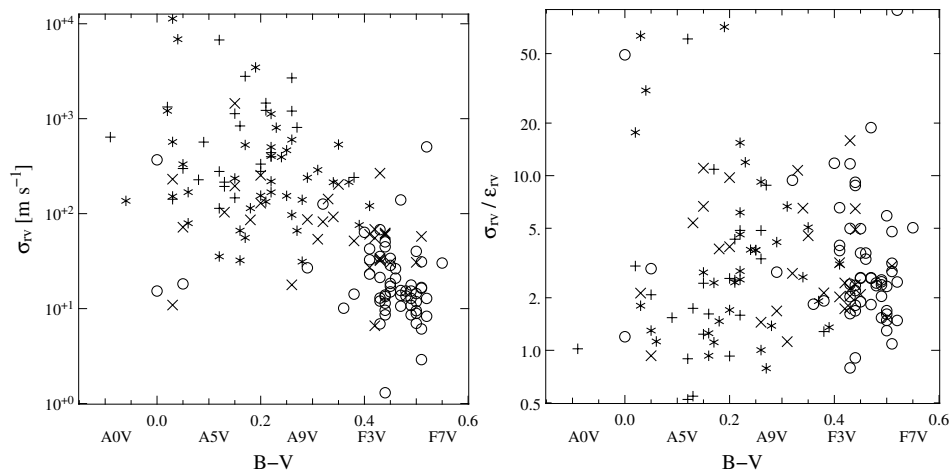


FIG. 4.12 – **Gauche** : Pour chaque étoile, dispersion des mesures en fonction du $B - V$. **Droite** : Rapport entre la dispersion des mesures et les incertitudes associées à chaque étoile. Ceci indique les étoiles dont les variations de vitesses sont significatives ($\sigma_{rv}/\epsilon_{rv} \gtrsim 2-3$).

Parmi les 62 étoiles suivies montrant des variations significatives de vitesse radiale, 48 n'ont pas encore été suffisamment observées (< 10 nuits d'observation), et 14 sont toujours suivies, dont 7 sont particulièrement intéressantes.

Quelques cas typiques. Origine de la variabilité

Malgré un nombre de mesures encore limité, nous avons déjà quelques étoiles considérées comme constantes (exemple Fig. 4.13 *a*), comme étoiles actives (Fig. 4.13 *b*), comme étoiles pulsantes (Fig. 4.13 *c*), comme binaires

(Fig. 4.13 *d*), comme étoiles à candidats compagnons (Fig. 4.13 *e*), et comme des étoiles atypiques (Fig. 4.13 *f*).

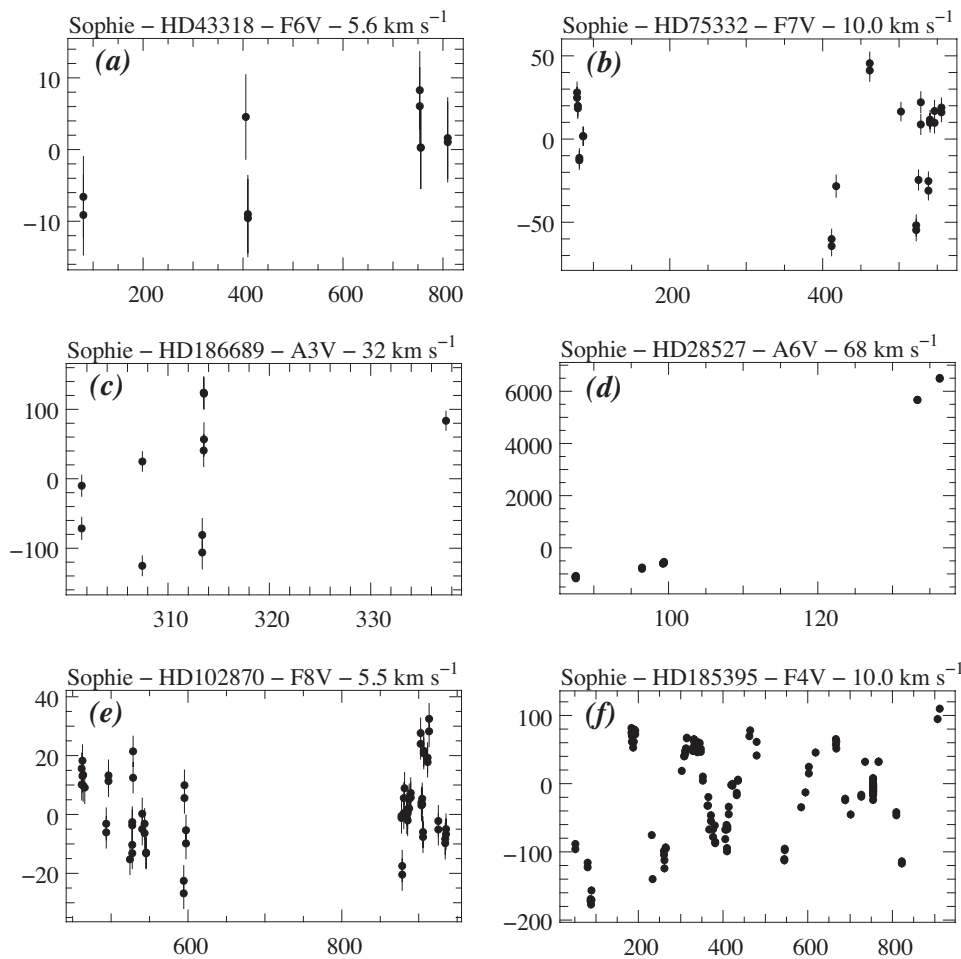


FIG. 4.13 – Quelques exemples d'étoiles observées avec *SOPHIE*. (a) Constante, (b) active, (c) pulsante, (d) binaire, (e) candidat compagnon, (f) étrange, selon les critères exposés dans la section 3.6.

4.3.4 Quels types de compagnons détectés ?

La figure 4.14 présente les cas les plus intéressants détectés jusqu'alors ainsi que quelques compagnons stellaires. À partir des observations réalisées, nous avons détecté plusieurs étoiles binaires avec des périodes plus ou moins longues, mais elles n'ont pas été caractérisées. Une fois l'origine des variations de vitesse identifiée comme étant la binarité de l'étoile, celle-ci n'était plus observée. Pour certaines, une dérive est observée (période > 1000 jours, exemples Fig. 4.14 *b*, *f*), mais pour d'autres l'orbite commence à être résolue et quelques mesures adéquatement placées pourraient permettre de contraindre la période et l'excentricité de l'orbite (Fig. 4.13 *d* et Fig. 4.14 *g*).

Parmi les possibles compagnons sub-stellaires en cours de suivi se trouve une possible planète géante en orbite proche (~ 40 jours, jupiter tiède) autour d'une étoile de type spectral F7V (Sect. 4.3.6).

Pour les autres cas intéressants, il n'est pas encore possible de déterminer les caractéristiques des compagnons du système. Parce que ce sont des étoiles

binaires et/ou actives, la confirmation de l'existence et la caractérisation d'un compagnon sub-stellaire est délicate.

Dans le cas Fig. 4.14 *b*, la présence d'une dérive semble évidente. Il est aussi assez aisé de montrer que l'étoile est active en regardant le graphe du BVS en fonction de la vitesse sur une courte période de temps (quelques jours) et en constatant une forte anti-corrélation (*cf.* Sect. 4.3.6). Cependant il semble qu'il se superpose à ces signaux celui d'un compagnon planétaire à longue période. La stratégie d'observation doit alors être spécifique à l'étoile afin de faire ressortir au mieux ce signal planétaire (*cf.* Sect. 3.6.2). La période du compagnon planétaire n'est donc pas encore bien caractérisée mais le système semble très intéressant.

Il existe aussi quelques candidats pour lesquels on ne peut expliquer les variations de vitesse radiale par de l'activité stellaire modulée par la période de rotation de l'étoile ou par l'existence d'un seul compagnon. On serait alors tenté de faire une recherche avec plusieurs compagnons mais ceci nécessite nettement plus de mesures que pour un compagnon, notamment quand les amplitudes induites par ces hypothétiques compagnons peuvent être proches et de faibles amplitudes (Fig. 4.14 *h*, Lovis et al. 2006, Udry et al. 2007).

D'autres exemples sont un peu plus troublants et ne sont pour l'instant pas compris. Les figures 4.13 *f* (θ Cygni, faisant par ailleurs l'objet d'un article présenté Sect. 4.3.7) et 4.14 *e* montrent des variations à longue période, a priori imputables à l'existence d'un compagnon à longue période selon les diagnostics utilisés de façon standard. Néanmoins, en analysant plus précisément les données (mesures du BVS en fonction du temps ou en fonction de la vitesse), il sort que la variation à longue période pourrait être d'origine stellaire. Ces mesures des déformations des bissecteurs étant délicates et de faibles amplitudes, il est difficile de certifier cette origine stellaire et un suivi régulier à très long terme et éventuellement avec d'autres instruments (*e.g.*, en photométrie) pourrait nous en dire plus.

4.3.5 Limites de détection

Le calcul des limites de détection pour chaque étoile nous permet de connaître, pour chaque période orbitale, quelle est la masse limite détectable d'un compagnon avec les données acquises jusqu'alors. Il est effectué en générant les vitesses correspondant à un grand nombre d'orbites Képlériennes supposées circulaires à différentes phases, pour un ensemble de compagnons de différentes masses et périodes orbitales. Les vitesses radiales sont calculées aux dates d'observations réelles de l'étoile et du bruit correspondant à l'incertitude sur les mesures est ajouté. Pour chaque compagnon (masse ; période), la dispersion des vitesses est calculée, ceci pour toutes les phases de l'orbite. On extrait alors la valeur moyenne de ces dispersions et on la compare à la dispersion des mesures réelles. Si cette valeur moyenne est supérieure à la valeur réelle, on considère que le compagnon est détectable. On définit la probabilité de détection du compagnon en comparant les dispersions des orbites simulées avec la différence entre la dispersion des mesures réelles et la valeur moyenne des dispersions simulées.

Quelques exemples de limites de détection pour des étoiles *SOPHIE* sont présentés sur la Fig. 4.15. Cependant, cette méthode fondée sur l'estimation de la dispersion des mesures (σ_{rv}) prend alors en compte la dispersion des

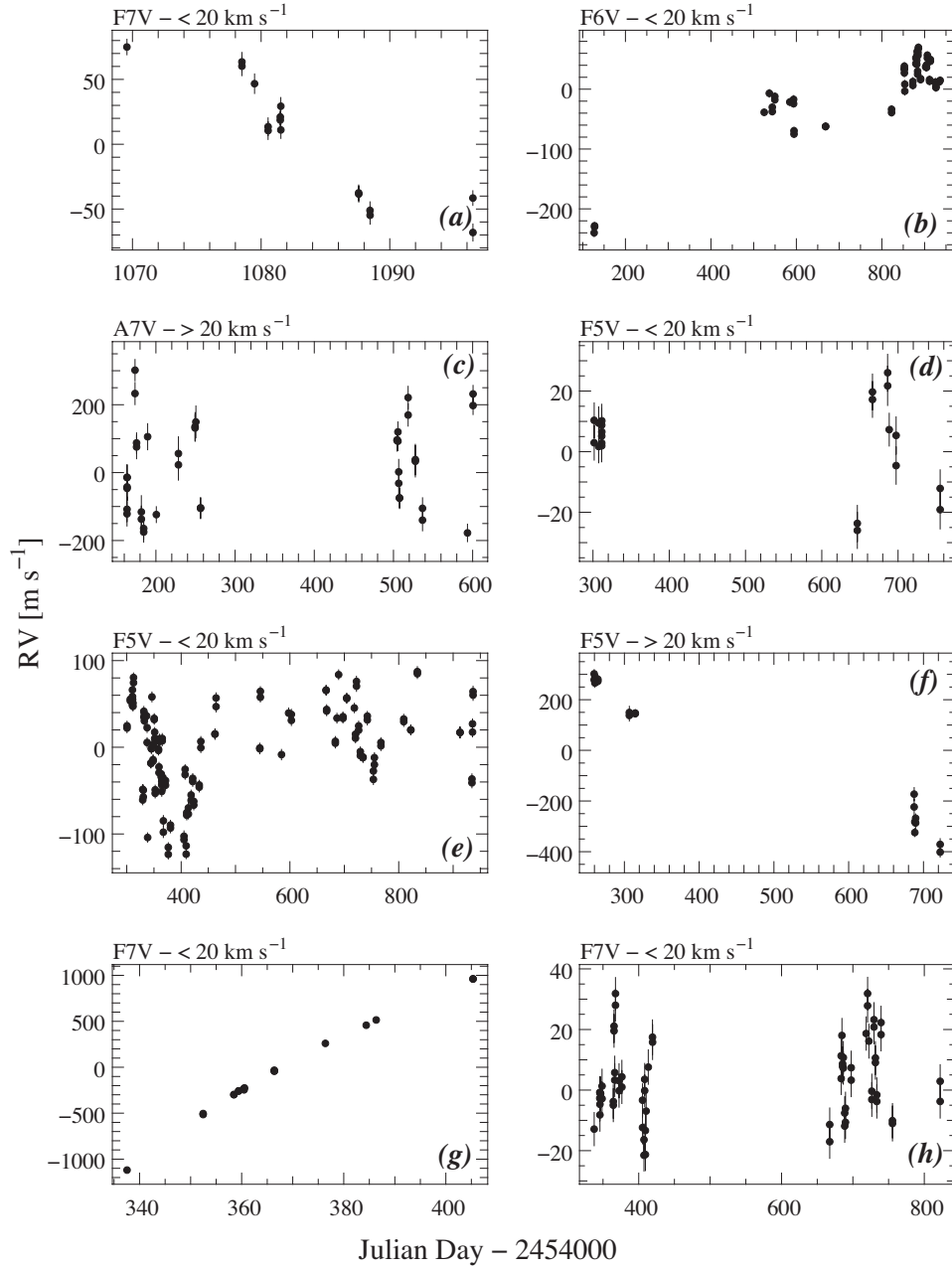


FIG. 4.14 – Quelques exemples de candidats compagnons stellaires ou sub-stellaires autour des étoiles observées avec *SOPHIE*. (a) jupiter tiède ?, (b) binaire active + planète à longue période ?, (c) planète à moyenne période autour d'une étoile active ?, (d) planète à moyenne période ?, (e) planète à longue période et/ou phénomène stellaire ?, (f) binaire, (g) binaire, (h) système multiplanétaire ?

vitesse dues à un éventuel compagnon et la masse limite détectable est bien supérieure à la masse de ce compagnon. Cette méthode est donc à appliquer une fois que l'on considère ne pas avoir détecté de compagnon afin de contraindre l'espace des paramètres explorés pour chaque étoile.

Une autre façon de calculer ces limites de détection afin de connaître la masse limite détectable dans tous les cas consiste à prendre comme référence non pas σ_{rv} mais l'amplitude des variations observées sur un intervalle de temps donné, correspondant à une durée pendant laquelle la variation mesurée ne peut pas être due à un compagnon. Pour une étoile où les variations sur la nuit sont clairement dues à des pulsations, on peut prendre comme critère $A_{rv} = 3\epsilon_{inn}$, où $\epsilon_{inn} = \max(\epsilon_{rv}) + A_{inn}$, avec ϵ_{rv} l'incertitude sur les mesures de la nuit et A_{inn} la semi-amplitude des variations sur la nuit. S'il est probable qu'un compagnon courte période induise des variations non négligeables sur l'espace d'une nuit, il est préférable d'utiliser plutôt comme critère $A_{rv} = 3\epsilon_{s2s}$, où ϵ_{s2s} est similaire à ϵ_{inn} mais pour un intervalle de temps inférieur à 1 heure. Ce type de limites de détection est représenté par les droites en traitillés sur la figure 4.15.

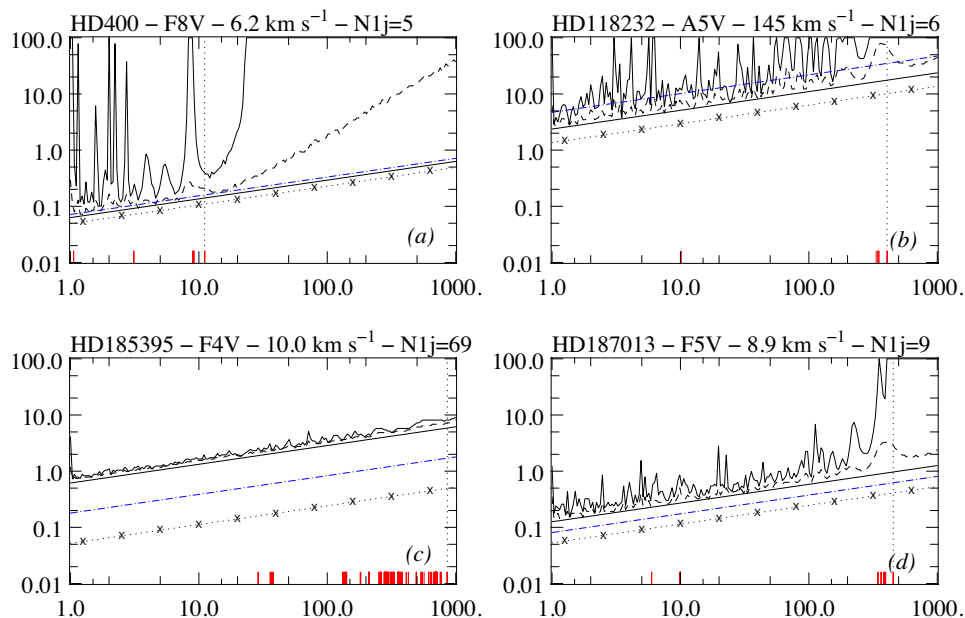


FIG. 4.15 – Quelques exemples de limites de détection, calculées avec le critère $A_{rv} = 3\sigma_{rv}$, pour des étoiles observées avec SOPHIE. La limite théorique en prenant le critère $A_{rv} = \epsilon_{s2s}$ est indiquée par la droite en traitillés.

4.3.6 Candidats en cours de suivi. Vers des étoiles précoces et actives

Une planète géante à longue période autour d'une étoile active

Voici un cas similaire à l'étoile précédente. De type spectral proche (F6V) mais avec un $v \sin i$ plus faible ($< 10 \text{ km s}^{-1}$), cette étoile montre des variations de vitesse radiale intéressantes (Fig. 4.16). En effet, sur les 1000 jours qu'ont duré les observations jusqu'à présent, on observe clairement un décalage des spectres ayant pour origine la présence d'au moins un compagnon, le graphe BVS-RV étant globalement plat.

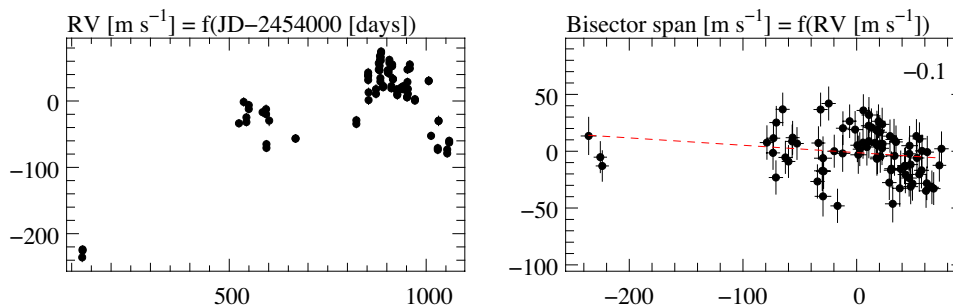


FIG. 4.16 – Vitesses radiales et BVS sur l'ensemble des observations.

En analysant les vitesses radiales sur une plus courte durée (de $\text{JD}-2454000 = 820$ à 1060, Fig. 4.17), on visualise bien le signal d'un compagnon planétaire à longue période (> 300 jours) sur lequel se superpose un second signal à courte période. Il est pour l'instant difficile d'identifier la longue période et donc la masse du compagnon, mais étant donnée l'amplitude mesurée elle se situera dans le domaine planétaire. Les mesures de vitesses antérieures à cette période montrent qu'il est aussi possible qu'il existe un autre compagnon à plus longue période sur lequel nous n'avons aucune information.

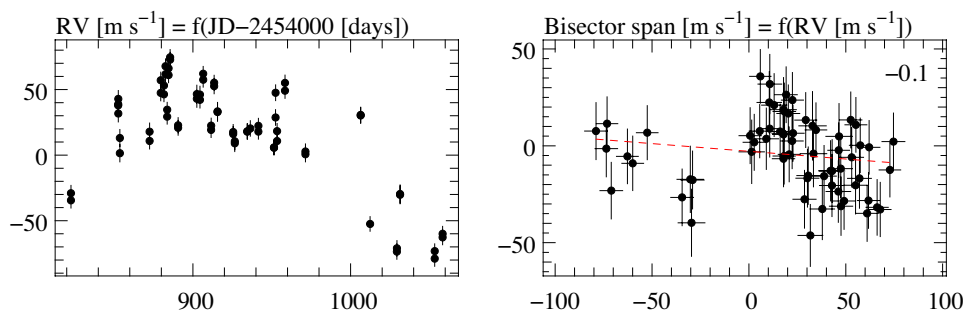


FIG. 4.17 – Vitesses radiales et BVS sur une période d'observation où le signal planétaire est bien visible. L'activité se manifeste sous la forme d'une dispersion des mesures autour de l'effet planétaire.

En ce qui concerne les variations du signal à courte période, il est clair que celles-ci sont d'origine stellaire. Sur la Fig. 4.18 j'ai isolé une période d'observation de 20 jours sur laquelle on observe des variations de vitesse radiale. Le graphe BVS-RV montre sans ambiguïté que les vitesses mesurées sont induites par des déformations des raies spectrales elles-mêmes produites par le passage d'une tache à la surface de l'étoile.

Il n'est pas possible pour l'instant de caractériser le compagnon planétaire autour de cette étoile active. Il faudra encore environ une année d'observation pour obtenir des paramètres orbitaux un minimum précis et pour voir si l'on a affaire à un système possédant une ou plusieurs planètes induisant un fort signal en vitesse.

Un Jupiter "tiède" autour d'une étoile de type F

Récemment, nous avons détecté des variations de la vitesse radiale d'une étoile de type F7V ($v \sin i < 10 \text{ km s}^{-1}$) de notre échantillon d'étoiles A-F observées avec *SOPHIE* (Fig. 4.19). Ces variations indiquent pour l'instant

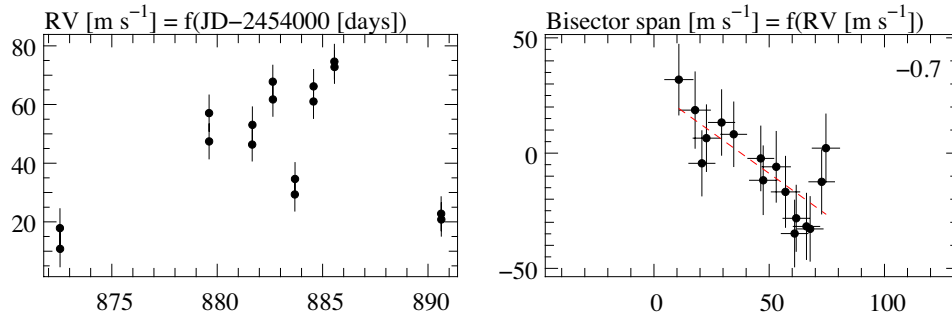


FIG. 4.18 – Vitesses radiales et BVS sur une courte période d’observation. L’effet de l’activité est bien visible sous la forme d’une anti-corrélation entre la vitesse et le BVS.

une relativement courte période (~ 40 jours) mais celle-ci n’a pas encore été complètement couverte. L’origine de ces variations semble claire, puisque le graphe BVS-RV se trouve plat alors que pour ce $v \sin i$ la présence de taches impliquerait une anti-corrélation. On peut alors s’attendre à détecter une planète d’environ $1,4 M_{\text{Jup}}$ en orbite à ~ 40 jours de période autour de cette étoile (Fig. 4.20).

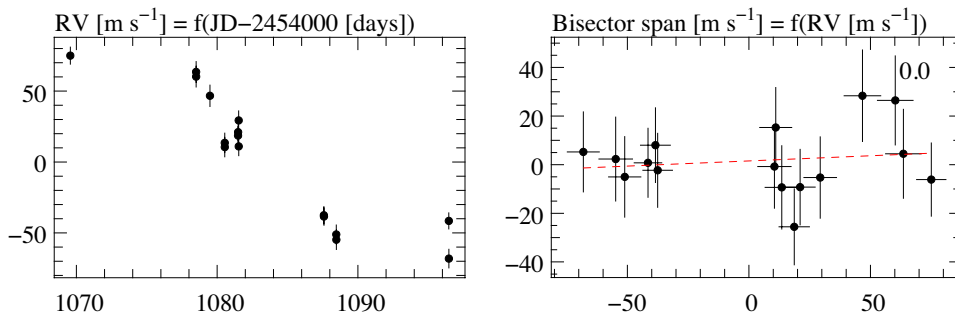


FIG. 4.19 – Vitesses radiales et BVS pour le candidat Jupiter “tiède” autour d’une étoile F de notre échantillon SOPHIE.

Les prochaines semaines d’observations seront cruciales pour la confirmation et la caractérisation de ce candidat. Ce ne serait *a priori* pas une planète dans un système d’un type nouveau mais elle s’ajouterait aux autres planètes découvertes autour des étoiles de type F tardif, proches des étoiles de type solaire. Cela permettrait d’enrichir le catalogue de ces étoiles afin de préciser les propriétés statistiques de ces systèmes, et ceci dans le but de contraindre les modèles de formations des planètes autour des étoiles massives.

4.3.7 Article : Système planétaire ou phénomène stellaire pour θ Cygni ?

Desort M., Lagrange A.-M., Galland F., Udry S., Montagnier G., et al., 2009, *A&A*, sous presse, voir page 185

Parmi les étoiles observées pour cette recherche de compagnons autour des étoiles chaudes de la séquence principale, θ Cygni est sans doute celle que nous avons observé le plus et depuis le plus longtemps. C’est aussi celle qui

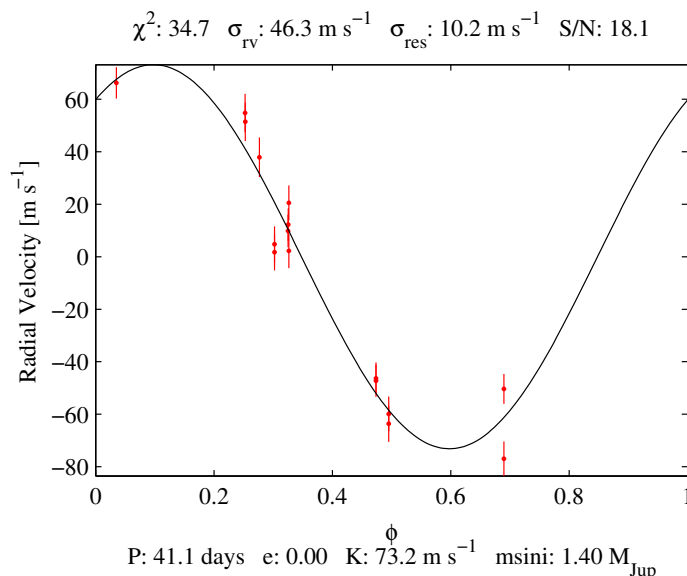


FIG. 4.20 – Ajustement d’une orbite képlérienne aux données. Une planète massive ($m \sin i \simeq 1.4 M_{\text{Jup}}$) sur une orbite de 41 jours correspond aux mesures encore peu nombreuses.

nous a posé le plus de difficultés pour comprendre les variations de vitesse radiale observées.

L’observation de cette étoile a commencé en 2003 avec *ELODIE* et les premières mesures les variations de vitesse semblaient indiquer la présence d’un compagnon en orbite autour de θ Cygni selon les critères utilisés jusqu’à présent (absence de corrélation sur le graphe BVS-RV). Nous avons donc suivi cette étoile afin de caractériser le compagnon et son orbite. Au moment du “decommissioning” d’*ELODIE*, nous avons un signal périodique avec environ trois périodes assez bien couvertes ($P \simeq 130$ jours). Cependant, il nous était impossible d’obtenir l’ajustement satisfaisant d’une orbite képlérienne malgré une sélection drastique des mesures. Certains points sortaient toujours fortement de l’orbite présumée. Nous avons donc essayé différents ajustement à plusieurs compagnons, exploré la possibilité d’interactions gravitationnelles entre les différents compagnons, mais aucune configuration ne semblait pouvoir expliquer l’ensemble des données.

Dès fin 2005 nous avons découvert la présence d’un compagnon stellaire (une étoile M) autour de θ Cygni grâce à des observations en imagerie avec optique adaptative au CFHT. Nous avons alors exploré la possibilité que ce compagnon pollue les spectres de θ Cygni ou ajoute une dérive sur les vitesses radiales mais ceci ne pouvait toujours pas expliquer les données.

Avec l’installation de *SOPHIE* à l’OHP, nous avons poursuivi l’observation de cette étoile en spectroscopie. Après des observations pendant encore 4 périodes présumées nous ne pouvons toujours pas reproduire intégralement les mesures avec un système planétaire. Il semble de plus que la période du signal des vitesses radiales varie lentement (pic du périodogramme à $\simeq 130$ jours avec *ELODIE* et $\simeq 150$ jours avec *SOPHIE*).

Une analyse des variations du bissecteur en fonction du temps semble montrer que celui-ci subit de légères déformations avec une périodicité similaire à la période du signal des vitesses radiales. Il n’est donc pas exclu que ce que l’on observe ne soit pas dû à la présence d’un ou plusieurs compagnon

mais plutôt à un phénomène d'activité à longue période (150 jours) jusqu'à présent non connu pour ce type d'étoile.

Dans le cas d'une tache stellaire, pour une étoile ayant ce $v \sin i$ et avec un spectrographe tel que *SOPHIE*, on s'attend à observer une anti-corrélation entre le BVS et la vitesse radiale mesurée. La question est de savoir pourquoi on n'observerait pas de (anti-)corrélation si ce n'est pas une tache mais un autre phénomène stellaire qui provoque ces déformations des spectres et donc ces vitesses radiales.

Des mesures interférométriques ont été effectuées par Denis Mourard et Karine Perraut en Octobre 2008. Ces premières mesures semblent indiquer un rayon de l'étoile ($< 1,2 R_{\odot}$) plutôt faible pour ce type d'étoile, puisque l'on s'attendrait à un rayon $> 1,4 R_{\odot}$. De nouvelles mesures doivent être réalisées en s'intéressant particulièrement à l'influence du diamètre de l'étoile servant de calibrateur. Un suivi régulier de cette étoile pourra éventuellement confirmer le petit rayon de l'étoile ou montrer l'existence d'une variation de celui-ci, peut-être corrélée avec les variations de vitesse radiale observées.

Note

La figure 4.21 illustre les résultats de la simulation de signaux périodiques de même amplitude pour les vitesses et pour le BVS. On constate que selon le déphasage que l'on introduit entre la vitesse et le BVS, il existe ou non une corrélation.

Il est intéressant de regarder le résultat de cette simulation (Fig. 4.22) aux instants d'observation de l'étoile et en reprenant la précision sur chaque mesure. Les vitesses radiales de l'étoile sont générées à partir d'un signal sinusoïdal d'amplitude et de période proche de ce que l'on observe ainsi que d'une dérive. Le signal a priori périodique que l'on observe sur le BVS avec une amplitude bien moindre est généré de la même façon. Avec la précision actuelle sur les mesures, il n'est pas possible de distinguer sur le graphe BVS-RV une boucle de faible hauteur. Si l'on ne regarde pas précisément le BVS en fonction du temps et son périodogramme (ce qui n'est jamais montré en pratique), on pense alors avoir affaire à un système planétaire avec certitude.

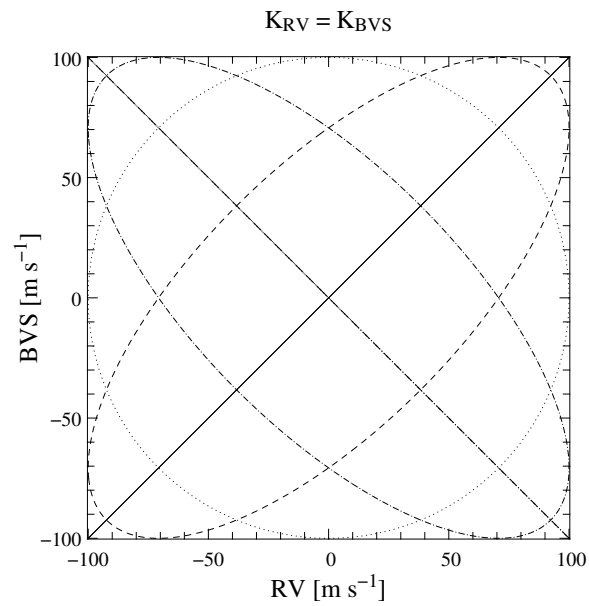


FIG. 4.21 – Graphe du BVS en fonction de la vitesse radiale pour des signaux sinusoïdaux de même amplitude et de déphasages variés. En traits pleins (—), $\phi = 0$, les deux signaux ne sont pas déphasés, ils sont parfaitement corrélés. En tirets (– –), $\phi = \pi/4$, les signaux sont un peu déphasés, on observe toujours une corrélation mais elle est moins nette, le BVS en fonction de RV suit un boucle. En pointillés ($\cdot \cdot \cdot$), $\phi = \pi/2$, il n’y a pas de corrélation directe entre les signaux, on observe un cercle qui décrit la relation entre BVS et RV, ce cas va être particulièrement problématique lorsque l’amplitude du BVS est faible par rapport à la vitesse radiale. En traitillés ($- \cdot -$), $\phi = 3/4\pi$, les signaux sont un peu anti-corrélés, c’est un cas similaire à $\phi = \pi/4$. En traitillés ($- \cdot \cdot -$), $\phi = \pi$, les signaux sont en opposition de phase et parfaitement anti-corrélés, c’est ce que l’on attend comme effet des taches lorsque les déformations des raies sont résolues.

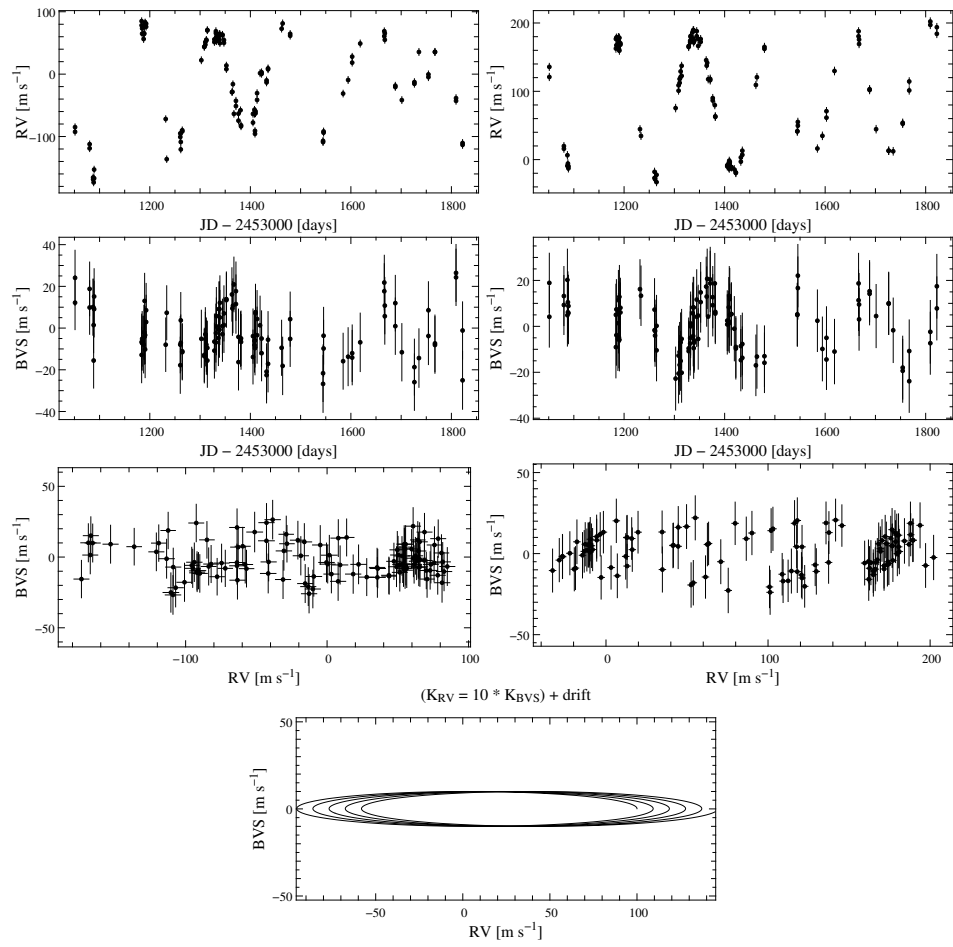


FIG. 4.22 – Vitesses radiales, BVS et $BVS-RV$ réels de θ Cygni (*gauche*) et simulées avec des sinusoides (*droite*) dans le cas d'un déphasage $\phi = \pi/2$ entre le BVS et les vitesses radiales. **Bas** : courbe théorique.

Extrasolar planets and brown dwarfs around A–F type stars^{*,**}

VII. θ Cygni radial velocity variations: planets or stellar phenomenon?

M. Desort¹, A.-M. Lagrange¹, F. Galland¹, S. Udry², G. Montagnier^{2,1}, H. Beust¹, I. Boisse³, X. Bonfils^{1,4}, F. Bouchy³, X. Delfosse¹, A. Eggenberger¹, D. Ehrenreich¹, T. Forveille¹, G. Hébrard³, B. Loeillet^{3,5}, C. Lovis², M. Mayor², N. Meunier¹, C. Moutou⁵, F. Pepe², C. Perrier¹, F. Pont⁶, D. Queloz², N. C. Santos^{2,4}, D. Ségransan², and A. Vidal-Madjar³

¹ Laboratoire d'Astrophysique de Grenoble, UMR5571 CNRS, Université Joseph Fourier, BP 53, 38041 Grenoble Cedex 9, France
e-mail: morgan.desort@obs.ujf-grenoble.fr

² Observatoire de Genève, Université de Genève, 51 Chemin des Maillettes, 1290 Sauverny, Switzerland

³ Institut d'Astrophysique de Paris, UMR7095 CNRS, Université Pierre & Marie Curie, 98bis boulevard Arago, 75014 Paris, France

⁴ Centro de Astronomia e Astrofísica da Universidade de Lisboa, Observatório Astronómico de Lisboa, Tapada da Ajuda, 1349-018 Lisboa, Portugal

⁵ Laboratoire d'Astrophysique de Marseille, UMR6110 CNRS, Université de Provence, BP 8, 13376 Marseille Cedex 12, France

⁶ Physikalisches Institut, University of Bern, Sidlerstrasse 5, 3012 Bern, Switzerland

Received 26 January 2009 / Accepted 27 July 2009

ABSTRACT

Aims. In the framework of the search for extrasolar planets and brown dwarfs around early-type main-sequence stars, we present the results obtained on the early F-type star θ Cygni.

Methods. ELODIE and SOPHIE at the Observatoire de Haute-Provence (OHP) were used to obtain 91 and 162 spectra, respectively. Our dedicated radial-velocity measurement method was used to monitor the star's radial velocities over five years. We also used complementary, high angular resolution and high-contrast images taken with PUEO at the CFHT.

Results. We show that θ Cygni radial velocities are quasi-periodically variable, with a ≈ 150 -day period. These variations are not due to the $\approx 0.35 M_{\odot}$ stellar companion that we detected in imaging at more than 46 AU from the star.

The absence of correlation between the bisector velocity span variations and the radial velocity variations for this $7 \text{ km s}^{-1} v \sin i$ star, as well as other criteria, indicate that the observed radial velocity variations do not stem from stellar spots. The observed amplitude of the bisector velocity span variations also seems to rule out stellar pulsations. However, we observe a peak in the bisector velocity span periodogram at the same period as the one found in the radial velocity periodogram, which indicates a probable link between these radial velocity variations and the low-amplitude lineshape variations with a stellar origin. Long-period variations are not expected from this type of star to our knowledge. If a stellar origin (hence of new type) were to be confirmed for these long-period radial velocity variations, this would have several consequences on the search for planets around main-sequence stars, both in terms of observational strategy and data analysis.

An alternative explanation for these variable radial velocities is the presence of at least one planet of a few Jupiter masses orbiting at less than 1 AU; however, this planet alone does not explain all observed features, and the θ Cygni system is obviously more complex than a planetary system with 1 or 2 planets.

Conclusions. The available data do not allow us to distinguish between these two possible origins. A vigorous follow-up in spectroscopy and photometry is needed to get a comprehensive view of the star intrinsic variability and/or its surrounding planetary system.

Key words. techniques: radial velocities – stars: early-type – stars: planetary systems – stars: individual: θ Cygni

1. Introduction

Radial-velocity (RV) surveys have led to the detection of more than 300 planets during the past decade¹. These surveys mainly focus on solar and later-type main-sequence (hereafter MS) stars ($\geq F7$) that exhibit numerous lines with low rotational broadening, making them ideal targets for classical velocimetry. However, it is crucial to understand how planetary systems form over a wide variety of parent stars and to know, in particular, if there is a correlation between (*i*) the planet masses and

* Based on observations made with the ELODIE and SOPHIE spectrographs at the Observatoire de Haute-Provence (CNRS, France) and with the PUEO adaptive optics system at the Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT), which is operated by the National Research Council of Canada, the Institut National des Sciences de l'Univers of the Centre National de la Recherche Scientifique of France, and the University of Hawaii.

** Tables of radial velocities are only available in electronic form at the CDS via anonymous ftp to cdsarc.u-strasbg.fr (130.79.128.5) or via <http://cdsweb.u-strasbg.fr/cgi-bin/qcat?J/A+A/506/1469>

¹ A comprehensive list of known exoplanets is available at <http://exoplanet.eu>.

the parent star masses as predicted, for instance, by [Kennedy & Kenyon \(2008\)](#), in order to constrain formation models such as those from [Ida & Lin \(2005\)](#) (but also [Boss 2006](#); and [Laughlin et al. 2004](#) for M dwarfs); and/or between (ii) the planet existence and the parent star masses. For massive stars, surveys of subgiant/giant stars have started to provide first information on planets at orbital distances typically greater than 0.7 AU (e.g., [Johnson et al. 2006, 2007](#); [Hatzes et al. 2005](#); [Niedzielski et al. 2007](#); [Lovis & Mayor 2007](#); [Sato et al. 2008](#)). Closer separations have to be investigated by observing massive main-sequence stars. In this framework, we have developed a tool dedicated to searching for planets around early (A–F) type stars. The method allowing measurement of the RV of rapid rotators is described by [Galland et al. \(2005a, hereafter Paper I\)](#).

In 2005 we started two surveys dedicated to searching for extrasolar planets and brown dwarfs around a volume-limited sample of A–F main-sequence stars *i*) with the ELODIE fibered echelle spectrograph ([Baranne et al. 1996](#)) mounted on the 1.93-m telescope at the Observatoire de Haute-Provence (OHP, France) in the northern hemisphere; and *ii*) with the HARPS spectrograph ([Pepe et al. 2002](#)) installed on the 3.6-m ESO telescope at La Silla Observatory (Chile) in the southern hemisphere. In 2006, the ELODIE spectrograph was replaced by SOPHIE ([Bouchy et al. 2006](#)). We detected a planet around an F6V star with ELODIE ([Galland et al. 2005b, Paper II](#)) and a brown dwarf around an A9V star ([Galland et al. 2006b, Paper IV](#)), and with HARPS a two-planet system around an F6IV–V star ([Desort et al. 2008, Paper V](#)). We also derived the first statistics of planet existence around A–F stars thanks to our HARPS survey ([Lagrange et al. 2009, Paper VI](#)).

We present and analyse in this paper the RV variations of θ Cygni. Section 2 provides the stellar properties and the various data obtained on this object. In Sect. 3, we discuss the origin of the observed RV variations.

2. Stellar characteristics and measurements

The star θ Cygni (HD 185395, HIP 96441, HR 7469) is a $M_1 = 1.38 \pm 0.05 M_\odot$ star, with an age estimated at $1.5^{+0.6}_{-0.7}$ Gyr ([Nordström et al. 2004](#)), and located at 18.33 ± 0.05 pc from the Sun ([ESA 1997](#); [van Leeuwen 2007](#)). We took its rotational velocity $v \sin i$, effective temperature T_{eff} , and surface gravity $\log g$ from [Erspamer & North \(2003\)](#) and [Gray et al. \(2003\)](#) (values in Table 1). We assumed a spectral type F4V, commonly attributed to this star as, e.g., in the Bright Star Catalogue ([Hoffleit et al. 1991](#)) or in the HIPPARCOS catalogue ([ESA 1997](#)).

2.1. Spectroscopic data

2.1.1. Description of the data

Between 2003 and 2006, we recorded 91 high S/N spectra of θ Cygni with ELODIE and, between November 2006 and December 2008, we recorded 162 spectra with SOPHIE. The wavelength range is 3850–6800 Å for ELODIE and 3872–6943 Å for SOPHIE. Typical exposure times were 15 and 3 min for ELODIE and SOPHIE, respectively, leading to a S/N of ~ 200 . The exposures were performed with simultaneous-thorium spectra to follow and correct for the possible drift of the instrument due to local temperature/pressure variations (whose impact shows a standard deviation of 2.5 m s^{-1}). With SOPHIE we used the high-resolution ($R \approx 75\,000$) mode.

Table 1. θ Cygni stellar properties.

Parameter	θ Cygni
Spectral type	F4V
$v \sin i$ [km s ⁻¹]	7
V	4.49
$B - V$	0.395 ± 0.015
π [mas]	54.54 ± 0.15
Distance [pc]	18.33 ± 0.05
M_V	3.14
[Fe/H]	-0.08
T_{eff} [K]	6745
$\log g$	4.2
M_1 [M_\odot]	1.38 ± 0.05
Age [Gyr]	$1.5^{+0.6}_{-0.7}$
ppm (α) [†] [mas yr ⁻¹]	-8.15
ppm (δ) [†] [mas yr ⁻¹]	-262.99

[†] The proper motion is affected from the orbital motion that we discuss in Sect. 2.2.

Note: photometric and astrometric data from the HIPPARCOS catalogue ([ESA 1997](#); [van Leeuwen 2007](#)); spectroscopic data from [Nordström et al. \(2004\)](#) and [Erspamer & North \(2003\)](#).

2.1.2. Radial velocity variations

The radial velocities (Fig. 1) were measured using a dedicated tool (SAFIR) described in Paper I and based on the Fourier interspectrum method developed in [Chelli \(2000\)](#). The uncertainty associated with ELODIE data is 9 m s^{-1} on average, consistent with the value obtained from our simulations (see Paper I). In the case of SOPHIE data, the uncertainty is 5 m s^{-1} on average (taking the photon noise and instrument stability into account).

As θ Cygni has a relatively low projected rotational-velocity ($v \sin i = 7 \text{ km s}^{-1}$), we could also measure the RV using a Gaussian adjustment to the cross-correlation function (CCF). The results obtained by the two different methods are found to be consistent.

ELODIE and SOPHIE RV data show (Fig. 1) a quasi-periodic signal with peak-to-peak amplitude of about 220 m s^{-1} , much larger than the uncertainties. A drift in the RV curve moreover seems to be present over the whole data set, which could be attributed to a stellar companion (Sect. 2.2). We finally note that the amplitude of the RV variations could also be slightly variable.

We used the CLEAN algorithm ([Högbom 1974](#)), applied to Lomb-Scargle periodograms to derive the periodograms of the radial velocities measured with both instruments (Fig. 2). This algorithm removes the aliases associated with temporal sampling of the data, and it deconvolves the window function iteratively from the initial “dirty” periodogram to produce the resulting cleaned periodogram.

In the case of ELODIE data, the periodogram shows one peak at a period of 128 ± 5 days. The uncertainty is evaluated with the full width at half maximum of the highest peak. In the case of SOPHIE data, the peak corresponds to a period of 158 ± 10 days.

2.1.3. Line profile variations

SOPHIE Lomb-Scargle periodograms of the BVSs and curvatures (defined as in [Hatzes 1996](#)) are presented in Fig. 3, together with false-alarm probabilities (FAP, [Kürster et al. 1997](#)). In the case of the SOPHIE data, a peak is seen at approximately 140 days, i.e., not very different from the one measured in the

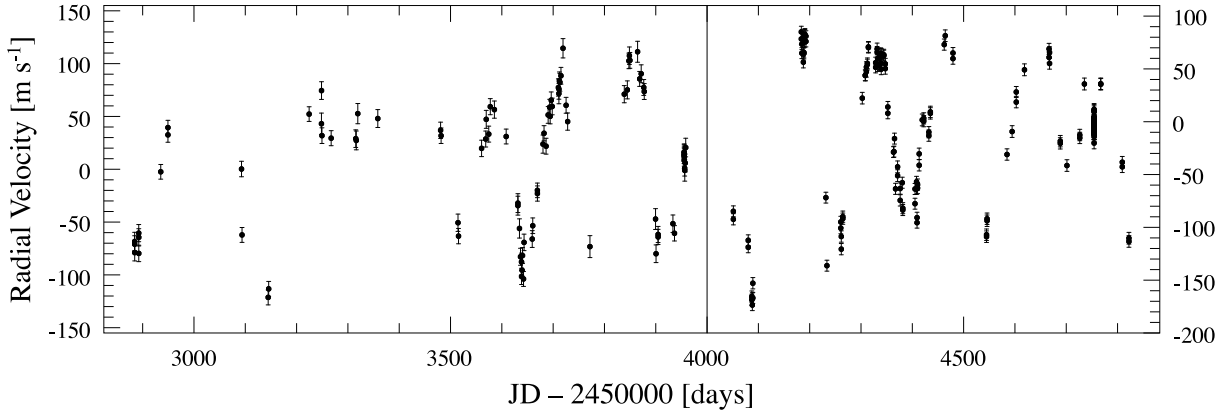


Fig. 1. Radial velocities of θ Cygni obtained with ELODIE (*left*) and SOPHIE (*right*).

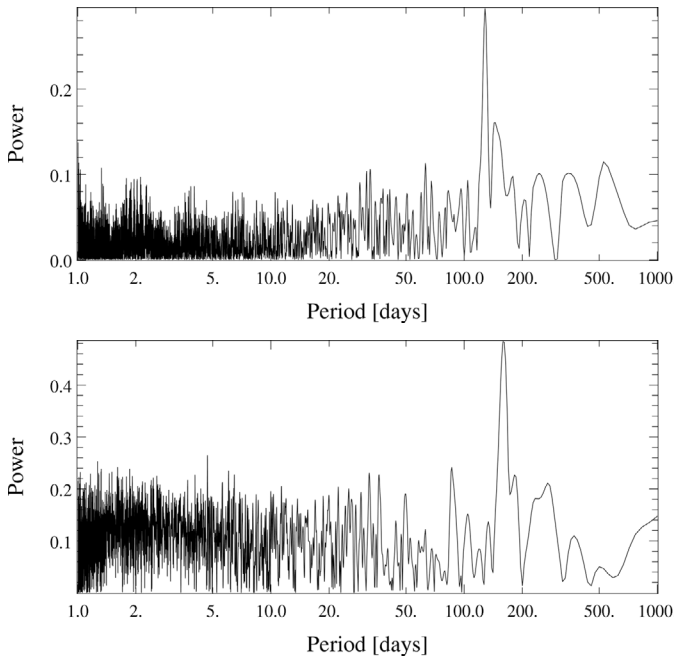


Fig. 2. ELODIE (*top*) and SOPHIE (*bottom*) CLEAN periodograms of the radial velocities. On each data set, one peak is observed, either at 128 ± 5 days or at 158 ± 10 days, respectively.

SOPHIE RV variations. No peak is detected on the still noisier ELODIE data.

Figure 4 presents the bisector velocity spans (BVSs) as a function of RVs for ELODIE and SOPHIE spectra. The amplitude of the BVS variations is quite small: 50 m s^{-1} , much smaller than the amplitude of the RV variations. No clear correlation is seen between the BVS and RV variations. It shows that the spectra are mainly shifted in radial velocity without significant changes in the line shape.

2.1.4. Stellar jitter

Finally, to quantify its short-term variations, we monitored θ Cygni for 1 h consecutively (as we did for HD 60532, Paper V). High-frequency variations are due to stellar phenomena and produce a noise (jitter) that has to be taken into account in the analysis of longer period variations. In October 2008, 46 consecutive spectra were then taken with SOPHIE under average observation conditions (airmass below 1.2, $S/N \approx 160$). The resulting RVs

and associated bisector velocity spans are presented in Fig. 5. It appears that the short-term variations can account for an RV amplitude of $\approx 30 \text{ m s}^{-1}$ ($\sigma_{\text{RV}} = 6.4 \text{ m s}^{-1}$) and that the total bisector velocity span amplitude over the whole SOPHIE data (Fig. 4, bottom) set can only be explained with those short-term variations. In the following attempt to analyse the high-amplitude RV variations, we adopt increased RV uncertainties (at least $\pm 6.4 \text{ m s}^{-1}$, fixed to that value) to take this stellar jitter into account.

2.2. Imaging data

We observed θ Cygni at high angular resolution and high contrast with the adaptive-optics (AO) instrument PUEO (Rigaut et al. 1998) mounted on the 3.6-m Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT, USA). The near-infrared camera used, KIR (Doyon et al. 1998), has a field of view of $\sim 35'' \times 35''$, with a scale of $\sim 0.035''$ per pixel. We performed non saturated exposures, as well as 30-s saturated ones, to investigate the vicinity of the star at a deeper level. Special care was taken to ensure that the non saturated exposures could be used as references for accurately measuring the possible companions positions relative to the central star and as references for measuring the photometric contrast between the star and the possible companions.

The star θ Cygni was observed in June 2004, September 2005, and November 2007. The log of observations is given in Table 2. A classical reduction was performed using the software ECLIPSE (Devillard 1997). A candidate companion (CC) is seen in non saturated images (see Fig. 6) with the narrow bandwidth Fe II filter ($\lambda_0 = 1.644 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 0.015 \mu\text{m}$). A deconvolution algorithm using the method described in Véran (1997) was applied to derive the contrast and angular separation (ρ) between the star and the companion.

Figure 7 shows the relative positions of the CC between 2004 and 2007. Clearly, the CC is not a background star, but it is bound to θ Cygni. Given the HIPPARCOS distance, 18.6 pc, we derive a projected separation of 46.5 AU between the two objects, thus a minimum period of roughly 230 years, assuming a circular orbit. Moreover, we see in Fig. 7 that the orbit of the companion is – still very partially – resolved over a three-year period of observation.

The measured contrast between θ Cygni and its companion θ Cygni B is $4.6 \pm 0.1 \text{ mag}$ in H band; in the K band, the measured contrast is $4.5 \pm 0.1 \text{ mag}$. Given the star's apparent magnitudes, provided by Skrutskie et al. (2006), and distance (see above), we deduce H and K absolute magnitudes of 7.0 ± 0.1 and $6.7 \pm 0.1 \text{ mag}$, respectively. Using the BCA98 evolutionary

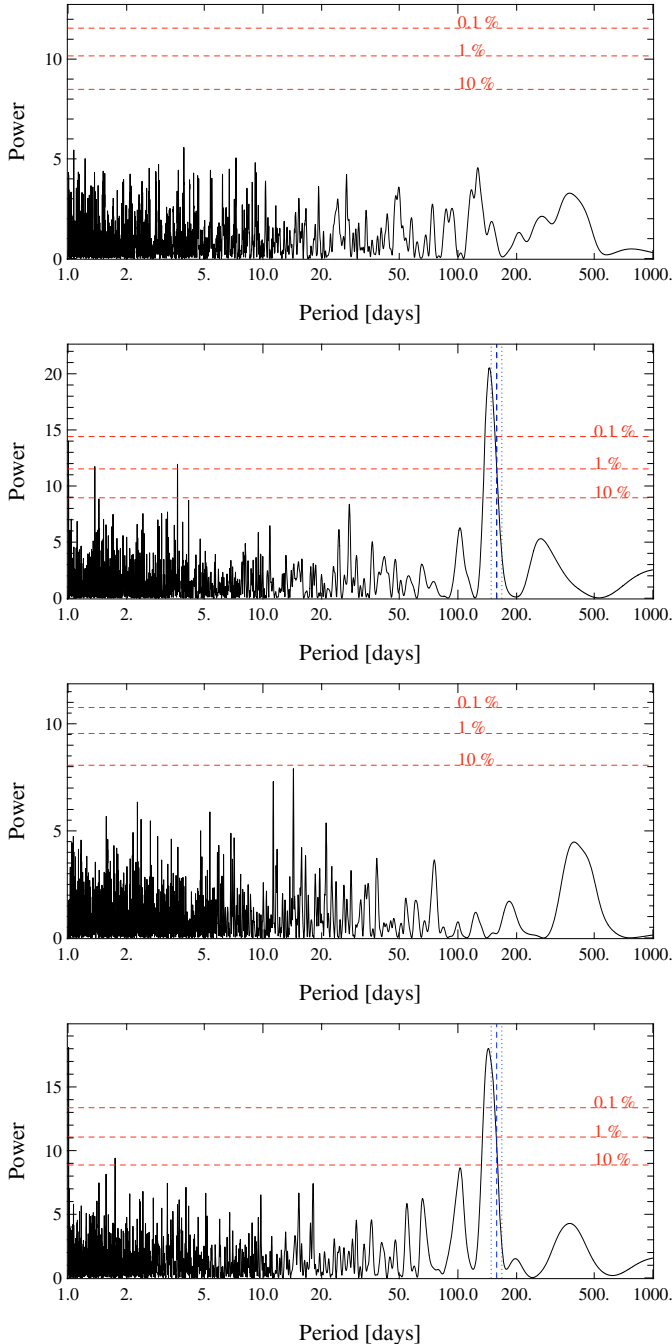


Fig. 3. ELODIE and SOPHIE Lomb-Scargle periodograms of the bisector velocity spans (*top 2 panels*) and curvatures (*bottom 2 panels*) with false alarm probabilities. On SOPHIE periodograms, the period of 158 ± 10 days is represented with vertical dashed lines (dotted for the ± 10 range).

models (Baraffe et al. 1998), and assuming any age above ~ 100 Myr, we deduce a mass $m_2 \approx 0.35 M_\odot$ for the companion. The evolutionary effects are negligible. Using the empirical relation given by Delfosse et al. (2000) for $M_H \approx 7$, we find a comparable mass $m_2 \approx 0.33 M_\odot$ for the companion.

The source θ Cygni was classified as a double star (Dommanget & Nys 1994). The Washington double star (WDS) data (Hartkopf & Mason 2001) indicate a visual companion detected several times since 1889, with a magnitude of ~ 12 , i.e., comparable to the visual magnitude expected from a $0.35 M_\odot$ star at θ Cygni distance. The relative position of this

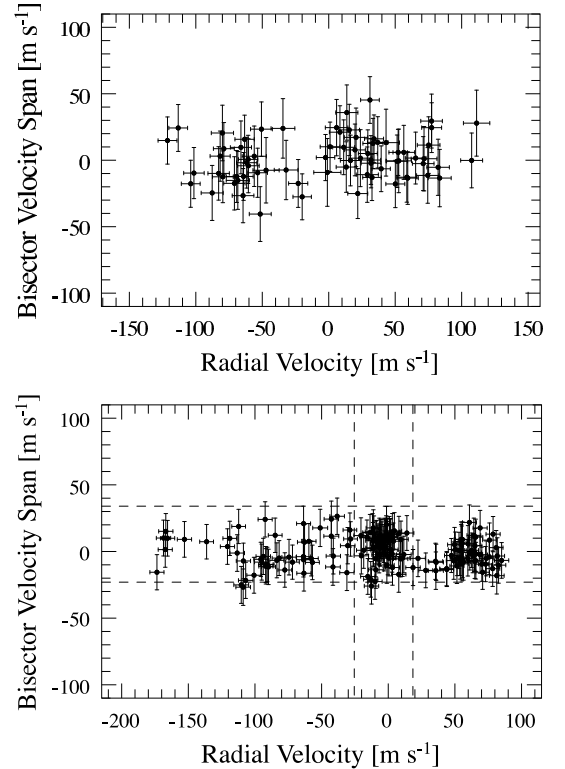


Fig. 4. Bisector velocity span versus RVs for ELODIE (*top*) and SOPHIE (*bottom*) data, showing that there is no correlation between line profiles and radial velocities. The dashed lines on SOPHIE data show the minimum effect of short-term variations, see Sect. 2.1.4.

Table 2. Log of WDS observations between 1889 and 1968 followed by the AO observations using PUEO at CFHT between June 2004 and November 2007.

Date	ρ [$''$]	θ [$^\circ$]	Contrast [mag]	Band
1889.37	3.62	43.9		
1892.38	3.79	47.0		
1898.46	3.37	49.2		
1898.63	3.71	46.9		
1958.58	3.42	51.7		
1968.72	2.92	59.9		
2004-06-28	2.510 ± 0.021	67.37 ± 0.48	4.6 ± 0.1	Fe II
2007-11-16	2.369 ± 0.005	69.02 ± 0.11	4.6 ± 0.1	Fe II

In the case of WDS data the uncertainties are unknown.

object varied between 1892 and 1968 (see Table 2), and indicates that this companion is bound to θ Cygni. The companion was not detected by HIPPARCOS because the contrast with θ Cygni was too high. It is reasonable to say that the WDS companion and the one found with PUEO is the same. Then we can track its motion over more than a century (Fig. 8), but its orbit is still very incomplete.

3. Origins of the observed RV variations

We investigate hereafter different possible origins for the RV variations: stellar phenomenon (spots, pulsations) and planets. Beforehand, we estimate the possible impact of the stellar companion on the spectroscopic data.

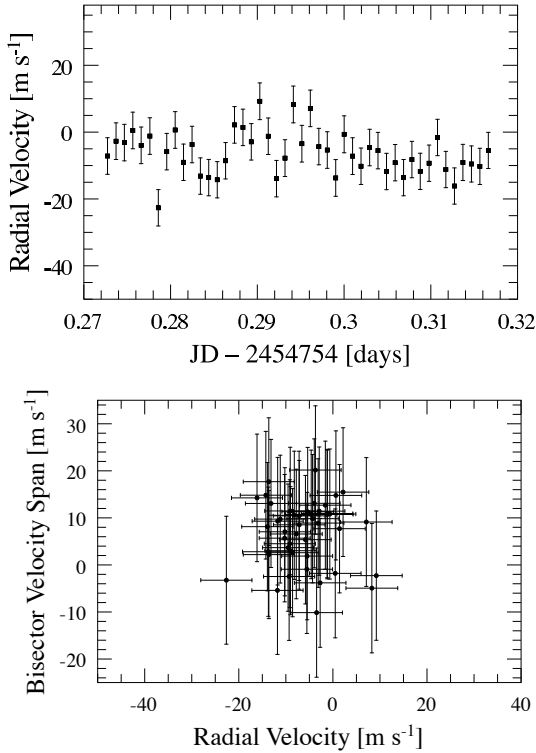


Fig. 5. *Top:* RVs for 1-h SOPHIE data. *Bottom:* bisector velocity spans versus RVs for 1-h SOPHIE data.

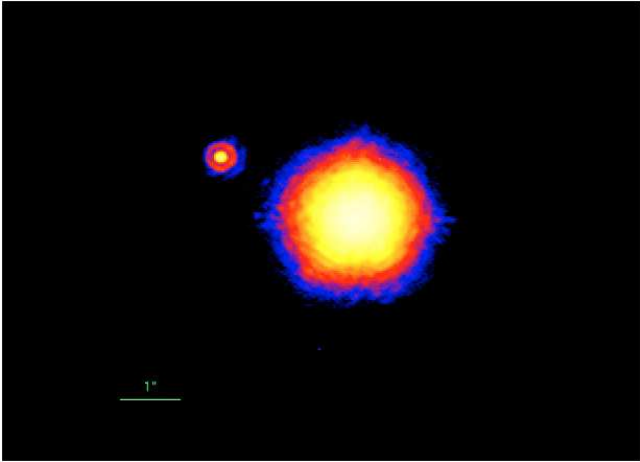


Fig. 6. High contrast and angular resolution image acquired with the adaptive optics system PUEO installed at CFHT: a companion is clearly visible.

3.1. Impact of the stellar companion on the RV data

The star θ Cygni B could a priori play a role on the measured radial velocities in two ways. Firstly, given their separation ($\approx 2''$) and given the usual seeings and the entrance width of the optical fiber, the spectra of the two stars are superimposed in the ELODIE or SOPHIE data (fiber entrance of $2''$ and $3''$, respectively). This could introduce a bias in the measurements. However, the contrast of 4.6 mag in H band translates into a contrast of 7.9 mag (a flux ratio of ~ 1500) in the V band, hence the negligible signal of the secondary in our spectra. We expect a radial-velocity effect below 1 m s^{-1} . If very active, it could still produce a weak $H\alpha$ signature superimposed on the

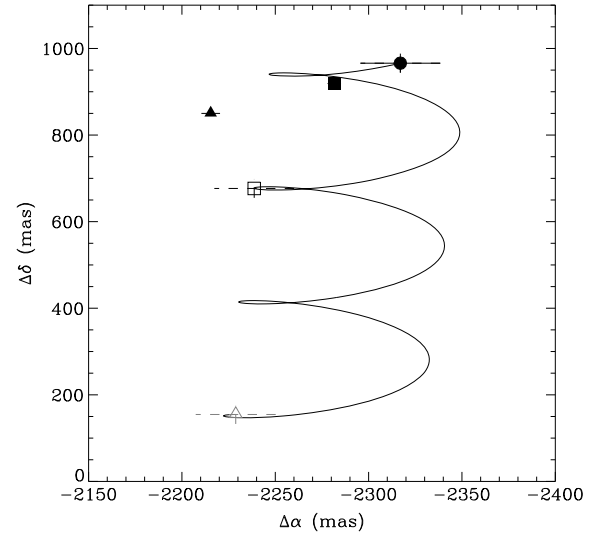


Fig. 7. Temporal evolution of the separation of the stellar companion of θ Cygni with respect to the central star. Filled symbols represent the position of the stellar companion relative to the main star for the three AO observations (*filled circle*: June 2004; *filled square*: September 2005; *filled triangle*: November 2007), whereas empty symbols show the positions at the same dates in case of a background star. The curve shows the path that would have followed the candidate companion if it was a background star, taking the star proper- and parallactic-motion into account.

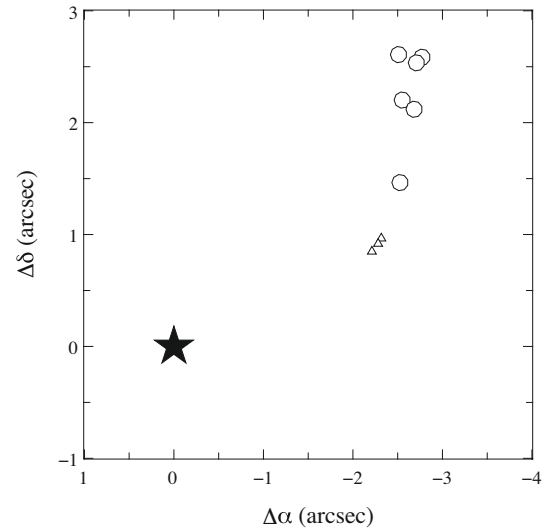


Fig. 8. Positions of the companion star with respect to the primary star for more than one century. The star represents the primary θ Cygni, the circles the WDS data (uncertainties are unknown), and the triangles our AO data (uncertainties are smaller than the symbols).

θ Cygni $H\alpha$ line. This does not affect our results, as this line is not considered in the RV measurements.

With the classical cross-correlation technique, the potential pollution of the spectrum by a stellar companion can be tested using various masks. We therefore checked that the RV amplitudes remain identical when using various masks. Also, the RVs are identical if we use either the red part or the blue part of the spectra to measure them. This confirms that the spectrum of the companion has no impact on the measured radial velocities.

Secondly, the stellar companion of course induces radial velocity variations in the primary. Given the companion properties and assuming the system seen edge-on, we estimate the

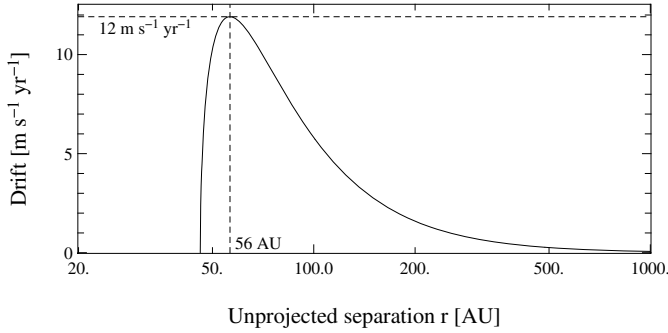


Fig. 9. Possible drift induced by the stellar companion given the unprojected true separation r to the primary star.

maximum drift possibly induced on the primary star by plotting the acceleration projected on the line of sight z , with respect to the true separation r (Fig. 9)

$$\frac{d^2z}{dt^2} = \frac{Gm_2}{r^2} \cos \left[\arcsin \left(\frac{\rho}{r} \right) \right],$$

where G is the gravitational constant, $m_2 = 0.35 M_\odot$ the mass of the secondary, and $\rho = 46$ AU the closest projected separation measured. We find a maximum drift of $12 \text{ m s}^{-1} \text{ yr}^{-1}$, which would lead to a maximum drift of 60 m s^{-1} over 5 years. In fact, a similar drift has to be included in our fit of the radial-velocity curve (see Sect. 3.3). The star θ Cygni B could then explain such a drift, but of course the observed periodic radial-velocity variations with an amplitude larger than 150 m s^{-1} are not explained by the presence of this stellar companion.

3.2. Stellar phenomenon

3.2.1. Stellar spots

We saw in the previous section that there is no correlation between the star RV variations and the BVS variations. Given the star's projected rotational-velocity, the instrument resolution, and according to the study presented in Desort et al. (2007), we can definitely conclude that the observed RV variations are not due to stellar spots. Indeed, were this the case, a correlation between the BVS and the RV would be observed. Typically, given the star's properties, one or more spots on an inclined star would be needed to reproduce a periodic signal, and a linear correlation coefficient $\simeq -0.5$ between the bisector velocity spans and the RVs. Given the observed RV amplitude, the amplitude of the BVS would therefore be much higher than what is actually observed.

Also, in such a case, one would expect significant photometric variations. A single spot producing such an RV variation would induce a photometric amplitude between 5 and 30 mmag, depending mainly on the star inclination and the spot location (Desort et al. 2007). The photometry given by HIPPARCOS (ESA 1997) is constant with a scatter of only 0.004 mag. We recognize, however, that the HIPPARCOS data were not recorded simultaneously with the spectroscopic ones, so this photometric argument is certainly weaker than the absence of correlation between RV and BVS variations. No clear emission in the core of the Ca II lines is observed (see Fig. 10 for the Ca II K line) which excludes a high level of activity.

We looked for possible long-term stellar variations using classical $H\alpha$, β , γ indicators. Very faint $H\alpha$ variations are detected, but they are not correlated with the RV variations. As

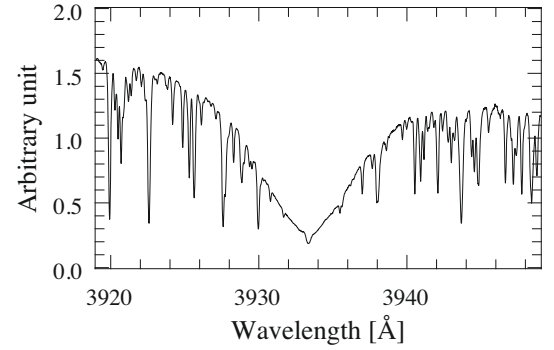


Fig. 10. No emission is observed in the Ca II K line for the θ Cygni spectra. This is the average spectrum of all the SOPHIE spectra used, after recentering by the RV variations measured.

the $H\alpha$ indexes are moreover quite sensitive to pollution by the thorium lamp, we cannot attribute them to a stellar origin.

Finally, the stellar rotational period is less than 7 days according to its $v \sin i$ and assuming a stellar radius typical for this type of star, a spot or a set of spots cannot explain RV variations with periods of one hundred days or more. We can therefore safely conclude that spots are most probably not responsible for the observed RV variations.

3.2.2. Granulation

Another source of variation could be the attenuation or suppression of the convective blueshift due to the presence of plages (e.g., Deming & Plymate 1994; Marquez et al. 1996). The expected convective blueshift expected for θ Cygni would be in the range $400\text{--}800 \text{ m s}^{-1}$ depending on the line (see Gray 2009 for a F5IV–V, which is the closest to θ Cygni in his sample). The observed variations could then be due to a cyclic variation with a plage filling factor varying between 0 and 30%, typically in order to produce the 220 m s^{-1} variation. However, such a variation of the convection properties should lead to a strong variation in the bisectors and in the Ca II index, which is not the case.

3.2.3. Stellar pulsations

Generally, pulsations induce line-profile variations that strongly affect the bisector velocity span (Paper VI). Besides, the timescale of the observed radial-velocity variations (≥ 100 days) is far larger than the ones of pulsations known for this type of main-sequence stars. It is in fact more characteristic of giant stars variability. Variability periods of a few days are observed in the case of the pulsating γ Doradus stars (Mathias et al. 2004). Moreover, if we integrate the RVs measured between a minimum and a maximum of the amplitude for half a period, we end up with a total displacement close to the stellar radius, which, if even possible, would lead to detectable photometric variations.

It is therefore unlikely that classical pulsations are responsible for the observed RV variations. However, the presence of a peak at about 150 days in the BVS periodogram and in the RV periodogram indicates that the period of the RV variations is linked in some way to the low amplitude line shape variations. Such a situation has never been reported to our knowledge and is indeed quite puzzling. We cannot at this stage exclude that we could be facing a new type of stellar variability, undetected so far because of a lack of long-term, very-precise RV monitoring of main-sequence stars.

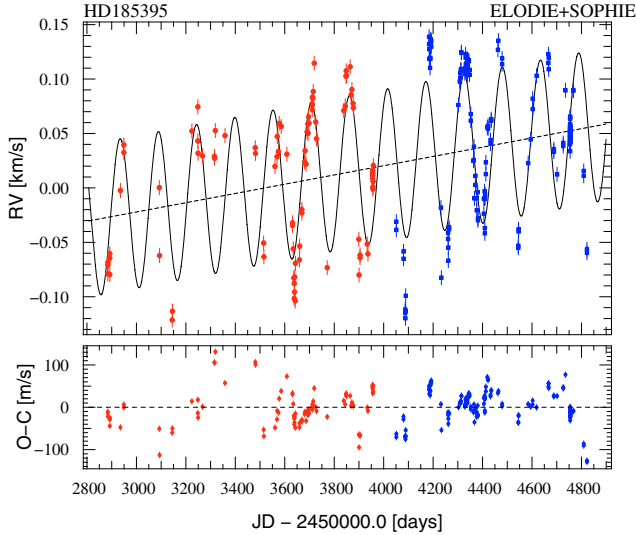


Fig. 11. ELODIE and SOPHIE radial velocities and orbital solution for θ Cygni, with one planet ($2.3 M_{\text{Jup}}$ at ~ 0.6 AU, circular orbit) and a drift. The residuals to the fitted orbital solution are displayed below.

3.3. Planet(s) around θ Cygni

The θ Cygni RV curve shows quasi-periodic variations with a period of ~ 130 – 150 days, together with a variable positive trend. Moreover, the RV curve seems to be modulated in amplitude. We now try to see whether these variations can be attributed to a planet or a planetary system.

We first tried to fit the whole data set (with uncertainties set to $\pm 6.4 \text{ m s}^{-1}$) assuming a single planet and allowing a drift. We failed to correctly reproduce the observed RVs. Figure 11 shows an example of a fit with a planet on a circular orbit (plus a drift). The planet that produces such an RV curve has a mass of $2.3 M_{\text{Jup}}$ and is on a 0.6 AU circular orbit (Table 3). The algorithm ends up with a period of 155 days hung on the SOPHIE data set, but fails to properly fit the ELODIE data set, as if there was period/phase change with time (clearly visible as structure in the residuals near the range [3600–3800] days). The additional drift needed is $16 \text{ m s}^{-1} \text{ yr}^{-1}$, slightly higher than the maximum value that the binary companion would probably produce. We note that a system that fails to fit satisfactorily the *whole* set of data (taken over more than 5 years) would allow the data to be fitted if they were limited to one or two consecutive periods.

We then tried to simultaneously fit the whole set of data, assuming the presence of several planets and using a genetic algorithm search. No stable solution was found. The only satisfactory fits are achieved by unstable systems with orbits that cross each other. We show an example in Fig. 12 of a fit obtained with a two-companion plus drift model. The residuals are still very high, the fit is not improved compared to the one-companion plus drift model (residual rms 35 m s^{-1} versus 39 m s^{-1} , and the drift that we get is approximately the same: $17 \text{ m s}^{-1} \text{ yr}^{-1}$ versus $16 \text{ m s}^{-1} \text{ yr}^{-1}$). Moreover, these kinds of configurations with massive planets on such close orbits are not dynamically stable.

The system is then obviously more complex than just consisting of one, two, or even three planets plus a drift. We then explored more exotic configurations:

- instead of harbouring one single planet, the system could consist of a binary planet system orbiting the star, much like the Pluto–Charo system, but with higher masses. However, the radial-velocity signal generated by this configuration would be very close to the one generated by a single planet

Table 3. ELODIE/SOPHIE best orbital solution for θ Cygni, considering one planet and a drift.

Parameter		θ Cygni <i>b</i>
P	[days]	154.5 ± 0.4
T_0	[JD–2 450 000]	4016 ± 1
e		0 (fixed)
ω	[deg]	0
K	[m s^{-1}]	70 ± 4
N_{meas}		253
$\sigma_{\text{O-C}}$	[m s^{-1}]	38.7
reduced χ^2		6.1
$a_1 \sin i$	[10^{-3} AU]	0.99
$f(m)$	[$10^{-9} M_{\odot}$]	5.5
M_1	[M_{\odot}]	1.38
$m_2 \sin i$	[M_{Jup}]	2.29
a	[AU]	0.63
drift	[$\text{m s}^{-1} \text{ yr}^{-1}$]	16 ± 4

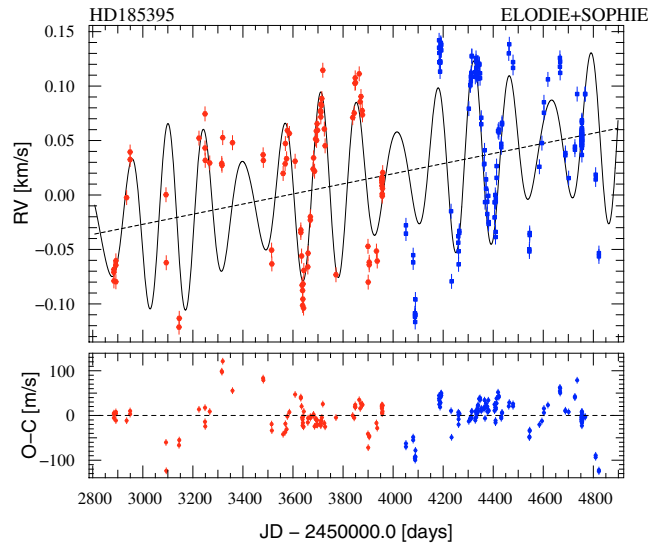


Fig. 12. ELODIE and SOPHIE radial velocities and orbital solution for θ Cygni, with two planets ($2.1 M_{\text{Jup}}$ at ~ 0.6 AU and $0.8 M_{\text{Jup}}$ at ~ 0.5 AU on circular orbits) and a drift. The residuals to the fitted orbital solution are displayed below.

having the total mass. The only departure from the pure Keplerian system would be related to the secular perturbations of the orbit due to the binary nature of the system. The associated secular period would be at least several hundred primary orbital periods, i.e., much longer than our observation time span; hence, we should mainly detect the primary orbital signal with good accuracy;

- one could also think of 2 co-orbiting planets locked in 1:1 mean-motion resonance. Such a configuration has been observed in the system of Saturn satellites. The two satellites orbit Saturn on the same orbit. In the rotating frame, they have synchronized horseshoe-like libration motions that prevent them from colliding. The less massive one has the largest amplitude motion (Yoder et al. 1983). The associated libration period is here again a few hundred orbital periods of the primaries. Over a shorter time span, the radial-velocity signal of the whole system will mainly consist of the sum of the individual signals of the two planets. If we assume that the two planets have zero eccentricities, the radial velocity signal will have the form $A \cos(nt) + B \cos(nt + \phi)$, where n is the common mean motion of the two planets, A and B

are amplitudes related to the masses of the planets, and ϕ is a phase shift that depends on their current mutual configuration. This can be rewritten as $C \cos(nt + \psi)$ where C and ψ are new amplitudes and phases that depend on A , B , and ϕ . This is equivalent to the signal generated by one single planet. This remains true if the planets have small eccentricities, and if they have larger eccentricities, the mutual system is not stable. Here again, the only departure from this signal will be the temporal variation of C and ψ that is related to the mutual libration motion of the two bodies. Hence we should not expect to see changes before several decades. The signal detected over our observation timespan should not be different from that of a single planet.

4. Concluding remarks

The radial velocities obtained with ELODIE and SOPHIE on θ Cygni are quasi-periodically variable, with a ≈ 150 day period. We investigated different possible origins to these RV variations, either star or planet related.

Given knowledge today of stellar activity, using several criteria as usual in this type of study, we are unable to attribute these variations to the star itself (spots, pulsations); however, the peak in the periodogram of the BVSs at ≈ 140 days, i.e., close to the period of the RV variations prevents us from totally excluding a stellar origin.

We tried to fit the data with one planet orbiting at less than 1 AU and with a mass of a few Jupiter masses, also taking the impact of the observed companion star into account. It appears that such an hypothesis allows us to fit only part of the data, recorded over a limited number of periods, but fails to satisfactorily fit the whole set of data (taken over more than 5 years). More complex systems were investigated, but no convincing result was obtained. More observations and detailed studies of gravitational interaction between the 2 planets are needed to understand this system.

With the data available, we are then not able to conclude on the origin of these puzzling RV variations. If a planet origin is confirmed, then θ Cygni, with a spectral type of F4V, would be the earliest main-sequence star hosting planets found so far. Moreover, it would be one of the few low-metallicity stars hosting planets. Its planetary system would not be simple, and it would in particular include strongly interacting planets.

If a stellar origin were confirmed, then this would show that, unexpectedly, some main-sequence stars, not classified as active by the usual criteria (e.g., Ca II H&K indexes) or pulsating, may undergo intrinsic variations that produce quasi-periodical, large-amplitude, and long-period (more than 100 days) RV variations, with at the same time, low levels of line shape deformations (hence small-amplitude BVS variations). Such situations have not been considered so far in the analysis of RV variations, and would need to be considered in future searches for such long-period planets, both in terms of observational strategy and data analysis.

We can at least conclude that θ Cygni is an individual complex system that deserves many more observations to be understood, and it may also serve as an example for other searches.

Acknowledgements. We acknowledge support from the French CNRS and the support from the Agence Nationale de la Recherche (ANR grant NT05-4_44463). We are grateful to the Observatoire de Haute-Provence (OHP) and the

CFHT for their help during the observations, and to the Programme National de Planétologie (PNP, INSU).

These results have made use of the SIMBAD database, operated at the CDS, Strasbourg, France. They also make use of data products from the Two Micron All Sky Survey, which is a joint project of the University of Massachusetts and the Infrared Processing and Analysis Center/California Institute of Technology, funded by the National Aeronautics and Space Administration and the National Science Foundation.

We also thank Gérard Zins and Sylvain Cêtre for their help in implementing the SAFIR interface.

X.B. 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 programme (reference PTDC/CTE-AST/72685/2006), as well as the Gulbenkian Foundation for funding through the “Programa de Estímulo à Investigação”.

N.C.S. would like to acknowledge 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 programme Ciência 2007 (C2007-CAUP-FCT/136/2006).

References

- Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 1998, *A&A*, 337, 403
 Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., et al. 1996, *A&A*, 119, 373
 Bouchy, F., & the SOPHIE team 2006, SOPHIE: the Successor of the Spectrograph ELODIE for Extrasolar Planet Search and Characterization, in Tenth Anniversary of 51 Peg-b: status of and Prospects for Hot-Jupiter Studies, Colloquium held at OHP, France, August 22–25, 2005, ed. L. Arnold, F. Bouchy, & C. Moutou (Paris: Frontier Group), 319
 Boss, A. P. 2006, *ApJ* 643, 501
 Chelli, A. 2000, *A&A* 358, L59
 Delfosse, X., Forveille, T., Ségransan, et al. 2000, *A&A*, 364, 217
 Deming, D., & Plymate, C. 1994, *ApJ*, 426, 382D
 Desort, M., Lagrange, A.-M., Galland, F., et al. 2007, *A&A*, 473, 983
 Desort, M., Lagrange, A.-M., Galland, F., et al. 2008, *A&A*, 491, 883
 Devillard, N. 1997, *The Messenger*, 87
 Dommanget, J., & Nys, O. 1994, *Com. de l’Observ. Royal de Belgique*, 115, 1
 Doyon, R., Nadeau, D., & Vallee, P. 1998, *SPIE*, 3354, 760D
 Erspamer, D., & North, P. 2003, *A&A*, 398, 1121
 Galland, F., Lagrange, A.-M., Udry, S., et al. 2005a, *A&A*, 443, 337
 Galland, F., Lagrange, A.-M., Udry, S., et al. 2005b, *A&A*, 444, L21
 Galland, F., Lagrange, A.-M., Udry, S., et al. 2006a, *A&A*, 447, 355
 Galland, F., Lagrange, A.-M., Udry, S., et al. 2006b, *A&A*, 452, 709
 Gray, D. F. 2009, *ApJ*, 697, 1032G
 Gray, R. O., Corbally, C. J., & Garrison, R. F. 2003, *AJ*, 126, 2048
 Hartkopf, W. I., & Mason, B. D. 2001, *BAAS*, 33, 1194
 Hatzes, A. P. 1996, *PASP*, 108, 839
 Hatzes, A. P., Guenther, E. W., Endl, M., et al. 2005, *A&A*, 437, 743
 ESA 1997, *The Hipparcos and Tycho Cat*, ESA SP-1200
 Hoffleit, D., & Warren, Jr., W. H. 1991, *Bright Star Catalogue* (5th Revised edn.), NSSDC/ADC
 Högbom, J. A. 1974, *A&AS*, 15, 417
 Ida, S., & Lin, D. N. C. 2005, *ApJ*, 626, 1045I
 Johnson, J. A., Marcy, G. W., Fisher, D. A., et al. 2006, *ApJ*, 652, 1724
 Johnson, J. A., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2007, *ApJ*, 665, 785
 Kennedy, G. M., & Kenyon, S. J. 2008, *ApJ*, 673, 502
 Kürster, M., Schmitt, J. H. M. M., Cutispoto, G., & Dennerl, K. 1997, *A&A*, 320, 831
 Lagrange, A.-M., Desort, M., Galland, F., et al. 2009, *A&A*, 495, 335
 Laughlin, G., Bodenheimer, P., & Adams, F. C. 2004, *ApJ*, 612, 73
 Lovis, C., & Mayor, M. 2007, *A&A*, 472, 657
 Márquez, I., Bonet, J. A., & Vázquez, M. 1996, *A&A*, 306, 305
 Mathias, P., Le Contel, J.-M., & Chapellier, E. 2004, *A&A*, 417, 189
 Niedzielski, A., Konacki, M., Wolszczan, A., et al. 2007, *ApJ*, 669, 1354
 Nordström, B., Mayor, M., Andersen J., et al. 2004, *A&A*, 418, 989
 Pepe, F., Mayor, M., Rupprecht, G., et al. 2002, *The ESO Messenger*, 110, 9
 Rigaut, F., Salmon, D., & Arsenault, R. 1998, *PASP*, 110, 152R
 Sato, B., Izumiura, H., Toyota, E., et al. 2008, *PASJ*, 60, 539
 Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening R., et al. 2006, *AJ*, 131, 1163
 van Leeuwen, F. 2007, *A&A*, 474, 653
 Véran, J. P. 1997, Ph.D. Thesis, École Nationale Supérieure des Télécommunications
 Yoder, C. F., Colombo, G., Synnott, S. P., & Yoder, K. A. 1983, *Icarus*, 53, 431

RECHERCHE AUTOUR DES ÉTOILES DES ASSOCIATIONS JEUNES ET PROCHEs

SOMMAIRE

5.1	ANALYSE DES DONNÉES D'ARCHIVE <i>HARPS</i>	194
5.1.1	Étoiles observées	194
5.1.2	Résultats	194
5.2	PREMIERS RÉSULTATS DU RELEVÉ <i>HARPS</i>	199
5.2.1	Description de l'échantillon	199
5.2.2	Exemples de mesures / Résultats préliminaires	201

Jusqu'à récemment la recherche de planètes extra-solaires avec la méthode des vitesses radiales était principalement concentrée sur les étoiles de type solaire (Udry et Santos 2007, Butler et al. 2006), avec des extensions récentes vers les étoiles plus massives (*cf.* Chap. 2 et 4), les étoiles peu massives (M, Bonfils et al. 2005a) et les géantes évoluées (Sato et al. 2007). Cependant, ces étoiles sont toutes assez âgées (> quelques centaines de millions d'années) et il est donc difficile d'explorer l'influence du paramètre *temps* sur la formation des systèmes planétaires, pour répondre en particulier aux questions : En combien de temps se forment les premières planètes ? Sur quelles échelles de temps les processus de migration ont cours ?

En s'intéressant aux étoiles membres d'associations jeunes et proches, et en combinant les résultats provenant de l'imagerie à très haute résolution angulaire et à haut contraste (*e.g.*, Chauvin et al. 2009), il va enfin être possible d'explorer complètement ces étoiles en termes de séparation et de poser des contraintes sur les modèles de formation des planètes. En effet, l'imagerie permet d'explorer les grandes séparations (5–500 UA) jusqu'à des compagnons sub-stellaires pour ces étoiles jeunes et proches (Chauvin et al. 2004; 2005b;a, Lagrange et al. 2009b), la technique des vitesses radiales est parfaitement complémentaire puisqu'elle est particulièrement adaptée aux faibles séparations (0–5 UA).

Ces étoiles avaient été écartées des relevés jusqu'à présent pour différentes raisons, principalement liées à leur jeunesse. D'une part, ces étoiles peuvent avoir des vitesses de rotation assez élevées et la technique classique de mesure des vitesses radiales ne permet alors pas d'extraire suffisamment d'information des spectres pour obtenir une bonne précision de mesure. Mais grâce aux nouveaux outils de mesure (*cf.* Chap. 2), développés pour les étoiles chaudes de la séquence principale, il est maintenant possible d'avoir la précision nécessaire pour la détection de compagnons sub-stellaires autour des rotateurs rapides. D'autre part, l'activité de ces étoiles est forte et

leur surface peut être en partie couverte de taches froides ou chaudes (Skelly et al. 2008; 2009). Ces phénomènes ont un impact sur les vitesses radiales comme je l’ai présenté au chapitre 3. Il faut donc être capable d’identifier et de quantifier l’effet de ces taches sur les vitesses afin de pouvoir détecter des compagnons autour des ces étoiles actives sans confondre un signal d’activité avec un signal de planète. Dans le cas de TW Hydra, Setiawan et al. (2008) avaient annoncé la détection de la première planète autour d’une étoile jeune mais une étude ultérieure menée par Huélamo et al. (2008) a permis de montrer que le signal observé était en fait d’origine stellaire. Il est donc très important d’être très rigoureux lors de l’analyse des vitesses radiales, en particulier pour ces étoiles qui sont fréquemment actives.

Grâce à la mise en place d’une stratégie d’observation adaptée et à des outils de diagnostic et d’analyse des spectres obtenus il est néanmoins possible de détecter des planètes autour de ces étoiles, même si le temps d’observation nécessaire est évidemment nettement plus long.

5.1 ANALYSE DES DONNÉES D’ARCHIVE *HARPS*

5.1.1 Étoiles observées

Un certain nombre d’étoiles des associations jeunes et proches ont été observées par différents groupes avec des objectifs divers. Quelques unes ont été observées avec *HARPS* pour différentes caractérisations ou pour la recherche de planètes. Elles font partie des associations Tucana-Horologii (~ 30 Myr), AB Dor (70 Myr), β Pic (12 Myr) et TWA (8 Myr).

Nous avons maintenant accès à ces données à partir des archives de l’ESO¹ et nous pouvons donc appliquer notre méthode de calcul des vitesses radiales et notre analyse de l’origine de ces vitesses.

L’ensemble des étoiles concernées est décrit dans le tableau 5.1. On constate que les types spectraux et les $v \sin i$ sont variés (de M à F et de 15 à 118 km s⁻¹). Certaines de ces étoiles sont reconnues comme étant variables avec la rotation (avec une origine probablement due à l’activité stellaire), et parfois des compagnons stellaires ou sub-stellaires ont été détectés en imagerie.

5.1.2 Résultats

Toujours grâce à *SAFIR* nous avons pu calculer et analyser les vitesses radiales de toutes ces étoiles (Fig. 5.1).

On constate que toutes ces étoiles varient avec des amplitudes relativement grandes (> 100 m s⁻¹), sur des temps assez courts (< 50 jours), donc compatibles avec la rotation de l’étoile ou avec la présence de compagnons à courte période.

Parmi ces étoiles, la moitié disposent de peu de mesures (≤ 5 , Fig. 5.1 **a**, **b**, **f**, **g**), donc la conclusion sur l’origine des vitesses ne doit pas être catégorique. Néanmoins, elle semble d’origine stellaire pour chacun de ces cas, même pour HD 164249 (Fig. 5.1 **f** et Fig. 5.2) alors que le graphe BVS-RV semble dire le contraire, et pour cette étoile il faut s’intéresser à la forme des bissecteurs directement. Ceux-ci sont en effet déformés bien que le BVS

¹<http://archive.eso.org>

Étoile	Nom commun	Type Spectral	Assoc.	$v \sin i$ (km s^{-1})	Imagerie	Info ^a SIMBAD
GSC 08047-00232		K3V	Tuc-Hor	23	<i>B</i>	
HD 1466		F9V	Tuc-Hor	21		
HD 8558		G6V	Tuc-Hor	15		
HD 36705	AB Dor	K2V	AB Dor	118	<i>B, C</i>	Rot. Var.
HD 44627	AB Pic	K2V	Tuc-Hor	13	<i>b</i>	V*
HD 164249		F5V	β Pic	18	<i>B</i>	
HD 174429	PZ Tel	K0V	β Pic	80		Rot. Var.
TWA 25		M0	TWA	16		

^a <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>, CDS, Strasbourg.

TAB. 5.1 – Échantillon des étoiles des associations jeunes et proches observées avec HARPS et extraites des archives.

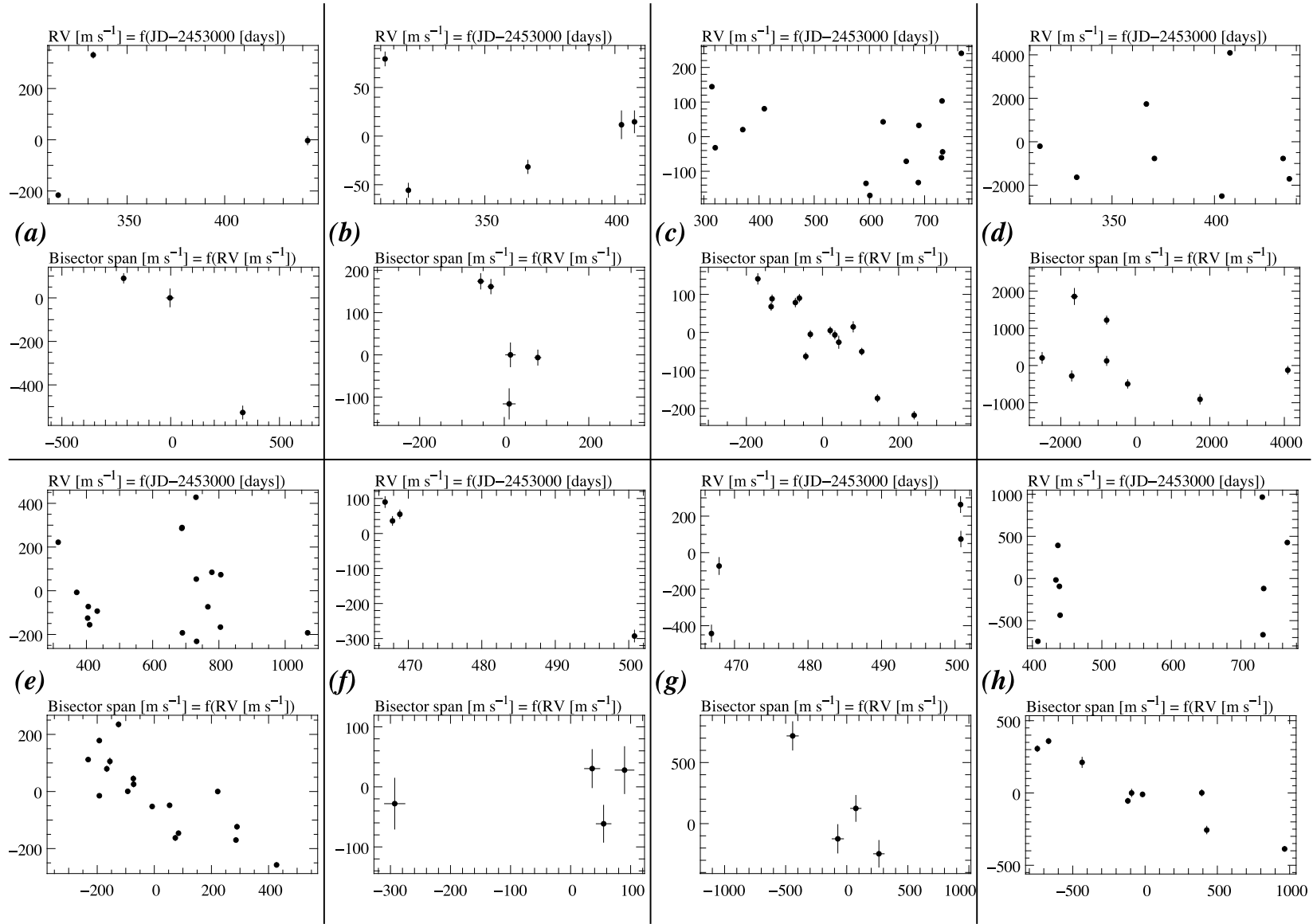


FIG. 5.1 – Vitesses radiales et graphes BVS-RV des étoiles des associations jeunes extraites des archives HARPS. (a) GSC 08047-00232, (b) HD 1466, (c) HD 8558, (d) HD 36705, (e) HD 44627, (f) HD 164249, (g) HD 174429, (h) TWA 25.

soit a peu près constant, cela montre une limitation du graphe BVS-RV qui ne donne bien évidemment pas toute l'information sur les déformations des raies spectrales.

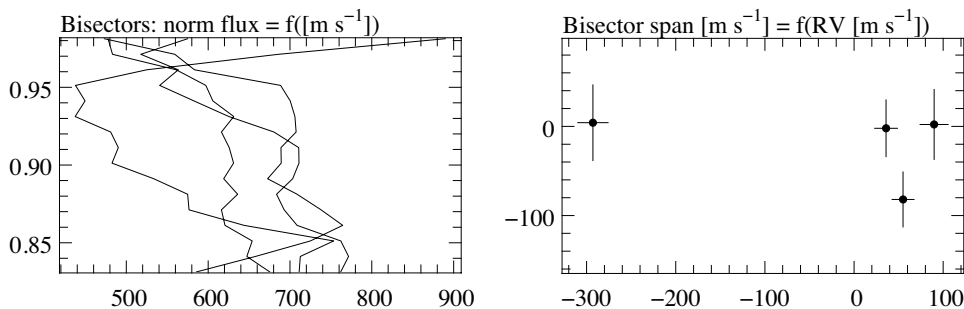


FIG. 5.2 – Bissecteurs et graphe BVS-RV pour HD 164249. Bien que le graphe BVS-RV soit plat les bissecteurs sont déformés, l'origine des variations n'est pas la présence d'un compagnon.

Nous détaillons maintenant les étoiles pour lesquelles nous avons un nombre plus important de mesures, et donc pour lesquelles il est plus aisé d'identifier l'origine des variations et éventuellement de rechercher une périodicité.

- HD 8558 : il existe une forte variabilité des vitesses à courte période. En quelques jours on observe des variations de plus de 150 m s^{-1} . Sur l'ensemble des mesures, l'amplitude maximale des variations vaut $\simeq 450 \text{ m s}^{-1}$. On observe une claire anti-corrélation entre le BVS et les vitesses, signe de la présence d'inhomogénéités à la surface de l'étoile telles que des taches. La surface couverte doit être supérieure au pourcent pour obtenir de telles amplitudes avec un $v \sin i$ de 15 km s^{-1} . La périodicité du signal stellaire pourrait être proche de 1,4 jours, mais un plus grand nombre de mesures est nécessaire pour la caractériser avec certitude. Pour chercher plus profondément des compagnons planétaires (à courte ou longue période), un nombre plus important de mesures avec une stratégie observationnelle adaptée seraient nécessaires (*cf.* section 3.6.2).
- HD 36705 (AB Dor) : les vitesses sont très fortement variables ($> 1 \text{ km s}^{-1}$), sur de très courtes durées. Avec les données présentes (principalement un décalage des bissecteurs), il semble que l'étoile soit membre d'un système binaire. En effet, cette étoile est connue pour être membre d'un système multiple avec AB Dor B (9 arcsec) et AB Dor C (Guirado et al. 1997, Close et al. 2005, à 0,16 arcsec), en plus d'être active (Pakull 1981) avec une période de rotation de 0,514 jours. Les variations de vitesse observées ici seraient donc principalement dues à l'activité de l'étoile, le compagnon AB Dor C pouvant de plus perturber la mesure puisque son spectre se superpose à celui d'AB Dor dans la fibre du spectrographe étant donnée leur proximité angulaire. Cependant, encore une fois, nous avons peu de mesures. Néanmoins on remarque qu'il est peu probable d'arriver à détecter un compagnon planétaire autour de cette étoile sans d'abord caractériser la variation principale observée.

- HD 44627 : les vitesses sont fortement variables et la totalité de l'amplitude observée est couverte en 2 jours. Le périodogramme des vitesses, malgré le nombre restreint de mesures, présente un pic de puissance vers 5,4 jours (Fig. 5.3), indiquant une possible périodicité à cette valeur. Le graphe BVS-RV montre une nette anti-corrélation, les vitesses radiales observées sont induites par de l'activité stellaire. En isolant les données comprises entre les jours julien 2453687 et 2453806, on peut voir une périodicité à 1,3 ou 2,7 dont 5,4 jours est un multiple. Il faudrait un nombre plus conséquent de mesures afin de bien identifier la période du signal stellaire, et encore plus pour aller chercher un compagnon qui pourrait être caché sous ce signal.

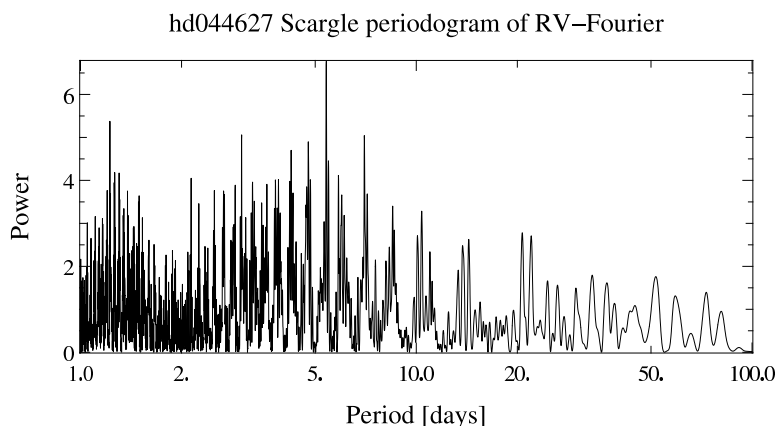


FIG. 5.3 – Périodogramme des vitesses radiales d'HD 44627. Malgré seulement 16 mesures, il existe un pic vers 5,4 jours indiquant une possible périodicité.

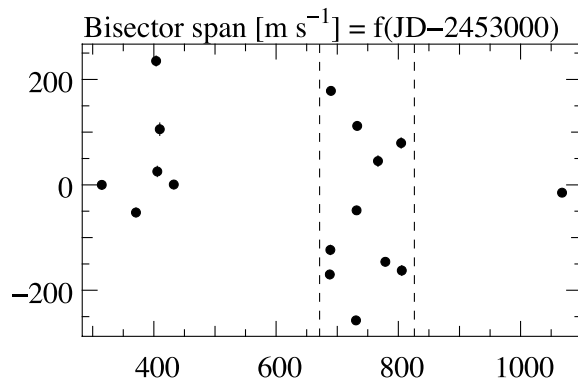


FIG. 5.4 – Évolution temporelle du BVS pour HD 44627. La zone délimitée par des tirets verticaux correspond à un sous-échantillon des mesures pour lesquelles j'ai réalisé un ajustement.

- TWA 25 : Ce cas est similaire à HD 44627 mais avec une amplitude de variations encore plus grande. La surface couverte par des taches (probablement une grosse tache majoritaire) doit être encore plus grande. Bien que cette étoile ne soit pas indiquée comme une étoile variable dans Simbad, elle présente certainement une forte variation photométrique. D'autre part, elle est reconnue comme une étoile active (Scholz et al. 2007). Il n'est toujours pas exclu qu'il existe un compagnon pla-

nétaire, à courte ou à longue période, mais il faudrait plus de mesures pour le tester.

À la lumière de ces observations, on voit que ces étoiles jeunes sont bien souvent fortement actives, ce qui est cohérent avec leur vitesse de rotation souvent élevée. Ceci confirme d’une part l’intérêt d’utiliser un outil tel que *SAFIR* pour calculer les vitesses radiales et d’autre part l’importance d’avoir une stratégie observationnelle rigoureuse pour aller chercher des compagnons planétaires, dont le signal peut être *a priori* caché par le signal stellaire, et avec lequel il ne faut pas le confondre. Cette recherche va bien sûr nécessiter des observations plus intensives pour ces étoiles que pour leurs “parentes” plus âgées.

5.2 PREMIERS RÉSULTATS DU RELEVÉ *HARPS*

Dans cette optique de recherche de compagnons autour des étoiles des associations jeunes et proches, et en complémentarité avec une recherche en imagerie déjà effectuée (Chauvin et al. 2009), j’ai participé au programme d’observation lancé par notre groupe en 2009 (Période 83 de l’ESO). Il consiste en l’observation avec *HARPS* d’un échantillon d’étoiles des associations jeunes (< 100 Myr) et proches (< 100 pc) observées antérieurement en imagerie et pour lesquelles on souhaite effectuer une recherche de compagnons proches de leur étoile, d’où l’utilité de la technique des vitesses radiales, particulièrement sensible à ce domaine. Grâce à cette recherche il sera possible pour la première fois d’avoir une vision complète de l’environnement des étoiles jeunes, ce qui apportera des contraintes cruciales pour la compréhension de la formation et de l’évolution des systèmes planétaires.

5.2.1 Description de l’échantillon

Les étoiles sélectionnées pour faire partie de cet échantillon sont issues de l’échantillon *NACO* (88 étoiles, Chauvin et al. 2009) dont la magnitude V est inférieure à 9 afin d’obtenir un rapport signal sur bruit suffisant pour atteindre une bonne précision de vitesse en un temps limité (typiquement 900 s).

Les étoiles binaires proches ($\leq 2''$) ainsi que les binaires spectroscopiques connues et les étoiles observées par d’autres programmes ont été exclues. Les étoiles finalement sélectionnées sont répertoriées dans le tableau 5.2.

Les vitesses de rotation projetées ($v \sin i$) de ces étoiles se situent typiquement entre 5 et 35 km s^{-1} pour les étoiles de types tardifs, excepté pour HD 174429 ($\simeq 80 \text{ km s}^{-1}$) et entre 80 et 120 km s^{-1} pour les étoiles de type spectral A. Les variations de vitesse dues à des effets stellaires seront donc la plupart du temps supérieures aux incertitudes sur les vitesses et nous pourrons donc les observer.

La Figure 5.5 présente les limites de détection obtenues (avec *NACO*) et accessibles (avec *HARPS*) pour deux étoiles de notre échantillon. On voit bien que les deux méthodes d’observations sont parfaitement complémentaires en termes de (masse, période) pour ces étoiles des associations jeunes et proches.

Étoile	Nom commun	Type Spectral	Assoc. ^a	$v \sin i$ (km s ⁻¹)	Imagerie	Info SIMBAD
HD 987		G6V	Tuc-Hor (30)	6 ^b		Sys. double
HD 10472		F2V	– (> 100)			
HD 13246		F8V	Tuc-Hor (30)	30 ^b		Sys. double
HD 37572		K2V	AB Dor (70)	10		Sys. double
HD 42270		K0V	Carina (30)	31		
HD 45270		G0V	AB Dor (70)	18	CCs	Sys. double
HD 90905		F5	YSO (50)	10	CCs	
HD 102458	TWA 19	G4V	TWA (8)	28 ^b	CCs	
HD 105690		G6V	YSO (100)	10	CCs	
HD 109536		A7V	YSO (100)	88		
HD 141943	NZ Lup	G2	YSO (30)	35		BY Dra type $P = 2,2j$
HD 172555		A7V	β Pic (12)	120	CCs	
HD 174429	PZ Tel	K0V	β Pic (12)	78 ^b	CCs	Rot. Var.
HD 181327		F6V	β Pic (12)	21 ^b	CCs	
HD 183414		G2V	– (> 100)	11	CCs	
HD 188228	ϵ Pav	A0V	YSO (50)	115		V*
HD 207575		F6V	Tuc-Hor (30)	30 ^b	CCs	
HD 217343		G2V	AB Dor (70)	13	CCs	
HD 224228		K3V	AB Dor (70)			

^a Entre parenthèses l'âge en millions d'années. – certaines étoiles ont été reclassées comme des étoiles plus âgées et ne faisant pas partie d'associations (Chauvin et al. 2009), YSO étoiles jeunes autres. ^b Valeurs extraites de Scholz et al. (2007), les autres sont estimées lors de la réduction des spectres.

TAB. 5.2 – Échantillon des étoiles des associations jeunes et proches observées avec HARPS. Les étoiles doubles sont à grandes séparations, ce qui ne gêne pas la mesure des vitesses radiales.

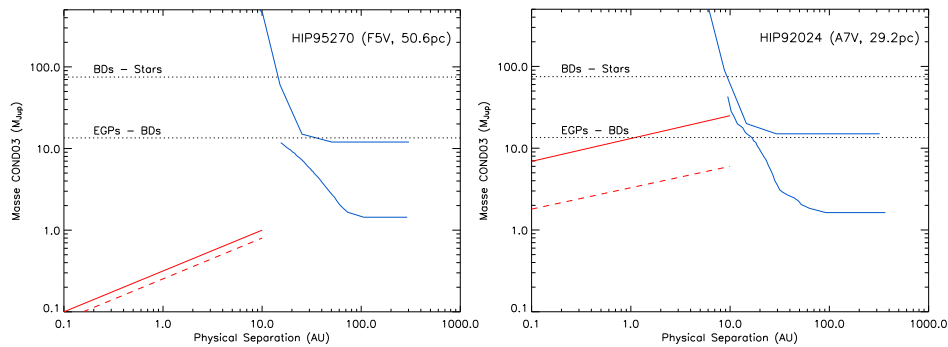


FIG. 5.5 – Combinaison des limites de détection obtenues avec *NACO* (courbes à grandes séparations) et celles accessibles avec *HARPS* (droites à petites séparations, en prenant en compte les incertitudes (tirets) ou à partir de la dispersion des mesures déjà obtenues (trait plein)), pour *HD 181327* (*gauche*) et *HD 172555* (*droite*).

5.2.2 Exemples de mesures / Résultats préliminaires

Jusqu'à présent, seule une partie des étoiles a pu être observée au cours de la période 83. Je résume ici les résultats préliminaires obtenus (Figs. 5.6 et 5.7).

On observe pour l'instant deux régimes de variations : les étoiles qui présentent une amplitude de variation inférieure à 200 m s^{-1} et celles avec une amplitude supérieure à 200 m s^{-1} , avec une séparation assez nette entre les étoiles à $v \sin i$ inférieurs et supérieurs à $\sim 30 \text{ km s}^{-1}$.

Certaines étoiles ont été déjà beaucoup observées, à cause de leur brillance ou de leur intérêt aux vues des premières mesures (Fig. 5.6 *f, g, h*, Fig. 5.7 *d*). D'autres avaient déjà été observées dans le passé pour d'autres programmes (Fig. 5.7 *a, b, c, e*).

On remarque que toutes les étoiles ont un niveau d'activité (magnétique ou pulsation) élevé et l'on cherche des étoiles présentant un graphe BVS-RV composite. Pour la majorité des étoiles, le graphe BVS-RV présente une anti-corrélation plus ou moins marquée, signe qu'au moins une bonne partie des vitesses observées sont provoquées par des phénomènes stellaires. Deux étoiles (Fig. 5.7 *a* et *e*) de types spectraux précoces présentent un $v \sin i$ supérieur à 100 km s^{-1} et le nombre de raies utilisables pour calculer la CCF est alors trop faible pour que celle-ci soit exploitable ; nous ne pouvons donc pas estimer le BVS pour ces étoiles. Néanmoins, ces deux étoiles ont été observées à haute fréquence (séries d'une heure dans une nuit) et la totalité des variations s'explique par des pulsations à haute fréquence (Fig. 5.8).

Nous avons donc affaire à deux catégories d'étoiles présentant toutes deux des variations de vitesse induites par des phénomènes stellaires. Les étoiles que l'on peut qualifier comme ayant un fort jitter sont celles dont l'amplitude des variations sont supérieures à 200 m s^{-1} . Pour ces cas, il va être difficile de détecter un compagnon sub-stellaire dans le domaine planétaire à moins d'adopter une stratégie observationnelle très spécifique afin de caractériser au mieux la contribution du phénomène stellaire aux vitesses et de pouvoir le soustraire ou le moyennner pour aller chercher un signal d'origine képlérienne (*cf.* section 3.6.2). En effet, les limites de détection accessibles aux plus petites périodes avec une stratégie d'observation classique

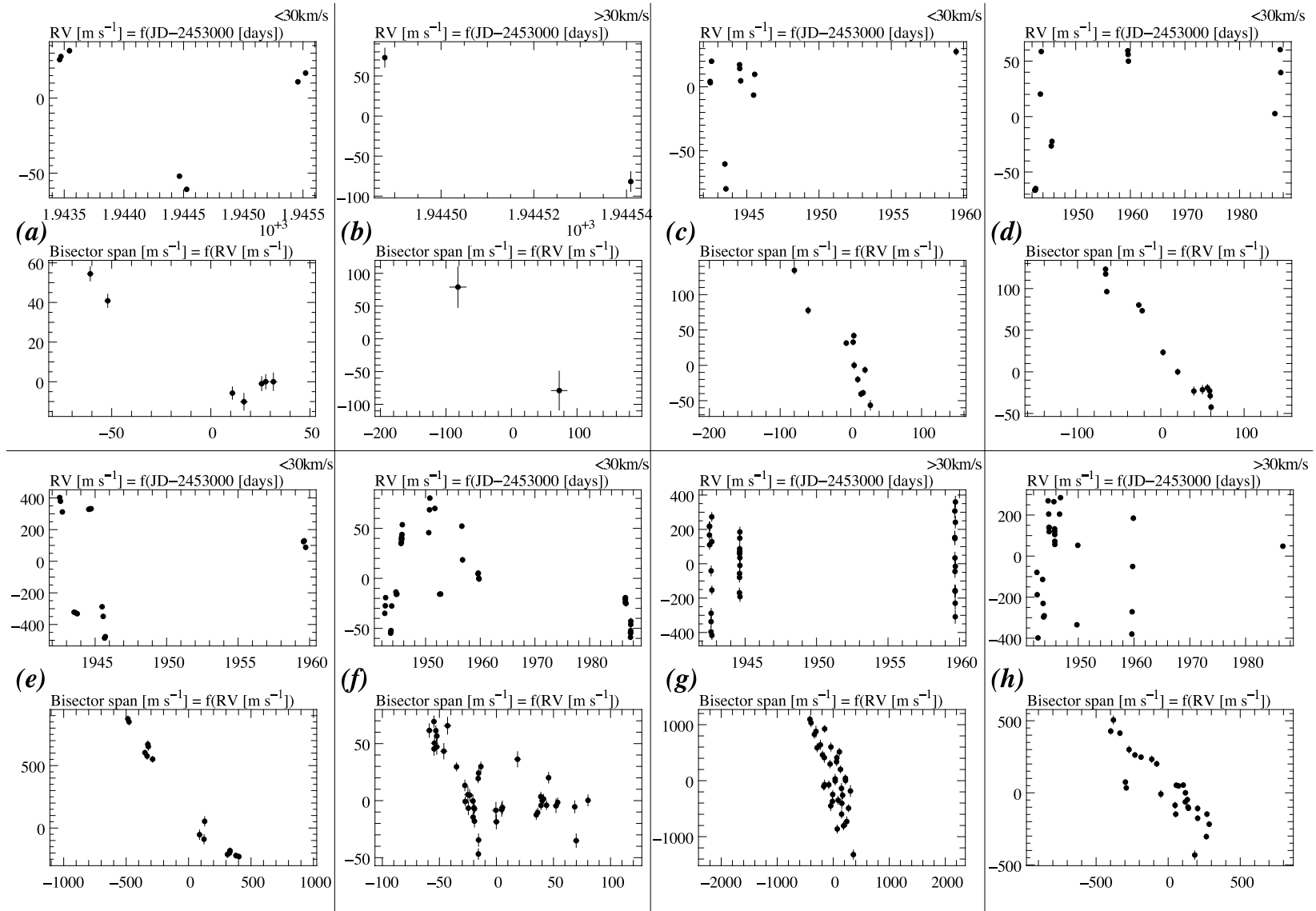


FIG. 5.6 – Vitesses radiales et graphes BVS-RV des étoiles des associations jeunes et proches que nous avons observé avec HARPS au cours d'un programme dédié.

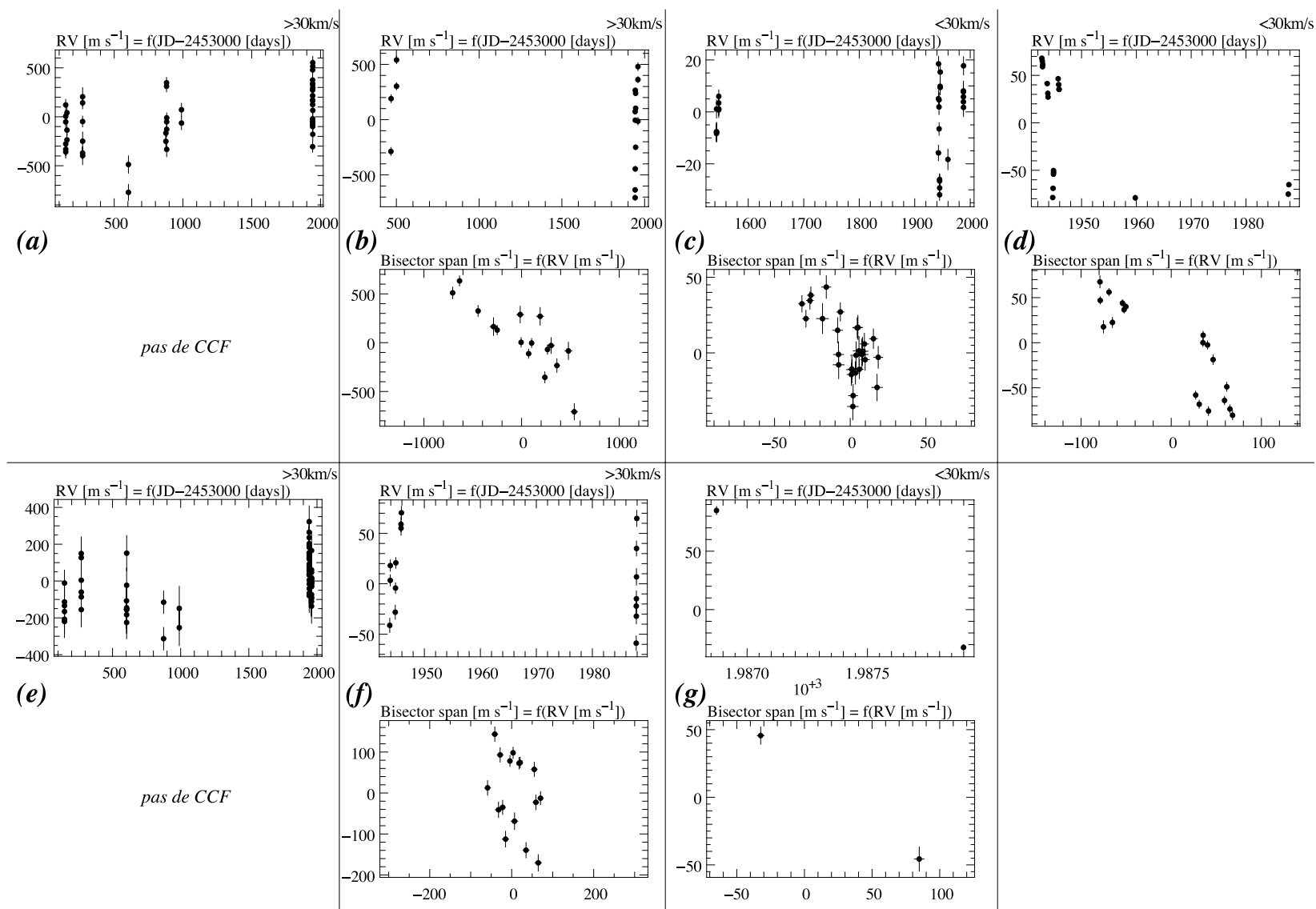


FIG. 5.7 – (suite) Vitesses radiales et graphes BVS-RV des étoiles des associations jeunes et proches que nous avons observées avec HARPS au cours d'un programme dédié. Pour (a) et (b) trop peu de raies sont sélectionnées pour calculer les CCF et donc les bissecteurs.

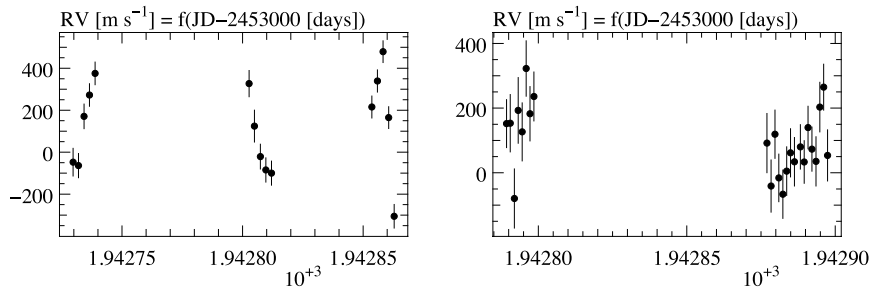


FIG. 5.8 – Vitesses radiales au cours d'une nuit des deux étoiles dont on ne peut calculer les CCF. Les variations observées sont expliquées par les pulsations de l'étoile.

sont déjà très proches du domaine des naines brunes (Fig. 5.9 *e*, *g*, *h*, *i*, *j*, *m*).

Pour l'instant, au cours de ce programme d'observation, nous avons effectué un nombre limité de mesures et l'on peut seulement avoir une estimation grossière de la période des signaux observés. Ceci peut nous permettre d'obtenir la période de rotation probable dans le cas de taches et donc de remonter à l'inclinaison i de l'étoile. Ainsi, on trouve (période la plus probable, origine possible) : Fig. 5.6 (*e*) 2,1 j / tache, (*g*) $\simeq 45$ min / pulsations, (*h*) 1,1 j / tache, Fig. 5.7 (*a*) < 1 j / pulsations, (*b*) < 1 j / tache, (*e*) < 1 j / pulsations. Néanmoins, par la suite, nous allons tâcher de caractériser au mieux l'effet stellaire de chaque étoile afin d'accéder à des compagnons planétaires de plus faibles masses que ce que l'on atteint avec ces quelques mesures. Quant aux étoiles ayant un jitter modéré ($< 200 \text{ m s}^{-1}$), il est plus facile de détecter des compagnons sub-stellaires avec une stratégie observationnelle un peu moins gourmande en temps. Il est tout de même bon de caractériser au mieux la variation stellaire afin de la soustraire. Sur ces quelques cas on trouve : Fig. 5.6 (*c*) 1,5 j / tache, (*d*) 3,9 j / tache, Fig. 5.7 (*c*) 2,5 j / tache, (*d*) 3,1 j / tache, (*f*) < 1 j / pulsations.

L'étoile (*f*) de la Fig. 5.6 semble très intéressante du point de vue de la recherche de compagnons sub-stellaires. En effet, le graphe BVS-RV montre un comportement composite qui semble à la fois présenter une anticorrélation et un décalage des vitesses sans déformations, ce qui nous fait penser à la présence d'un compagnon en orbite autour d'une étoile active et dont le signal en vitesse est d'une amplitude similaire à celui provoqué par la présence de taches (*cf.* Sect. 3.3.1). Il semble exister une périodicité des vitesses vers 5 jours. L'analyse de la périodicité du BVS est moins claire et donnerait une période moins fiable vers 1,2 ou 5,5 jours. Évidemment, cette étoile va être suivie très régulièrement pour comprendre l'origine des vitesses observées.

Pour les étoiles déjà observées dans le passé, nous n'observons pas de décalage suffisamment important par rapport aux nouvelles données pour dire s'il existe des compagnons à longues périodes (sub-stellaires ou stellaires).

On voit que la recherche de compagnons sub-stellaires autour des étoiles jeunes n'est pas aisée, car ces étoiles peuvent être à la fois actives pulsantes avec un $v \sin i$ assez élevé, et de types spectraux variés, cela regroupe donc toutes les difficultés actuelles de ce domaine. Cependant, les taches peuvent avoir des plus grandes durées de vie que pour les étoiles plus vieilles et ceci peut avoir un intérêt pour caractériser le signal stellaire qui persiste

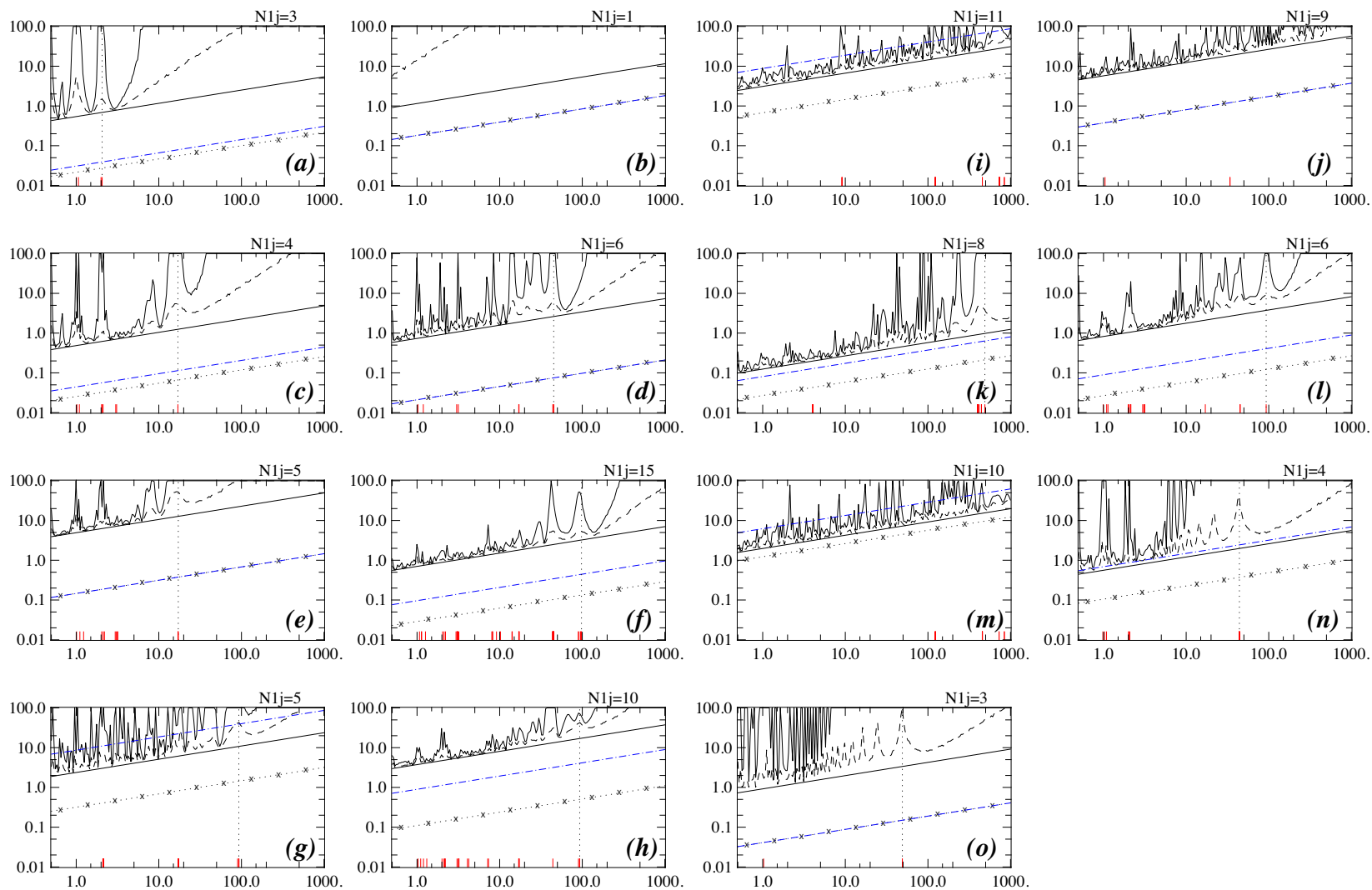


FIG. 5.9 – Limites de détection accessibles et actuellement atteintes pour les étoiles des associations jeunes et proches que nous avons observé avec HARPS. Les étoiles **a** à **h** correspondent aux étoiles **a** à **h** de la Fig. 5.6 et celles **i** à **o** correspondent aux étoiles **a** à **g** de la Fig. 5.7.

alors plus longtemps. Il est alors nécessaire d'avoir des outils de mesure et d'analyse très performants tels que *SAFIR*, ainsi que d'adapter la stratégie d'observation à chaque étoile et de ne pas hésiter à passer du temps à observer chaque étoile afin de caractériser proprement le signal stellaire pour pouvoir débusquer les planètes qu'il cache. L'intérêt de rechercher des compagnons proches de ces étoiles n'est plus à démontrer puisque cela permettra enfin de poser des contraintes sur le temps nécessaire à la formation des premières planètes et sur l'évolution dynamique des systèmes planétaires. C'est donc une étape incontournable dans la recherche des exoplanètes et un effort particulier doit y être apporté avec des programmes d'observations tels que celui-ci à l'aide des meilleurs instruments existants.

CONCLUSIONS ET PERSPECTIVES

LA recherche des planètes extrasolaires a explosé en quelques années. Aujourd'hui plus de 400 sont répertoriées, et de nouvelles sont détectées régulièrement. Les prochaines missions spatiales (comme SIM-Lite, GAIA, Darwin, TPF) prévoient d'en découvrir des milliers. Avec un tel nombre on pourra déterminer une statistique assez précise de l'existence de planètes autour d'étoiles de types variés ainsi que de leurs propriétés orbitales (et peut-être spectrales dans certains cas). Pour l'instant on se contente d'une faible statistique, la meilleure étant bien sûr celle pour les étoiles de type solaire sur lesquelles la recherche de planètes extrasolaires a été initiée le plus tôt avec la première détection en 1995. Pour les étoiles auxquelles je me suis intéressé dans ce travail — les étoiles chaudes de la séquence principale (de types spectraux A et F) — la recherche est récente et nous sommes les seuls, pour l'instant, à avoir entrepris une recherche systématique de planètes par la mesure des vitesses radiales de ces étoiles. La thèse de Franck Galland a montré la possibilité de détecter des planètes autour de ces étoiles grâce à une nouvelle technique de mesure des vitesses radiales et les premières détections ont vite suivi (Chap. 2). Pour ces étoiles, outre la difficulté pour mesurer les vitesses radiales avec suffisamment de précision, des phénomènes stellaires tels que l'activité magnétique et les pulsations peuvent perturber les mesures et nous limiter dans la recherche de planètes vers les faibles masses.

Mon travail a consisté à poursuivre et à démarrer des relevés systématiques autour d'étoiles A et F dans l'hémisphère Nord avec *SOPHIE* et dans l'hémisphère Sud avec *HARPS* afin de détecter de nouveaux compagnons planétaires autour de ces étoiles et de préciser la statistique de l'existence de ces planètes ainsi que de leurs caractéristiques (Chap. 4). J'ai aussi développé un code de simulation des spectres stellaires tels qu'on pourrait les observer avec les instruments que l'on utilise et provenant d'étoiles qui peuvent présenter des taches et des pulsations (Chap. 3). Enfin, grâce à mon expérience des étoiles actives/pulsantes et aux effets de ces phénomènes sur les vitesses radiales acquise à la suite des observations des étoiles A–F et aux simulations développées, j'ai participé au début d'un programme de recherche de planètes autour des étoiles membres des associations jeunes et proches (Chap. 5).

Du point de vue des observations, j'ai détecté la présence de deux planètes massives à longues périodes autour de l'étoile HD 60532 (Desort et al. 2009) qui sont *a priori* en résonance 3 : 2. J'ai aussi suivi et présenté à la communauté le cas très intrigant de l'étoile θ Cygni dont les variations de vitesse radiale semblent être à la fois d'origine planétaire mais aussi tellement irrégulières qu'il est peut-être possible quelles soient d'origine stellaire, produite par un phénomène encore non identifié. Quelques autres candidats planètes sont en cours de suivi et devraient être prochainement publiés. À la suite du relevé systématique effectué avec *HARPS* entre 2005 et 2008,

j'ai aussi participé à la publication des premières statistiques de détection de planètes autour des étoiles A–F (Lagrange et al. 2009a). Pour les étoiles jeunes, après seulement quelques mois d'observations, on constate qu'elles sont toutes assez fortement actives mais qu'avec une stratégie d'observation adaptée et rigoureuse il est tout de même possible de détecter des compagnons planétaires autour de ces étoiles.

Du côté des simulations de l'activité et des pulsations, grâce au code que j'ai développé, j'ai pu donner des résultats quantitatifs de l'impact d'une tache dans des configurations variées et pour des étoiles de types spectraux et $v \sin i$ variés (Desort et al. 2007). J'ai aussi exploré l'effet de deux taches, de taches chaudes plutôt que froides et de grosses taches proches du pôle telles qu'on peut les observer sur des étoiles jeunes par imagerie Doppler. Grâce à mon code nous avons pu simuler l'effet sur les vitesses radiales et la photométrie des taches solaires observées depuis des années sur des cycles d'activité d'environ 11 ans du Soleil, ceci dans le but de donner une analyse quantitative de l'effet de l'activité stellaire d'une étoile relativement peu active comme le Soleil sur la possibilité de détection de planètes semblables à la Terre, ainsi que de montrer la stratégie et la précision nécessaires pour une telle détection (Lagrange *et al.*, 2009, *sous presse*). En plus de l'effet des taches, qui n'est pas la seule manifestation de l'activité magnétique, nous avons pu ajouter l'effet des plages (contraste et convection) et montrer que leur contribution n'est absolument pas négligeable, autant en photométrie qu'en vitesse et qu'il peut être nettement plus difficile de détecter certaines planètes autour d'étoiles qui présenteraient le même cycle d'activité que notre Soleil (Meunier *et al.*, 2009, *sous presse*). En ce qui concerne les pulsations, j'ai inclus la théorie des harmoniques sphériques dans mes simulations afin de tenter d'analyser des comportements caractéristiques des pulsations dans des cas variés. Il faudra néanmoins consacrer beaucoup plus de temps que je n'ai pu pour effectuer une analyse poussée de l'effet des pulsations sur les vitesses radiales.

À la suite de ce travail les perspectives sont diverses, tant sur le plan observationnel pour apporter des contraintes aux modèles de formation et d'évolution des systèmes planétaires, pour lever l'indétermination sur la masse des planètes extrasolaires découvertes, pour caractériser l'activité stellaire en s'appuyant sur l'exemple du Soleil, que sur le plan des simulations des phénomènes stellaires afin de mieux quantifier et comprendre l'impact possible sur les mesures avec différents types d'instruments (spectroscopie, photométrie, astrométrie).

Le suivi des étoiles chaudes de la séquence principale, représente un travail de longue haleine absolument nécessaire pour obtenir une statistique fiable sur la présence et les caractéristiques des planètes autour de ces étoiles. L'étude de ces étoiles est l'unique moyen de sonder l'environnement proche des étoiles massives avant que leur phase géante rouge risque d'engloutir les planètes à relativement courtes périodes. Ce type de suivi a débuté seulement en 2003 et nous sommes toujours le seul groupe travaillant dans ce domaine vu la difficulté à mesurer les vitesses radiales de ces étoiles avec la précision suffisante pour atteindre le domaine planétaire. Pour l'instant les planètes à courtes périodes semblent faire défaut. Est-ce une réalité ou

simplement les conséquences d'un suivi encore trop limité de ces étoiles ? Même si nous avons pu établir les premières statistiques sur la présence de planètes autour de ces étoiles, nous espérons bientôt pouvoir les renforcer, notamment à la fin du *Large Programme* qui va débiter sur *HARPS* en novembre 2009. Avec 29 nuits d'observations sur 4 semestres, nous allons pouvoir explorer complètement l'environnement jusqu'à 100 jours de période d'un échantillon d'étoiles pour lesquelles nous connaissons le niveau d'activité (taches, pulsations) et donc pour lesquelles nous sommes certains d'explorer le domaine planétaire.

Bientôt, l'astrométrie pourra aussi être utilisée pour explorer l'environnement de ces étoiles (avec PRIMA, notamment si suffisamment d'étoiles de référence sont présentes dans le même champ). Pouvoir combiner différentes techniques d'observation est une chance. Grâce à cela il sera aussi possible de lever l'indétermination sur la masse des planètes détectées et la statistique des planètes sera enfin préservée de ce biais qu'est le facteur de projection $\sin i$. La détection des longues périodes ne sera enfin plus réservée aux planètes massives, les planètes moins massives seront aussi détectables, ce qui ouvrira un nouveau domaine d'exploration dans le diagramme (masse, période), où l'on trouvera probablement un grand nombre de planètes et où l'on fera certainement des découvertes étonnantes.

En parallèle aux étoiles chaudes de la séquence principale, grâce aux connaissances acquises avec ces étoiles, il est maintenant possible de s'intéresser aux étoiles jeunes qui sont généralement assez actives, tournent assez vite, et de type spectraux variés. L'intérêt de les observer est évident puisqu'elles vont permettre de contraindre les échelles de temps de formation et d'évolution des systèmes planétaire. Nous avons tout juste commencé l'observation de ces étoiles mais tout reste à faire. Nous allons pouvoir mesurer le jitter en vitesse radiale de ces étoiles et établir les premières statistiques sur la présence de compagnons à relativement courtes périodes. La détection de la première planète extra-solaire autour d'une étoile jeune reste à faire, mais celle-ci sera-t-elle à courte ou longue période ? Et sera-t-elle représentative des planètes existant autour de ces étoiles ?

Au début de ma thèse, on parlait assez peu de l'activité des étoiles comme un problème pour la détection des planètes. Aujourd'hui on se rend compte, grâce à des instruments de grande qualité comme *HARPS* ou CoRoT, que presque toutes les étoiles présentent des phénomènes stellaires pouvant perturber nos mesures. Jusqu'à il y a peu nous étions limités par le bruit instrumental mais nous avons franchi un cap en terme de précision et nous nous retrouvons à être maintenant limités par un bruit stellaire. Il est donc fondamental de s'intéresser aux origines de ce bruit si l'on veut continuer sur la voie des découvertes dans le domaine des planètes extra-solaires. Il faut alors accepter de passer du temps pour observer l'activité des étoiles et bien comprendre son fonctionnement, ses origines et ses effets. Le Soleil est un exemple de choix pour cette étude même s'il n'est pas certain qu'il est représentatif de l'ensemble des autres étoiles. Notamment, il existe à l'heure actuelle assez peu de mesures de vitesses radiales du Soleil intégré et elles ne sont pas représentatives des vitesses données par les méthodes de mesure des vitesses radiales utilisées pour la recherche de planètes. Il est clair que la mesure n'est pas aisée mais il sera très intéressant de pouvoir comparer

de telles mesures avec des résultats de simulations telles que celles que j'ai présentées dans ce manuscrit.

Il sera aussi important par la suite de développer les simulations des effets stellaires existants afin d'avoir une image la plus précise possible de la réalité et donc de pouvoir reproduire au mieux les effets que l'on pourrait retrouver sur des étoiles de types variés. L'activité magnétique se manifestant par des taches, des plages, de la convection, il faudra tenter d'explorer les différentes possibilités des cycles stellaires selon les caractéristiques des étoiles (masse, température, zone convective, âge, niveau d'activité). Pour cela on pourra utiliser des simulations du type de celle qui reproduit des cycles d'activité stellaire à partir de distributions de taches. On pourra alors faire varier ces distributions, en ajouter pour décrire les plages et d'autres paramètres pour l'instant pris constants.

Les pulsations stellaires sont un phénomène complexe qui peut avoir des manifestations bien différents selon les modes, les périodes, les amplitudes. Il faudra continuer à explorer les possibilités offertes par le modèle simple d'oscillation de la surface de l'étoile décrit dans ce manuscrit et peut-être essayer d'implémenter les effets en photométrie.

Ces simulations vont être extrêmement utiles pour la quantification de l'impact des effets stellaires sur les mesures astrophysiques, en particulier dans l'optique de la conception de nouveaux instruments toujours plus précis et performants, au sol ou dans l'espace, que ce soit pour les vitesses radiales, pour la photométrie ou l'astrométrie.

BIBLIOGRAPHIE

- S. Aigrain, F. Favata, et G. Gilmore. Characterising stellar micro-variability for planetary transit searches. *Astronomy and Astrophysics*, 414(3) :14 pages, 2004. (Cité page 39.)
- Y. Alibert, C. Mordasini, W. Benz, et C. Winisdoerffer. Models of giant planet formation with migration and disc evolution. *Astronomy and Astrophysics*, 434 :343–353, Avril 2005. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2005A&A...434..343A>. (Cité pages 21 et 22.)
- A. Baglin, M. Auvergne, L. Boisnard, T. Lam-Trong, P. Barge, C. Catala, M. Deleuil, E. Michel, et W. Weiss. CoRoT : a high precision photometer for stellar evolution and exoplanet finding. volume 36, page 3749, 2006. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2006cosp...36.3749B>. (Cité pages 7 et 45.)
- A. Baranne, D. Queloz, M. Mayor, G. Adrianzyk, G. Knispel, D. Kohler, D. Lacroix, J.-P. Meunier, G. Rimbaud, et A. Vin. ELODIE : a spectrograph for accurate radial velocity measurements. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 119 :373–390, Octobre 1996. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/1996A&AS..119..373B>. (Cité page 28.)
- Gibor Basri, William J. Borucki, et David Koch. The kepler mission : A wide-field transit search for terrestrial planets [review article]. *New Astronomy Review*, 49 :478–485, Novembre 2005. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2005NewAR..49..478B>. (Cité page 7.)
- I. Baumann et S. K. Solanki. On the size distribution of sunspot groups in the greenwich sunspot record 1874-1976. *Astronomy and Astrophysics*, 443 :1061–1066, Décembre 2005. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2005A&A...443.1061B>. (Cité page 101.)
- J.-P. Beaulieu, D. P. Bennett, P. Fouqué, A. Williams, M. Dominik, U. G. Jorgensen, D. Kubas, A. Cassan, C. Coutures, J. Greenhill, K. Hill, J. Menzies, P. D. Sackett, M. Albrow, S. Brilliant, J. A. R. Caldwell, J. J. Calitz, K. H. Cook, E. Corrales, M. Desort, S. Dieters, D. Dominis, J. Donatowicz, M. Hoffman, S. Kane, J.-B. Marquette, R. Martin, P. Meintjes, K. Pollard, K. Sahu, C. Vinter, J. Wambsganss, K. Woller, K. Horne, I. Steele, D. M. Bramich, M. Burgdorf, C. Snodgrass, M. Bode, A. Udalski, M. K. Szymanski, M. Kubiak, T. Wieckowski, G. Pietrzynski, I. Soszynski, O. Szewczyk, L. Wyrzykowski, B. Paczynski, F. Abe, I. A. Bond, T. R. Britton, A. C. Gilmore, J. B. Hearnshaw, Y. Itow, K. Kamiya, P. M. Kilmartin, A. V. Korpela, K. Masuda, Y. Matsubara, M. Motomura, Y. Muraki, S. Nakamura, C. Okada, K. Ohnishi, N. J. Rattenbury, T. Sako, S. Sato, M. Sasaki, T. Sekiguchi, D. J. Sullivan, P. J. Tristram, P. C. M. Yock, et T. Yoshioka. Discovery of a cool planet of 5.5 earth masses through gravitational microlensing. *Nature*, 439 :437–440, 2006.

- URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2006Natur.439..437B>. (Cité pages 7 et 20.)
- Jean-Philippe Beaulieu, Michael Albrow, Dave Bennett, Stéphane Brillant, John A. R. Caldwell, Johannes J. Calitz, Arnaud Cassan, Kem H. Cook, Christian Coutures, Stefan Dieters, Martin Dominik, Dijana Dominis-Prester, Jadzia Donatowicz, Pascal Fouqué, John Greenhill, Kym Hill, Matie Hoffman, Uffe G. Jorgensen, Stephen Kane, Daniel Kubas, Jean-Baptiste Marquette, Ralph Martin, Pieter Meintjes, John Menzies, Karen Pollard, Kailash Sahu, Christian Vinter, Joachim Wambsganss, Andrew Williams, Kristian Woller, Marta Zub, Keith Horne, Alasdair Allan, Mike Bode, Daniel M. Bramich, Martin Burgdorf, Stephen Fraser, Chris Mottram, Nicholas Rattenbury, Colin Snodgrass, Iain Steele, et Yiannis Tsapras. Hunting for frozen Super-Earths via microlensing. *The Messenger*, 128 :33, 2007. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2007Msngr.128...33B>. (Cité page 20.)
- Charles Beichman, Isabell Baraffe, Christopher Crockett, Sarah Dodson-Robinson, Jonathan Fortney, Andrea Ghez, Thomas P. Greene, Adam Kraus, Doug Lin, Naved Mahmud, Favien Malbet, Mark Marley, Rafael Millan-Gabet, Lisa Prato, Ben Oppenheimer, Michal Simon, John Stauffer, Angelle Tanner, et T. Velusamy. Formation and evolution of planetary systems. *Astronomy*, 2010 :15, 2009. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2009astro2010S..15B>. (Cité page 20.)
- G. F. Benedict, B. E. McArthur, T. Forveille, X. Delfosse, E. Nelan, R. P. Butler, W. Spiesman, G. Marcy, B. Goldman, C. Perrier, W. H. Jefferys, et M. Mayor. A mass for the extrasolar planet gliese 876b determined from hubble space telescope fine guidance sensor 3 astrometry and High-Precision radial velocities. *Astrophysical Journal*, 581 :L115–L118, Décembre 2002. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2002ApJ...581L.115B>. (Cité page 15.)
- Svetlana V. Berdyugina. Starspots : A key to the stellar dynamo. *Living Reviews in Solar Physics*, 2 :8, Décembre 2005. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2005LRSP....2....8B>. (Cité pages 40 et 124.)
- T. J. Bogdan, Peter A. Gilman, I. Lerche, et Robert Howard. Distribution of sunspot umbral areas - 1917-1982. *Astrophysical Journal*, 327 :451–456, Avril 1988. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/1988ApJ...327..451B>. (Cité page 101.)
- I. Boisse, C. Moutou, A. Vidal-Madjar, F. Bouchy, F. Pont, G. Hebrard, X. Bonfils, B. Croll, X. Delfosse, M. Desort, T. Forveille, A.-M. Lagrange, B. Loeillet, C. Lovis, J. M. Matthews, M. Mayor, F. Pepe, C. Perrier, D. Queloz, J. F. Rowe, N. C. Santos, D. Ségransan, et S. Udry. Stellar activity of planetary host star HD 189 733. *Astronomy and Astrophysics*, 495 :959–966, Mars 2009. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2009A&A...495..959B>. (Cité pages 114 et 115.)
- X. Bonfils, X. Delfosse, S. Udry, N. C. Santos, T. Forveille, et D. Ségransan. Metallicity of m dwarfs. i. a photometric calibration and the impact on the mass-luminosity relation at the bottom of the main sequence. *Astronomy*

- and Astrophysics*, 442 :635–642, Novembre 2005a. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2005A&A...442..635B>. (Cité page 193.)
- X. Bonfils, T. Forveille, X. Delfosse, S. Udry, M. Mayor, C. Perrier, F. Bouchy, F. Pepe, D. Queloz, et J.-L. Bertaux. The HARPS search for southern extra-solar planets. VI. a neptune-mass planet around the nearby m dwarf gl 581. *Astronomy and Astrophysics*, 443 :L15–L18, Décembre 2005b. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2005A&A...443L..15B>. (Cité page 133.)
- X. Bonfils, M. Mayor, X. Delfosse, T. Forveille, M. Gillon, C. Perrier, S. Udry, F. Bouchy, C. Lovis, F. Pepe, D. Queloz, N. C. Santos, et J.-L. Bertaux. The HARPS search for southern extra-solar planets - x. a m $\sin i = 11$ planet around the nearby spotted m dwarf GJ 674. *Astronomy and Astrophysics*, 474(1) :293, 2007. (Cité pages 42, 114 et 122.)
- A. P. Boss. Giant planet formation by gravitational instability. *Science*, 276 :1836–1839, 1997. URL <http://adsabs.harvard.edu/abs/1997Sci...276.1836B>. (Cité page 22.)
- F. Bouchy et The Sophie Team. SOPHIE : the successor of the spectrograph ELODIE for extrasolar planet search and characterization. pages 319–325, Février 2006. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2006tafp.conf..319B>. (Cité page 30.)
- F. Bouchy, S. Udry, M. Mayor, C. Moutou, F. Pont, N. Iribarne, R. Da Silva, S. Illovaisky, D. Queloz, N. C. Santos, D. Ségransan, et S. Zucker. ELODIE metallicity-biased search for transiting hot jupiters - II. a very hot jupiter transiting the bright k star HD 189733. *Astronomy and Astrophysics*, 444 (1) :L15, 2005. (Cité pages 5 et 114.)
- Timothy M. Brown, David Charbonneau, Ronald L. Gilliland, Robert W. Noyes, et Adam Burrows. Hubble space telescope Time-Series photometry of the transiting planet of HD 209458. *Astrophysical Journal*, 552 :699–709, Mai 2001. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2001ApJ...552..699B>. (Cité page 6.)
- R. P. Butler, J. T. Wright, G. W. Marcy, D. A. Fischer, S. S. Vogt, C. G. Tinney, H. R. A. Jones, B. D. Carter, J. A. Johnson, C. McCarthy, et A. J. Penny. Catalog of nearby exoplanets. *Astrophysical Journal*, 646 :505–522, 2006. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2006ApJ...646..505B>. (Cité page 193.)
- R. Paul Butler, Geoffrey W. Marcy, Debra A. Fischer, Timothy M. Brown, Adam R. Contos, Sylvain G. Korzennik, Peter Nisenson, et Robert W. Noyes. Evidence for multiple companions to upsilon andromedae. *Astrophysical Journal*, 526 :916–927, Décembre 1999. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/1999ApJ...526..916B>. (Cité page 7.)
- A. G. W. Cameron. Physics of the primitive solar accretion disk. *Moon and Planets*, 18 :5–40, Février 1978. URL <http://adsabs.harvard.edu/abs/1978M&P....18....5C>. (Cité page 22.)

- D. Charbonneau, T. M. Brown, R. W. Noyes, et R. L. Gilliland. Detection of an extrasolar planet atmosphere. *Astrophysical Journal*, 568 :377–384, Mars 2002. (Cité page 17.)
- G. Chauvin, A.-M. Lagrange, M. Bonavita, B. Zuckerman, C. Dumas, M. S. Bessell, J.-L. Beuzit, M. Bonnefoy, S. Desidera, J. Farihi, P. Lowrance, D. Mouillet, et I. Song. VLT/NACO deep imaging survey of young, nearby austral stars. <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2009arXiv0906.2945C>, 2009. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2009arXiv0906.2945C>. (Cité pages 193, 199 et 200.)
- G. Chauvin, A.-M. Lagrange, C. Dumas, B. Zuckerman, D. Mouillet, I. Song, J.-L. Beuzit, et P. Lowrance. A giant planet candidate near a young brown dwarf - direct VLT/NACO observations using IR wavefront sensing. *Astronomy and Astrophysics*, 425(2) :4 pages, 2004. (Cité pages 17, 18 et 193.)
- G. Chauvin, A.-M. Lagrange, C. Dumas, B. Zuckerman, D. Mouillet, I. Song, J.-L. Beuzit, et P. Lowrance. Giant planet companion to 2MASSW j1207334-393254. *Astronomy and Astrophysics*, 438(2) :4 pages, 2005a. (Cité page 193.)
- G. Chauvin, A.-M. Lagrange, B. Zuckerman, C. Dumas, D. Mouillet, I. Song, J.-L. Beuzit, P. Lowrance, et M. S. Bessell. A companion to AB pic at the planet/brown dwarf boundary. *Astronomy and Astrophysics*, 438(3) : 4 pages, 2005b. (Cité page 193.)
- A. Chelli. Optimizing doppler estimates for extrasolar planet detection. i. a specific algorithm for shifted spectra. *Astronomy and Astrophysics*, 358 :L59–L62, 2000. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2000A&A...358L..59C>. (Cité page 26.)
- A. Claret. A new non-linear limb-darkening law for LTE stellar atmosphere models II k at several surface gravities. geneva and walraven systems : Calculations for $-5.0 \leq \log [M/H] \leq +1$ $2000 \text{ k} \leq \text{teff} \leq 50,000 \text{ k}$ at several surface gravities. *Astronomy and Astrophysics*, 401 :657–660, Avril 2003. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2003A&A...401..657C>. (Cité page 47.)
- Laird M. Close, Rainer Lenzen, Jose C. Guirado, Eric L. Nielsen, Eric E. Mamajek, Wolfgang Brandner, Markus Hartung, Chris Lidman, et Beth Biller. A dynamical calibration of the mass-luminosity relation at very low stellar masses and young ages. *Nature*, 433 :286–289, 2005. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2005Natur.433..286C>. (Cité page 197.)
- Drake Deming, Fred Espenak, Donald E. Jennings, James W. Brault, et Jeremy Wagner. On the apparent velocity of integrated sunlight. i - 1983-1985. *Astrophysical Journal*, 316 :771–787, Mai 1987. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/1987ApJ...316..771D>. (Cité page 38.)
- Drake Deming et Claude Plymate. On the apparent velocity of integrated sunlight. 2 : 1983-1992 and comparisons with magnetograms. *Astrophysical Journal*, 426 :382–386, Mai 1994. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/1994ApJ...426..382D>. (Cité page 39.)

- M. Desort, A.-M. Lagrange, F. Galland, H. Beust, S. Udry, M. Mayor, et G. Lo Curto. Extrasolar planets and brown dwarfs around A-F type stars. v. a planetary system found with HARPS around the F6IV-V star HD 60532. *Astronomy and Astrophysics*, 491 :883–888, Décembre 2008. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2008A&A...491..883D>. (Cité page 156.)
- M. Desort, A.-M. Lagrange, F. Galland, H. Beust, S. Udry, M. Mayor, et G. Lo Curto. Extrasolar planets and brown dwarfs around A–F type stars - v. a planetary system found with HARPS around the F6IV–V star HD 60532. *Astronomy and Astrophysics*, 499(2) :623, 2009. (Cité pages 156 et 207.)
- M. Desort, A.-M. Lagrange, F. Galland, S. Udry, et M. Mayor. Planets and brown dwarfs around A-F type stars : observational results and activity modeling. page 402, 2007. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2007sf2a.conf...402D>. (Cité pages 46, 48, 125, 130 et 208.)
- V. D’Odorico et et al. CODEX/ESPRESSO : the era of precision spectroscopy. *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, 78 :712, 2007. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2007MmSAI..78..712D>. (Cité pages 7 et 70.)
- J.-F. Donati. ESPaDOnS : an echelle SpectroPolarimetric device for the observation of stars at CFHT. volume 307, page 41, 2003. URL <http://adsabs.harvard.edu/abs/2003ASPC..307...41D>. (Cité page 40.)
- R. H. Durisen, A. P. Boss, L. Mayer, A. F. Nelson, T. Quinn, et W. K. M. Rice. Gravitational instabilities in gaseous protoplanetary disks and implications for giant planet formation. pages 607–622, 2007. URL <http://adsabs.harvard.edu/abs/2007prpl.conf...607D>. (Cité page 22.)
- A. Eggenberger et S. Udry. Detection and characterization of extrasolar planets through doppler spectroscopy. <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2009arXiv0904.0415E>, Avril 2009. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2009arXiv0904.0415E>. (Cité pages 11 et 46.)
- Debra A. Fischer, Geoffrey W. Marcy, R. Paul Butler, Steven S. Vogt, Greg Laughlin, Gregory W. Henry, David Abouav, Kathryn M. G. Peek, Jason T. Wright, John A. Johnson, Chris McCarthy, et Howard Isaacson. Five planets orbiting 55 cancri. *Astrophysical Journal*, 675 :790–801, Mars 2008. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2008ApJ...675..790F>. (Cité page 7.)
- Stephen J. Fossey, Ingo P. Waldmann, et David M. Kipping. Detection of a transit by the planetary companion of HD 80606. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 396 :L16–L20, 2009. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2009MNRAS.396L..16F>. (Cité page 10.)
- F. Galland. *Planètes et Naines Brunes autour d’Etoiles Chaudes*. PhD thesis, Université Joseph Fourier, 2006. (Cité page 26.)

- F. Galland, A.-M. Lagrange, S. Udry, J.-L. Beuzit, F. Pepe, et M. Mayor. Extrasolar planets and brown dwarfs around A-F type stars. IV. a candidate brown dwarf around the A9V pulsating star HD 180777. *Astronomy and Astrophysics*, 452 :709–714, 2006. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2006A&A...452..709G>. (Cité page 33.)
- F. Galland, A.-M. Lagrange, S. Udry, A. Chelli, F. Pepe, J.-L. Beuzit, et M. Mayor. Extrasolar planets and brown dwarfs around A-F type stars. II. a planet found with ELODIE around the F6V star HD 33564. *Astronomy and Astrophysics*, 444 :L21–L24, Décembre 2005a. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2005A&A...444L..21G>. (Cité page 33.)
- F. Galland, A.-M. Lagrange, S. Udry, A. Chelli, F. Pepe, D. Queloz, J.-L. Beuzit, et M. Mayor. Extrasolar planets and brown dwarfs around A-F type stars. i. performances of radial velocity measurements, first analyses of variations. *Astronomy and Astrophysics*, 443 :337–345, Novembre 2005b. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2005A&A...443..337G>. (Cité pages 26 et 171.)
- Renaud Goullioud, J. H. Catanzarite, F. G. Dekens, M. Shao, et J. C. Marr. Overview of the SIM PlanetQuest light mission concept. volume 7013, page 151, 2008. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2008SPIE.7013E.151G>. (Cité page 15.)
- David F. Gray. The third signature of stellar granulation. *Astrophysical Journal*, 697 :1032–1043, 2009. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2009ApJ...697.1032G>. (Cité page 39.)
- J. C. Guirado, J. E. Reynolds, J.-F. Lestrade, R. A. Preston, D. L. Jauncey, D. L. Jones, A. K. Tzioumis, R. H. Ferris, E. A. King, J. E. J. Lovell, P. M. McCulloch, K. J. Johnston, K. A. Kingham, J. O. Martin, G. L. White, P. A. Jones, F. Arenou, M. Froeschle, J. Kovalevsky, C. Martin, L. Lindegren, et S. Soderhjelm. Astrometric detection of a Low-Mass companion orbiting the star AB doradus. *Astrophysical Journal*, 490 :835, Décembre 1997. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/1997ApJ...490..835G>. (Cité page 197.)
- L. Györi, T. Baranyi, A. Ludmány, et G. Mezö. Current status of the debrecen photoheliographic data. volume 535, pages 707–710, Septembre 2003. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2003ESASP.535..707G>. (Cité page 70.)
- Jeffrey C. Hall, Gregory W. Henry, G. Wesley Lockwood, Brian A. Skiff, et Steven H. Saar. The activity and variability of the sun and Sun-Like stars. II. contemporaneous photometry and spectroscopy of bright solar analogs. *Astronomical Journal*, 138 :312–322, 2009. URL <http://adsabs.harvard.edu/abs/2009AJ...138..312H>. (Cité pages 112 et 129.)
- Jeffrey C. Hall, G. W. Lockwood, et Brian A. Skiff. The activity and variability of the sun and sun-like stars. i. synoptic ca II h and k observations. *Astronomical Journal*, 133 :862–881, Mars 2007. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2007AJ...133..862H>. (Cité page 40.)

- D. H. Hathaway, J. G. Beck, R. S. Bogart, K. T. Bachmann, G. Khatri, J. M. Petitto, S. Han, et J. Raymond. The photospheric convection spectrum. *Solar Physics*, 193 :299–312, Avril 2000. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2000SoPh..193..299H>. (Cité page 38.)
- A. P. Hatzes, E. W. Guenther, M. Endl, W. D. Cochran, M. P. D ollinger, et A. Bedalov. A giant planet around the massive giant star HD 13189. *Astronomy and Astrophysics*, 437 :743–751, 2005. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2005A&A...437..743H>. (Cité page 134.)
- Artie P. Hatzes. Simulations of stellar radial velocity and spectral line bisector variations : I. nonradial pulsations. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 108 :839, Octobre 1996. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/1996PASP..108..839H>. (Cité pages 44 et 109.)
- Gregory W. Henry, Geoffrey W. Marcy, R. Paul Butler, et Steven S. Vogt. A transiting “51 peg-like” planet. *Astrophysical Journal*, 529 :L41–L44, 2000. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2000ApJ...529L..41H>. (Cité page 5.)
- N. Huélamo, P. Figueira, X. Bonfils, N. C. Santos, F. Pepe, M. Gillon, R. Azevedo, T. Barman, M. Fernandez, E. di Folco, E. W. Guenther, C. Lovis, C. H. F. Melo, D. Queloz, et S. Udry. TW hydrae evidence of stellar spots instead of a hot jupiter. *Astronomy and Astrophysics*, 489 :L9–L13, Octobre 2008. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2008A&A...489L...9H>. (Cité pages 42, 130 et 194.)
- S. Ida et D. N. C. Lin. Toward a deterministic model of planetary formation. III. mass distribution of Short-Period planets around stars of various masses. *Astrophysical Journal*, 626 :1045–1060, 2005. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2005ApJ...626.1045I>. (Cité pages 22 et 133.)
- S. Ida et D. N. C. Lin. Toward a deterministic model of planetary formation. IV. effects of type i migration. *Astrophysical Journal*, 673 :487–501, 2008. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2008ApJ...673..487I>. (Cité page 22.)
- John Asher Johnson, Debra A. Fischer, Geoffrey W. Marcy, Jason T. Wright, Peter Driscoll, R. Paul Butler, Saskia Hekker, Sabine Reffert, et Steven S. Vogt. Retired a stars and their companions : Exoplanets orbiting three Intermediate-Mass subgiants. *Astrophysical Journal*, 665 :785–793, Ao ut 2007. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2007ApJ...665..785J>. (Cité page 134.)
- John Asher Johnson, Geoffrey W. Marcy, Debra A. Fischer, Gregory W. Henry, Jason T. Wright, Howard Isaacson, et Chris McCarthy. An eccentric hot jupiter orbiting the subgiant HD 185269. *Astrophysical Journal*, 652 :1724–1728, Décembre 2006. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2006ApJ...652.1724J>. (Cité page 134.)
- Paul Kalas, James R. Graham, Eugene Chiang, Michael P. Fitzgerald, Mark Clampin, Edwin S. Kite, Karl Stapelfeldt, Christian Marois, et John Krist.

- Optical images of an exosolar planet 25 Light-Years from earth. *Science*, 322(5906) :1345–1348, Novembre 2008. URL <http://www.sciencemag.org/cgi/content/abstract/322/5906/1345>. (Cité pages 7, 9 et 17.)
- Grant M. Kennedy et Scott J. Kenyon. Planet formation around stars of various masses : The snow line and the frequency of giant planets. *Astrophysical Journal*, 673 :502–512, 2008. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2008ApJ...673..502K>. (Cité pages 133 et 136.)
- V. L. Khokhlova. Mapping of "spots" on the surface of ap stars by means of line profiles. *Astronomicheskii Zhurnal*, 52 :950, Octobre 1975. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/1975AZh....52..950K>. (Cité page 40.)
- L. L. Kitchatinov et S. V. Olemskoi. Active longitudes of the sun : The rotation period and statistical significance. *Astronomy Letters*, 31 :280–284, Avril 2005. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2005AstL...31..280K>. (Cité page 60.)
- Hans Kjeldsen, Timothy R. Bedding, Torben Arentoft, R. Paul Butler, Thomas H. Dall, Christoffer Karoff, László L. Kiss, C. G. Tinney, et William J. Chaplin. The amplitude of solar oscillations using stellar techniques. *Astrophysical Journal*, 682 :1370–1375, Août 2008. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2008ApJ...682.1370K>. (Cité page 45.)
- Gerard P. Kuiper. On the origin of the solar system. *Proceedings of the National Academy of Science*, 37 :1–14, 1951. URL <http://adsabs.harvard.edu/abs/1951PNAS...37....1K>. (Cité page 22.)
- R. L. Kurucz. Cd-rom 13, 18, <http://kurucz.harvard.edu>, 1993. URL <http://kurucz.harvard.edu>. (Cité page 47.)
- A.-M. Lagrange, M. Desort, F. Galland, S. Udry, et M. Mayor. Extrasolar planets and brown dwarfs around A-F type stars. VI. high precision RV survey of early type dwarfs with HARPS. *Astronomy and Astrophysics*, 495 :335–352, Février 2009a. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2009A&A...495..335L>. (Cité pages 134 et 208.)
- A.-M. Lagrange, D. Gratadour, G. Chauvin, T. Fusco, D. Ehrenreich, D. Mouillet, G. Rousset, D. Rouan, F. Allard, É. Gendron, J. Charton, L. Mugnier, P. Rabou, J. Montri, et F. Lacombe. A probable giant planet imaged in the beta pictoris disk - VLT/NaCo deep I-band imaging. *Astronomy and Astrophysics*, 493(2) :5 pages, 2009b. (Cité pages 7, 9, 17 et 193.)
- J. Laskar et A. C. M. Correia. HD 60532, a planetary system in a 3 :1 mean motion resonance. *Astronomy and Astrophysics*, 496(2) :L5, 2009. (Cité page 156.)
- D. N. C Lin et John Papaloizou. On the tidal interaction between protoplanets and the protoplanetary disk. III - orbital migration of protoplanets. <http://adsabs.harvard.edu/abs?bibcode=1986ApJ...309..846L>, Octobre 1986. URL <http://adsabs.harvard.edu/abs?bibcode=1986ApJ...309..846L>. (Cité page 22.)

- G. W. Lockwood, B. A. Skiff, Gregory W. Henry, Stephen Henry, R. R. Radick, S. L. Baliunas, R. A. Donahue, et W. Soon. Patterns of photometric and chromospheric variation among sun-like stars : A 20 year perspective. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 171 :260–303, 2007. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2007ApJS..171..260L>. (Cité pages 40, 112 et 129.)
- C. Lovis et M. Mayor. Planets around evolved intermediate-mass stars. i. two substellar companions in the open clusters NGC 2423 and NGC 4349. *Astronomy and Astrophysics*, 472 :657–664, Septembre 2007. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2007A&A...472..657L>. (Cité page 134.)
- Christophe Lovis, Michel Mayor, Francesco Pepe, Yann Alibert, Willy Benz, Francois Bouchy, Alexandre C. M. Correia, Jacques Laskar, Christoph Mordasini, Didier Queloz, Nuno C. Santos, Stephane Udry, Jean-Loup Bertaux, et Jean-Pierre Sivan. An extrasolar planetary system with three neptune-mass planets. *Nature*, 441 :305–309, Mai 2006. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2006Natur.441..305L>. (Cité pages 7, 8 et 176.)
- A. Léger, D. Rouan, J. Schneider, P. Barge, M. Fridlund, B. Samuel, M. Ollivier, E. Guenther, M. Deleuil, H. J. Deeg, M. Auvergne, R. Alonso, S. Agrain, A. Alapini, J. M. Almenara, A. Baglin, M. Barbieri, H. Bruntt, P. Borde, F. Bouchy, J. Cabrera, C. Catala, L. Carone, S. Carpano, Sz. Csizmadia, R. Dvorak, A. Erikson, S. Ferraz-Mello, B. Foing, F. Fresin, D. Gandolfi, M. Gillon, Ph. Gondoin, O. Grasset, T. Guillot, A. Hatzes, G. Hebrard, L. Jorda, H. Lammer, A. Llebaria, B. Loeillet, M. Mayor, T. Mazeh, C. Moutou, M. Paetzold, F. Pont, D. Queloz, H. Rauer, S. Renner, R. Samadi, A. Shporer, Ch. Sotin, B. Tingley, et G. Wuchterl. Transiting exoplanets from the CoRoT space mission VIII. CoRoT-7b : the first Super-Earth with measured radius. <http://adsabs.harvard.edu/abs/2009arXiv0908.0241L>, Ao t 2009. URL <http://adsabs.harvard.edu/abs/2009arXiv0908.0241L>. (Cité pages 7, 17 et 118.)
- Abdul Malik et Martin Bohm. A statistical analysis of sunspot active longitudes. <http://adsabs.harvard.edu/abs/2009arXiv0909.2973M>, Septembre 2009. URL <http://adsabs.harvard.edu/abs/2009arXiv0909.2973M>. (Cité page 60.)
- Christian Marois, Bruce Macintosh, Travis Barman, B. Zuckerman, Inseok Song, Jennifer Patience, David Lafreniere, et Rene Doyon. Direct imaging of multiple planets orbiting the star HR 8799. *Science*, 322(5906) : 1348–1352, Novembre 2008. URL <http://www.sciencemag.org/cgi/content/abstract/322/5906/1348>. (Cité pages 7, 9 et 17.)
- I. Marquez, J. A. Bonet, et M. Vazquez. Numerical modelling of spectral line asymmetries in photospheric structures. II. plage regions. *Astronomy and Astrophysics*, 306 :305, Février 1996a. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/1996A&A...306..305M>. (Cité page 39.)
- I. Marquez, J. A. Bonet, M. Vazquez, et H. Woehl. Numerical modelling of spectral line asymmetries in photospheric structures. i. quiet sun.

- Astronomy and Astrophysics*, 305 :316, 1996b. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/1996A&A...305..316M>. (Cité page 39.)
- M. Mayor, X. Bonfils, T. Forveille, X. Delfosse, S. Udry, J. -L. Bertaux, H. Beust, F. Bouchy, C. Lovis, F. Pepe, C. Perrier, D. Queloz, et N. C. Santos. The HARPS search for southern extra-solar planets XVIII. an earth-mass planet in the GJ 581 planetary system. <http://adsabs.harvard.edu/abs/2009arXiv0906.2780M>, 2009a. URL <http://adsabs.harvard.edu/abs/2009arXiv0906.2780M>. (Cité page 7.)
- M. Mayor, F. Pepe, D. Queloz, F. Bouchy, G. Rupprecht, G. Lo Curto, G. Avila, W. Benz, J.-L. Bertaux, X. Bonfils, Th. dall, H. Dekker, B. Delabre, W. Eckert, M. Fleury, A. Gilliotte, D. Gojak, J. C. Guzman, D. Kohler, J.-L. Lizon, A. Longinotti, C. Lovis, D. Megevand, L. Pasquini, J. Reyes, J.-P. Sivan, D. Sosnowska, R. Soto, S. Udry, A. van Kesteren, L. Weber, et U. Weilenmann. Setting new standards with HARPS. *The Messenger*, 114 :20–24, Décembre 2003. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2003Msngr.114...20M>. (Cité page 31.)
- M. Mayor, S. Udry, C. Lovis, F. Pepe, D. Queloz, W. Benz, J.-L. Bertaux, F. Bouchy, C. Mordasini, et D. Segransan. The HARPS search for southern extra-solar planets. XIII. a planetary system with 3 super-Earths (4.2, 6.9, and 9.2 m(+)). *Astronomy and Astrophysics*, 493 :639–644, 2009b. URL <http://adsabs.harvard.edu/abs/2009A&A...493..639M>. (Cité pages 7 et 8.)
- Michel Mayor et Didier Queloz. A jupiter-mass companion to a solar-type star. *Nature*, 378 :355–359, Novembre 1995. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/1995Natur.378..355M>. (Cité pages 1 et 5.)
- C. Melo. PhD thesis, Université de Genève, 2001. (Cité page 13.)
- C. Melo, N. C. Santos, W. Gieren, G. Pietrzynski, M. T. Ruiz, S. G. Sousa, F. Bouchy, C. Lovis, M. Mayor, F. Pepe, D. Queloz, R. da Silva, et S. Udry. A new neptune-mass planet orbiting HD 219828. *Astronomy and Astrophysics*, 467(2) :721, 2007. (Cité pages 125, 126, 127 et 128.)
- N. Meunier, T. Roudier, et M. Rieutord. Supergranules over the solar cycle. *Astronomy and Astrophysics*, 488 :1109–1115, Septembre 2008. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2008A&A...488.1109M>. (Cité page 38.)
- Christoph Mordasini, Yann Alibert, et Willy Benz. Extrasolar planet population synthesis i : Method, formation tracks and mass-distance distribution. <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2009arXiv0904.2524M>, Avril 2009a. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2009arXiv0904.2524M>. (Cité pages 21 et 23.)
- Christoph Mordasini, Yann Alibert, Willy Benz, et Dominique Naef. Extrasolar planet population synthesis II : statistical comparison with observation. <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2009arXiv0904.2542M>, Avril 2009b. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2009arXiv0904.2542M>. (Cité page 22.)

- D. Mouillet, A. M. Lagrange, J.-L. Beuzit, C. Moutou, M. Saisse, M. Ferrari, T. Fusco, et A. Boccaletti. High contrast imaging from the ground : VLT/Planet finder. volume 321, page 39, Décembre 2004. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2004ASPC...321...39M>. (Cité page 7.)
- C. Moutou, G. Hébrard, F. Bouchy, A. Eggenberger, I. Boisse, X. Bonfils, D. Gravallon, D. Ehrenreich, T. Forveille, X. Delfosse, M. Desort, A.-M. Lagrange, C. Lovis, M. Mayor, F. Pepe, C. Perrier, F. Pont, D. Queloz, N. C. Santos, D. Ségransan, S. Udry, et A. Vidal-Madjar. Photometric and spectroscopic detection of the primary transit of the 111-day-period planet HD 80 606 b. *Astronomy and Astrophysics*, 498(1) :L5, 2009. (Cité page 10.)
- D. Naef, D. W. Latham, M. Mayor, T. Mazeh, J. L. Beuzit, G. A. Druker, C. Perrier-Bellet, D. Queloz, J. P. Sivan, G. Torres, S. Udry, et S. Zucker. HD 80606 b, a planet on an extremely elongated orbit. *Astronomy and Astrophysics*, 375 :L27–L30, Août 2001. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2001A&A...375L..27N>. (Cité page 10.)
- D. Naef, M. Mayor, J. L. Beuzit, C. Perrier, D. Queloz, J. P. Sivan, et S. Udry. The ELODIE survey for northern extra-solar planets - III. three planetary candidates detected with ELODIE. *Astronomy and Astrophysics*, 414(1) :9 pages, 2004. (Cité page 6.)
- R. W. Noyes, L. W. Hartmann, S. L. Baliunas, D. K. Duncan, et A. H. Vaughan. Rotation, convection, and magnetic activity in lower main-sequence stars. *Astrophysical Journal*, 279 :763–777, Avril 1984. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/1984ApJ...279..763N>. (Cité pages 112, 124, 129 et 130.)
- S. J. O’Toole, H. R. A. Jones, C. G. Tinney, R. P. Butler, G. W. Marcy, B. Carter, J. Bailey, et R. A. Wittenmyer. The frequency of low-mass exoplanets. <http://adsabs.harvard.edu/abs/2009arXiv0906.4619O>, 2009. URL <http://adsabs.harvard.edu/abs/2009arXiv0906.4619O>. (Cité pages 124 et 129.)
- M. W. Pakull. HD 36705 - a new bright x-ray emitting RS CVn star. *Astronomy and Astrophysics*, 104 :33–36, Décembre 1981. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/1981A&A...104...33P>. (Cité page 197.)
- John C. B. Papaloizou et Caroline Terquem. Planet formation and migration. *Reports on Progress in Physics*, 69 :119–180, 2006. URL <http://adsabs.harvard.edu/abs/2006RPPh...69..119P>. (Cité page 22.)
- Luca Pasquini, Stefano Cristiani, Hans Dekker, Martin Haehnelt, Paolo Molaro, Francesco Pepe, Gerardo Avila, Bernard Delabre, Sandro D’Odorico, Jochen Liske, Peter Shaver, Piercarlo Bonifacio, Stefano Borgani, Valentina D’Odorico, Eros Vanzella, Francois Bouchy, Miroslava Dessauges-Lavadsky, Cristoph Lovis, Michel Mayor, Didier Queloz, Stephane Udry, Michael Murphy, Matteo Viel, Andrea Grazian, Sergei Levshakov, Lauro Moscardini, Tommy Wiklind, et Shay Zucker. CODEX : measuring the expansion of the universe (and beyond). *The Messenger*, 122 :10–14, Décembre 2005. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2005Msngr.122...10P>. (Cité page 70.)

- F. Pepe, A. C. M. Correia, M. Mayor, O. Tamuz, J. Couetdic, W. Benz, J.-L. Bertaux, F. Bouchy, J. Laskar, C. Lovis, D. Naef, D. Queloz, N. C. Santos, J.-P. Sivan, D. Sosnowska, et S. Udry. The HARPS search for southern extra-solar planets. VIII. μ arae, a system with four planets. *Astronomy and Astrophysics*, 462 :769–776, Février 2007. URL <http://adsabs.harvard.edu/abs/2007A&A...462..769P>. (Cité page 7.)
- F. Pepe, M. Mayor, G. Rupprecht, G. Avila, P. Ballester, J.-L. Beckers, W. Benz, J.-L. Bertaux, F. Bouchy, B. Buzzoni, C. Cavadore, S. Deiries, H. Dekker, B. Delabre, S. D’Odorico, W. Eckert, J. Fischer, M. Fleury, M. George, A. Gilliotte, D. Gojak, J.-C. Guzman, F. Koch, D. Kohler, H. Kozłowski, D. Lacroix, J. Le Merrer, J.-L. Lizon, G. Lo Curto, A. Longinotti, D. Megevand, L. Pasquini, P. Petitpas, M. Pichard, D. Queloz, J. Reyes, P. Richaud, J.-P. Sivan, D. Sosnowska, R. Soto, S. Udry, E. Ureta, A. van Kesteren, L. Weber, U. Weilenmann, A. Wicenc, G. Wieldand, J. Christensen-Dalsgaard, D. Dravins, A. Hatzes, M. Kurster, F. Parresce, et A. Penny. HARPS : ESO’s coming planet searcher. chasing exoplanets with the la silla 3.6-m telescope. *The Messenger*, 110 :9–14, Décembre 2002. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2002Msngr.110....9P>. (Cité page 31.)
- M. A. C. Perryman et ESA. The HIPPARCOS and TYCHO catalogues. astrometric and photometric star catalogues derived from the ESA HIPPARCOS space astrometry mission. volume 1200, 1997. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/1997ESASP1200....P>. (Cité page 129.)
- Ngoc Phan-Bao, Jeremy Lim, Jean-François Donati, Christopher M. Johns-Krull, et Eduardo L. Martín. Magnetic field topology in Low-Mass stars : Spectropolarimetric observations of m dwarfs. *Astrophysical Journal*, 704 :1721–1729, Octobre 2009. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2009ApJ...704.1721P>. (Cité page 40.)
- N. Piluso, A. F. Lanza, I. Pagano, A. C. Lanzafame, et J.-F. Donati. Doppler imaging of the young late-type star LO pegasi (BD+22°4409) in 2003 september. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 387 :237–246, 2008. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2008MNRAS.387..237P>. (Cité page 61.)
- James B. Pollack, Olenka Hubickyj, Peter Bodenheimer, Jack J. Lissauer, Morris Podolak, et Yuval Greenzweig. Formation of the giant planets by concurrent accretion of solids and gas. *Icarus*, 124 :62–85, Novembre 1996. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/1996Icar..124...62P>. (Cité page 21.)
- Steven H. Pravdo et Stuart B. Shaklan. AN ULTRACOOL STAR’S CANDIDATE PLANET. *The Astrophysical Journal*, 700(1) :623–632, 2009. ISSN 0004-637X. URL <http://www.iop.org/EJ/abstract/0004-637X/700/1/623>. (Cité page 15.)
- D. Queloz, G. W. Henry, J. P. Sivan, S. L. Baliunas, J. L. Beuzit, R. A. Donahue, M. Mayor, D. Naef, C. Perrier, et S. Udry. No planet for HD 166435. *Astronomy and Astrophysics*, 379 :279–287, Novembre 2001.

- URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2001A&A...379..279Q>. (Cité pages 40 et 42.)
- I. Ramírez, C. Allende Prieto, et D. L. Lambert. Granulation in k-type dwarf stars. i. spectroscopic observations. *Astronomy and Astrophysics*, 492 :841–855, Décembre 2008. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2008A&A...492..841R>. (Cité page 39.)
- M. Rieutord, T. Roudier, J. M. Malherbe, et F. Rincon. On mesogranulation, network formation and supergranulation. *Astronomy and Astrophysics*, 357 :1063–1072, Mai 2000. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2000A&A...357.1063R>. (Cité page 38.)
- Steven H. Saar et Robert A. Donahue. Activity-related radial velocity variation in cool stars. *Astrophysical Journal*, 485 :319, Août 1997. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/1997ApJ...485..319S>. (Cité page 39.)
- Bun’ei Sato, Hideyuki Izumiura, Eri Toyota, Eiji Kambe, Masahiro Ikoma, Masashi Omiya, Seiji Masuda, Yoichi Takeda, Daisuke Murata, Yoichi Itoh, Hiroyasu Ando, Michitoshi Yoshida, Eiichiro Kokubo, et Shigeru Ida. Planetary companions around three Intermediate-Mass g and k giants : 18 delphini, xsi aquilae, and HD 81688. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 60 :539, 2008. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2008PASJ...60..539S>. (Cité page 134.)
- Bun’ei Sato, Hideyuki Izumiura, Eri Toyota, Eiji Kambe, Yoichi Takeda, Seiji Masuda, Masashi Omiya, Daisuke Murata, Yoichi Itoh, Hiroyasu Ando, Michitoshi Yoshida, Masahiro Ikoma, Eiichiro Kokubo, et Shigeru Ida. A planetary companion to the hyades giant epsilon tauri. *Astrophysical Journal*, 661 :527–531, Mai 2007. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2007ApJ...661..527S>. (Cité page 193.)
- Alexander Scholz, Jaime Coffey, Alexis Brandeker, et Ray Jayawardhana. Rotation and activity of Pre-Main-Sequence stars. *Astrophysical Journal*, 662 :1254–1267, 2007. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2007ApJ...662.1254S>. (Cité pages 198 et 200.)
- J. Setiawan, Th. Henning, R. Launhardt, A. Müller, P. Weise, et M. Kürster. A young massive planet in a star-disk system. *Nature*, 451 :38–41, 2008. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2008Natur.451...38S>. (Cité pages 40 et 194.)
- M. B. Skelly, Y. C. Unruh, J. R. Barnes, W. A. Lawson, J. -F. Donati, et A. Collier Cameron. Doppler images and chromospheric variability of TWA 17. <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2009arXiv0907.2777S>, 2009. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2009arXiv0907.2777S>. (Cité page 194.)
- M. B. Skelly, Y. C. Unruh, A. Collier Cameron, J. R. Barnes, J.-F. Donati, W. A. Lawson, et B. D. Carter. Doppler images and chromospheric variability of TWA 6. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 385 :708–718, Avril 2008. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2008MNRAS.385..708S>. (Cité page 194.)

- Sami K. Solanki. Sunspots : An overview. *Astronomy and Astrophysics Review*, 11 :153–286, 2003. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2003A%26ARv..11..153S>. (Cité page 101.)
- M. Soriano et S. Vauclair. New seismic analysis of the exoplanet-host star mu arae. <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2009arXiv0903.5475S>, Mars 2009. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2009arXiv0903.5475S>. (Cité page 45.)
- A. Sozzetti. The gaia astrometric survey. <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2009arXiv0909.4465S>, Septembre 2009. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2009arXiv0909.4465S>. (Cité page 15.)
- K. G. Strassmeier et J. B. Rice. First doppler images of the very young k2-dwarf PW andromedae = HD 1405. *Astronomy and Astrophysics*, 460 (3) :12 pages, 2006. (Cité page 61.)
- M. R. Swain, G. Vasisht, et G. Tinetti. The presence of methane in the atmosphere of an extrasolar planet. *Nature*, 452 :329–331, Mars 2008. (Cité page 17.)
- Hidekazu Tanaka, Taku Takeuchi, et William R. Ward. Three-Dimensional interaction between a planet and an isothermal gaseous disk. i. corotation and lindblad torques and planet migration. *Astrophysical Journal*, 565 :1257–1274, Février 2002. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2002ApJ...565.1257T>. (Cité page 22.)
- S. Udry, X. Bonfils, X. Delfosse, T. Forveille, M. Mayor, C. Perrier, F. Bouchy, C. Lovis, F. Pepe, D. Queloz, et J.-L. Bertaux. The HARPS search for southern extra-solar planets - XI. Super-Earths (5 and 8 m) in a 3-planet system. *Astronomy and Astrophysics*, 469(3) :L43, 2007. (Cité page 176.)
- S. Udry, M. Mayor, W. Benz, J.-L. Bertaux, F. Bouchy, C. Lovis, C. Mordasini, F. Pepe, D. Queloz, et J.-P. Sivan. The HARPS search for southern extra-solar planets - v. a 14 earth-masses planet orbiting HD 4308. *Astronomy and Astrophysics*, 447(1) :7 pages, 2006. (Cité pages 124, 125 et 128.)
- Stéphane Udry et Nuno C. Santos. Statistical properties of exoplanets. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 45 :397–439, Septembre 2007. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2007ARA&A..45..397U>. (Cité page 193.)
- Wasaburo Unno, Yoji Osaki, Hiroyasu Ando, H. Saio, et H. Shibahashi. *Nonradial oscillations of stars*. 1989. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/1989nos..book.....U>. (Cité page 44.)
- I. G. Usoskin, S. V. Berdyugina, D. Moss, et D. D. Sokoloff. Long-term persistence of solar active longitudes and its implications for the solar dynamo theory. *Advances in Space Research*, 40 :951–958, 2007. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2007AdSpR..40..951U>. (Cité page 60.)

- S. S. Vogt et G. D. Penrod. Doppler imaging of spotted stars - application to the RS canum venaticorum star HR 1099. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 95 :565–576, Septembre 1983. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/1983PASP...95..565V>. (Cité page 40.)
- Gordon Walker, Jaymie Matthews, Rainer Kuschnig, Ron Johnson, Slavek Rucinski, John Pazder, Gregory Burley, Andrew Walker, Kristina Skaret, Robert Zee, Simon Grocott, Kieran Carroll, Peter Sinclair, Don Sturgeon, et John Harron. The MOST asteroseismology mission : Ultraprecise photometry from space. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 115 :1023–1035, Septembre 2003. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2003PASP..115.1023W>. (Cité page 7.)
- William R. Ward. Protoplanet migration by nebula tides. *Icarus*, 126 : 261–281, Avril 1997. URL <http://adsabs.harvard.edu/abs/1997Icar..126..261W>. (Cité page 22.)
- J. Woitas, Ch. Leinert, H. Jahrei, T. Henry, O. G. Franz, et L. H. Wasserman. The nearby m-dwarf system gliese 866 revisited. *Astronomy and Astrophysics*, 353 :253–256, 2000. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/2000A&A...353..253W>. (Cité page 15.)
- A. Wolszczan et D. A. Frail. A planetary system around the millisecond pulsar PSR1257 + 12. *Nature*, 355 :145–147, 1992. URL <http://cdsads.u-strasbg.fr/abs/1992Natur.355..145W>. (Cité pages 5 et 18.)

Titre Recherche de planètes
autour d'étoiles chaudes

Résumé Parmi les 400 exoplanètes découvertes, seulement une petite fraction sont en orbites autour d'étoiles plus massives que les étoiles de type solaire. Afin de contraindre les scénarios de formation et d'évolution des systèmes planétaires dans leur globalité il est cependant nécessaire de s'intéresser à la détection de planètes autour de telles étoiles. Dans le cadre de cette thèse je me suis focalisé sur les étoiles A et F de la séquence principale. La mesure de vitesses radiales (VR) précises est délicate pour ces étoiles (peu de raies, rotation élevée), de plus la présence de pulsations ou d'activité magnétique perturbent les mesures et peuvent faire croire à la présence de planètes. D'une part, des relevés systématiques ont permis la détection de plusieurs candidats et la détermination des premières statistiques sur la présence de planètes autour des étoiles A–F. D'autre part, des simulations numériques nous ont permis de simuler l'effet des taches, plages et pulsations sur les variations de VR, photométrie et astrométrie. Grâce à cela, nous avons effectué une étude quantitative complète de l'effet d'une tache à la surface d'étoiles de types spectraux variés et pour différentes configurations (position, taille, vsini). Nous avons aussi simulé l'effet des taches et plages (extraites des observations) sur les VR du Soleil telles qu'elles auraient pu être mesurées sur plus d'un cycle d'activité. À l'aide de ces simulations, nous avons étudié la détectabilité de planètes de masse terrestre dans la zone habitable d'étoiles de type solaire.

Mots-clés planètes, étoiles A, étoiles F, séquence principale, vitesse radiale, activité, pulsation, formation planétaire

Title Looking for planets around hot stars

Abstract Only a small fraction of the 400 exoplanets discovered are orbiting stars more massive than solar-type stars. Detection of planets around such stars are needed to constrain planetary systems formation and evolution scenarios. This thesis was focused on A and F main-sequence stars. Precise enough radial velocities (RV) are difficult to get for those stars (few lines, high rotational velocity), and pulsations and magnetic activity may disturb those measurements and mimic the presence of planets. New observational surveys allowed us to detect planet candidates and to draw the first statistics of the presence of planets around A–F stars. Numerical simulations allowed us to simulate the effect of spots, plages and pulsations on RV, photometric and astrometric variations. We then performed a comprehensive and quantitative study of the effect of a spot on stars with various spectral types and for various configurations (location, size, vsini). We also simulated the effect of spots and plages (extracted from observations) on the sun RV as they would have been measured for more than one activity cycle. Thanks to these simulations, we studied the detectability of earth-mass planets in the habitable zone of solar-type stars.

Keywords planets, A stars, F stars, main sequence, radial velocity, activity, pulsation, planet formation