

Planètes extra-solaires

Stéphane Udry

Observatoire de Genève, CH-1290 Sauverny, Suisse

Abstract.

The first extra-solar planet orbiting a solar-type star, 51 Peg, was announced five years ago, based on precise radial-velocity measurements. End of August 2000 about 50 such objects are known and their number is still growing regularly. These systems confirm some of the features predicted by the *standard theory* of star and planet formation, but massive candidates with small orbital separation or large eccentricities are common and were generally unexpected.

A review of some of the main detection methods is given. The main prominent discoveries of the past five years are recalled, with special mentions to the *latest news*. The properties of the detected systems are described, emphasizing 1) the questions set by the peculiarities of the new planets (large mass, large eccentricity, small separation) and the proposed answers and 2) the first statistical trends pointed out from the sample gathered so far (clear different formation processes for planet and binaries from the planetary mass and orbital-element distributions, the high metal content of stars hosting planets). Finally, future promising techniques for exoplanet detection are described as well.

1. Introduction

Au cours de ces 5 dernières années la recherche dans le domaine des planètes extra-solaires s'est extrêmement développée suite à l'annonce faite par Mayor & Queloz (1995) de l'Observatoire de Genève, de la détection d'une planète géante autour de Pégase 51, une étoile analogue à notre Soleil. Cette découverte marque le début d'une série impressionnante d'annonces de candidats exoplanétaires dont les propriétés très diverses, non attendues de l'observation de notre propre système solaire, demandent non seulement un approfondissement de la théorie standard de la formation des systèmes planétaires, mais soulèvent aussi de nouvelles questions liées à la formation et à l'évolution de ces systèmes. L'ac-

croissement régulier du nombre de candidats détectés permet de dégager de premières tendances qui devraient nous aider à mieux comprendre et surtout contraindre ces différents scénarios de formation et d'évolution.

Le but de cette contribution est de donner une vue synthétique à jour du domaine, gardant à l'esprit que celui-ci évolue très rapidement sur une échelle de temps de l'ordre du mois¹. Après une courte présentation des motivations et du contexte à l'origine de la recherche de planètes extra-solaires (Sect. 2), les principales méthodes possibles de détection sont discutées dans la Sect. 3 en insistant particulièrement sur la méthode dite des vitesses radiales, la plus efficace actuellement. Les limites intrinsèques à cette méthode sont également abordées. La Sect. 4 présente un historique non exhaustif des découvertes des planètes extra-solaires, retraçant les faits marquants de ces 5 dernières années. Les Sects. 5 à 8 regroupent les propriétés très diverses de ces systèmes, et discutent les nouveaux problèmes soulevés ainsi que les premières tendances observées. Finalement la Sect. 9 donne un bref aperçu des développements futurs des programmes de recherche dans le domaine, à court, moyen et plus long termes.

2. Motivations et contexte

L'hypothèse de la formation des planètes de notre système solaire à partir d'une *nébuleuse solaire*, dans un disque de gaz aplati en rotation différentielle, remonte à plus de 2 siècles. Elle fut principalement développée par Kant vers 1755 puis par Laplace (1796). L'idée découlait naturellement de l'observation des configurations orbitales des planètes connues de notre système solaire : elles sont approximativement dans un même plan et tournent dans le même sens sur des trajectoires quasi-circulaires. Bien que le traitement du problème ait été uniquement qualitatif, les préceptes avancés à l'époque sont très similaires à ceux considérés comme fondamentaux aujourd'hui : instabilités locales d'un nuage de gaz, effondrement dans un disque en rotation (conservation du moment cinétique), lieu privilégié de la formation planétaire. Le caractère contemporain de la formation du Soleil et de son cortège de planètes est corroboré par les datations indépendantes des âges du Soleil (astrophysique), de la Terre (géologie), de la Lune (roches et bombardement météoritique) et des météorites. Les planètes et les étoiles sont ainsi formées dans un même processus global. Les planètes sont des sous-produits naturels de la formation stellaire et sont donc probablement communes dans l'univers.

¹9 nouvelles planètes extra-solaires ont été annoncées durant le Symp. IAU 202 (assemblée générale de l'UAI) entre l'école de Goutelas et l'écriture de ce manuscrit.

Ces indications théoriques de la présence courante de planètes autour d'étoiles autres que notre Soleil sont appuyées par des données récentes tirant profit de la qualité exceptionnelle des nouveaux moyens d'observation à notre disposition (HST, VLT, etc). En particulier, les zones de formation d'étoiles telle Orion révèlent, par imagerie optique et infrarouge à haute résolution, la présence de disques protoplanétaires autour d'un grand nombre d'étoiles très jeunes en formation (McCaughrean et al. 2000 ; Beckwith 2000). Ces résultats confirment les indices indirects de présence d'un disque de poussière et de gaz donnés par l'observation d'excès d'émission infrarouge (IR) et ultraviolet (UV) dans les sources jeunes HL Tauri (Beckwith & Sargent 1993, 1996). Des traces "fossiles" de formation planétaire sont également observées sous la forme de débris et de poussières dans les régions extérieures, correspondant à notre ceinture de Kuiper (Lagrange et al. 2000).

3. Méthodes de détection des planètes extra-solaires

3.1 Méthodes directes et indirectes

La première méthode envisageable pour la recherche de compagnons planétaires autour d'étoiles du même type que notre Soleil est l'observation directe de ces objets. Deux obstacles majeurs rendent cependant cette approche très difficile pour le moment. Premièrement, les planètes sont relativement proches de leur étoile parente : $\sim 0.5''$ de séparation pour le système Soleil-Jupiter placé à 10 pc (\sim seeing d'un bon site astronomique). Même si les nouvelles techniques d'optique adaptative, en analysant et corrigeant en temps réel le front d'onde perturbé par l'atmosphère, permettent de retrouver pratiquement des images à la limite de diffraction des instruments utilisés ($< 0.1''$), un deuxième problème important subsiste : le contraste de luminosité très défavorable entre l'étoile et la planète. Dans le visible, l'étoile est environ 10^9 fois plus brillante qu'une planète géante (Fig. 1, gauche). La combinaison de ces deux effets (proximité + contraste) rend la détection directe de planètes extra-solaires très difficile dans le visible. Nous verrons, dans la dernière section, qu'un espoir subsiste avec des mesures à haute résolution angulaire (interférométrie) dans l'IR (contraste de luminosité 1000 à 10000 fois plus favorable), effectuées depuis l'espace.

L'observation directe des planètes extra-solaires n'étant pas encore possible ou du moins non encore efficace, les méthodes généralement utilisées se concentrent sur l'observation des perturbations induites par la (les) planète(s) sur l'étoile parente. Nous en donnons ici un aperçu non exhaustif principalement basé sur les propriétés de "binaire" d'un système étoile-planète. Comme dans tout système double, chacune des composantes étoile-planète tourne autour du centre de gravité du système.

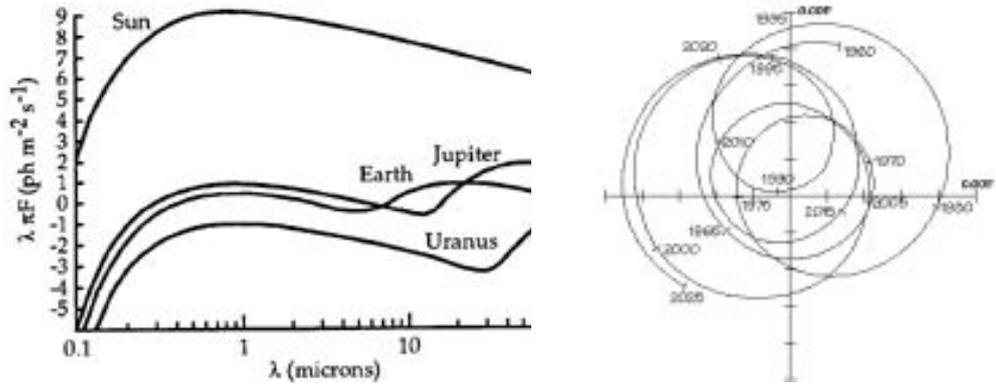


Figure 1.: Gauche : Flux observés du Soleil et de quelques planètes de notre système solaire. Droite : Déplacement du Soleil sur le ciel dû à Jupiter et Saturne, vu d'une distance de 10 pc sous un angle favorable ($\sin i = 0$), pour une période de 65 ans.

Trois approches utilisent cette propriété avec plus ou moins de réussite : l'astrométrie de l'étoile primaire, une mesure précise du timing des pulsars millisecondes et la mesure des variations de vitesse radiale de l'étoile primaire. Ces 3 méthodes sont décrites dans les paragraphes suivants. D'autres méthodes tirant profit de propriétés particulières de certaines planètes extra-solaires (e.g. leur proximité à l'étoile parente) seront présentées dans la Sect. 6.2.

3.2 Astrométrie

La méthode consiste à mesurer les déplacements d'une étoile sur le ciel dus à la présence d'un compagnon planétaire. Normalisé au système Soleil-Jupiter à 10 pc (Fig. 1, droite), ce déplacement s'exprime comme

$$\theta = 500 \frac{a}{[5.2 \text{ UA}]} \frac{[10 \text{ pc}]}{d} \frac{M_2}{[M_J]} \frac{[M_\odot]}{M_1} \mu\text{as}.$$

Cette méthode est spécialement intéressante car complémentaire à celle des vitesses radiales (voir ci-dessous) : elle est surtout sensible aux plus longues périodes. Cependant, pour des étoiles primaires plus massives que le Soleil ou pour des planètes moins massives ou plus rapprochées de leur étoile que Jupiter, θ peut être beaucoup plus petit que $500 \mu\text{as}$, encore hors des possibilités des instruments actuels.

Des progrès majeurs sont cependant attendus grâce au développement du mode interférométrique (et plus particulièrement du

mode “dual beam”²; Shao & Colavita 1992) pour le VLT et les télescopes Keck, ainsi que grâce au lancement de satellites interférométriques et astrométriques (SIM, GAIA). Le VLTI devrait atteindre des précisions de l’ordre de 10-50 μas (suivant la ligne de base utilisée) donnant accès à la détection de planètes géantes autour d’étoiles de type solaire jusqu’à des distances de l’ordre de ~ 200 pc (Quirrenbach 2000). Avec une précision annoncée de 1-4 μas , SIM (Space Interferometric Mission) devrait permettre la détection de planètes terrestres dans le voisinage proche du Soleil.

3.3 Pulsars millisecondes

Les pulsars millisecondes sont parmi les horloges les plus précises et les plus stables (10^{-13} s) de l’univers (pour la formation de ces objets, voir e.g. Baraffe, ce volume). La présence de planètes autour de tels objets se traduit par des changements de fréquences (avances/retards) dans l’arrivée des signaux, dus au mouvement keplerien du pulsar autour du centre de masse du système. Ces changements de fréquences s’expriment par $\Delta\nu/\nu = \Delta V/c$. En ms^{-1} , le décalage Doppler correspondant est $\Delta V_r = 3 \cdot 10^8 (\Delta\nu/\nu)$. Tenant compte de la stabilité intrinsèque des pulsars millisecondes et de la précision de la chronométrie obtenue par les radio-astronomes, $\Delta\nu/\nu$ est connu avec une précision allant jusqu’à 10^{-11} (cms^{-1} en vitesse), permettant ainsi la détection de planètes de type terrestre (effet de la Terre sur le Soleil $\sim 8 \text{ cms}^{-1}$).

Actuellement, le seul système connu de planètes autour d’un pulsar est PSR 1257+12 pour lequel 3 planètes de masses comparables à celles de la Terre et de la Lune ont été détectées (Wolszczan & Frail 1992; Wolszczan 1994). Une résonance 3 :2 a été mise en évidence entre les composantes b et c du système confirmant l’interprétation orbitale des observations. Des mesures très récentes de PSR 1257+12 indiquent même la présence d’un quatrième corps dans le système (Wolszczan 2000).

Un tel système planétaire autour d’une étoile à neutron s’est probablement formé après ou en même temps que le pulsar millisecondes lui-même, dans le disque d’accrétion de la matière “tombant sur l’étoile” et accélérant le pulsar en formation. Il fournit, pour le moment, un champ unique d’investigation de la formation d’objets de la taille de la Terre et peut ainsi aider à la compréhension de la formation des planètes telluriques.

²Mesure relative de 2 étoiles proches pour lesquelles les chemins optiques quasiment identiques suppriment les effets perturbateurs de l’atmosphère.

3.4 Vitesses radiales

La détection de variations de la vitesse radiale d'une étoile dues à son mouvement autour du centre de masse étoile-planète représente actuellement la méthode la plus efficace pour la recherche de planètes extra-solaires. Suivant les lois de Kepler décrivant le mouvement simple d'un système à 2 corps, l'amplitude de la variation de vitesse radiale de l'étoile primaire (K_*) est reliée aux masses des composantes du système par

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

avec P et e les période et excentricité orbitales et i l'angle entre les plans de l'orbite et du ciel. Le membre de gauche de l'équation est connu sous le nom de *fonction des masses*. Dans le cas d'un couple étoile-planète ($m_{\text{pl}} \ll m_*$), la masse minimum du compagnon planétaire est en première approximation une fonction simple de la masse de l'étoile primaire et des paramètres orbitaux :

$$m_{\text{pl}} \sin i \simeq \left(\frac{P}{2\pi G} \right)^{1/3} K_* m_*^{2/3} \sqrt{1 - e^2}.$$

Pour fixer les ordres de grandeur, dans le cas d'une orbite circulaire autour du Soleil nous pouvons écrire, dans des unités courantes :

$$\begin{array}{ccc} m_{\text{pl}} \sin i & \simeq & 3.5 \cdot 10^{-2} \quad K_* \quad P^{1/3} \\ [\text{M}_J] & & [\text{ms}^{-1}] \quad [\text{ans}] \end{array}$$

L'influence de Jupiter sur le Soleil est de 12.5 ms^{-1} dans le cas d'une inclinaison favorable ($\sin i = 1$).

La mesure des vitesses radiales est obtenue par la mesure du décalage Doppler du spectre de l'étoile, source en mouvement par rapport à l'observateur. Pour des changements de vitesse de l'ordre de la dizaine de ms^{-1} , le décalage Doppler est très petit, de l'ordre du millièème de la largeur typique des raies spectrales ($\sim 10^{-4} \text{ \AA}$ en longueurs d'onde). Seule une combinaison de grande résolution spectrale, de spectres à hauts rapports signal-sur-bruit (S/N) et d'une approche multi-raies (grande fenêtre spectrale) pour le calcul du décalage Doppler (corrélation croisée ou ajustement de spectres) permet d'obtenir la précision nécessaire à la mise en évidence de perturbations planétaires. Cette méthode est donc spécialement efficace pour des étoiles comprenant un grand nombre de raies spectrales (Fig. 2), non élargies par la rotation, et intrinsèquement stables en vitesse radiale (e.g. non pulsantes). Les cibles les plus intéressantes sont donc les étoiles naines froides, plus tardives que F5 (par commodité souvent appelées *étoiles de type solaire*).

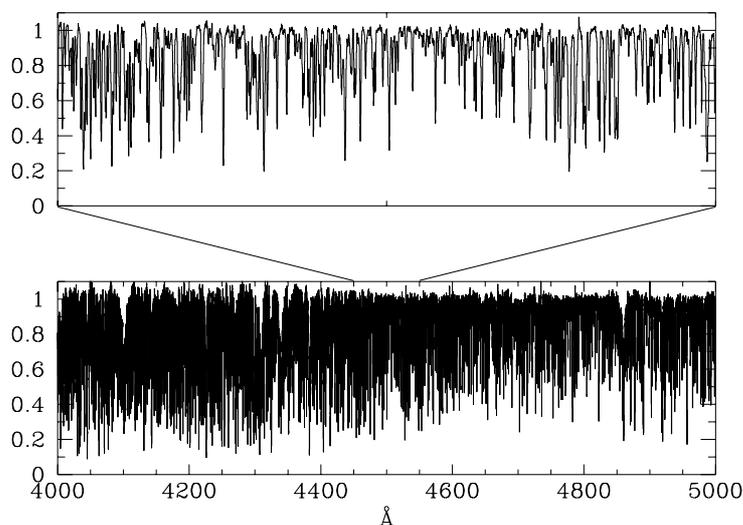


Figure 2.: *Partie bleue du spectre ELODIE de 51 Peg ($\sim 30\%$ et 3% de la fenêtre spectrale), illustrant le grand nombre de raies utilisées pour la corrélation croisée avec la méthode du thorium simultané, dans le visible.*

Afin de maintenir une telle précision sur le long terme (nécessaire à la recherche de planètes), deux problèmes majeurs sont à résoudre :

1) La référence de vitesse (le point zéro) doit être très stable. Toute variation de celle-ci entraîne une variation non désirée de la vitesse radiale qui fixe la précision maximale possible avec l'instrument, en dehors de toute autre source d'erreur (systématiques dues à l'instrument ou bruit photonique).

2) La position du photocentre de l'étoile (intégré sur la pose) à l'entrée du spectrographe doit aussi être très stable d'une mesure à l'autre. Un petit décalage de la position du photocentre se traduit directement en un déplacement physique du spectre sur le CCD (Fig. 3) et donc en un *décalage Doppler équivalent* qui peut être très important en terme de vitesse. Typiquement, pour un spectrographe à fente, avec un bon système de guidage, la précision sur la position du photocentre est de l'ordre d'un vingtième de la largeur de la fente. En unité de vitesse, l'incertitude (dépendant de la résolution) peut facilement être de plusieurs dizaines voire centaines de ms^{-1} . Cet effet est beaucoup plus faible quand le spectrographe est alimenté par une fibre optique.

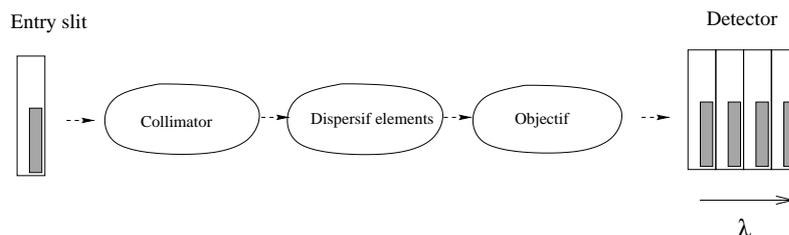


Figure 3.: Représentation schématique de l'effet d'un déplacement du photocentre d'une étoile sur la fente d'entrée d'un spectrographe

Deux techniques sont actuellement efficaces, atteignant des précisions meilleures que 10 ms^{-1} sur une échelle de temps de plusieurs années.

La technique du "thorium simultané". Elle est utilisée avec un spectrographe échelle haute résolution alimenté par 2 fibres optiques. L'une des fibres véhicule la lumière de l'étoile. La deuxième fibre mesure simultanément une lampe de calibration, usuellement au thorium-argon (ThAr) dans le visible, dont les raies nombreuses en émission fournissent une référence de vitesse précise et permettent de suivre les "dérives" du spectrographe, i.e. les déplacements du spectre sur le CCD dus aux variations locales de température et de pression (changement d'indice de réfraction). Les variations de vitesse mesurées sur la fibre "calibration" sont supposées similaires pour les 2 fibres (chemins optiques proches) et corrigées sur la fibre "étoile". Des calibrations régulières des 2 fibres avec la lampe au ThAr permettent de les recalibrer ainsi que de calculer la solution en λ des ordres sur le CCD. Pour assurer la plus grande stabilité possible de l'instrument, celui-ci doit être confiné dans un environnement contrôlé le mieux possible en température et pression. L'effet de moyenne azimutale des fibres optiques, augmenté souvent par l'introduction d'un *brouilleur* dans le chemin optique, assure une illumination quasi uniforme de la sortie de fibre, évitant ainsi les problèmes de "stabilité" du photocentre.

Les vitesses radiales de la référence et de l'étoile sont calculées par corrélation croisée des spectres stellaires et du ThAr avec des masques numériques appropriés. La fonction de corrélation (CCF) obtenue pour l'étoile correspond en quelque sorte à une raie moyenne du spectre de cette dernière. Elle est porteuse d'un contenu astrophysique très riche. La vitesse radiale (décalage Doppler) est donnée par la position du minimum de la CCF. Tous les phénomènes d'élargissement ou de déformation des raies sont également visibles sur la CCF. Par exemple la largeur de

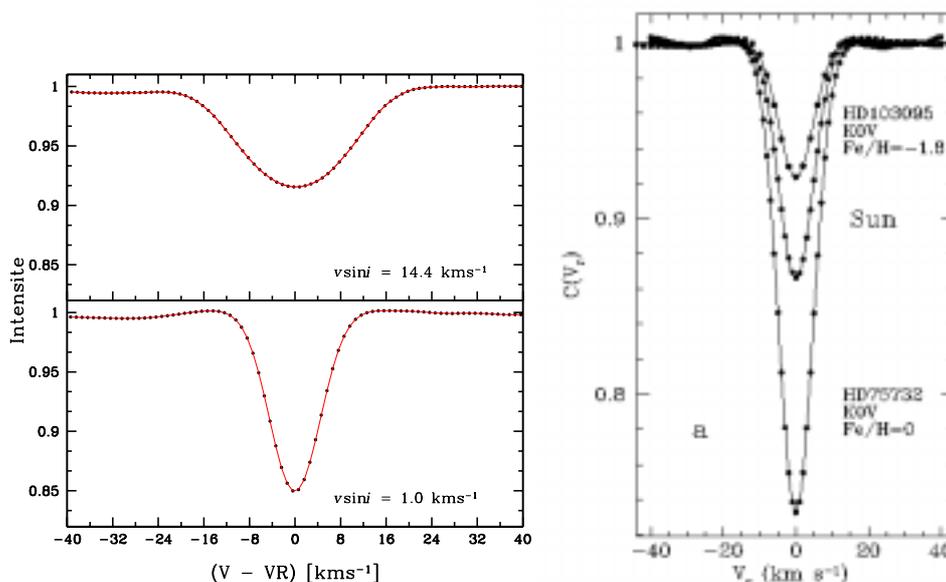


Figure 4.: Gauche : Fonctions de corrélation (CCF) de spectres CORALIE avec un masque de type "solaire" pour 2 étoiles de vitesses de rotation différentes. L'effet d'élargissement apparaît directement sur la CCF. Droite : Fonctions de corrélation ELODIE pour 2 étoiles de même type spectral mais de métallicités différentes. La CCF du Soleil est également donnée pour comparaison

la CCF peut être calibrée en vitesse de rotation stellaire³ ($v \sin i$) tel qu'illustré sur la Fig. 4 (gauche) donnant les CCF CORALIE pour deux étoiles de rotations différentes. La surface sous-tendue par la CCF est de même un indicateur de métallicité de l'étoile (Fig. 4, droite).

Dans le visible, la technique de *ThAr simultané + corrélation croisée* est utilisée avec les spectrographes échelle ELODIE sur le télescope de 193 cm de l'OHP (France) et CORALIE installé sur le télescope suisse Euler de 1.2 m à La Silla (Chili). Avec des résolutions ($R \equiv \lambda/\Delta\lambda$) de 42000 et 50000, ces deux instruments atteignent respectivement des précisions de 8-10 ms⁻¹ et 5-7 ms⁻¹ sur la mesure des vitesses radiales. Des détails et informations techniques supplémentaires sont donnés dans Baranne et al. (1996). Le spectrographe FEROS, récemment installé sur le télescope de 1.5 m de l'ESO (La Silla, Chili), permet des mesures de vitesses radiales haute précision avec la même technique, étendant le domaine spectral dans l'IR proche jusqu'à 9200 Å.

³Une telle calibration a été faite pour CORAVEL par Benz & Mayor (1984).

Basé sur le même principe, un nouvel instrument, HARPS (High Accuracy Radial velocity Planetary Search) est en cours de développement pour le télescope de 3.6 m de l'ESO. Il est construit par un consortium franco-suisse formé des Observatoires de Genève et de Haute-Provence, de l'Université de Berne et du Service d'Aéronomie des Verrières. Placé dans une enceinte à vide contrôlée en température, pour éviter toute variation du spectrographe, HARPS devrait atteindre une précision de 1 ms^{-1} sur la mesure des vitesses radiales (Pepe et al. 2000). La mise en service de HARPS est prévue pour le début de l'année 2003.

La technique avec "cellule à iode". La lumière provenant de l'étoile passe à travers une cellule de gaz (typiquement de l'iode⁴), de pression et température fixes, dont les raies en absorption, bien connues, se superposent au spectre de l'étoile et fournissent directement une calibration précise en vitesse radiale. Le décalage Doppler est ensuite estimé par un ajustement global du spectre composite mesuré sur des spectres *références* à haut S/N de l'étoile et de l'iode (Butler et al. 1996).

La méthode est intéressante car elle permet, grâce aux raies de l'iode, de suivre les variations temporelles de la réponse de l'instrument (*Point Spread Function*, PSF). Elle est également très peu dépendante des variations du spectrographe, car la lumière de l'étoile et la calibration suivent exactement le même chemin optique dans le spectrographe. Elle est donc facilement mise en œuvre sur des spectrographes déjà existants. La méthode est par contre très gourmande en photons car : 1) elle nécessite des spectres à haut S/N ; 2) les raies de l'iode sont en absorption ; et 3) la fenêtre spectrale "restreinte" des raies de l'iode (5000-6000 Å) limite le domaine spectral utilisable pour le calcul de la vitesse radiale. Pour une précision similaire, la méthode avec cellule à iode requiert environ 10 fois plus de flux que la méthode avec thorium simultané. Elle est utilisée avec la plupart des spectrographes échelle montés sur les grands télescopes (UVES/VLT, HIRES/Keck, etc). La précision obtenue sur les vitesses radiales est $\leq 5 \text{ ms}^{-1}$ ($\sim 3 \text{ ms}^{-1}$ dans les meilleurs cas).

3.5 *Que peut-on apprendre des vitesses radiales ?*

Comme pour tout système binaire, les vitesses radiales permettent de déterminer les éléments orbitaux des systèmes exoplanétaires. Les distributions de ces éléments orbitaux, ainsi que la distribution des masses des compagnons planétaires, gardent des traces fossiles des processus de formation ainsi que des différentes évolutions affectant ces systèmes. Des distributions de bonne qualité statistique vont donc permettre de trier

⁴D'autres éléments sont possibles. A l'origine, du HF était utilisé.

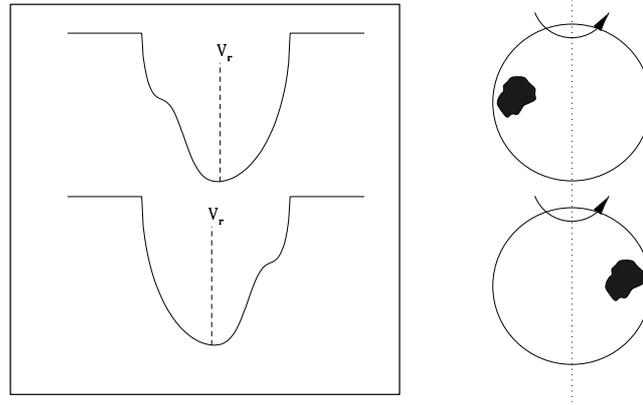


Figure 5.: Une tache persistante à la surface d'une étoile provoque des déformations des raies spectrales induisant des variations intrinsèques de vitesse radiale qui, sur quelques périodes de rotation, peuvent simuler un effet orbital.

entre les différents scénarios de formation et/ou d'évolution proposés pour les systèmes planétaires (incluant notre propre système solaire).

3.6 Limitations intrinsèques de la méthode des vitesses radiales

L'interprétation de la variation de la vitesse radiale d'une étoile comme un effet orbital dû à la présence d'une planète n'est pas unique. Une telle variation peut être induite par des mouvements de la photosphère dus à de la pulsation ou à des phénomènes liés à l'activité stellaire, comme par exemple des taches ou des inhomogénéités convectives à la surface de l'étoile. L'amplitude des variations de vitesse radiale liées à ces phénomènes intrinsèques peut atteindre plusieurs dizaines de ms^{-1} (Saar et al. 1998, Santos et al. 2000a) et ainsi noyer l'effet d'une planète si ce "bruit" est non cohérent, ou encore peut "créer" de fausses détections planétaires si la variation est modulée par la rotation stellaire comme par exemple dans le cas de taches déformant les raies spectrales (Fig. 5).

Dans les modèles de *dynamos magnétiques*, l'activité stellaire est produite par le couplage du champ magnétique, dans ou au-dessous de la zone convective juste sous la surface de l'étoile, avec les mouvements de rotation et de convection (Noyes et al. 1984 ; Baliunas 1985). L'activité stellaire se manifeste entre autres par des composantes en émission au centre des raies H et K du Ca II (Fig. 6, gauche) produites par le chauffage de la chromosphère. Dans ce cas, l'activité est estimée par le paramètre R'_{HK} exprimant la fraction de flux au centre de la raie (mesuré entre les 2 lignes traitillées dans la figure) normalisé au flux photosphérique.

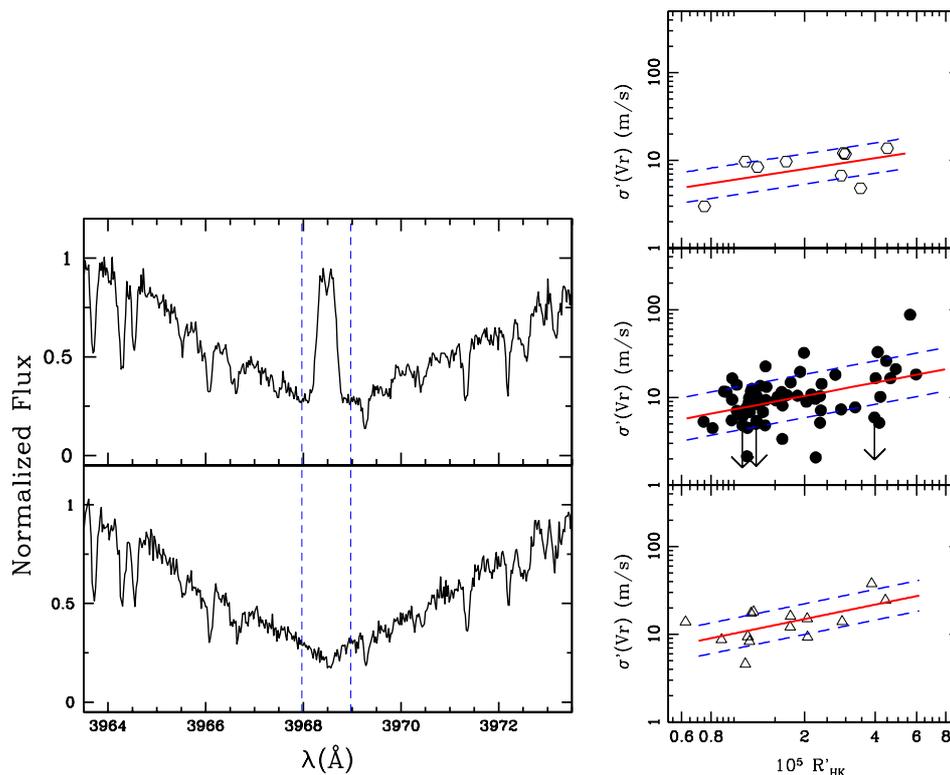


Figure 6.: Gauche : Centre de la raie H du Ca présentant une composante en émission pour les étoiles actives (haut), contrairement aux étoiles non actives (bas). Droite : Relation entre activité chromosphérique et “jitter” de vitesse radiale pour les naines F (bas), G (milieu) et K (haut) de l’échantillon CORALIE de recherche de planètes.

Saar et al. (1998) et Santos et al. (2000a ; Fig. 6 droite) ont montré des relations claires entre l’activité stellaire, le niveau de variation non orbitale des vitesses radiales (jitter) et la vitesse de rotation projetée de l’étoile ($v \sin i$ ⁵). Cet indicateur d’activité ainsi que le $v \sin i$ permettent de trier a priori les mauvais candidats parmi les étoiles sélectionnées pour la recherche de planètes extra-solaires.

Pour les grands échantillons d’étoiles mesurées, il n’est pas toujours possible d’obtenir a priori le R'_{HK} et/ou le $v \sin i$. Un contrôle a posteriori de la “non origine” intrinsèque de la variation de vitesse radiale est donc nécessaire. Trois critères aident à ce contrôle.

⁵ En général les étoiles jeunes tournent vite et sont plus actives.

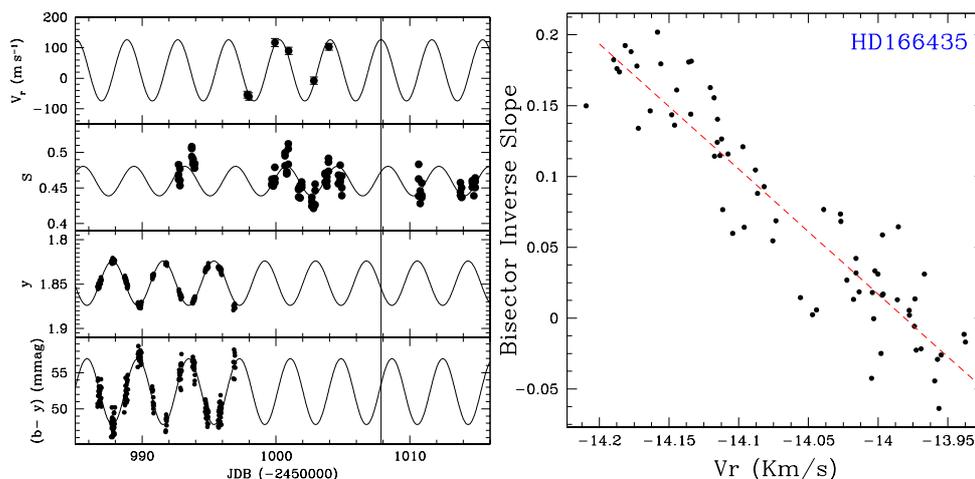


Figure 7.: L'étoile HD 166435 présente des variations "stables" de vitesse radiale pouvant être confondues avec un effet planétaire. Les vitesses radiales varient cependant en phase avec la luminosité (gauche) et l'inverse de la pente du bissecteur de la CCF de l'étoile (droite).

1) La stabilité de la phase : attendue dans le cas planétaire mais rare dans le cas d'une variation de vitesse produite par des taches sur quelques périodes de rotation (durée de vie des taches entre ~ 10 et 100 jours).

2) La variabilité photométrique : induite par la plupart des phénomènes intrinsèques (e.g. les taches).

3) La stabilité du bissecteur des raies spectrales (ligne du "milieu" de la raie) : le changement de forme des raies spectrales se voit sur le bissecteur de ces raies. Il fournit un indicateur efficace de l'origine intrinsèque de la variation des vitesses radiales (Gray 1998). Si les variations du bissecteur des raies spectrales sont difficiles à observer directement (elles requièrent des spectres à grande résolution et haut S/N), elles sont par contre facilement mises en évidence sur la fonction de corrélation du spectre stellaire et d'un masque ad hoc (Queloz et al. 2000a).

Ces critères ont été appliqués avec succès pour plusieurs étoiles actives avec planètes : HD 130322 (Udry et al. 2000a), HD 192263 (Santos et al. 2000b) et GJ 3021 (Naef et al. 2000). D'un autre côté, un cas d'école d'une fausse "détection" de planète extra-solaire due à des effets de taches modulés par la rotation de l'étoile est donné par HD 166435 (Queloz et al. 2000a). Pour cette étoile, une variation *en phase* est observée pour les vitesses radiales, pour la photométrie et pour le bissecteur de la fonction de corrélation (Fig. 7), quand bien même les variations de phase sont petites et donnent l'impression d'une grande stabilité de cette dernière.

4. Détections : faits marquants et annonces récentes

Il n'est pas possible en quelques lignes de donner un rapport exhaustif des résultats extrêmement riches obtenus ces dernières années dans le domaine des exoplanètes. Nous signalons simplement ici les détections les plus marquantes émaillant ces 5 dernières années.

1995 : Annonce par une équipe canadienne (Walker et al. 1995) des résultats négatifs d'un suivi systématique en vitesses radiales haute précision ($15-20 \text{ ms}^{-1}$) de 21 étoiles, pour chercher des planètes extra-solaires.

Novembre 1995 : Etudiant un échantillon de 142 étoiles du voisinage solaire avec ELODIE, Mayor & Queloz (1995) annoncent la détection d'une première planète extra-solaire autour d'une étoile similaire au Soleil, l'étoile 51 Pegasis. Les caractéristiques très particulières de cette planète ($P = 4.23 \text{ j}$, $a = 0.05 \text{ UA}$, $T_{\text{eq}} \simeq 1300 \text{ K}$) créent la sensation, remettant en question certaines des vues *standard* sur la formation des systèmes planétaires.

1996 : Le groupe de Lick autour de G. Marcy et P. Butler, suivant un échantillon de 120 étoiles, annonce 5 nouvelles planètes en moins d'une année, dont 3 présentent des propriétés semblables à 51 Peg b.

1998 : En été 1998, 8 planètes sont connues. A la fin de cette même année, 16 planètes sont connues. On observe une accélération des découvertes due à l'augmentation de la base de temps des programmes et du nombre d'étoiles suivies.

Avril 1999 : 20 planètes sont connues dont un système à 3 planètes, ν And (Butler et al. 1999, réactualisé par Marcy et al. 2000b⁶). Les 3 planètes se répartissent sur des orbites espacées de respectivement 4.6, 241 et 1308 j de période.

Novembre 1999 : HD 209458 : annonce d'un premier transit planétaire observé photométriquement (Charbonneau et al. 2000, Henry et al. 2000). La masse réelle, le rayon et la densité moyenne d'une planète extra-solaire sont déterminés (Mazeh et al. 2000), prouvant la nature de géante gazeuse de ces planètes. Le transit est également observé spectroscopiquement par Queloz et al. (2000b ; voir Sect. 6.3).

Mars 2000 : Marcy et al. (2000a) annoncent la découverte de 2 planètes extra-solaires (HD 16141 et HD 46375) avec des masses minimums inférieures à la masse de Saturne (M_{Sat}).

⁶Près de 2 ans après la l'annonce, le modèle à 3 planètes reproduit toujours très bien les observations

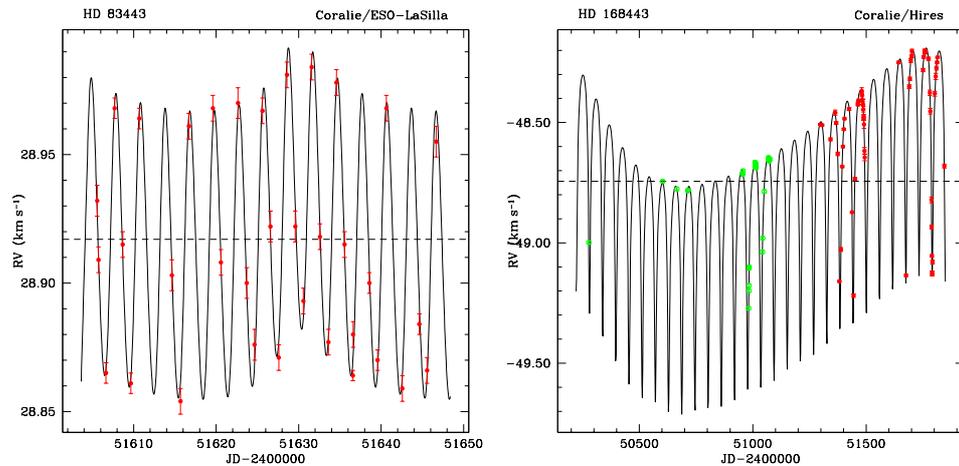


Figure 8.: *Courbes de vitesses radiales combinant les effets des différentes composantes des 2 systèmes annoncés en août 2000 : HD 83443 (gauche, Mayor et al. 2000a) et HD 168443 (droite, Udry et al. 2000b)*

Mai 2000 : Annonce de 8 nouveaux objets découverts par l'équipe genevoise de M. Mayor avec CORALIE (ESO 2000), ayant des masses minimum $m_2 \sin i \leq 15 M_{\text{Jup}}$. L'un d'eux (HD 168746) a également une masse minimum inférieure à celle de Saturne.

Août 2000 : 9 nouvelles planètes sont annoncées au Symp. IAU 202 de Manchester (assemblée générale de l'IAU). Parmi celles-ci, 6 ont été détectées avec CORALIE et ELODIE dont 2 nouveaux systèmes : HD 83443 abritant 2 planètes de très petites masses (0.5 et $\sim 1 M_{\text{Sat}}$, Fig. 8 gauche, Mayor et al. 2000a) et HD 168443 comprenant 1 planète massive ($m_2 = 7.2 M_{\text{Jup}} / \sin i$) + 1 naine brune proche de très faible masse ($m_2 = 15.1 M_{\text{Jup}} / \sin i$, Fig. 8 droite, Udry et al. 2000b). Parmi les autres planètes, il faut remarquer ϵ Eri (Cochran et al. 2000) annoncée par une collaboration américaine des groupes de Lick et du Texas. Avec une période $P = 2518$ j, c'est à ce jour le candidat exoplanétaire le plus éloigné de son étoile.

En résumé, fin août 2000, 52 objets sont connus avec des $m_2 \sin i \leq 15 M_{\text{Jup}}$ (Tab.1), dont 48 ont des masses minimums dans le domaine planétaire ($m_2 \sin i < 8 M_{\text{Jup}}$). Parmi eux, 3 systèmes "multi-planètes" ont été détectés. Tenant compte du fait que les grands programmes de recherche de planètes extra-solaires sont encore très incomplets et inhomogènes en terme de répartition de mesures, il semble qu'environ 5% des étoiles des échantillons sélectionnés abritent des planètes géantes. Une estimation plus précise sera disponible avec les résultats "définitifs"

des grands programmes basés sur des échantillons statistiquement bien définis (limités en volume) tel que, par exemple, le programme CORALIE dans l'hémisphère sud (Udry et al. 2000a).

5. Planètes extra-solaires : propriétés observées

Les propriétés orbitales des candidats planétaires sont diverses et surprenantes car très différentes des caractéristiques observées pour les planètes de notre système solaire. Un aperçu visuel des propriétés globales de l'échantillon est donné dans la Fig. 9 présentant l'excentricité des exoplanètes et des naines brunes de très faible masse ($m_2 \sin i \leq 15 M_{J_{up}}$), en fonction de la séparation à l'étoile parente. La taille des points est proportionnelle à la masse minimum ($m_2 \sin i$) dérivée des solutions orbitales keplériennes. La Tab. 1 répertorie les paramètres orbitaux principaux de ces candidats, classés par masse minimum croissante.

La Fig. 9 est intéressante car elle souligne plusieurs des propriétés inattendues des planètes extra-solaires, propriétés qui demandent un approfondissement du modèle *standard* de formation planétaire en soulevant de nouvelles questions. De l'observation de notre système solaire nous attendions des planètes géantes de masses inférieures ou égales à celle de Jupiter, sur des orbites quasi-circulaires, de périodes de l'ordre de ~ 10 ans. Nous observons des planètes avec des masses entre 0.15 et $\sim 8 M_{J_{up}}$, sur des orbites parfois très allongées, et avec des périodes pouvant être très courtes, de l'ordre de quelques jours. Ces différents aspects sont détaillés dans les paragraphes ci-dessous. Une revue du sujet peut également être trouvée dans Marcy, Cochran & Mayor (2000c).

Dans la Fig. 9, les composantes des systèmes multi-planétaires sont reliées par des pointillés. De même que pour les planètes individuelles, les caractéristiques de ces systèmes sont très variées. *v* And (Butler et al. 1999, Marcy et al. 2000b) comprend 3 planètes massives clairement séparées, HD 83443 (Mayor et al. 2000a) a 2 planètes de plus petites masses (0.5 et $1 M_{Sat}$) sur des orbites très proches de l'étoile et HD 168443 quant à elle (Udry et al. 2000b) abrite des "planètes" super-massives, proches, soulevant des questions intéressantes au sujet de leur formation (voir Sect. 6). Si les systèmes détectés comptant plusieurs planètes sont encore rares, leur nombre devrait augmenter rapidement. En effet, sur un échantillon de 12 étoiles à planètes, suivies depuis plus de 8 ans à Lick, la moitié présente déjà une dérive de leur vitesse systémique (point γ), indicative de la présence d'un compagnon supplémentaire (planétaire ou stellaire) dans le système (Fischer et al. 2000).

Table 1.: *Caractéristiques orbitales principales des candidats planètes extra-solaires et naines brunes de très faible masse. Les objets sont classés par masse minimum croissante.*

Objet	P [jours]	e	$m_2 \sin i$ [$10^{-3} M_{\odot}$]	a [UA]
HD 83443c	29.83	0.42	0.15	0.17
HD 16141	75.82	0.28	0.215	0.35
HD 168746	6.407	0.0	0.24	0.066
HD 46375	3.024	0.02	0.249	0.041
HD 108147	11.05	0.57	0.33	0.1
HD 83443b	2.985	0.08	0.36	0.0375
HD 75289	3.475	0.06	0.42	0.04
51 Peg	4.230	0.00	0.45	0.05
HD 6434	22.09	0.29	0.46	0.15
BD -10 3166	3.487	0.05	0.47	0.046
HD 187123	3.097	0.01	0.57	0.042
HD 209458	3.524	0.0	0.65	0.047
ν And b	4.617	0.02	0.68	0.059
HD 192263	24.13	0.0	0.72	0.15
HD 38529	14.31	0.27	0.77	0.129
55 Cnc	14.66	0.03	0.78	0.12
ϵ Eridani	2518	0.6	0.80	3.4
HD 121504	64.62	0.13	0.85	0.32
HD 130322	10.72	0.04	1.0	0.088
HD 37124	154.8	0.31	1.0	0.55
HD 52265	119.2	0.35	1.03	0.5
ρ Cr B	39.64	0.07	1.1	0.23
HD 177830	391.6	0.41	1.2	1.1
HD 210277	435.6	0.34	1.25	1.09
HD 217107	7.110	0.14	1.28	0.071
HD 134987	259.6	0.24	1.5	0.81
16 Cyg B	804.4	0.67	1.67	1.61
HD 19994	454.2	0.2	1.8	1.23
Gl 876	60.97	0.34	2.0	0.2
ν And c	241.2	0.24	2.1	0.83
HD 82943	443.5	0.59	2.2	1.16
ι Hor	311.3	0.22	2.25	0.93
47 UMa	1084	0.13	2.45	2.1
HD 12661	264.0	0.33	2.8	0.789
HD 169830	229.9	0.35	2.9	0.82
GJ 3021	133.7	0.51	3.35	0.494
HD 195019	18.30	0.01	3.43	0.135
Gl 86	15.83	0.04	3.6	0.11
HD 92788	340.8	0.36	3.6	0.97
τ Boo	3.313	0.02	4.1	0.047
ν And d	1308	0.31	4.25	2.55
HD 190228	1161	0.5	4.8	2.3
HD 222582	575.9	0.71	5.2	1.35
14 Her	1650	0.37	5.4	2.84
HD 10697	1072	0.12	6.3	2.12
HD 168443 b	58.12	0.53	6.9	0.29
HD 89744	265.0	0.7	7.2	0.91
70 Vir	116.7	0.4	7.4	0.48
HD 114762	84.03	0.35	11.0	0.37
HD 162020	8.428	0.28	13.7	0.074
HD 202206	256.4	0.43	14.3	0.76
HD 168443c	1667	0.27	14.4	2.67

6. Les “Jupiters chauds”

Le point le plus surprenant de la découverte de 51 Peg b (Mayor & Queloz 1995) est sans aucun doute sa proximité à l'étoile parente

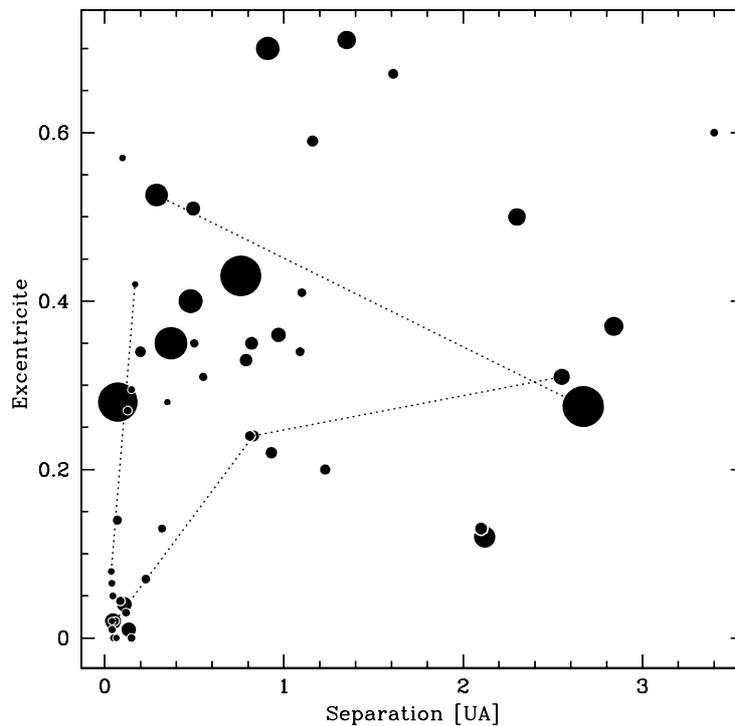


Figure 9.: *Diagramme séparation–excentricité pour l'échantillon connu de planètes extra-solaires et de naines brunes de très faible masse ($m_2 \sin i \leq 15 M_{\text{Jup}}$). La taille des points varie linéairement avec la masse minimum de l'objet. Les composantes des systèmes multi-planétaires connus sont reliées par des lignes pointillées*

($a = 0.05$ UA). Parmi la cinquantaine de candidats planétaires ($m_2 \sin i < 8 M_{\text{Jup}}$) découverts à ce jours, 12 ont des séparations minimales inférieures à 0.09 UA. On les nomme *planètes de type 51 Peg* ou plus couramment *Jupiters chauds*. Cette dénomination trouve son origine dans la température d'équilibre très élevée⁷ à la surface de ces objets, la planète étant chauffée

⁷Des températures d'équilibre sont estimées entre 700 et 1500 K pour les différents candidats détectés (Guillot et al. 1996 ; Saumon et al. 1996) :

$$T_{\text{eq}} = T_{\star} \sqrt{R_{\star}/2a} (1 - A)^{1/4},$$

avec T_{\star} et R_{\star} les température et rayon de l'étoile, a la séparation étoile-planète et A l'albedo de la planète.

par l'étoile toute proche ($10 - 20 R_*$). Les Jupiters chauds représentent environ 25 % des candidats détectés. Il faut cependant garder à l'esprit que, du fait du biais d'observation pour les longues périodes, ce nombre ne représente qu'une borne supérieure de la fraction des Jupiters chauds parmi les planètes géantes. La preuve du caractère de géante gazeuse d'au moins 1 Jupiter chaud a été apportée par l'observation photométrique d'un transit de la planète devant l'étoile HD 209458 (Sect. 6.3).

6.1 Jupiters chauds – planètes géantes : formation ?

Migration. Dans le cadre du scénario *standard* de formation planétaire (e.g. Pollack & Bodenheimer 1989 ; Boss 1995 ; Lissauer 1995), les planètes géantes se forment graduellement par accrétion de gaz sur un cœur solide relativement massif ($\gtrsim 10 M_\oplus$, masses terrestres), le long de leur orbite, creusant ainsi un “trou” dans le disque. La masse du cœur doit être assez grande pour permettre un *emballement* de l'accrétion et former ainsi une planète géante dans un temps court, de l'ordre du temps de vie du disque ($\sim 10^7$ ans). Le cœur doit donc également se former très vite. Ceci est rendu possible dans les régions extérieures du disque protostellaire par la présence de glace (d'eau) qui aide à la formation rapide de cœurs de masse requise. Dans les régions intérieures où les éléments volatiles ont été balayés par le rayonnement de l'étoile naissante, les éléments solides restant à disposition (poussières, silicates, etc.) ne permettent de former que des objets “légers” ($\leq 1 M_\oplus$), sur le temps de vie du disque.

Suivant ce modèle, les planètes géantes ne peuvent se former que dans les régions extérieures de la nébuleuse protostellaire, au-delà de la limite de formation des glaces (~ 5 UA). Les Jupiters chauds ont donc dû migrer de ces régions vers l'intérieur et enfin s'arrêter très près de l'étoile centrale, avant de tomber dans celle-ci et disparaître. Des simulations numériques ont montré qu'une telle migration est induite par des interactions gravitationnelles entre la planète et le disque (Goldreich & Tremaine 1980 ; Lin & Papaloizou 1986 ; Ward 1997). L'échelle de temps de la migration est courte, typiquement de l'ordre de 10^6 ans.

Plusieurs processus peuvent être invoqués pour stopper la planète dans son mouvement vers le centre du système avant qu'elle ne soit “gobée” par l'étoile :

- L'existence d'une cavité *magnéto-sphérique* autour de l'étoile. Cette région libre de matière s'étend jusqu'à la corotation de l'étoile où se situe le bord du disque, en rotation synchrone avec l'étoile par couplage magnétique entre les deux composants (Shu et al. 1994). La migration s'arrête naturellement au bord du disque par absence de matière.

- La planète tombe dans l'étoile mais une autre planète géante formée entre temps migre à son tour, et ainsi de suite. A la disparition du disque le processus s'arrête et certaines des planètes “migrantes” sont

proches de l'étoile. La chute d'une ou de plusieurs planètes dans l'étoile est soutenue par l'observation d'un enrichissement en éléments lourds plus important pour les étoiles avec que pour les étoiles sans planètes (Gonzalez 1998 ; Santos et al. 2000c, Fig. 17).

- Arrêt de la migration par interaction de marée entre l'étoile et la planète si le moment angulaire de l'étoile excède celui de la planète : $\omega_* \geq \omega_{\text{orb}}$ (Lin et al. 1996).

- Arrêt de la migration par transfert de masse entre l'étoile et la planète débordant de son lobe de Roche (Trilling et al. 1998) quand la planète arrive très près de l'étoile ($d \sim 0.03$ UA). La planète perd de son moment cinétique et s'éloigne de l'étoile.

- Évaporation des planètes s'approchant trop de l'étoile centrale (Mayor & Udry 2000). L'évaporation est efficace quand la vitesse thermique du gaz (principalement de l'hydrogène) devient grande par rapport à la vitesse d'évasion à la surface de la planète, typiquement pour $Q \equiv v_{\text{esc}}/v_{\text{therm}}$ plus petit que 5 (Lewis & Prinn 1984). Pour une étoile donnée, la dépendance de Q envers les paramètres orbitaux et planétaires montre le rôle prépondérant joué par la masse de la planète :

$$Q \equiv \frac{v_{\text{esc}}}{v_{\text{therm}}} \sim \left(\frac{m_{\text{pl}}}{R_{\text{pl}}} \right)^{1/2} T_*^{-1/2} R_*^{-1/4} a^{-1/4}.$$

Pour des périodes de l'ordre de 3 jours ($a \sim 0.05$ UA), $Q \sim 5$ est obtenu pour $m_{\text{pl}} \sim 1 M_{\text{Sat}}$, ce qui correspond à la masse du plus léger des Jupiters chauds observés jusqu'à ce jour (HD 83443 b).

Suivant le scénario de migration, des planètes géantes peuvent être trouvées à des distances allant de a_{min} à > 20 UA de l'étoile hôte. La distribution finale n'est probablement pas uniforme car la vitesse de migration dépend du profil de densité de surface du disque.

D'autres scénarios sont également proposés pour expliquer l'existence des Jupiters chauds.

“Les Jumping Jupiters”. Plusieurs planètes géantes formées simultanément dans le disque se perturbent mutuellement (Weidenschilling & Marzari 1996 ; Lin & Ida 1997). Ces interactions gravitationnelles, chaotiques, modifient les caractéristiques orbitales de ces planètes. Elles sont nommées *Jumping Jupiters* par Weidenschilling & Marzari. Certaines peuvent être éjectées du système ou amenées sur des orbites proches de l'étoile centrale. Ce scénario n'est probablement pas approprié pour les Jupiters chauds en orbite circulaire, mais nombre de planètes sont détectées sur des orbites allongées (voir Sect. 8), y compris parmi les candidats à courte période. Ce scénario permet également d'enrichir l'étoile en éléments lourds par l'envoi de planètes *dans* l'étoile.

Formation "in-situ" La dénomination de formation *in-situ* des planètes géantes peut se rapporter à deux processus de formation plus ou moins différents dans le cas des Jupiters chauds :

– D'une part, le "*in-situ*" se rapporte à la fin du processus de formation de la planète, qui grandit par agglomération de matière dans le disque au cours de sa migration vers le centre. Le stade final n'est véritablement atteint que lorsque la planète s'arrête. Des simulations récentes modélisent tout le processus (Bodenheimer et al. 2000). Ce modèle est en quelque sorte une amélioration du modèle de base de la migration.

– D'autre part, le "*in-situ*" peut se rapporter à l'endroit même de la formation complète de la planète, sans nécessité de migration. Elle se forme de manière "standard" mais beaucoup plus rapidement que généralement admis (Wüchterl 1996, 1997, 1999). Dans le même ordre d'idée, des instabilités dans le disque, conduisant à un effondrement rapide, sont également envisagées pour la formation des planètes géantes (e.g. Boss 2000). Les perturbations gravitationnelles d'un compagnon proche pourraient par exemple favoriser ces instabilités.

6.2 Jupiters chauds : détections "directes"

Il est possible de tirer profit de la proximité des Jupiters chauds à l'étoile centrale pour mettre directement en évidence la présence de la planète géante. Plusieurs méthodes ont été développées. La connaissance préalable des paramètres orbitaux par les mesures de vitesses radiales aide à la mise en œuvre de ces méthodes.

Transit. La probabilité pour une planète de transiter entre son étoile et l'observateur est proportionnelle à $(R_p + R_*)/a$. Elle est de l'ordre de 10 % pour un Jupiter sur une orbite de 4 jours de période. Les Jupiters chauds représentent donc des candidats idéaux pour la recherche de transits. La baisse de luminosité attendue pour une éclipse par une planète géante (de l'ordre de 1 %) est estimée, en première approximation, à partir du rapport de surface des disques stellaire et planétaire. Une telle baisse est aisément mesurable avec les moyens photométriques disponibles de façon courante. Comme pour toute binaire à éclipses, la modélisation de la courbe de lumière fournit les paramètres physiques de la planète à partir des paramètres stellaires correspondants (voir e.g. North dans ce volume). En accord avec la statistique, sur la dizaine de Jupiters chauds détectés, un transit photométrique a été observé pour l'étoile HD 209458. Les résultats obtenus sont décrits dans la Sect. 6.3.

Lumière réfléchie. De par leur proximité, les Jupiters chauds offrent une grande surface réfléchissante aux rayons de l'étoile parente. En terme de flux, la lumière réfléchie représente environ 10^{-5} du flux total observé

(en supposant un albedo semblable à celui de Jupiter) pour une planète comme 51 Peg. Malgré ce rapport de flux très défavorable, le décalage Doppler important de la lumière réfléchie par la planète ($V_r \sim 100 \text{ km s}^{-1}$) permet en théorie, dans des spectres à très haut S/N, de séparer cette dernière de la lumière provenant directement de l'étoile, et de déterminer ainsi la masse réelle et la taille de la planète.

L'analyse préliminaire d'une série de plusieurs centaines de spectres à haut S/N (~ 500) montrait une détection marginale de la planète autour de τ Boo (Cameron et al. 1999). Malheureusement, les mesures supplémentaires accumulées n'ont pas confirmé ce premier résultat positif (Cameron et al. 2000). Des résultats plus prometteurs sont attendus dans l'IR où l'émission propre de la planète géante s'ajoute de façon significative à la lumière réfléchie.

Signatures spectrales au moment du transit. La température élevée à la surface des Jupiters chauds provoque l'évaporation de certains éléments de l'atmosphère de la planète. Ceux-ci sont alors emportés à très grande vitesse par le vent stellaire. Pour une configuration géométrique favorable (même si insuffisante pour un transit), l'observateur mesure des décalages Doppler différents pour les raies spectrales des éléments "soufflés", lors des phases *hors transit* ($V_r \rightarrow 0 \text{ km s}^{-1}$, perpendiculairement à la ligne de visée) et *au moment* du transit ($V_r \rightarrow V_{\text{vent}} \sim 800 \text{ km s}^{-1}$, en direction de l'observateur; e.g. Coustenis et al. 1998, Moutou et al. 2000, Rauer et al. 2000). La difficulté réside dans la mise en évidence de ces raies qui, par ailleurs, nous informent sur la composition chimique de l'atmosphère de la planète.

Modulation de la courbe de visibilité. Les paramètres orbitaux et l'angle d'inclinaison du plan orbital d'une binaire peuvent être déterminés par des mesures de courbe de visibilité du système (contraste des franges interférométriques; e.g. Davis 1997). Pour un Jupiter chaud, les changements de forme de la courbe de visibilité en fonction de la phase orbitale (position de la planète par rapport à l'étoile) dépendent du rapport de luminosité étoile-planète et des paramètres orbitaux. L'accumulation de mesures de visibilité pour différentes phases permet d'ajuster un modèle donnant ce rapport de luminosité, en gardant fixes les paramètres spectroscopiques bien connus, et donc d'avoir accès à certains paramètres planétaires (Coudé du Foresto 2000).

6.3 HD 209458 : transits photométrique et spectroscopique

En été 1999, une combinaison de mesures de vitesses radiales ELODIE, CORALIE et HIRES/Keck1, obtenues par Mazeh et al. (2000), a permis de déterminer l'orbite spectroscopique d'un Jupiter chaud autour de HD 209458 (Fig 10, gauche) et en particulier le moment précis d'un

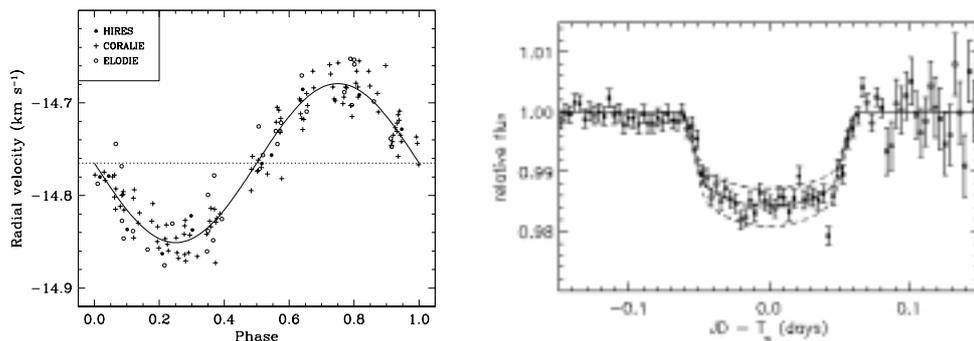


Figure 10.: Gauche : Vitesses radiales ELODIE, CORALIE et HIRES/Keck1 phasées, obtenues par Mazeh et al. (2000) pour l'étoile HD 209458. Droite : Mesures photométriques "moyennées" des transits photométriques obtenus par Charbonneau et al. (2000) avec le modèle ajusté à la courbe de lumière

transit potentiel de la planète. Ce transit a été observé à 2 reprises en septembre 1999 par Charbonneau et al. (2000 ; Fig. 10, droite) et une fois en novembre 1999, indépendamment, par Henry et al. (2000). A partir de paramètres stellaires fixés par une analyse approfondie des spectres Keck haute résolution,

$$\begin{aligned} [Fe/H] &= 0.0 \pm 0.02 \\ M_{\star} &= 1.1 \pm 0.1 M_{\odot} \\ R_{\star} &= 1.2 \pm 0.1 R_{\odot} , \end{aligned}$$

Mazeh et al. (2000) ont dérivé les paramètres physiques principaux pour la planète par un ajustement global de la courbe de lumière du transit :

$$\begin{aligned} i &= 86.1 \pm 1.6 \text{ } [^{\circ}] & R_{pl} &= 1.40 \pm 0.17 [R_J] \\ M_{pl} &= 0.69 \pm 0.05 [M_J] & \bar{\rho}_{pl} &= 0.31 \pm 0.07 [g \text{ cm}^{-3}] . \end{aligned}$$

La densité moyenne obtenue ($\simeq \bar{\rho}_{Sat}/2$) démontre la nature de géante gazeuse de la planète. Ces résultats sont en accord avec les prédictions des modèles théoriques (Saumon et al. 1996 ; Guillot 1999).

Les nouvelles courbes de lumière, obtenues avec des moyens plus performants (voir e.g. la fantastique courbe de lumière obtenue avec le HST par Brown et al. 2000), améliorent sensiblement ces premiers résultats. En plusieurs couleurs, ces mesures photométriques fournissent également des informations sur la composition chimique de l'atmosphère de la planète, l'absorption de l'étoile à travers les couches extérieures dépendant de la longueur d'onde du rayonnement (Brown et al. 2000).

Parallèlement à l'observation photométrique du transit, Queloz et al. (2000) ont observé le transit spectroscopique de la planète, également en

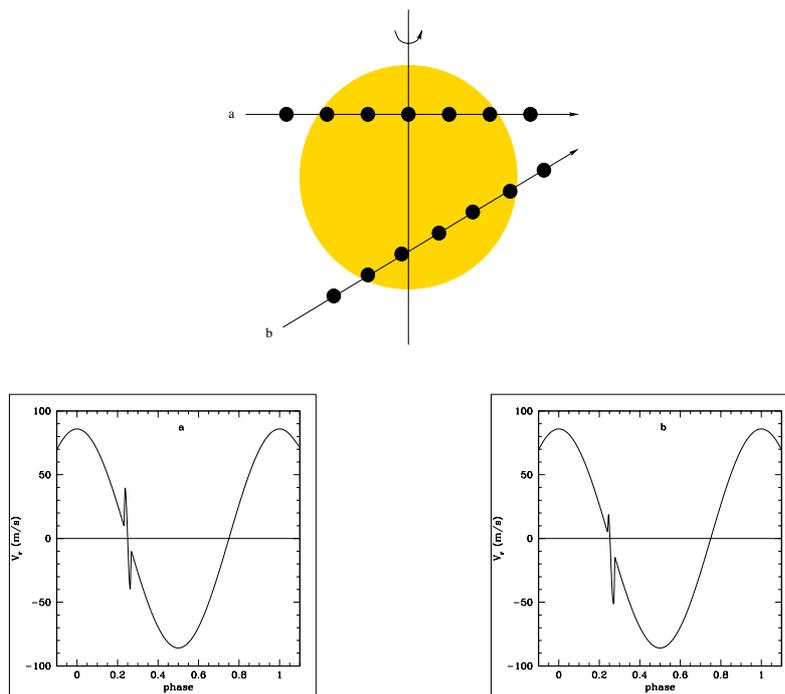


Figure 11.: *Courbe d'anomalie superposée à l'orbite spectroscopique et dépendant de la géométrie du transit. Si les plans de l'orbite et de l'équateur stellaire ne sont pas parallèles, les lobes de la courbe d'anomalie sont asymétriques (Eggenberger 2000)*

novembre 1999. De la même manière qu'une tache à la surface de l'étoile (Fig. 5), au moment du transit, la planète provoque des déformations des raies spectrales, en masquant une partie de la lumière du disque stellaire provenant du côté s'approchant ou du côté s'éloignant de l'observateur. La détection de ces déformations sur les raies individuelles est très difficile, elle requiert des spectres à haute résolution et à grand S/N. L'effet est par contre directement mesurable sur la fonction de corrélation (CCF) du spectre avec un masque adéquat. La CCF est alors décalée vers le bleu ou le rouge suivant la position de la planète devant le disque stellaire. La variation de vitesse radiale induite présente une forme de "S" et est appelée *courbe d'anomalie* (Fig. 11). La forme de la courbe d'anomalie dépend de la géométrie du transit et de paramètres stellaires (Eggenberger 2000). Si les plans de l'orbite et de l'équateur stellaire sont parallèles, les lobes de la courbe d'anomalie sont symétriques (Fig. 11). L'amplitude de l'anomalie dépend de la vitesse de rotation de l'étoile (Fig. 12, gauche).

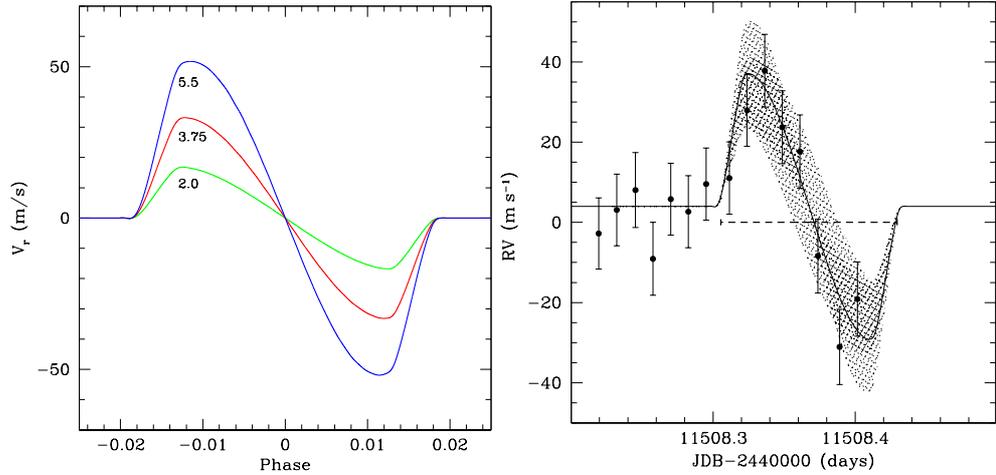


Figure 12.: Gauche : Courbe d'anomalie pour différentes valeurs de la rotation stellaire ($v \sin i = 2.0, 3.75, 5.5 \text{ km s}^{-1}$). Droite : Mesures ELODIE (points) de la courbe d'anomalie induite par la planète transitant devant HD 209458, superposées au meilleur modèle ajusté (Queloz et al. 2000b). La zone grisée indique l'erreur standard du modèle

La Fig. 12 (droite) présente les mesures ELODIE comparées au meilleur modèle ajusté. Les résultats peuvent être résumés comme suit :

1) Le signe positif de la courbe d'anomalie au moment de l'entrée dans le transit indique que la rotation de l'étoile est dans la même direction que le mouvement orbital de la planète.

2) Un angle $\Delta \angle \simeq 3.9^\circ$ est estimé entre l'axe perpendiculaire au plan orbital et l'axe de rotation de l'étoile. L'incertitude est encore grande mais devrait diminuer avec l'obtention de nouvelles mesures.

3) La méthode fournit une estimation indépendante de la vitesse de rotation projetée de l'étoile : $v \sin i = 3.75 \text{ km s}^{-1}$.

Finalement, on peut signaler que les moments exacts des transits déterminés par les mesures photométriques (e.g. Jha et al. 2000), associés à une période précise dérivée des mesures Hipparcos ($P_{\text{Hip}} = 3.524739 \pm 0.000014 \text{ j}$, Robichon & Arenou 2000), permettent de prédire les prochains transits sur plusieurs mois/années avec une grande précision.

7. Fonction des masses : planètes géantes vs naines brunes

La distribution des masses minimums des compagnons d'étoiles de type solaire est présentée dans la Fig. 13. Le caractère bimodal de la distribution montre clairement l'existence de deux populations distinctes, avec des histoires de formation et d'évolution probablement

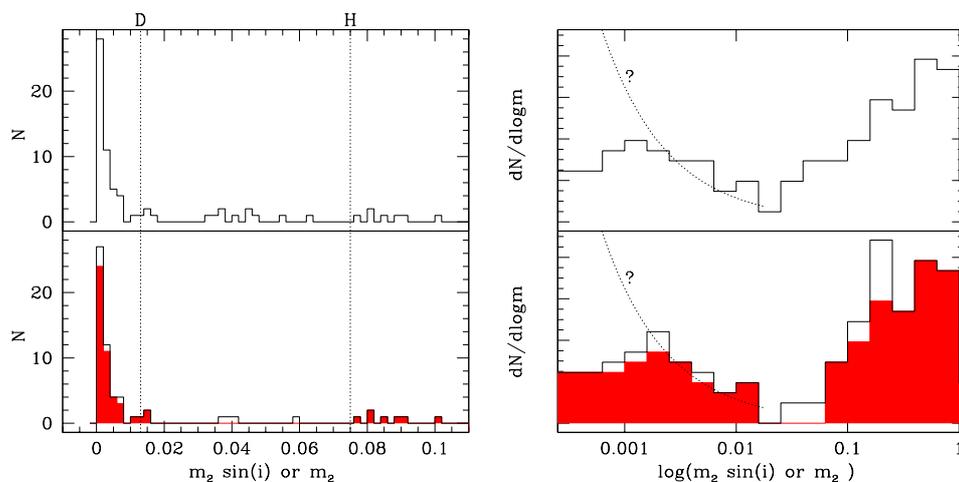


Figure 13.: *Fonction des masses des compagnons d'étoiles de type solaire. Gauche : Echelle linéaire. Les lignes verticales indiquent les limites de fusion de l'hydrogène ($75 M_{\text{Jup}}$) et du deutérium ($13.6 M_{\text{Jup}}$). Droite : Echelle logarithmique. La ligne pointillée représente une distribution potentielle corrigée des biais d'observation. Pour les deux diagrammes : Haut : $m_2 \sin i$. Bas : histogramme composite de m_2 (partie claire) ou de $m_2 \sin i$ (partie foncée) si le $\sin i$ est inconnu.*

différentes. Le pic impressionnant formé par les candidats planétaires ($m_2 \sin i < 8 M_{\text{Jup}}$) ne correspond certainement pas à la queue de la distribution des compagnons stellaires et naines brunes. Malgré le biais important pour l'observation des compagnons de petite masse, un nombre croissant de planètes gazeuses légères est observé. La distribution augmente même vers les petites masses. Considérant la durée encore limitée des programmes en cours et le nombre encore faible de mesures récolté en moyenne par étoile, une correction du biais d'observation est prématurée. Dans ce sens, la ligne pointillée indiquée dans la figure ne représente qu'une estimation indicative de la distribution de masse réelle.

D'un autre côté, les candidats naines brunes, plus faciles à détecter, sont rares. Cette déficience en candidats naines brunes, souvent appelée *désert des naines brunes* (Halbwachs et al. 2000), est d'autant mieux mise en évidence quand l'inclinaison des plans orbitaux peut être dérivée et par là les masses réelles des compagnons déterminées. A moyen terme, la majorité des plans orbitaux des candidats naines brunes et planètes vont être déterminés grâce aux interféromètres au sol (VLTI, KeckI) ou aux missions spatiales astrométriques (FAME, SIM, GAIA). Quelques inclinaisons pour des candidats naines brunes et planètes ont néanmoins déjà été contraintes, suivant plusieurs types d'approche :

1) *Astrométrie Hipparcos* : La précision des données astrométriques Hipparcos n'est généralement pas suffisante pour contraindre les paramètres orbitaux des planètes extra-solaires. Le seul cas positif, bien que quelque peu marginal, est donné par HD 10697 b pour laquelle Zucker & Mazeh (2000) ont déterminé une masse $m_2 = 38 \pm 13 M_{\text{Jup}}$.

Pour une dizaine de candidats naines brunes, découverts par Mayor et al. (1997) avec des masses minimums $m_2 \sin i \leq 60 M_{\text{Jup}}$, Halbwachs et al. (2000) ont déterminé l'inclinaison des plans orbitaux à l'aide des mesures astrométriques Hipparcos, en fixant les paramètres obtenus à partir des données spectroscopiques de vitesses radiales. La plus grande partie de ces candidats se sont révélés être des étoiles de petite masse du fond de la séquence principale. Néanmoins, 3 candidats subsistent avec des masses clairement dans le domaine des naines brunes (à un niveau de confiance d'au moins 84 %) : HD 29587, HD 89707 et HD 127506. Avec HD 10697, ce sont les premières naines brunes connues ayant une masse réelle déterminée dynamiquement.

2) *Mesure d'un transit planétaire* : Le seul cas observé d'un transit planétaire devant l'étoile HD 209458 est décrit dans la Sect. 6.3.

3) *Disques autour d'étoiles à planète* : La détection dans l'IR de disques de poussière autour de 3 étoiles abritant des planètes extra-solaires a permis à Trilling et al. (2000) de déterminer l'inclinaison des plans orbitaux de 55 Cnc b, ρ CrB b et HD 210277, à partir de l'ellipticité projetée de ces disques. Il faut cependant rester prudent car ces détections sont à la limite des possibilités instrumentales. La détection du disque autour de 55 Cnc ne semble en particulier pas se confirmer (Schneider et al. 2000). Des progrès substantiels en la matière devraient être faits grâce à la mise en service du système d'optique adaptative du VLT (NAOS) couplé à la caméra IR CONICA.

4) *Synchronisation* : Dans le cas de candidats "massifs" à très courte période, les interactions de marée entre l'étoile et la planète synchronisent la rotation de l'étoile et le mouvement orbital. La vitesse de rotation projetée ($v \sin i$) et la vitesse équatoriale synchronisée $V_{\text{eq}} = 2\pi R/P$ permettent alors de déterminer l'inclinaison du plan orbital, en supposant que $\sin i_{\text{rot}} = \sin i_{\text{orb}}$ (hypothèse raisonnable pour les objets à courte période, \pm vérifiée pour HD 209458, Sect. 6.3). Dans le domaine substellaire, cette méthode s'applique à HD 28370, HD 98230 et τ Boo (Fuhrmann et al. 1998). Dans les cas de non synchronisation, mais pour lesquels une période de rotation stellaire peut être déterminée (e.g. par des mesures d'activité), la même méthode peut s'appliquer.

Une discussion plus détaillée de l'ensemble de ces résultats ainsi que les valeurs obtenues pour les masses réelles de ces objets sont disponibles dans Mayor & Udry (2000). En tenant compte de ces données, un histogramme composite combinant masses réelles (si disponibles) et masses

projetées est construit (parties du bas des diagrammes de la Fig. 13). Le désert des naines brunes y apparaît encore plus nettement.

La décroissance rapide de la distribution des masses des candidats planétaires vers $8 M_{\text{Jup}}$ indique une masse maximum pour des planètes géantes proche de $10 M_{\text{Jup}}$, sans relation avec la limite de combustion du deutérium à $13.6 M_{\text{Jup}}$. À l’opposé, les échantillons à notre disposition ne peuvent fournir de limite claire concernant la masse minimum des naines brunes en orbite autour d’étoiles de type solaire. La limite de combustion du deutérium ne semble pas non plus être reliée à la masse minimum d’objets formés par fragmentation dans un nuage. En effet, des “planètes libres” (*free-floating planets* ou plutôt *free-floating brown dwarfs*), avec des masses très probablement en-dessous de $10 M_{\text{Jup}}$, ont été découvertes dans σ -Orionis (Zapatero Osorio et al. 2000). La limite de fusion du deutérium semble donc n’être d’aucune utilité pour comprendre la distribution de masses observée et décrire la transition entre planètes géantes et naines brunes.

8. Distribution des éléments orbitaux exoplanétaires

8.1 Excentricités des systèmes exoplanétaires

L’image simple de planètes sur des orbites quasi-circulaires, car formées dans le disque protostellaire, avait déjà été mise en doute par Goldreich & Tremaine (1980). Ces auteurs ont montré dans leurs simulations que les interactions disque – planète responsables de la migration affectaient également les autres paramètres orbitaux, l’excentricité en particulier. Pour des planètes de faible masse, l’orbite tend à se circulariser, alors que pour les planètes plus massives l’excentricité augmente. La masse limite entre les deux comportements est très mal connue ($\sim 10 M_{\text{Jup}}$?), elle dépend fortement de paramètres environnementaux tels la composition du disque ou son profil de densité.

Les propriétés des orbites exoplanétaires (Fig. 9) montrent bien la variété des excentricités observées. De grandes valeurs sont mesurées, y compris pour des périodes courtes ou des masses très légères. Ceci est également visible dans la Fig. 14 donnant l’excentricité en fonction de la masse des compagnons d’étoiles de type solaire, en indiquant les masses réelles (si disponibles, Sect. 7) ou l’effet potentiel du $\sin i$. Le processus décrit par Goldreich & Tremaine (1980) ne semble donc pas suffisant pour expliquer l’ensemble des observations. Plusieurs autres effets ont été proposés pour rendre compte de l’elongation importante de certaines orbites :

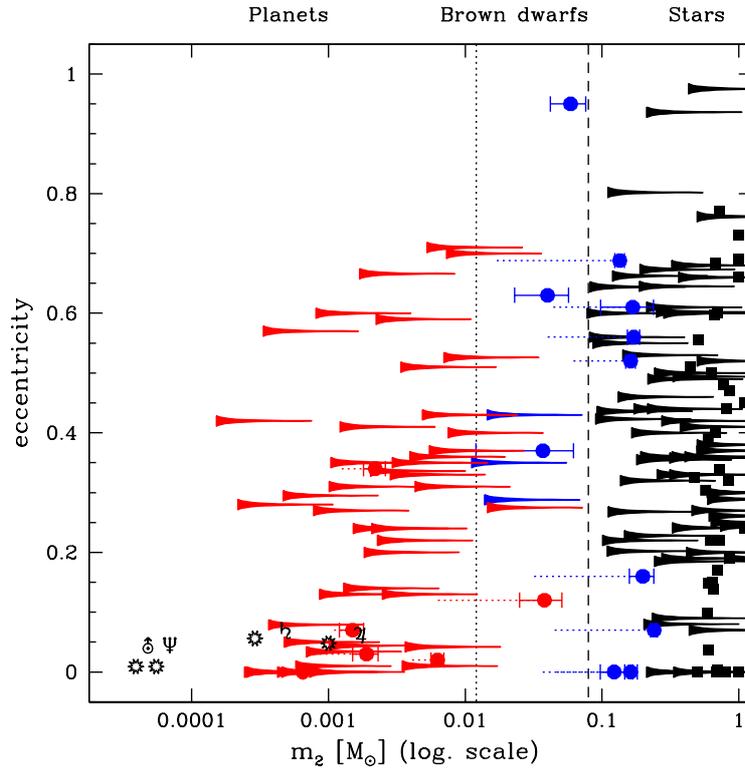


Figure 14.: *Diagramme masse–excentricité pour l’ensemble des compagnons d’étoiles de type solaire (planètes, naines brunes, binaires stellaires). Les signes cunéiformes représentent la probabilité du $\sin i$ en échelle logarithmique. Les candidats pour lesquels le $\sin i$ a pu être estimé sont indiqués par des points avec barres d’erreur, reliés à leur valeur projetée (avec $\sin i$) par une ligne pointillée. Les positions de planètes du système solaire sont également indiquées dans la figure par des symboles en forme d’étoile*

- Des interactions chaotiques entre planètes géantes formées à la même époque dans le disque (Weidenschilling & Marzari 1996; Lin & Ida 1997).
- Des interactions gravitationnelles entre les planètes géantes et les planétésimaux durant les phases initiales de la formation du système (Levison et al. 1998).
- Des interactions dynamiques dans un amas où les passages proches de voisins massifs perturbent les orbites des systèmes planétaires.

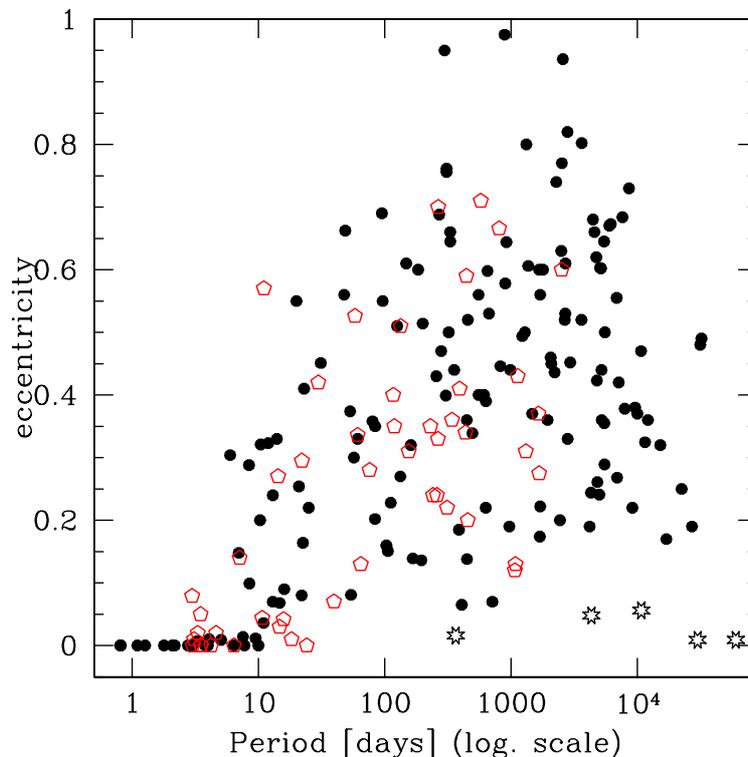


Figure 15.: *Diagrammes comparatifs (e , $\log P$) pour les compagnons planétaires (pentagones ouverts) et stellaires (cercles pleins) d'étoiles naines ($G+K+M$) du voisinage solaire. Les symboles en forme d'étoile représentent des planètes de notre système solaire*

• Dans le même ordre d'idée, Mazeh et al. (1997) ont montré que l'excentricité importante de la planète en orbite autour de 16 Cyg B provenait de l'influence du compagnon stellaire de l'étoile. Une bonne partie des excentricités observées pour les planètes extra-solaires pourraient être expliquées de la même manière. En effet, une fraction importante des étoiles à planète montre une dérive de leur vitesse systémique due à un compagnon proche, stellaire (Gl 86, Queloz et al. 2000c) ou planétaire, déjà complètement caractérisé (HD 83443, Mayor et al. 2000a; HD 168443, Udry et al. 2000b) ou non.

Excentricité : systèmes planétaires vs binaires

La “dépression” observée dans la distribution de masses entre les systèmes binaires et planétaires suggère fortement l'existence de deux po-

pulations distinctes de compagnons d'étoiles de type solaire. Les systèmes planétaires (incluant des planètes géantes) et les binaires suivent très probablement des scénarios de formation différents dont les traces fossiles devraient également apparaître dans la comparaison de leurs propriétés orbitales.

La comparaison des excentricités orbitales des planètes géantes et des compagnons d'étoiles solaires, par leur diagramme $(e, \log P)$ (Fig. 15, Mayor et al. 2000b, Udry et al. 2000c), est cependant remarquable. A première vue, aucune différence significative n'est observée.

– Pour les très courtes périodes, la plupart des orbites sont quasi-circulaires : circularisées par interaction de marée pour les binaires, par interaction avec le disque lors de la migration pour les planètes. Les quelques cas excentriques (HD 108147, $e = 0.56$; HD 217107, $e = 0.14$) peuvent être expliqués par la présence d'un compagnon proche.

– Dans le cas des plus longues périodes ($P > 50$ j), les orbites sont excentriques pour les deux populations. Si les mécanismes de formation sont différents, pourquoi observe-t-on des distributions semblables pour les étoiles doubles et les planètes⁸ ? En particulier, aucune planète analogue aux planètes géantes de notre système solaire n'a encore été découverte.

En fait, des différences peuvent être mises en évidence dans des domaines particuliers de périodes. Le cas des périodes très courtes est traité dans la Sect. 8.2. Pour les périodes dans l'intervalle 10–50 jours, une différence significative ressort de la comparaison des fonctions cumulatives des excentricités pour les deux populations (Fig. 16, gauche). Dans cette gamme de périodes, en dehors du domaine de circularisation des étoiles doubles, les systèmes planétaires présentent des excentricités plus faibles que celles des binaires, indicatives d'une formation et/ou d'une évolution distincte.

8.2 Périodes des systèmes exoplanétaires

Un biais d'observation important subsiste encore pour la détection de planètes de longues périodes. Une comparaison significative de la distribution des périodes des candidats planétaires et des binaires spectroscopiques n'est envisageable que pour les périodes très courtes, pour lesquelles le biais d'observation devient très petit.

Pour les planètes, dans le domaine des très courtes périodes ($P \leq 10$ j), la distribution des périodes augmente fortement vers les petites valeurs jusqu'à une valeur de coupure proche de 3 jours. La période la

⁸Si l'excentricité des binaires trouve son origine dans la dislocation de petits amas d'étoiles, on peut imaginer obtenir une distribution des excentricités semblable à celle générée par des interactions gravitationnelles entre planètes géantes.

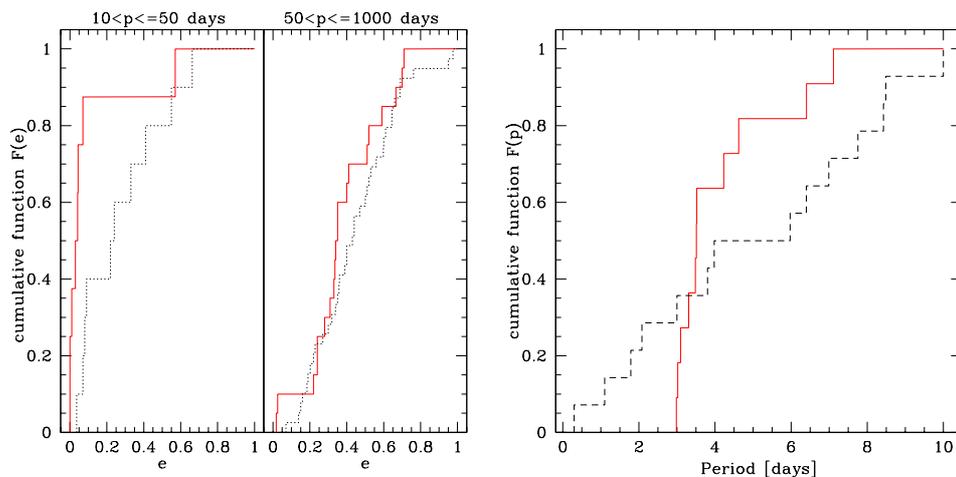


Figure 16.: Gauche : Distributions cumulatives des excentricités pour les planètes extra-solaires (trait plein) et les binaires stellaires (pointillé) dans deux domaines de périodes : $10 \leq P \leq 50$ j (différence observée entre les deux populations) et $50 < P \leq 1000$ j (aucune différence significative). Droite : Distributions cumulatives des périodes inférieures à 10 jours pour les compagnons planétaires (trait plein) et stellaires (pointillé) d'étoiles de type solaire

plus courte observée est de $P = 2.985$ jours pour HD 83443 b (ESO 2000 ; Mayor et al. 2000a). Cette coupure est clairement mise en évidence dans la Fig. 16 (droite) par la montée très rapide de la fonction cumulative des périodes courtes. Elle est probablement due à un effet d'évolution arrêtant les Jupiters chauds dans leur migration vers l'étoile centrale, à une distance typique de cette dernière. Différentes raisons proposées pour expliquer cette limite ont été décrites dans le paragraphe 6.2 traitant de l'arrêt possible de la migration des planètes géantes.

Le comportement différent de la fonction cumulative des courtes périodes pour les binaires démontre clairement l'existence d'"histoires" distinctes pour les deux populations.

9. Métallicité des étoiles à planète

Il est rapidement apparu, après la découverte des premières planètes extra-solaires, que les étoiles abritant ces planètes présentaient un excès de métaux dans leur composition chimique de surface, par rapport aux étoiles "simples" du voisinage solaire (Gonzalez 1997, 1998). Avec le nombre croissant de candidats planétaires détectés, ce résultat se confirme et se renforce (Santos et al. 2000c, 2000d). Une distribution

récente des métallicités des étoiles à planète, comparée à celle des étoiles du voisinage solaire (Favata et al. 1997), est présentée dans la Fig. 17 (Santos et al. 2000c). Si l'écart entre les deux distributions est clairement visible et est probablement significatif, son amplitude reste encore quelque peu incertaine, car les métallicités des deux échantillons n'ont pas été estimées de manière homogène par les différents auteurs, et des *systématiques* peuvent subsister.

La relation observée entre la présence d'une planète et l'existence d'une anomalie chimique dans l'atmosphère de l'étoile est d'une grande importance par les contraintes qu'elle peut apporter sur les scénarios de formation ou d'évolution planétaire.

Les rapports d'abondance d'autres éléments chimiques de l'atmosphère des étoiles à planète ont été testés. Une étude de Gonzalez & Laws (2000) semble indiquer que les rapports $[Li/H]$, $[C/H]$ et $[N/H]$ montrent aussi de légères anomalies de composition. Ces anomalies sont néanmoins jugées non significatives par Santos et al. (2000c, 2000d) car les effets systématiques de la non homogénéité des analyses spectroscopiques (utilisation de raies différentes, etc.) peuvent être grands.

Deux idées principales sont en compétition pour expliquer l'enrichissement en éléments lourds des étoiles avec planètes :

1) Un environnement plus riche en éléments lourds favorise la formation de planètes géantes (celles qui sont détectées). Cette idée est soutenue par les résultats négatifs d'une recherche de transits photométriques avec le HST, sur un échantillon de 40000 étoiles de l'amas globulaire 47 Tuc, déficient en métaux ($\langle [Fe/H] \rangle = -1.3$). Aucun transit planétaire n'a été détecté sur les ~ 70 attendus (Gilliland et al. 2000). Dans le cas de 47 Tuc, l'absence de planète pourrait cependant être due à un effet d'environnement lié à la grande densité d'étoiles dans la région de l'amas considérée.

2) Par évolution, une ou plusieurs planètes tombent dans l'étoile, enrichissant sa zone convective en éléments lourds. Dans ce contexte, il est intéressant de noter que les Jupiters chauds (migration?) sont associés aux étoiles les plus riches en métaux de l'échantillon d'étoiles à planète (Queloz et al. 2000c). Pour vérifier cette hypothèse, Santos et al. (2000c) ont étudié la relation entre la métallicité et la masse de la zone convective des étoiles à planète. La contamination devrait être plus influente pour les étoiles ayant une petite zone convective (les plus massives). Cependant, aucune relation significative n'a pu être mise en évidence, pour le moment.

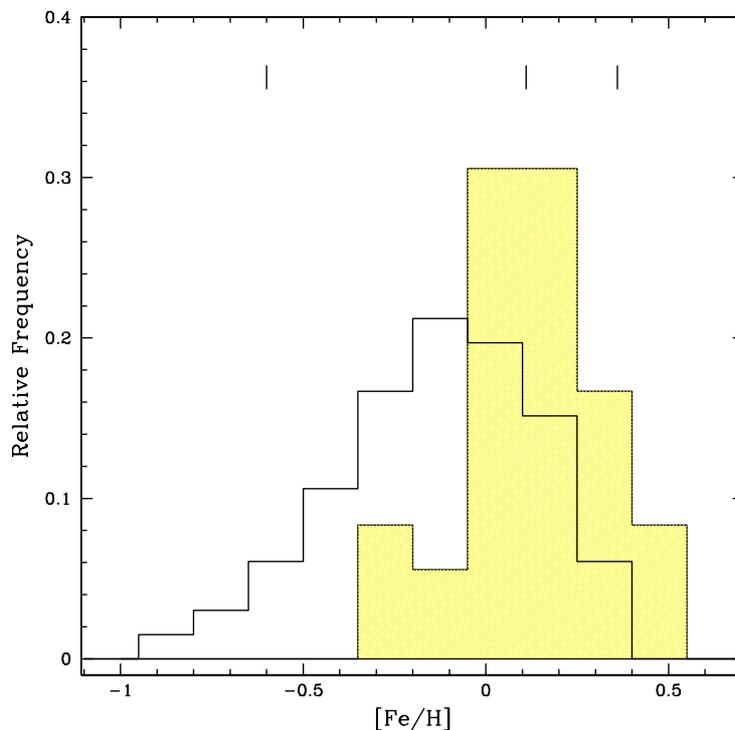


Figure 17.: *Distributions comparatives des métallicités pour les étoiles abritant des planètes extra-solaires (Santos et al. 2000c) et pour un échantillon d'étoiles du voisinage solaire (Favata et al. 1997). Les positions de 3 naines brunes de faible masse (HD 114762, HD 162020 et HD 202206) sont indiquées dans le diagramme par de petits traits verticaux*

10. Conclusion et perspectives futures

Cette présentation a tenté de donner une vue d'ensemble d'un domaine en pleine effervescence. En 5 ans, notre compréhension de la formation des systèmes planétaires a dû intégrer nombre de caractéristiques particulières, apportées par les nouvelles découvertes de planètes extra-solaires. Nous pouvons les résumer comme suit :

- Environ 5% des étoiles abritent des planètes géantes dont $\sim 1/4$ sont très proches de l'étoile centrale (Jupiters chauds).
- Des planètes géantes sont détectées autour d'étoiles de masses allant de 0.3 à 1.4 M_{\odot} .

– Les caractéristiques orbitales des planètes extra-solaires sont variées. Les périodes vont de 2.985 à 2518 jours et les excentricités peuvent être très grandes (> 0.7).

– La masse supérieure des planètes géantes se situe aux environs de $8 M_{\text{Jup}}$.

– La fonction des masses des planètes extra-solaires augmente vers les petites masses, suggérant l'existence d'un grand nombre de planètes "légères". En particulier, plusieurs planètes ont été annoncées avec des masses minimums inférieures à celle de Saturne.

– La masse réelle, le rayon et la densité moyenne d'un Jupiter chaud (HD 209458) ont été déterminés par la mesure d'un transit photométrique de la planète devant l'étoile.

– La mesure du transit spectroscopique de HD 209458 a permis de décrire un peu mieux la géométrie du système.

– 3 systèmes *multi-planètes* ont été découverts : ν And, HD 83443 et HD 168443.

– Les planètes géantes sont plutôt associées aux étoiles riches en métaux. Aucune anomalie chimique n'est mise en évidence de manière significative pour les éléments non liés au fer.

– Les différences observées entre les fonctions des masses et les distributions de paramètres orbitaux des étoiles doubles et des systèmes planétaires suggèrent des processus de formation et d'évolution différents pour ces deux populations.

Quels sont maintenant les progrès attendus dans le domaine de la recherche de planètes extra-solaires, dans un futur proche et à plus long terme ?

Les programmes de vitesse radiale. Les efforts déployés actuellement par les groupes de "chercheurs de planètes", utilisant la méthode des vitesses radiales, vont dans deux directions complémentaires.

– D'une part, le nombre d'étoiles observées est accru afin d'améliorer la statistique disponible de planètes détectées, et ainsi d'apporter des contraintes plus fortes aux différentes approches théoriques du domaine. Environ 2000 à 3000 étoiles de type solaire sont suivies, laissant espérer plus de 100 planètes géantes à découvrir dans les mois/années à venir.

– D'autre part, on cherche à repousser les limites intrinsèques de la méthode afin d'améliorer la précision obtenue, et d'observer ainsi rapidement des planètes plus légères ou des systèmes multi-composantes. Ces derniers jouent probablement un rôle prépondérant pour notre compréhension de la formation planétaire en général.

Dans ce contexte, les instruments déjà ou prochainement disponibles dans le cadre de l'ESO (UVES/VLT et HARPS/3.6m) ouvrent de nouvelles possibilités pour les chercheurs européens.

Astrométrie. Le développement des techniques et moyens interférométriques dans le visible et l'IR est très important pour la recherche de planètes extra-solaires. En complémentarité avec les données de vitesses radiales, des mesures astrométriques précises d'étoiles à planètes permettent de déterminer les inclinaisons des plans orbitaux, et fournissent ainsi rapidement les masses réelles des candidats planétaires. De plus, la détermination d'une orbite visuelle permet, en elle-même, d'estimer la masse réelle du compagnon. Ceci est particulièrement utile dans le cas d'orbites de période longue, pour lesquelles l'effet sur les vitesses radiales, plus petit, est souvent hors de portée des précisions actuelles.

La Fig. 18 présente la relation *masse-séparation* des compagnons stellaires et planétaires d'étoiles de type solaire. La complémentarité des mesures astrométriques et de vitesses radiales est clairement soulignée par l'indication des limites de détection intrinsèques à ces deux méthodes, pour des précisions données (VLTI et SIM dans le cas de l'interférométrie). L'efficacité des mesures astrométriques pour la recherche de planètes extra-solaires dépend de leur précision sur la position de l'étoile. Avec une précision de 10 à 50 μas (suivant la base utilisée), le VLTI sera sensible à la majorité des planètes extra-solaires détectées (Fig. 18). Il devrait également permettre la détection de "vrais Jupiters" jusqu'à des distances de ~ 200 pc. Avec une précision promise de l'ordre de 4 μas , voire de 1 μas pour les cibles intéressantes plus longuement observées, SIM devrait être capable de détecter la présence de planètes telluriques autour d'étoiles du proche voisinage solaire (quelques parsecs ; Fig. 18).

En plus des facilités interférométriques, des satellites astrométriques spécialement conçus pour la mesure précise des positions, parallaxes et mouvements propres stellaires sont à l'étude (FAME, GAIA). Ils pourraient être lancés dans les 10 ans à venir, et contribuer de manière significative aux progrès attendus dans le domaine exoplanétaire.

Recherche IR de résidus de disques protostellaires Les programmes de mise en évidence de disques de poussières autour des étoiles abritant des planètes géantes vont être nettement facilités par la mise en service de systèmes d'optique adaptative et de coronagraphie sur les grands télescopes. La caméra IR CONICA couplée au système d'optique adaptative NAOS doit être installée sur *Melipal* (VLT/UT3) au printemps 2001.

Microlensing. L'effet de lentille gravitationnelle sur une étoile brillante d'arrière plan, par un objet se trouvant sur le chemin optique, permet de caractériser ce dernier par le suivi de la variation de luminosité de l'étoile brillante, induite par le déplacement de la lentille perpendiculairement

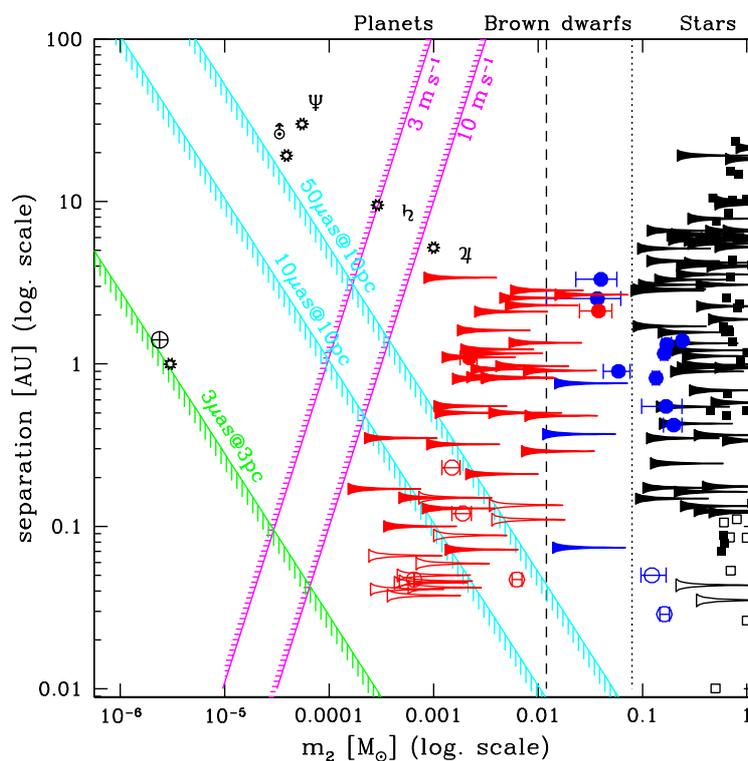


Figure 18.: *Diagramme masse-séparation des compagnons d'étoiles de type solaire (planètes, naines brunes, binaires stellaires). Les candidats pour lesquels le $\sin i$ est déterminé sont indiqués par des points avec barres d'erreur. Pour les autres, les signes cunéiformes représentent la probabilité du $\sin i$ en échelle logarithmique. Les symboles ouverts sont utilisés pour les systèmes à excentricité faible. Les positions de planètes du système solaire sont indiquées dans la figure par des symboles en forme d'étoile. Enfin, les limites de détection, imposées par la précision des mesures de vitesses radiales et des mesures astrométriques par interférométrie (VLTI : 10 et 50 μas ; et SIM : 3 μas), sont également indiquées*

à la ligne de vue. En particulier, l'échelle de temps du phénomène est liée à la masse de la lentille. Dans le cas d'une lentille stellaire abritant des planètes, ces dernières peuvent également jouer le rôle de lentille si la géométrie du "passage" est favorable. Le phénomène dure alors quelques heures. Il est théoriquement possible de séparer les effets des deux lentilles (étoile et planète) et d'avoir ainsi accès à la masse de la

planète. En pratique, ceci est beaucoup plus difficile car la solution n'est généralement pas unique.

De par le côté non reproductible de l'observation, cette approche ne peut être que statistique. Pour le moment, seuls quelques résultats, contestés, ont été annoncés. Les programmes sont néanmoins poursuivis.

Les transits photométriques. De par la simplicité de sa mise en œuvre et l'importance astrophysique des résultats obtenus (accès à des paramètres physiques de la planète), la recherche de transits planétaires se généralise. Les instruments photométriques à grand champ qui permettent l'observation simultanée d'un grand nombre d'étoiles sont spécialement efficaces, le nombre de détections étant, statistiquement, directement lié au nombre de cibles observées.

Au sol, la précision des mesures photométriques permet la détection de planètes géantes. Par contre, la variation de luminosité due à une éclipse par une planète de type terrestre n'est accessible que hors atmosphère⁹. Plusieurs projets spatiaux visant à la détection de planètes telluriques sont en préparation : COROT, développé par le CNES, devrait être lancé en 2004 ; Eddington (ESA), quelques années plus tard, promet la détection de milliers de planètes telluriques dont une centaine dans la zone habitable autour de l'étoile.

Pour les planètes géantes, des mesures complémentaires de vitesses radiales seront néanmoins nécessaires pour lever l'indétermination liée à la taille comparable des planètes gazeuses, des naines brunes et même des étoiles de très faible masse.

A plus long terme : recherche de la vie Les planètes telluriques détectées par les programmes spatiaux astrométriques, interférométriques ou de recherche de transits photométriques fourniront les cibles idéales de projets plus ambitieux, à plus long terme, de recherche de vie organique dans l'univers. Deux grands projets, très similaires, sont à l'étude : Darwin/ESA et TPF/NASA (Terrestrial Planet Finder). Ils consistent principalement en une batterie de télescopes, satellites interférométriques travaillant dans l'IR, qui, par une technique dite de nulling¹⁰ "cachant"

⁹La diminution de brillance de l'étoile due à un transit planétaire est proportionnelle au rapport des surfaces apparentes planétaire et stellaire. Dans le cas d'étoiles de même taille que le Soleil, la variation de brillance est de $\sim 1\%$ pour les planètes géantes (Jupiter), de $\sim 0.1\%$ pour des planètes comme Uranus ou Neptune et de $\sim 0.01\%$ pour des planètes comme la Terre ou Vénus.

¹⁰La combinaison de lumière et la géométrie de l'ensemble des miroirs sont étudiées pour créer des interférences destructives le long de la ligne de visée (i.e. pour l'étoile) et des interférences constructives juste en dehors de celle-ci (i.e. à la position d'une planète potentielle).

la lumière provenant de l'étoile, devraient permettre l'obtention d'un spectre basse résolution de l'atmosphère d'une planète tellurique en orbite autour de cette étoile. La présence de traces de gaz carbonique, de vapeur d'eau ou d'ozone dans le spectre de la planète indique alors respectivement, si elle a une atmosphère, si elle est habitable, ou si une vie organique s'y est développée.

Dans moins de 20 ans, nous devrions donc être capables de répondre scientifiquement à l'une des questions philosophiques, récurrentes à travers notre histoire, sur l'origine, la finalité et l'unicité de l'homme dans l'univers : existe-t'il de la vie ailleurs ? Le premier élément de cette réponse a été apporté par la découverte de planètes en orbite autour d'autres étoiles, semblables à notre Soleil.

Références

- [1] Baliunas S.L., Vaughan A.H., 1995, *ARA&A* 23, 379
- [2] Beckwith S., 2000, in *Planetary Systems in the Universe*, IAU Symp. 202, Eds. A. Penny, P. Artymowicz, A.-M. Lagrange & S. Russel, ASP Conf. Ser., in press
- [3] Beckwith S., Sargent A., 1993, in *Protostars and Planets III*, Eds. E. Levy & J. Lunine, University of Arizona Press, Tucson, p.521
- [4] Beckwith S., Sargent A., 1996, *Nature* 383, 139
- [5] Benz W., Mayor M., 1984, *A&A* 138, 183
- [6] Bodenheimer P., Hubickyj O., Lissauer J., 2000, *Icarus* 143, 2
- [7] Boss A., 1995, *Science* 267, 360
- [8] Boss A., 2000, in *Planetary Systems in the Universe*, IAU Symp. 202, Eds. A. Penny, P. Artymowicz, A.-M. Lagrange & S. Russel, ASP Conf. Ser., in press
- [9] Brown T., Charbonneau D., et al., 2000, in *Planetary Systems in the Universe*, IAU Symp. 202, Eds. A. Penny, P. Artymowicz, A.-M. Lagrange & S. Russel, ASP Conf. Ser., in press
- [10] Butler P., Marcy G., Williams E., et al., 1996, *PASP* 108, 500
- [11] Butler P., Marcy G., Fischer D., et al., 1999, *ApJ* 526, 916
- [12] Cameron A., Horne K., Penny A., James D., 1999, *Nature* 402, 751
- [13] Cameron A., Horne K., Penny A., James D., 2000, in *Planetary Systems in the Universe*, IAU Symp. 202, Eds. A. Penny, P. Artymowicz, A.-M. Lagrange & S. Russel, ASP Conf. Ser., in press
- [14] Charbonneau D., Brown T., Latham D., Mayor M., 2000, *ApJ* 529, L45
- [15] Cochran W., Hatzes A., et al., 2000, in *Planetary Systems in the Universe*, IAU Symp. 202, Eds. A. Penny, P. Artymowicz, A.-M. Lagrange & S. Russel, ASP Conf. Ser., in press

- [16] Coudé du Foresto V., 2000, in *From Extrasolar Planets to Cosmology*, Eds. Bergeron J. & Renzini A., ESO Astrophys. Symposia, p.560
- [17] Coustenis A., Schneider J., Wittemberg R., et al., 1998, in *Brown Dwarfs and Extrasolar Planets*, Eds. Rebolo R., Martin E. & Zapatero Osorio M.-R., ASP Conf. Ser. 134, 296
- [18] Davis J., 1997, in *Science with the VLT Interferometer*, ESO Astrophys. Symposia, Ed. Paresce F., p.143
- [19] Eggenberger A., 2000, Master Thesis, Observatoire de Genève
- [20] ESA, 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP-1200
- [21] ESO Press Release, May 4th 2000,
<http://www.eso.org/outreach/press-rel/pr-2000/pr-13-00.html>
- [22] Favata F., Micela G., Sciortino S., 1997, A&A 323, 809
- [23] Fischer D., Marcy G., Butler P., et al., 2000, ApJ submitted
- [24] Fuhrmann K., Pfeiffer M.-J., Bernkopf J., 1998, A&A 336, 942
- [25] Gilliland R., Brown T., Guhathakurta P., et al., 2000, ApJL 545, 47
- [26] Goldreich P., Tremaine S., 1980, ApJ 241, 425
- [27] Gonzalez G., 1997, MNRAS 285, 403
- [28] Gonzalez G., 1998, A&A 334, 221
- [29] Gonzalez G., Laws C., 2000, AJ 119, 390
- [30] Gray D., 1998, Nature 391, 153
- [31] Guillot T., Burrows A., Hubbard W.B., Lunine J., Saumon D., 1996, ApJ 459, L35
- [32] Guillot T., 1999, Science 286, 72
- [33] Halbwachs J.-L., Arenou F., Mayor M., Udry S., Queloz D., 2000, A&A 355, 581
- [34] Henry G., Marcy G., Butler P., Vogt S., 2000, ApJ 529, L41
- [35] Jha S., Charbonneau D., Garnavich P., et al., 2000, ApJ 540, L45
- [36] Lagrange A.-M., Backman D., Artymowicz P., 2000, in *Protostars and Planets IV*, Eds. V. Mannings, A. Boss S. Russel, University of Arizona Press, Tucson, p.639
- [37] Laplace P., 1796, Exposition du Système du Monde (Paris)
- [38] Levison H.F., Lissauer J., Duncan M.J., 1998, AJ 116, 1998
- [39] Lewis J.S., Prinn R.G., 1984, *Planets and their Atmospheres. Origin and Evolution*, Inter. Geophys. Ser. 33
- [40] Lin D., Papaloizou J., 1986, ApJ 309, 846
- [41] Lin D., Ida S., 1997, ApJ 477, 781
- [42] Lin D., Bodenheimer P., Richardson D.C., 1996, Nature 380, 606
- [43] Lissauer J., 1995, Icarus 114, 217

- [44] Marcy G., Butler P., Vogt S., 2000a, *ApJ* 536, L43
- [45] Marcy G., Butler P., Fischer D., et al., 2000b, in *Planetary Systems in the Universe*, IAU Symp. 202, Penny A. et al. Eds, ASP Conf. Ser., in press
- [46] Marcy G., Cochran W., Mayor M., 2000c, in *Protostars and Planets IV*, Eds. V. Mannings, A. Boss & S. Russel, University of Arizona Press, Tucson, p.1285
- [47] Mayor M., Queloz D., 1995, *Nature* 378, 355
- [48] Mayor M., Udry S., 2000, in *Disks, Planetesimals and Planets*, Eds. Garçon F., Eiroa C., de Winter D. & Mahoney T.J., ASP Conf. Ser. 219, in press
- [49] Mayor M., Queloz D., Udry S., Halbwachs J.-L., 1997, in *Astronomical and Biochemical Origins and the Search for Life in the Universe*, Eds. Cosmovici C., Browyer S. & Werthimer D., IAU Coll. 161, Editrice Compositori, p.313
- [50] Mayor M., Naef D., Pepe F., Queloz D., Santos N.C., Udry S., Burnet M., 2000a, in *Planetary Systems in the Universe*, IAU Symp. 202, Eds. A. Penny, P. Artymowicz, A.-M. Lagrange & S. Russel, ASP Conf. Ser., in press
- [51] Mayor M., Udry S., Halbwachs J.-L., Arenou F., 2000b, in *The Formation of Binary Stars*, IAU Symp. 200, Eds. Zinnecker H. & Mathieu R., ASP Conf. Ser., in press
- [52] Mazeh T., Krymolowski Y., Rosenfeld G., 1997, *ApJ* 477, L103
- [53] Mazeh T., Naef D., Torres G., et al., 2000, *ApJ* 532, L55
- [54] McCaughrean M., Stapelfeld K., Close L., 2000, in *Protostars and Planets IV*, Eds. V. Mannings, A. Boss & S. Russel, University of Arizona Press, Tucson, p.485
- [55] Moutou C., Coustenis A., Mayor M., et al., 2000, in *Planetary Systems in the Universe*, IAU Symp. 202, Eds. A. Penny, P. Artymowicz, A.-M. Lagrange & S. Russel, ASP Conf. Ser., in press
- [56] Naef D., Mayor M., Pepe F., et al., 2000, *A&A* in press
- [57] Noyes R., Hartmann L.W., Baliunas S., Duncan D., Vaughan A., 1984, *ApJ* 279, 763
- [58] Pepe F., Mayor M., Queloz D., Udry S., 2000, in *Planetary Systems in the Universe*, IAU Symp. 202, Eds. A. Penny, P. Artymowicz, A.-M. Lagrange & S. Russel, ASP Conf. Ser., in press
- [59] Pollack J.B., Bodenheimer P., 1989, in *Origin and Evolution of Planetary and Satellite Atmospheres*, Eds. Atreya S., Pollack J.K. & Matthews M.S., University of Arizona Press, p.564
- [60] Queloz D., Henry G., Sivan J.-P., et al., 2000a, *A&A* in press
- [61] Queloz D., Eggenberger A., Mayor M., et al., 2000b, *A&A* 359, L13

- [62] Queloz D., Mayor M., Weber L., et al., 2000c, *A&A* 354, 99
- [63] Quirrenbach A., 2000, in *From extrasolar planets to cosmology*, Eds. J. Bergeron, A. Renzini, ESO Astrophysics Symposia, Springer, p.462
- [64] Rauer H., Bockele-Morvan D., Coustenis A., Guillot T., Schneider J., 2000, *A&A* 355, 573
- [65] Robichon N., Arenou F., 2000, *A&A* 355, 295
- [66] Saar S.H., Butler P., Marcy G., 1998, *ApJ* 498, L153
- [67] Santos N.C., Mayor M., Naef D., et al., 2000a, *A&A* 361, 265
- [68] Santos N.C., Mayor M., Naef D., et al., 2000b *A&A* 356, 590
- [69] Santos N.C., Israelian G., Mayor M., 2000c, *A&A* 363, 228
- [70] Santos N.C., Israelian G., Mayor M., 2000d, in *Planetary Systems in the Universe*, IAU Symp. 202, Eds. A. Penny, P. Artymowicz, A.-M. Lagrange & S. Russel, ASP Conf. Ser., in press
- [71] Saumon D., Hubbard W.B., Burrows A., Guillot T., Lunine J., Chabrier G., 1996, *ApJ* 460, 993
- [72] Schneider G., et al., 2000, in *Planetary Systems in the Universe*, IAU Symp. 202, Eds. A. Penny, P. Artymowicz, A.-M. Lagrange & S. Russel, ASP Conf. Ser., in press
- [73] Shao M., Colavita M.M., 1992, *A&A* 262, 353
- [74] Shu F., Najita J., Ostriker E., et al., 1994, *ApJ* 429, 781
- [75] Trilling D., Benz W., Guillot T., et al., 1998, *ApJ* 500, 428
- [76] Trilling D., Brown R.H., Rivkin A.S, 2000, *ApJ* 529, 499
- [77] Udry S., Mayor M., Naef D., et al., 2000a, *A&A* 356, 590
- [78] Udry S., Mayor M., Queloz D., 2000b, in *Planetary Systems in the Universe*, IAU Symp. 202, Eds. A. Penny, P. Artymowicz, A.-M. Lagrange & S. Russel, ASP Conf. Ser., in press
- [79] Udry S., Mayor M., Halbwachs J.-L., Arenou F., 2000c, in *Microlensing 2000 : A new Era of Microlensing Astrophysics*, Eds. Menzies J.W. & Sackett P., ASP Conf. Ser., in press
- [80] Walker G.A.H., Walker A.R., Irwin A., Larson A.M., Yang S.L., Richardson D.C., 1995, *Icarus* 116, 359
- [81] Ward W.R., 1997, *ApJ* 482, L211
- [82] Weidenschilling S.J., Marzari F., 1996, *Nature* 384, 619
- [83] Wolszczan A., Frail D., 1992, *Nature* 355, 145
- [84] Wolszczan A., 1994, *Science* 264, 5
- [85] Wolszczan A., Hoffman I., Konacki M., Anderson S., Xilouris K., 2000, *ApJ* 540, L41
- [86] Wuchterl G., 1996, *BAAS* 28, 11.07

- [87] Wuchterl G., 1997, in *Science with the VLT Interferometer*, Ed. Paresce F., ESO Astrophys. Symp., Springer, p.64
- [88] Wuchterl G., 1999, BAAS 31, 36.07
- [89] Zapatero Osorio M.-R., Béjar V., Martin E., et al., 2000, Science 290, 103
- [90] Zucker S., Mazeh T., 2000, ApJ 531, L67