



HAL
open science

Vers une recherche exhaustive des planètes géantes autour des étoiles proches de type solaire

Florian Philipot

► **To cite this version:**

Florian Philipot. Vers une recherche exhaustive des planètes géantes autour des étoiles proches de type solaire. Planète et Univers [physics]. Observatoire de Paris - PSL, 2023. Français. NNT : . tel-04465934v1

HAL Id: tel-04465934

<https://hal.science/tel-04465934v1>

Submitted on 19 Feb 2024 (v1), last revised 28 Mar 2024 (v2)

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

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



THÈSE DE DOCTORAT
DE L'UNIVERSITÉ PSL

Préparée à l'Observatoire de Paris

**Vers une recherche exhaustive des planètes géantes
autour des étoiles proches de type solaire**

Soutenue par

**Florian Philipot
(De Rycke-Philipot)**

Le 5 octobre 2023

École doctorale n°127

**Astronomie et
Astrophysique
d'Île-de-France**

Spécialité

Astronomie et Astrophysique

Préparée au

LESIA

Composition du jury :

Guy PERRIN Astronome, Observatoire de Paris - PSL	<i>Président du jury</i>
René DOYON Professeur titulaire, Université de Montréal	<i>Rapporteur</i>
Brendan BOWLER Assistant Professor, The University of Texas at Austin	<i>Rapporteur</i>
Isabelle BOISSE Astronome adjointe, Laboratoire d'Astrophysique de Marseille	<i>Examinatrice</i>
Raffaele GRATTON Astronomo ordinario, Osservatorio Astronomico di Padova	<i>Examinateur</i>
Anne-Marie LAGRANGE Directrice de Recherche, Observatoire de Paris - PSL	<i>Directrice de thèse</i>

À ma maman, ma plus grande inspiration

Remerciements

Si ma passion pour l'astronomie s'est développée durant mes années universitaires, l'idée de devenir un jour docteur en sciences est présente dans mon esprit depuis le collège. Je tiens donc tout d'abord à remercier grandement Anne-Marie pour m'avoir permis de réaliser ce rêve et pour m'avoir accompagné durant ces trois années.

En plus de l'encadrement d'Anne-Marie, cette thèse n'aurait pu être menée à bout sans le travail et l'aide que m'ont apporté mes différents collaborateurs. Je tiens en particulier à remercier Pascal pour le temps qu'il a dédié, sur son temps libre, au développement des algorithmes que j'ai utilisés durant ma thèse. Je remercie également Flavien pour son aide sur l'étude et l'analyse des données Gaia, Nadège pour l'apport de son travail sur l'étude de l'activité stellaire et Antoine et Philippe pour la réduction et l'analyse des données d'imagerie dont j'avais besoin. Enfin, un grand merci aux personnes qui ont collaboré avec moi sur mes différents projets : Pierre, Hervé, Mathilde, Vito, Anthony et Clément.

Je remercie également l'ensemble de mon jury de thèse, Brendan, René, Isabelle, Raffaele et Guy, pour avoir pris le temps de lire avec attention mon manuscrit et d'évaluer les résultats obtenus durant la thèse. Merci également aux membres de mon comité de suivi individuel, Carine et Éric, pour avoir évalué mon travail aux différentes étapes de ma thèse ainsi qu'à l'ensemble des gestionnaires du LESIA sans qui la recherche ne serait pas possible.

Bien que la thèse soit majoritairement dédiée à la recherche, j'ai eu l'opportunité de transmettre les connaissances acquise lors de ma mission doctorale réalisée à la Cité des Sciences et de l'Industrie. Ce fut une expérience passionnante et enrichissante qui a fait naître en moi la passion de la médiation scientifique. Je tiens donc à remercier l'ensemble de l'équipe de médiation (médiateurs et doctorants) et tout particulièrement, Julia, Nadège, Laetitia et Nicolas pour leur encadrement et surtout leur joie de vivre.

Ces trois années, surtout les deux dernières, n'auraient pas été les mêmes sans la gentillesse et la bonne ambiance présente au sein du pôle exoplanète du LESIA et de l'équipe COBREX. Je remercie donc l'ensemble des chercheurs qui ont toujours été présents pour m'apporter leur aide ainsi que l'ensemble des doctorants et des stagiaires dont la convivialité m'a permis de relâcher la pression.

Durant le déroulement de ce doctorat, il y a eu des hauts et des bas. Je tiens donc à avoir

quelques mots pour mes coachs de Crossfit qui, grâce à leurs entrainements proches de la torture, m'ont permis pu me vider l'esprit et de décompresser. Je remercie également l'ensemble de ma famille pour leur soutien, en particulier mon papa qui a toujours été présent pour moi et sans qui je ne serais pas la personne que je suis aujourd'hui.

Enfin, je remercie celles qui partagent ma vie au quotidien : mon chat Moon et ma compagne, devenue ma femme durant la thèse, Lauryne. Les moments passés avec elles ont été le plus grand soutien dans les moments difficiles.

Acronymes et unités

Acronymes

AEN : Astrometric excess noise (excès de bruit astrométrique)

as : arcsecond (seconde d'arc)

UA : Unité Astronomique

AAPS : Anglo Australian Planetary survey

AAT : Anglo-Australian Telescope

ADI : Angular Differential Imaging

ALMA : Atacama Large Millimeter/submillimeter Array

APF : Automated Planet Finder

BJD : Barycentric Julian Date

CCF : Fonction de Corrélation Croisée

CES : Coude Echelle Spectrograph

CH : CORALIE-HARPS

CHARIS : Coronagraphic High Angular Resolution Imaging Spectrograph

CL : California Legacy

COBREX : COupling data and techniques for BReakthroughs in EXoplanetary systems exploration

CONICA : COudé Near Infrared CAmera

CoRoT : Convection, Rotation et Transits planétaires

DACE : Data Analysis Center for Exoplanets

DR : Data Release

ETC : Exposure Time Calculator (Calculateur du temps d'exposition)

ELT : Extremely Large Telescope(s)

ESPRESSO : Echelle Spectrograph for Rocky Exoplanet and Stable Spectroscopic Observations

ESO : European Southern Observatory

FORS : FOcal Reducer and low dispersion Spectrograph

FWHM : Full width at half maximum (Largeur à mi-hauteur)

GASTON : Gaia Astrometric Noise Simulation to derive Orbit incliNation

GTO : Guaranteed Time Observations (Temps d'observations garanti)
GMT : Giant Magellan Telescope
GPIES : Gemini Planet Imager Exoplanet Survey
GPI : Gemini Planet Imager
HARPS : High Accuracy Radial velocity Planet Searcher
HCI : High Contrast Imaging (Imagerie haut-contraste)
HGCA : Hipparcos-Gaia Catalog of Accelerations
HIRES : HIgh-REsolution Spectrograph
HRS : High Resolution Spectral
IFS : Integral Field Spectroscopy
IRDIS : InfraRed Dual-band Imager and Spectrograph
JWST : James Webb Space Telescope
LESIA : Laboratoire d'études spatiales et d'instrumentation en astrophysique
LOCI : Locally Optimized Combination of Images (Combinaison d'images optimisée locale-ment)
LPGP : Long-period giant planets (Planètes géantes à longues périodes)
MagAO : Magellan Adaptive Optics
mas : milliarcsecond (milliseconde d'arc)
MIKE : Magellan Inamori Kyocera Echelle
MIRI : Mid-InfraRed Instrument
MCMC : Markov-Chain Monte-Carlo (Monte-Carlo par chaînes de Markov)
NAOS : Nasmyth Adaptive Optics System
NESSI : NN-Explore Exoplanet Stellar Speckle Imager
NIRC : Near InfraRed Camera
OHP : Observatoire de Haute-Provence
ORVARA : Orbits from Radial Velocity, Absolute, and/or Relative Astrometry
PA : Position Angle (Angle de position)
PACO : PAtch COvariance
PCA : Principal Component Analysis (Analyse en composantes principales)
PFS : Prime Focus Spectrograph
PMa : Proper Motion anomalies (Anomalies de mouvements propres)
PSF : Point Spread Function (Fonction d'étalement du point)
RDI : Reference star Differential Imaging
RMS : Root-Mean-Square (Moyenne quadratique)
S/N : Signal to Noise (Signal sur bruit)
SAFIR : Spectroscopic data via Analysis of the Fourier Interspectrum Radial velocities
SCE_xAO : Subaru Coronagraph Extreme Adaptive Optics
SDI : Spectral Differential Imaging
SEP : Séparation
SHINE : SpHere INfrared survey for Exoplanets
SPECAL : SPHERE speckle calibration tool

SPHERE : Spectro-Polarimetric High-contrast Exoplanet REsearch instrument

TESS : Transiting Exoplanet Survey Satellite

TMT : Thirty Meter Telescope

TRAPPIST : Transiting planets and planetesimals small telescope

TTV : Transit-timing variation

UAI : Union Astronomique Internationale

UV : Ultra-Violet

UVES : Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph

VLBA : Very Long Baseline Array

VLT : Very Large Telescope

VLTI : Very Large Telescope Interferometer

VR/RV : Vitesse Radiale/Radial Velocity

Unités considérées

Masse terrestre (M_{Terre}/M_{Earth}) : 5.97×10^{24} kg

Masse jovienne (M_{Jup}) : 1.90×10^{27} kg

Masse solaire (M_{\odot}) : 1.99×10^{30} kg

Rayon terrestre (R_{Terre}/R_{Earth}) : 6.37×10^6 m

Rayon jovien (R_{Jup}) : 6.99×10^7 m

Rayon solaire (R_{\odot}) : 6.96×10^8 m

Unité astronomique (ua) : 1.49×10^{11} m

Parsec (pc) : 3.08×10^{16} m

Table des matières

Remerciements	ii
Acronymes et unités	iv
Table des matières	vii
1 Introduction	1
1 La quête des planètes extra-solaires	1
2 Définition d’une exoplanète	3
3 Méthodes de détection d’exoplanètes	4
3.1 Chronométrage des pulsars	4
3.2 Vitesses radiales	6
3.3 Photométrie	11
3.4 Microlentilles gravitationnelles	13
3.5 Astrométrie	14
3.6 Imagerie directe	18
4 Les naines brunes	23
5 Formation et évolution des planètes géantes	25
5.1 Mécanismes de formation	25
5.1.1 Accrétion de coeur	25
5.1.2 Instabilité gravitationnelle	27
5.1.3 Évolution des propriétés physiques	29
5.2 Migration des planètes	31
5.2.1 Migration de type I	31
5.2.2 Migration de type II	31
5.2.3 Migration dans un système multiple	33
6 L’apport de la thèse à l’étude des exoplanètes	35
2 Distribution radiale des planètes	37
1 Distribution des planètes internes	37
1.1 Transit	38
1.2 Vitesses radiales	39
2 Distribution des planètes externes	40
2.1 Vitesses radiales	41
2.2 Imagerie directe	41
2.3 Microlentilles gravitationnelles	43
3 Distribution radiale des planètes géantes à longues périodes	44
3.1 Étude des planètes géantes à longues périodes en vitesses radiales	44

3.2	Article (publié) : Distribution radiale des exoplanètes géantes à l'échelle du système solaire	48
3.3	Observations complémentaires	75
3	Caractérisation et détection multi-techniques de compagnons sub-stellaires dans des systèmes simples	81
1	Le couplage des méthodes de détection	82
2	Caractérisation des compagnons à longues périodes	83
2.1	Sélection et limites de l'échantillon	83
2.2	Article (publié) : Amélioration de la caractérisation de compagnons seuls à longues périodes	86
3	Détection et caractérisation de compagnons sub-stellaires dans les archives HARPS	103
3.1	L'apport des mesures Gaia et Hipparcos à la recherche des exoplanètes . .	103
3.2	Article (publié) : Approche multi-techniques pour identifier et/ou contraindre les compagnons sub-stellaires	106
4	Caractérisation et détection de compagnons sub-stellaires dans des systèmes multiples	148
1	GJ849 : un système à deux planètes géantes	149
2	HD7449 : un système avec une planète géante interne et un compagnon stellaire externe	152
2.1	Détection des compagnons grâce aux vitesses radiales	152
2.2	Couplage des données de vitesses radiales avec l'astrométrie absolue . . .	152
2.3	L'apport des mesures d'astrométrie relative	152
3	HD142 : l'influence d'une binaire stellaire lointaine	160
4	Détection et caractérisation de compagnons dans des systèmes multiples	162
5	Conclusions et perspectives	164
1	Conclusions	164
2	Perspectives	166
	Bibliographie	168
	Proposals	178
1	Imagerie directe de la planète géante GJ676A c avec le JWST/MIRI	178
2	Vers une caractérisation complète du jeune système HD111232	188
	Participations à d'autres travaux	191
3	Détection directe de HD 206893 c	191
4	Préparation d'une analyse massive des données SPHERE avec l'algorithme PACO	193

Chapitre 1

Introduction

1 La quête des planètes extra-solaires

L'intérêt autour de la recherche de planètes en orbite autour d'autres étoiles que le Soleil (les exoplanètes) a grandi de façon impressionnante depuis les premières détections dans les années 1990. Cependant, les réflexions autour de l'existence de mondes extra-terrestres commencèrent dès la Grèce antique. À partir du *IV^{ème}* siècle avant notre ère, des philosophes grecs atomistes comme Démocrite, Anaxarque ou Épicure émirent l'idée que, s'il existait une infinité d'atomes dans l'univers, il devrait alors exciter une infinité de mondes, aussi bien semblables que différents du nôtre (ÉPICURE, "*Lettre à Hérodote*"). Malheureusement, le développement d'un modèle géocentrique de l'univers plaçant la Terre immobile au centre de tout (Aristote, "*Du ciel*"; Ptolémée, Hipparque, "*Almageste*"), puis son adoption par l'Église catholique, limita grandement la réflexion sur l'hypothèse de l'existence d'autres mondes. Bien qu'avant le *XVI^{ème}* siècle de nombreux scientifiques à travers le monde aient émis des doutes sur la véracité du modèle géocentrique, ce n'est qu'en 1543 que le modèle héliocentrique développé par Nicolas Copernic (Nicolas Copernic, "*De revolutionibus*". 1543) va peu à peu remplacer le modèle géocentrique en ne considérant plus la Terre comme un astre à part, mais comme une planète, au même titre que Mercure, Venus, Mars, Jupiter et Saturne. Giordano Bruno va ensuite reprendre ce modèle en émettant l'idée que, non seulement, la Terre n'est pas au centre de l'univers, mais qu'aucun astre n'est au centre de l'univers et qu'il existe une infinité de Soleils avec une infinité de mondes tournant autour (Giordano Bruno, "*L'infini, l'Univers et les Mondes*", 1584). L'héliocentrisme fût ensuite défendu et développé par de nombreux scientifiques tel que Galilée, Kepler ou encore Newton et reste aujourd'hui la base de nos modèles astronomiques. Cette nouvelle représentation de l'univers a ainsi permis de relancer l'hypothèse de l'existence de planètes extra-solaires et de nombreux écrits mirent en avant l'existence potentielle de ces exoplanètes ¹ (Bernard Le Bouyer de Fontenelle, "*Entretiens sur la pluralité des mondes*", 1686; Camille Flammarion, "*La pluralité des mondes habités*", 1865).

Cependant, à cause de la grande différence de luminosité entre une planète et son étoile hôte,

1. Bien que le terme "exoplanète" ne soit employé que depuis les années 1990

l'observation directe de ces compagnons extra-solaires est extrêmement compliquée. Il faut donc se rabattre sur des méthodes indirectes dans l'espoir d'observer l'impact de la planète sur le mouvement de l'étoile ou sa luminosité. Dès la fin du *XVIII*^{ème} siècle, GOODRICKE, 1783 rapporte une variation périodique de la luminosité de l'étoile β Persei qu'il interprète comme pouvant être causée par le passage d'un compagnon massif devant l'étoile et, quelques décennies plus tard, BESSEL, 1844 rapporte des variations dans le mouvement propre des étoiles Sirius et Procyon pouvant être expliquées par la présence d'un compagnon stellaire. Néanmoins, ces premières détections de compagnon en orbite autour d'autres étoiles que le Soleil restent uniquement des compagnons de masses stellaires. Malgré quelques fausses détections de compagnons planétaires, comme les deux planètes géantes détectées autour de Proxima Ophiuchi (KAMP, 1963; KAMP, 1969), il faudra attendre la fin des années 1980 pour qu'un compagnon sub-stellaire, ici une naine brune², soit observé en imagerie infrarouge autour de la naine blanche GD 165 (BECKLIN et al., 1988). Dans le même temps, en étudiant les variations de vitesse radiale des étoiles (Section 3.2), deux premiers candidats de masse planétaire furent rapportés : une planète géante massive avec une masse minimum de $11 \pm 1 M_{Jup}$ autour de l'étoile HD 114762 (LATHAM et al., 1989) qui s'avéra finalement être une étoile de faible masse (KIEFER, 2019) et une planète similaire à Jupiter ($\sim 1.7 M_{Jup}$) autour de l'étoile γ Cephei A (CAMPBELL et al., 1988) dont l'existence fut d'abord contestée à cause des variabilités de l'étoile, mais qui fut confirmée par la suite (HATZES et al., 2003). Finalement, c'est en 1992 que les deux premiers compagnons de masse planétaire ($2.8 M_{Terre}$ et $3.4 M_{Terre}$) furent détectés et confirmés autour du pulsar PSR B1257+12 en étudiant les variations de sa période de rotation (WOLSZCZAN et al., 1992).

Cependant, la première exoplanète détectée confirmée autour d'une étoile de la séquence principale³ est 51 Pegasi b. Alors que la communauté scientifique s'attendait à détecter des planètes similaires à Jupiter (en termes de masse et de séparation), MAYOR et al., 1995 ont détecté une planète avec une masse minimum de $0.5 M_{Jup}$, située à seulement 0.05 unité astronomique (ua) de l'étoile. Cette découverte d'une planète géante avec une période de 4.23 jours bouleversa la compréhension de la formation des systèmes planétaires (Section 5) et créa une nouvelle catégorie de planètes : les Jupiters "chauds". Depuis cette détection, le nombre d'exoplanètes n'a fait qu'augmenter avec plusieurs dizaines, voire plusieurs centaines de nouvelles détections chaque année et les méthodes de détection se sont diversifiées (Section 3). C'est en 2009 avec l'envoi du télescope spatial Kepler, qui avait pour mission de surveiller l'intensité lumineuse de 145 000 étoiles dans le but d'y déceler des variations pouvant être causées par le transit d'un compagnon planétaire, que le nombre d'exoplanètes a considérablement augmenté avec plus de 2500 détections à son actif. Ainsi, plus de 5 400 exoplanètes ont été confirmées à ce jour, révélant une incroyable diversité : des Jupiters "chauds" ; des planètes rocheuses plus grandes et plus massives que la Terre, appelées super-Terres ; des systèmes compacts, comme le système Trappist-1 où sept planètes rocheuses ont été détectées à moins de 0.07 au (GILLON et al., 2017) ; des planètes en formation dans des disques proto-planétaires...

Bien que la plupart de ces nouveaux mondes restent très mystérieux, le développement d'ins-

2. Objet dont la masse lui permet d'enclencher la fusion thermonucléaire du deutérium, mais pas assez massive pour enclencher celle de l'hydrogène.

3. Phase pendant laquelle l'étoile est en équilibre hydrostatique.

truments toujours plus performants et le couplage des différentes méthodes de détection nous permettent d'en apprendre toujours plus sur les caractéristiques de ces exoplanètes. En effet, le couplage des vitesses radiales avec la méthode des transits, donnant respectivement la masse et le rayon de la planète, permet d'obtenir la densité de la planète et, par conséquent, d'obtenir des contraintes sur sa structure (gazeuse, rocheuse, composition en eau...). De plus, l'observation de la lumière émise par une planète en imagerie directe (Section 3.4) ou de l'absorption de la lumière émise par l'étoile hôte lors du transit d'une planète (Section 3.3) permet d'obtenir des informations sur la composition atmosphérique de certaines exoplanètes gazeuses. Malgré cela, la détection de planètes semblables à celles présentes dans le système solaire, en particulier les planètes rocheuses, reste extrêmement difficile et demeure l'un des plus grands challenges de la recherche des exoplanètes. Cependant, l'arrivée d'une nouvelle génération de télescopes, aussi bien terrestres (Extremely Large Telescope, Thirty Meters Telescope...) que spatiaux (James Webb Space Telescope, Gaia, Ariel...), devrait permettre d'enrichir notre connaissance des exoplanètes et de, peut-être, détecter et caractériser des planètes similaires à la nôtre.

2 Définition d'une exoplanète

Le terme "exoplanète" est régulièrement utilisé pour qualifier les objets de masse similaire à celles des planètes du système solaire détectées autour d'une, ou plusieurs autre(s) étoile(s) que le Soleil. En ce qui concerne notre système, suite à son assemblée générale de 2006, l'Union Astronomique Internationale (UAI) a défini une "planète" comme étant un corps céleste en orbite autour du Soleil, de masse suffisante pour être à l'équilibre hydrostatique et ayant nettoyé le voisinage de son orbite. Les autres corps en orbite autour du Soleil sont alors considérés comme "planètes naines" s'ils n'ont pas nettoyé le voisinage de leur orbite ou comme "petits corps" si leur masse ne leur permet pas d'être à l'équilibre hydrostatique.

Concernant les exoplanètes, l'UAI proposa en 2003 une première définition classant comme "planète" les objets extra-solaires en orbite autour d'une étoile ou d'un rémanent stellaire et ayant une masse inférieure à la masse limite pour enclencher la fusion thermonucléaire du deutérium ($\sim 13 M_{Jup}$ pour les objets avec une métallicité similaire au Soleil) et un rapport masse/rayon supérieur au minimum requis pour les planètes du système solaire (BOSS et al., 2007). Les objets dont la masse se situe entre $13 M_{Jup}$ et $\sim 80 M_{Jup}$ (masse limite pour enclencher la fusion thermonucléaire de l'hydrogène) sont considérés comme des "naines brunes" (Section 4). Cependant, devant la grande variété de planètes détectées, que ce soit en termes de masses ou d'orbites, la pertinence de cette définition fut remise en cause de nombreuses fois par la communauté scientifique. Par exemple, la détection de planètes géantes situées à plus de 100 ua de leur étoile hôte, dont la formation est difficilement explicable par accrétion sur un corps solide (processus communément accepté pour les planètes du système solaire), amena certaines études à proposer de classer les compagnons sub-stellaires selon leur méthode de formation (CHABRIER et al., 2014) : les planètes se formant par accrétion de coeur et les naines brunes se formant par instabilité gravitationnelle (Section 5). Cependant, les grandes incertitudes sur la formation des planètes rendent difficiles une telle classification. Également, la question de

la limite entre un système planète/étoile et un système binaire se pose suite à la détection de planètes massives en orbite autour de compagnons peu massifs comme 2M1207 b (CHAUVIN et al., 2004), un compagnon d'environ $5 M_{Jup}$ en orbite autour d'une naine brune de seulement $25 M_{Jup}$. Ces nouvelles détections poussèrent l'UAI à modifier sa définition afin de ne considérer comme "planète" uniquement les compagnons dont le rapport de masse par rapport à l'hôte est inférieur à approximativement $1/25$, correspondant au rapport de masse limite pour que les points de Lagrange triangulaires (L_4 et L_5) soient stables. L'UAI a ainsi publié en 2022 une nouvelle version de la définition d'une "exoplanète" (LECAVELIER DES ETANGS et al., 2022), qui sera celle considérée dans ce manuscrit par la suite :

- *Les objets avec une masse réelle inférieure à la masse limite pour la fusion thermonucléaire du deutérium (actuellement calculée à 13 masses de Jupiter pour les objets de métallicité solaire) qui orbitent autour d'étoiles, de naines brunes ou de rémanents stellaires et qui ont un rapport de masse avec l'objet central inférieur à l'instabilité L_4/L_5 ($M/M_{centrale} < 2/(25 + \sqrt{621}) \approx 1/25$) sont des "planètes" (quel que soit leur mode de formation). Le rapport masse/taille minimale pour être considéré comme une planète devrait être le même que celui utilisé dans notre système solaire.*

3 Méthodes de détection d'exoplanètes

Bien que la masse réelle de la majeure partie des compagnons détectés reste inconnue, rendant difficile le décompte précis du nombre d'objets respectant la définition citée ci-dessus, plus de 5 400 objets sont aujourd'hui répertoriés comme étant des exoplanètes (Figure 1.1). Ces planètes ont pu être découvertes grâce à l'utilisation d'un grand nombre de méthodes de détections différentes, qu'elles soient indirectes en observant l'influence de la planète sur son étoile hôte (photométrie, spectroscopie, mouvement propre...) ou directes en observant la lumière émise par la planète elle-même.

Chacune de ces méthodes apporte des contraintes spécifiques sur la caractérisation de la planète (masse, rayon, gravité, température, composition atmosphérique...) et de son orbite. L'orbite d'une planète décrit son mouvement képlérien autour du barycentre du système et est caractérisée par sept paramètres (Figure 1.2) : sa période orbitale P , son demi-grand axe a , son excentricité e , son temps de passage au périastre T_p , son inclinaison orbitale I , la longitude de son périastre ω et l'angle de position du noeud ascendant Ω .

3.1 Chronométrage des pulsars

Comme indiqué dans la Section 1, les deux premiers compagnons de masses planétaires reconnus officiellement ont été détectés autour du pulsar milliseconde PSR B1257+12 (WOLSZCZAN et al., 1992). Cette détection fut pour le moins inattendue étant donné que les pulsars, détectés pour la première fois en 1967 (HEWISH et al., 1968), sont des étoiles à neutrons avec une très courte période de rotation qui se forment suite à l'explosion d'une étoile massive dont l'onde de choc à de fortes chances d'avoir détruit ou éjecté les planètes qui se seraient formées autour de l'étoile

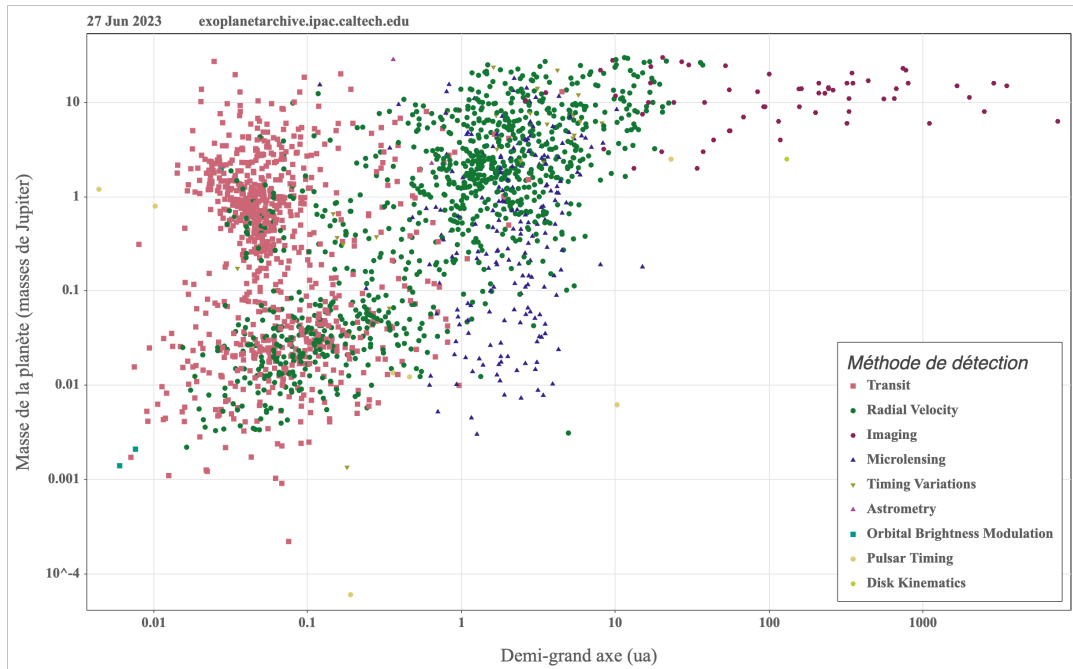


FIGURE 1.1 – Demi-grand axes et masses (réelles ou minimums) des exoplanètes détectées (Source : exoplanetarchive.ipac.caltech.edu).

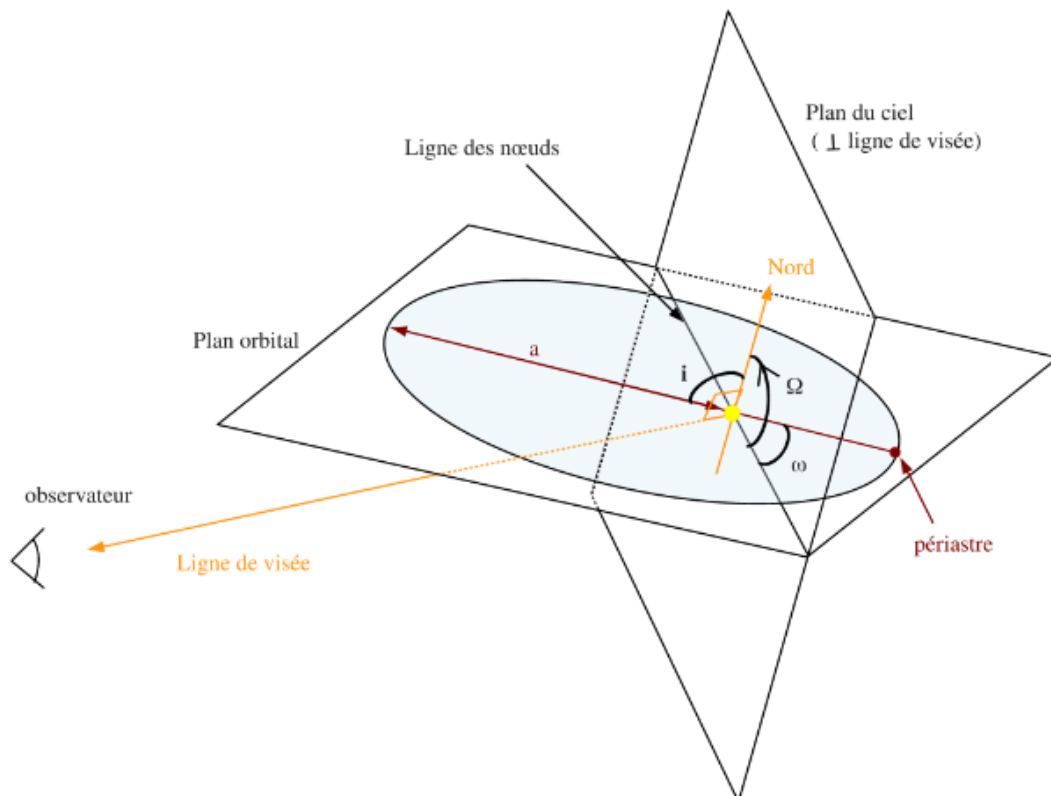


FIGURE 1.2 – Orbite Képlérienne d'un compagnon observé depuis la Terre (Source : Thèse de Simon Borgniet, 2015)

d'origine. Ces deux planètes, d'une masse minimum de 2.8 et 3.4 M_{Terre} , pourraient donc s'être formées après la "mort" de l'étoile, dans un disque de matière résiduel.

Cette méthode de détection consiste en l'étude des variations de la période de rotation d'un pulsar et a permis de détecter certaines des planètes les moins massives. Les pulsars sont des objets émettant un flux de rayonnement électromagnétique suivant son axe magnétique. Cet axe étant généralement incliné par rapport à l'axe de rotation du pulsar, ce flux sera observé de manière périodique. Cette période de pulsation peut être mesurée très précisément et correspond à la période de rotation de l'objet. Pour un pulsar dont la période de rotation est de l'ordre de la milliseconde, la période peut être mesurée avec une précision de l'ordre de 10^{-14} secondes. Une planète en orbite autour d'un pulsar va alors modifier la distance entre la Terre et le pulsar par interaction gravitationnelle, modifiant le temps d'arrivée du signal. C'est en mesurant ces infimes variations qu'il est possible de détecter un compagnon et ainsi déterminer ses paramètres orbitaux. Cette méthode ne permet cependant pas de déterminer l'inclinaison orbitale et ne permet donc d'obtenir que la masse minimum ($M\sin(I)$) du compagnon (figure 1.3). On décompte aujourd'hui seulement sept planètes confirmées détectées par cette méthode autour de cinq pulsars différents.

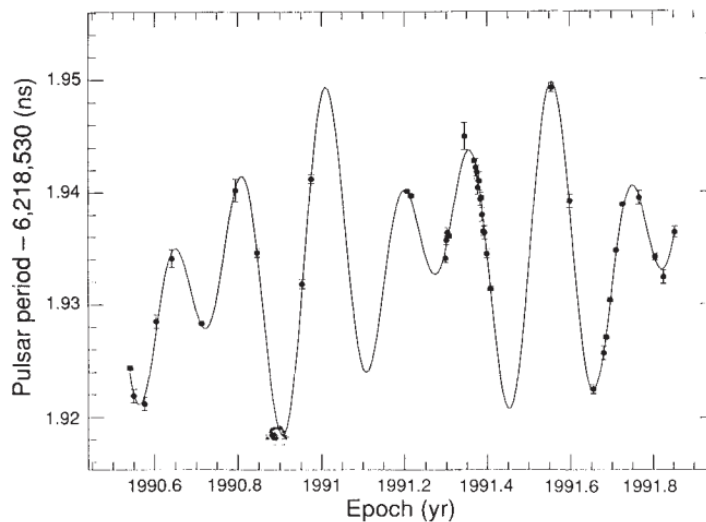


FIGURE 1.3 – Variations de la période de PSR B1257+12 dues à la présence de deux exoplanètes (WOLSZCZAN et al., 1992).

3.2 Vitesses radiales

Les premières exoplanètes découvertes autour d'étoiles de la séquence principale ont été détectées en mesurant les variations spectrales des étoiles dues à l'influence gravitationnelle d'un compagnon. En effet, en observant le décalage en longueur d'onde du spectre d'une étoile dû à l'effet Doppler-Fizeau, il est possible d'estimer la vitesse radiale (VR) de l'étoile par rapport à la Terre. Une étoile seule aura ainsi une VR quasi-constante au cours du temps, avec quelques variations uniquement dues à l'activité stellaire et au bruit instrumental. Cependant, la présence d'un compagnon en orbite autour d'une étoile va entraîner un déplacement de cette dernière au-

tour du barycentre du système. On va ainsi observer une variation périodique de la VR suivant cette relation :

$$V_p(t) = K[\cos(\omega + \nu(t)) + e\cos(\omega)] \quad (1.1)$$

$$K = \left(\frac{2\pi G}{P}\right)^{1/3} \frac{M_c \sin(I)}{(M_* + M_c)^{2/3} \sqrt{1 - e^2}} \quad (1.2)$$

Où ν est l'anomalie vraie, K est la semi-amplitude des variations de VR, G est la constante gravitationnelle, M_c est la masse du compagnon, M_* est la masse de l'étoile et I est l'inclinaison de l'orbite de la planète.

L'amplitude du signal de la planète va ainsi dépendre de sa masse et de sa période orbitale. Cependant, il est important de noter que l'étude des variations de VR ne permet pas de déterminer l'inclinaison orbitale d'une planète et permet donc, uniquement, de déterminer sa masse minimum ($M \sin(I)$). En effet, une planète d'une masse de Jupiter avec une inclinaison de 90° induira la même amplitude qu'une planète de six masses de Jupiter avec une inclinaison de 10° . On peut également remarquer que la mesure de la masse minimum du compagnon est également fortement corrélée à celle de la masse de l'étoile hôte. Une détermination précise de la masse de cette dernière est donc essentielle pour déterminer correctement la masse minimum du compagnon étudié.

Avec cette méthode, les planètes géantes ayant une courte période orbitale vont logiquement être les plus simples à détecter. C'est pourquoi, les premières exoplanètes détectées furent des Jupiters "chauds". En effet, une planète comme 51 Pegasi b, avec une période de 4.2 jours et un $M \sin(I)$ de $0.5 M_{Jup}$, induira une amplitude des variations de VR de 120 m/s alors que des planètes comme Jupiter et la Terre, avec respectivement une période de 4 332 et 365 jours, induiront une amplitude de, respectivement, 25 et 0.2 m/s.

Il est donc nécessaire d'obtenir la meilleure précision possible sur la mesure de la VR de l'étoile. La méthode la plus utilisée pour mesurer la VR d'une étoile consiste à effectuer une corrélation croisée (CCF) entre le spectre de l'étoile et soit un masque binaire reproduisant les raies caractéristiques des étoiles avec un type spectral similaire, soit un spectre de référence. On obtient ainsi une distribution de la corrélation quasi Gaussienne dont la médiane, censée correspondre à la corrélation maximale entre les deux spectres, nous donne le décalage Doppler et, par conséquent, la vitesse radiale de l'étoile. Pour obtenir la mesure la plus précise possible, il faut être capable d'identifier au mieux les différentes raies d'absorption du spectre, ce qui nécessite l'utilisation de spectrographes à haute-résolution. Alors que les spectrographes utilisés pour détecter les premières exoplanètes, comme ELODIE à l'Observatoire de Haute-Provence (OHP ; BARANNE et al., 1996) ou CORALIE à l'observatoire de la Silla (QUELOZ et al., 2000), étaient capables d'obtenir une précision d'environ 7-8 m/s, les nouvelles générations de spectrographes, comme HARPS à l'observatoire de la Silla (MAYOR et al., 2003), HIRES à l'observatoire Keck (VOGT et al., 1994) ou encore ESPRESSO au Very Large Telescope (VLT ; PEPE et al., 2010), permettent de mesurer des VR avec une incertitude pouvant descendre jusqu'à 1 m/s (voir 0.1 m/s pour ESPRESSO). Ces nouveaux instruments ont ainsi permis de baisser significativement la

masse limite de détection et ont permis d’observer des planètes de quelques masses Terrestres, les super-Terres, autour d’étoiles de type solaire. En 2016, une planète avec une masse minimum de 1.3 fois la masse de la Terre a même été détectée autour de la naine rouge Proxima Centuri, l’une des étoiles les plus proches du système solaire (Figure 1.4 ; ANGLADA-ESCUDE et al., 2016).

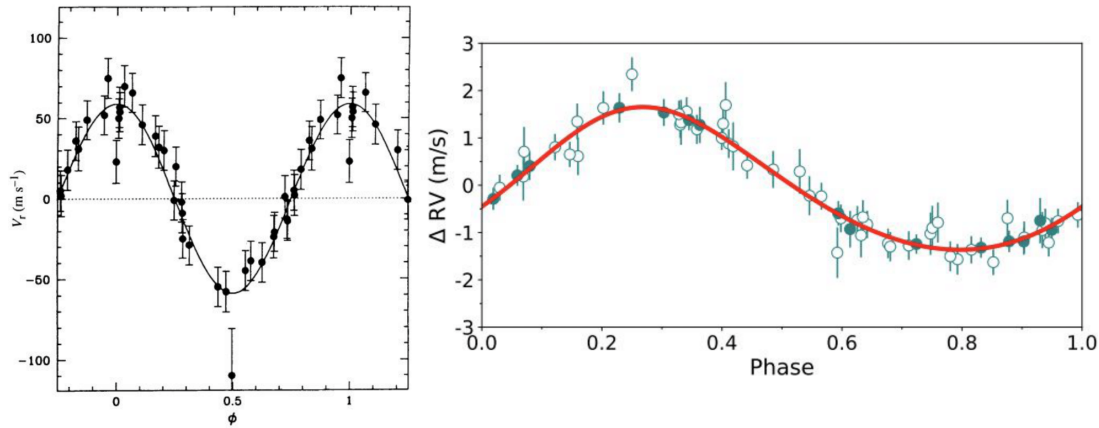


FIGURE 1.4 – Illustration de la méthode des VR. *Gauche* : Variations de la VR de 51 Pegasi mesurées avec ELODIE (MAYOR et al., 1995). *Droite* : Variations de la VR de Proxima Centuri mesurées avec ESPRESSO (SUÁREZ MASCAREÑO et al., 2020).

Les limites de la méthode

Malgré tout, la précision des mesures de VR reste dépendante des caractéristiques spectrales de l’étoile étudiée. Un spectre composé de nombreuses raies spectrales, bien séparées les une des autres, est donc nécessaire afin d’obtenir une distribution piquée autour de la VR de l’étoile avec la CCF. Le nombre de raies identifiables dans un spectre va ainsi significativement impacter la précision de la mesure de la VR d’une étoile. La vitesse de rotation de l’étoile va également jouer un rôle important sur cette distribution. En effet, comme l’étoile observée n’est pas résolue spatialement, la lumière observée correspond au flux global émis par l’étoile. La rotation de cette dernière entraîne ainsi un décalage, par effet Doppler, de la longueur d’onde caractéristique d’une raie spectrale aussi bien vers le bleu, due à la partie de l’étoile se rapprochant de l’observateur, que vers le rouge, due à la partie de l’étoile s’éloignant. La rotation d’une étoile va induire un élargissement des différentes raies qui risquent de se chevaucher, augmentant par conséquent l’incertitude sur la mesure de la VR. Cependant, la vitesse de rotation d’une étoile va varier en fonction de la latitude, en diminuant vers les plus grandes latitudes. L’élargissement observé des raies va donc dépendre en réalité de la vitesse de rotation de l’étoile projetée sur le ciel ($V \sin(I)$). Cet élargissement des raies fait que la grande majorité des planètes détectées en VR l’ont été autour d’étoiles de type spectral F tardif, G, K et M. En effet, ces étoiles ont un spectre composé d’un très grand nombre de raies d’absorption et une faible vitesse de rotation ($V \sin(I) < 10$ km/s). À l’inverse, la détection de compagnon planétaires autour d’étoile de type spectral F précoce et A est beaucoup plus compliquée à cause du faible nombre de raies d’absorption et d’un $V \sin(I)$ pouvant atteindre plusieurs centaines de km/s. Pour ces étoiles, il est nécessaire d’effectuer une CCF en se basant sur un spectre de référence spécifique à chaque étoile, obtenu,

par exemple, à partir de l'ensemble des spectres disponibles de l'étoile, pour mesurer le plus précisément possible la VR de l'étoile (GALLAND et al., 2005). Malgré tout, l'incertitude sur la mesure reste fortement corrélée avec la vitesse de rotation de l'étoile, limitant la détection de compagnons planétaires aux étoiles ayant un $V_{\sin(I)} < \sim 100$ km/s (Figure 1.5).

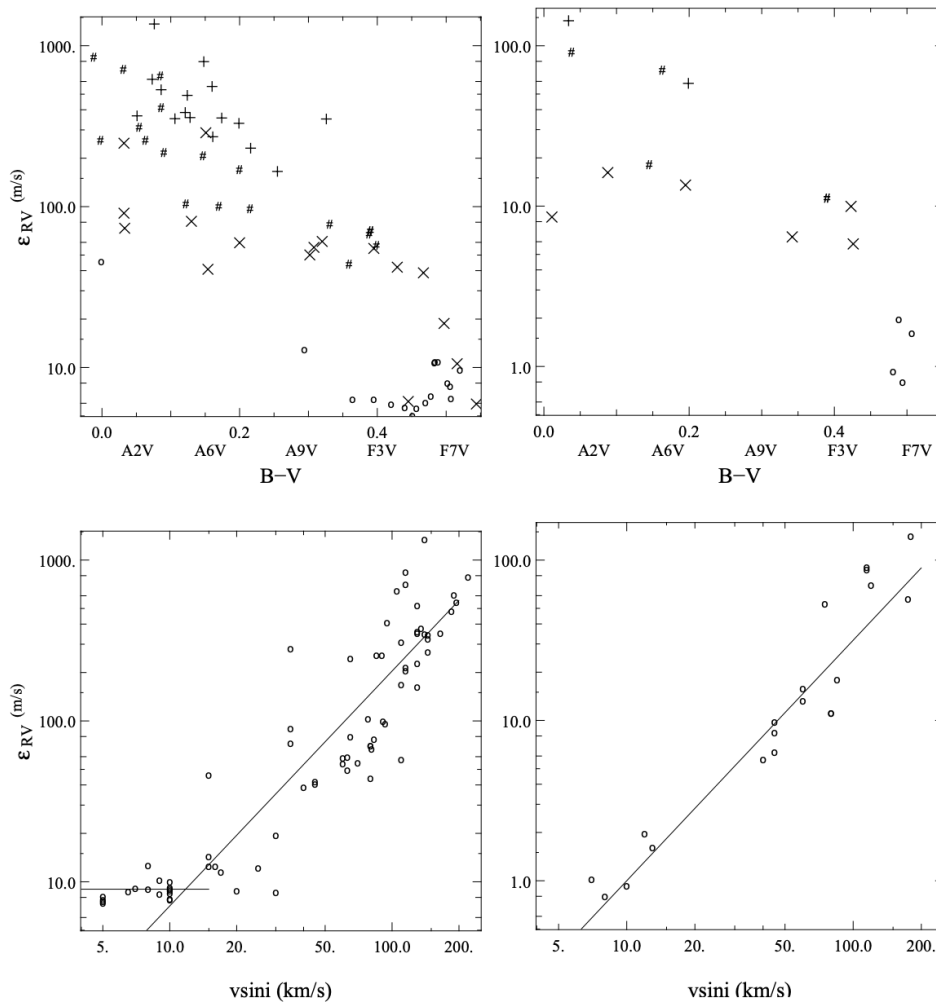


FIGURE 1.5 – Incertitudes sur les mesures de VR en fonction du type spectral (*haut*) et du $V_{\sin(I)}$ (*bas*) de l'étoile pour une sélection de spectres obtenus avec ELODIE (*gauche*) et HARPS (*droite*) (GALLAND et al., 2005).

Les précisions atteintes avec les spectrographes actuels permettent théoriquement de détecter des planètes de faibles masses (sub-Neptunes, super-Terres) autour des étoiles de type spectral F-G-K-M. Cependant, les mesures de VR peuvent être significativement impactées par l'activité de ces étoiles, compliquant significativement la détection des planètes peu massives. En effet, ces étoiles présentent généralement des taches ou des plages liées à leur activité qui entraînent une déformation des raies spectrales, et donc de la forme de la CCF, résultant en un décalage de la mesure de la VR (Figure 1.6). Ce phénomène peut ainsi induire des variations de la VR pouvant dépasser les 100 m/s dans les cas les plus extrêmes (MEUNIER et al., 2010). Lorsque l'amplitude de ces variations reste inférieure à celle produite par la planète, l'activité de l'étoile est généralement négligée et/ou simplement considérée comme du bruit supplémentaire (modélisé

par l'ajout d'un paramètre supplémentaire : le jitter). Cependant, dans le cas des étoiles très actives, cette activité stellaire peut significativement impacter la caractérisation d'une potentielle planète, voire entraîner une fausse détection, en particulier lorsque la période de révolution de la planète est proche de la période de rotation de l'étoile⁴. Il est néanmoins possible de corriger partiellement cet impact de l'activité stellaire dans la mesure de la VR en étudiant les variations d'observables n'étant pas impactés par la présence d'un compagnon comme le bissecteur⁵ ou la largeur à mi-hauteur de la CCF (DESORT et al., 2007) ou encore l'émission en H α pour les étoiles de type M (ROBERTSON et al., 2013). Ce fut, par exemple, le cas de GJ581 d qui fût d'abord rapportée comme étant une super-Terre située dans la zone d'habitabilité de l'étoile (MAYOR et al., 2009). Cette zone correspond à l'intervalle de distance à l'étoile où le flux reçu par une planète rocheuse lui permettrait de maintenir de l'eau à l'état liquide à sa surface, ce qui en ferait un bon candidat pour la recherche de bio signatures. Cependant, en étudiant l'activité stellaire de l'étoile, ROBERTSON et al., 2014 ont montré que le signal observé dans le périodogramme des données de VR⁶ correspondant à la période de la planète candidate (66 jours) équivalait à la moitié de la période de rotation de l'étoile (130 jours). Il s'agissait donc en réalité d'une harmonique liée à la période de rotation de l'étoile dont le signal diminuait fortement une fois l'activité corrigée.

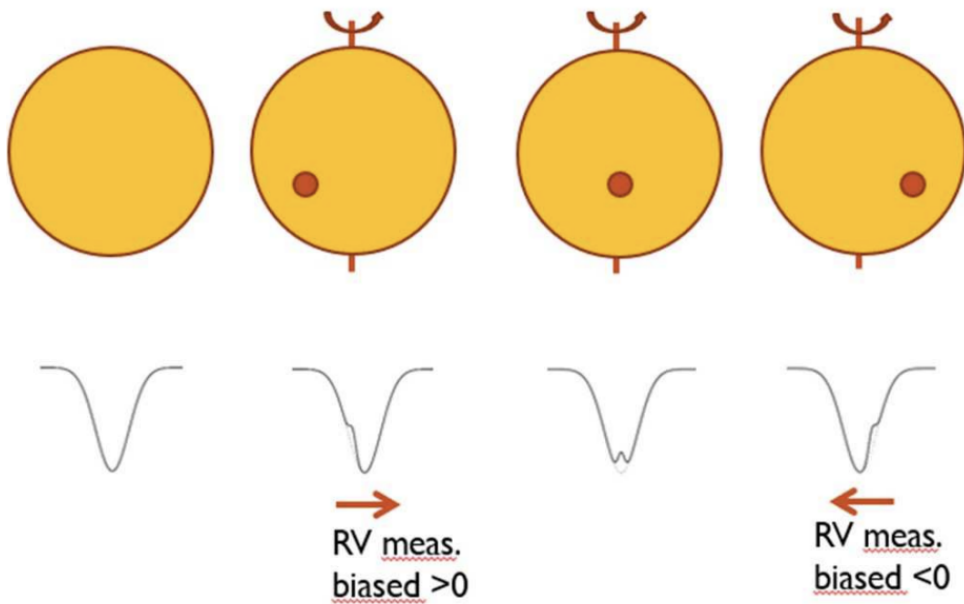


FIGURE 1.6 – Illustration de l'impact du passage d'une tache à la surface d'une étoile sur la CCF (MEUNIER, 2021).

L'activité de l'étoile peut également avoir un impact sur les VR à plus long terme. En effet, l'intensité de l'activité d'une étoile va varier au cours de son cycle magnétique, ce qui va modifier

4. La rotation de l'étoile entraîne un déplacement des taches ou des plages et engendre une variation de la VR.

5. Le bissecteur correspond à la mesure de l'asymétrie du profil de la CCF.

6. L'étude du périodogramme des données de VR permet d'identifier une périodicité dans les variations de VR. Le périodogramme est généralement utilisé pour détecter la présence de compagnon(s).

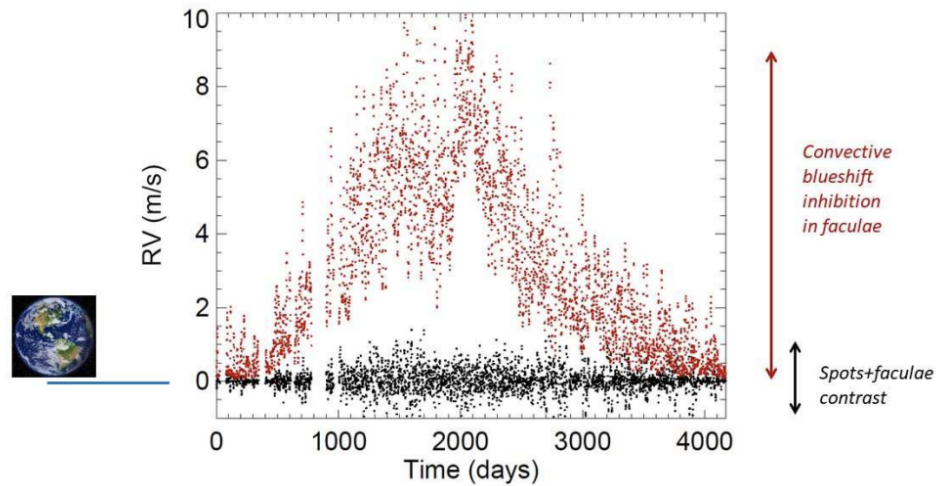


FIGURE 1.7 – Variations de VR du Soleil induites par son activité au cours d'un cycle magnétique, due à la présence de taches et de plages (noir) et à l'atténuation du décalage vers le bleu induit par la convection dans les plages (rouge), comparées à l'amplitude induite par la Terre. (MEUNIER et al., 2010, MEUNIER, 2021).

la quantité et la taille de taches et de plages à sa surface. Pour une étoile comme le Soleil, cela peut induire une variation de la VR d'environ 8 m/s sur une longue période (plusieurs années voir décennies) pouvant soit être confondue avec un signal planétaire, soit masquer la présence d'un compagnon de faible masse (figure 1.7; MEUNIER et al., 2010). Il est possible d'identifier, voire de partiellement corriger, ces variations dues à l'activité magnétique de l'étoile en cherchant une corrélation entre les variations de VR et les émissions chromosphériques grâce à des indicateurs comme le $\log R'_{HK}$, correspondant à l'émission du Ca II dans les bandes H et K dont l'intensité varie en fonction de l'intensité du champ magnétique de l'étoile (DUMUSQUE et al., 2011, MEUNIER et al., 2013, DÍAZ et al., 2016).

Ainsi, malgré les excellentes performances en termes de précision obtenues avec des spectrographes comme ESPRESSO, une connaissance précise de l'activité de l'étoile observée reste essentielle pour détecter des exoplanètes "terrestres" par la méthode des vitesses radiales.

3.3 Photométrie

En étudiant l'influence gravitationnelle d'une planète sur son étoile, la méthode des vitesses radiales permet d'estimer la masse des exoplanètes détectées. Cette méthode ne donne cependant aucune information sur le rayon de l'objet. Or, le fait de connaître la masse ET le rayon d'une planète peut permettre d'estimer sa densité moyenne et d'avoir ainsi une idée de sa structure et de sa composition (composition en eau, composition du noyau, taille de l'atmosphère...).

Ce rayon peut être estimé grâce à l'étude de l'impact d'une planète sur la photométrie de son étoile hôte. En effet, le passage d'un objet entre un observateur et une étoile va entraîner une atténuation de la luminosité de l'étoile, appelée transit. Ainsi, plus la taille de l'astre responsable de cette diminution est grande, plus le transit sera profond. Une seconde diminution de la luminosité, appelée transit secondaire, pourra ensuite être observée lors du passage du com-

pagnon derrière l'étoile, masquant la lumière de l'étoile reflétée par le compagnon. S'il s'agit d'un compagnon en orbite autour de l'étoile, ce signal devrait alors se répéter périodiquement, permettant ainsi de déterminer différentes informations comme sa période orbitale et son rayon :

$$\frac{\Delta F}{F} = \left(\frac{R_c}{R_*}\right)^2 \quad (1.3)$$

$$P_{tr} = \frac{R_* + R_c}{a(1 - e^2)} \quad (1.4)$$

F étant le flux mesuré de l'étoile, R_* le rayon de l'étoile et R_c le rayon du compagnon. La probabilité de transit d'un compagnon (P_{tr}) est inversement proportionnelle au demi-grand axe de son orbite. Une planète comme la Terre transitant devant une étoile similaire au Soleil, en supposant une inclinaison orbitale proche de 90° et une orbite circulaire ($e \simeq 0$), produira une diminution du flux stellaire d'environ 0.01% contre 1% pour une planète de la taille de Jupiter. À l'inverse, compte tenu de la séparation des deux planètes (resp. 1 et 5.2 ua), la probabilité d'observer le transit d'une planète comme Jupiter est de seulement 9×10^{-4} contre environ 5×10^{-3} pour une planète comme la Terre. Alors qu'une planète géante à courte période comme 51 Pegasi b, si son inclinaison permettait d'observer un transit, produirait une diminution d'environ 2% avec une probabilité de détection de 0.1. C'est pourquoi, comme pour la méthode des vitesses radiales, les premières exoplanètes (et la majorité) détectées par transit sont des Jupiters "chauds". Ce fut le cas pour la première observé en transit, HD209458 b (Figure 1.8), qui est une planète de $1.27 \pm 0.02 R_{Jup}$ ($0.63 M_{Jup}$) située à 0.0467 ua de son étoile hôte⁷ (HENRY et al., 2000, CHARBONNEAU et al., 2000).

La probabilité de transit d'un compagnon étant très faible, surtout si l'on considère les inclinaisons variables des différents systèmes planétaires, de grandes campagnes d'observations sont menées afin d'observer un grand nombre d'étoiles dans l'espoir de détecter un maximum de transits. La première grande campagne visant à détecter des transits planétaires fût lancée avec le télescope spatial CoRoT (BAGLIN et al., 2006) en décembre 2006 et permit la détection de 32 exoplanètes. C'est avec Kepler (KOCH et al., 2010), qui observa environ 500 000 étoiles entre 2009 et 2018, que le nombre d'exoplanètes détectées en transit explosa avec plus de 3 200 détections confirmées à ce jour et plus de 3 000 candidats restant à confirmer. Aujourd'hui, la mission TESS (envoyée en avril 2018; RICKER et al., 2014) continue cette recherche intensive d'exoplanètes avec plus de 6 200 candidats identifiés. En plus des missions spatiales, des observations sont également effectuées depuis le sol comme avec les télescopes TRAPPIST-S à l'observatoire de la Silla et TRAPPIST-N à l'observatoire d'Oukaïmeden (GILLON et al., 2011) qui ont notamment permis de détecter le système TRAPPIST-1, un système composé de sept planètes rocheuses en orbite autour d'une naine rouge (Figure 1.8; GILLON et al., 2017). Aujourd'hui, la méthode des transits est, de loin, la méthode ayant permis de détecter le plus grand nombre d'exoplanètes avec plus de 4 000 exoplanètes confirmées.

Cependant, plusieurs phénomènes peuvent provoquer une variation de la luminosité de l'étoile similaire à celle induite par le transit d'une planète. C'est notamment le cas dans les systèmes

7. À noter que la planète fut d'abord détectée grâce aux vitesses radiales.

binaires où les différentes configurations peuvent entraîner de fausses détections : binaires rasantes, binaires à éclipses dans un système triple, éclipse par une étoile naine... C'est pourquoi il est nécessaire d'effectuer un suivi des systèmes avec des candidats détectés afin d'observer une périodicité du signal (au moins trois transits détectés sur la même période) et, lorsque c'est possible, de combiner les observations photométriques avec des mesures spectroscopiques (pour étudier les variations de VR de l'étoile).

Une fois la détection d'une ou plusieurs planète(s) confirmée(s), des informations supplémentaires peuvent être obtenues grâce à l'étude de la photométrie du système. Par exemple, l'étude des variations du moment du transit (transit-timing variation, TTV) consiste à essayer de détecter des variations dans la périodicité des transits. Ces variations pouvant être causées par l'interaction gravitationnelle entre deux (ou plus) planètes. L'étude des TTV peut donc permettre d'identifier la présence de planètes supplémentaires dont le transit n'a pas pu être observé (ex : Kepler-19 c ; BALLARD et al., 2011) ou de déterminer la masse des planètes dans un système multiple (ex : système TRAPPIST-1 ; GILLON et al., 2017, WANG et al., 2017) permettant ainsi d'estimer la densité de ces planètes. De plus, lorsque la planète possède une atmosphère assez étendue, une partie du flux lumineux de l'étoile va être absorbée par les molécules présentes dans l'atmosphère de la planète. Ainsi, en combinant les variations de luminosité mesurées dans différentes longueurs d'ondes, il est possible d'obtenir un spectre d'absorption et d'identifier certaines molécules, comme l'eau (H_2O), le monoxyde de carbone (CO), le dioxyde de carbone (CO_2), le sodium (Na) ou, récemment, le dioxyde de soufre (SO_2 ; TSAI et al., 2023), à partir de modèles d'atmosphères planétaires (Figure 1.8 ; GUILLOT et al., 2022).

3.4 Microlentilles gravitationnelles

Alors que les méthodes basées sur les vitesses radiales et les transits restèrent longtemps limitées à la détection de planètes géantes à cause des limites de sensibilité des instruments utilisés, BENNETT et al., 1996 démontrèrent dès 1996 la possibilité de détecter des planètes telluriques grâce aux microlentilles gravitationnelles. Le principe de cette méthode est similaire à celui des lentilles gravitationnelles : un astre massif (étoile, trou noir, galaxie...) passe devant une source lumineuse, ce qui produit une perturbation gravitationnelle qui va dévier les rayons lumineux émis par la source et agir comme une lentille en focalisant la lumière de la source sur l'observateur. Cela va ainsi amplifier la luminosité de la source. Lorsqu'un astre binaire, comme un système étoile-planète, s'aligne sur une source lumineuse lointaine, deux pics de luminosité seront alors observés, permettant ainsi d'identifier la présence d'un compagnon et d'en estimer la masse, à partir du rapport d'amplification du flux entre les deux pics, et la séparation, à partir du temps entre les deux pics d'intensité (Figure 1.9).

Grâce à cette méthode, une première exoplanète de $2.3 \pm 0.43 M_{Jup}$ fût détectée en 2004 (MOA-2003-BLG-53L b ; BOND et al., 2004, BHATTACHARYA et al., 2023). Cette détection fut suivie, entre autres, de la première détection d'une super-Terre "froide" : OGLE-2005-BLG-390L b, une planète probablement rocheuse de $5.5 M_{Terre}$ située à 2.6 ua de son étoile hôte (BEAULIEU et al., 2006). À ce jour, 200 planètes confirmées ont été détectées grâce à cette méthode. Néanmoins, la détection demandant un alignement parfait entre le système et une source lointaine, la méthode

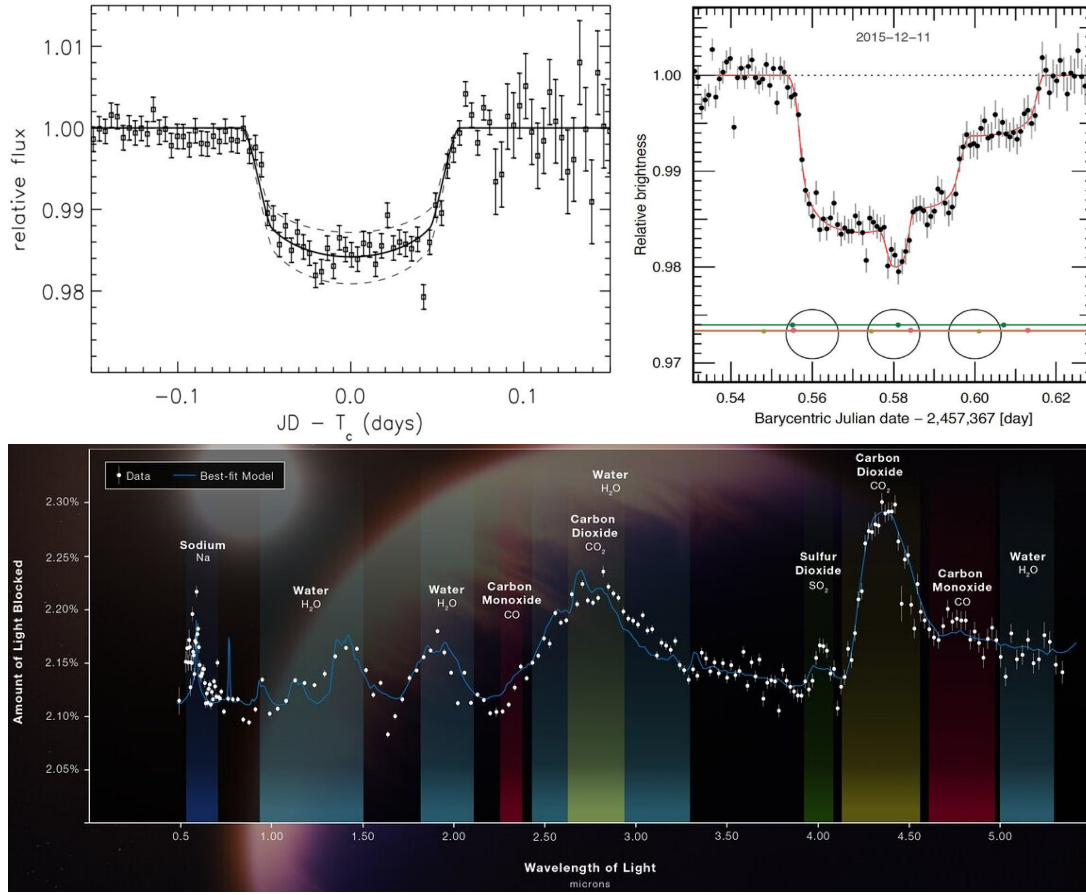


FIGURE 1.8 – *Haut, gauche* : Détection de la première exoplanète en transit (HD209458 b; CHARBONNEAU et al., 2000). *Haut, droite* : Détection de trois exoplanètes autour de TRAPPIST-1 lors d’un même transit (TRAPPIST-1 c, e et f; YEE et al., 2017). *Bas* : Spectre d’absorption de l’atmosphère de WASP-39 b obtenu avec le James Webb Space Telescope. (Source : NASA, ESA, CSA, J. Olmsted (STScI)).

des microlentilles gravitationnelles ne permet pas d’observer à nouveau une exoplanète détectée, ce qui limite grandement la caractérisation de cette dernière.

3.5 Astrométrie

Les méthodes présentées précédemment ont permis de détecter la grande majorité des exoplanètes connues à ce jour, en particulier les méthodes des transits et des vitesses radiales avec plus de 5 000 détections à elles seules. Pourtant, bien qu’encore très peu productive avec seulement une planète détectée confirmée, l’étude des variations de mouvement et de position des étoiles (l’astrométrie) fut le premier espoir de détection de compagnons planétaires. Comme présenté dans la Section 1, cette méthode a permis de détecter dès le *XIX*^{ème} siècle les premiers compagnons (stellaires) non résolus visuellement grâce à l’étude du mouvement propre d’étoiles comme Sirius ou Procyon. Plusieurs compagnons de masses planétaires ont même été annoncés durant le *XX*^{ème} siècle, comme autour de 61 Cygni (STRAND, 1943) ou de Proxima Ophiuchi (KAMP, 1963; KAMP, 1969), sans avoir été confirmés.

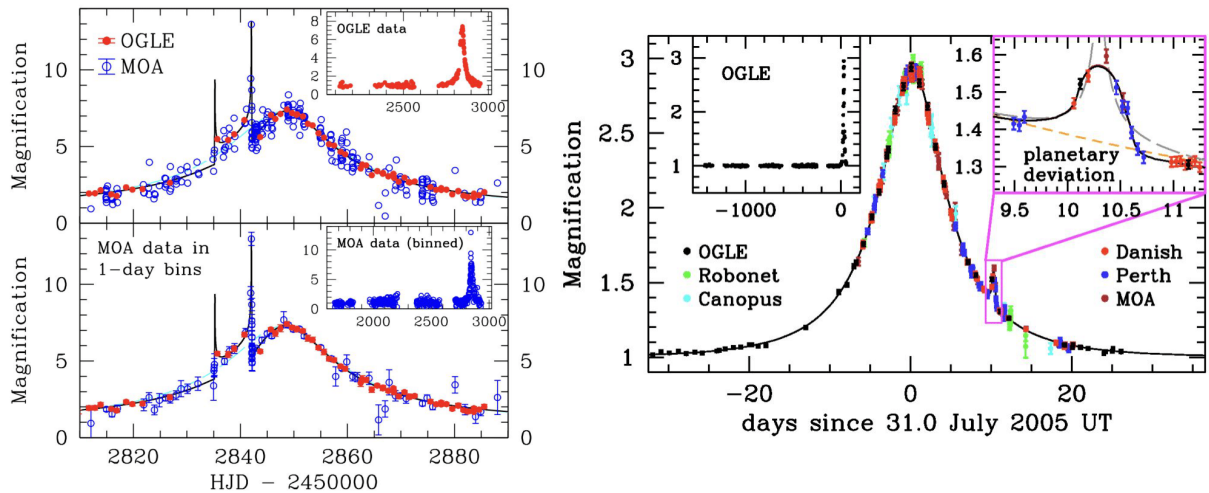


FIGURE 1.9 – Détection de la première exoplanète (MOA-2003-BLG-53L b; *gauche*) et de la première super-Terre "froide" (OGLE-2005-BLG-390L b; *droite*) par la méthode des lentilles gravitationnelles. (BOND et al., 2004, BEAULIEU et al., 2006).

La recherche de compagnons grâce à l'astrométrie consiste, pour une étoile donnée, en la mesure la plus précise possible de sa position projetée sur la voûte céleste, donnée en ascension droite (α) et déclinaison (δ), de sa distance, à partir de la mesure de sa parallaxe⁸, et de son mouvement propre⁹ (μ^α et μ^δ). À partir du mouvement de l'étoile par rapport au Soleil combiné à la rotation de la Terre autour de ce dernier, un observateur terrestre devrait ainsi observer un mouvement cycloïde dans le cas d'une étoile sans compagnon. À l'inverse, la présence d'un compagnon devrait induire des variations dans ce mouvement (Figure 1.10) dont l'amplitude (A), donnée ici en seconde d'arc (as), va dépendre de la masse de l'étoile (M_*), de la masse du compagnon (M_c), du demi-grand axe de l'orbite du compagnon autour de l'étoile (a en au) et de la distance du système (d , en parsec) :

$$A = \frac{M_c}{M_*} \times \frac{a}{d} \quad (1.5)$$

Cette méthode va ainsi privilégier l'identification des systèmes proches avec des planètes géantes à large séparation. Par exemple, dans un système situé à 10 parsec (pc) de la Terre avec une étoile similaire au Soleil, une planète comme la Terre induira une amplitude d'environ 3×10^{-7} as contre 5×10^{-4} as pour Jupiter. Dans ce même système, un Jupiter "chaud" comme 51 Pegasi b induirait des variations avec une amplitude d'environ 2×10^{-6} as. Contrairement à la méthode des vitesses radiales, la modélisation des données d'astrométrie absolue¹⁰ d'une étoile permet d'obtenir le mouvement orbital de l'étoile en trois dimensions, ce qui permet, en plus des autres paramètres orbitaux, de mesurer l'inclinaison de l'orbite de la planète et donc sa masse réelle. Certains télescopes au sol permettent d'atteindre la précision nécessaire pour espérer détecter

8. Variation de la position d'une étoile "proche" par rapport aux étoiles de fond selon la position de l'observateur.

9. Le mouvement propre d'une étoile est déterminé à partir de la dérivé de sa position au cours du temps.

10. L'astrométrie absolue est mesurée à partir d'une position de référence. À l'inverse des mesures d'astrométrie relative qui sont obtenues à partir de l'étoile hôte.

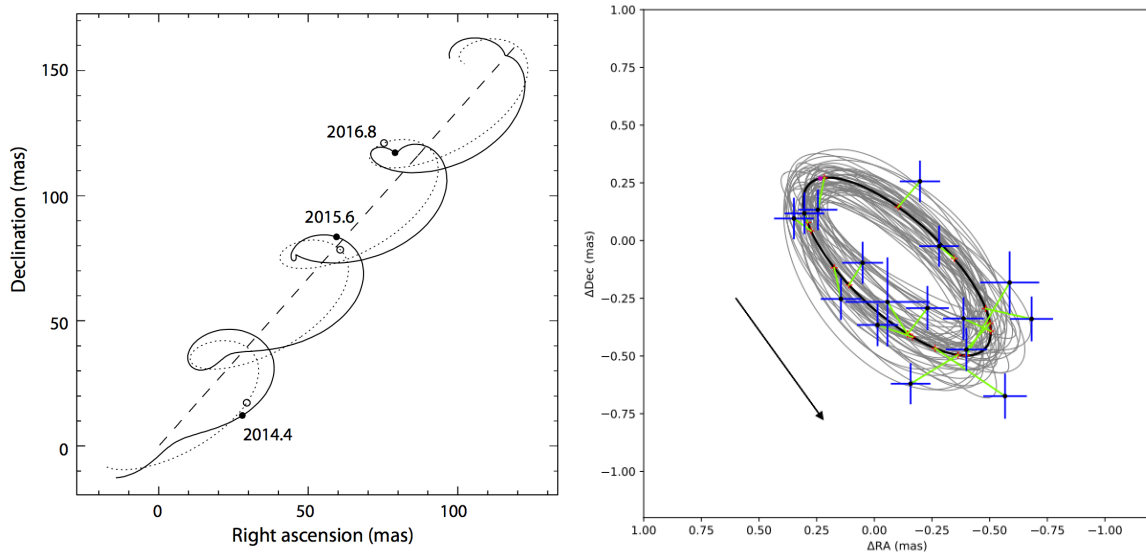


FIGURE 1.10 – *Gauche* : Mouvement projeté sur le ciel d’une étoile de masse solaire située à 50 pc avec un compagnon de $15 M_{Jup}$ situé à 0.6 ua. Les traits en tirés, pointillés et pleins représentent, respectivement, le mouvement de l’étoile vue du Soleil, le mouvement apparent de l’étoile seule vu par un observateur sur Terre et le mouvement apparent de l’étoile avec son compagnon. (Source : ESA) *Droite* : Mouvement orbital de GJ896 dû à la présence d’une planète de $2.3 M_{Jup}$ située à 0.64 ua. (CURIEL et al., 2022).

des variations de mouvements propres induits par la présence d’un compagnon de masse planétaire. C’est le cas de l’instrument FORS2, installé au VLT (APPENZELLER et al., 1998), et du radiotélescope VLBA (Very Long Baseline Array) qui permettent d’atteindre une précision astrométrique de l’ordre de 0.1 mas. Le VLBA a d’ailleurs permis d’obtenir la première, et la seule, détection d’une exoplanète basée uniquement sur des mesures astrométriques (GJ896 Ab; figure 1.10; CURIEL et al., 2022). Même si la détection d’exoplanètes grâce à des observations depuis le sol s’avère encore difficile, il est possible de coupler ces mesures astrométriques avec des données de VR afin de déterminer l’inclinaison orbitale d’un compagnon et ainsi mesurer sa masse réelle. Ce fut le cas, par exemple, avec la planète GJ676 Ab pour laquelle le couplage de données FORS2 avec des données de VR obtenues avec HARPS ont permis d’estimer son inclinaison à $45^{+21}_{-11}^\circ$ et sa masse réelle à $6.7^{+1.8}_{-1.5} M_{Jup}$ confirmant ainsi son statut planétaire (SAHLMANN et al., 2016).

L’apport des grands programmes d’observations des télescopes Hipparcos et Gaia

Alors que le nombre de systèmes observés en astrométrie grâce aux instruments au sol reste limité, le lancement du télescope Hipparcos (PERRYMAN et al., 1997, VAN LEEUWEN, 2007) en 1989 et, surtout, du télescope Gaia (GAIA COLLABORATION et al., 2016) en 2013 ont permis d’obtenir des mesures précises de positions et de mouvement propre pour plus de 118 000 et 1 460 000 000¹¹ étoiles, respectivement. Ces grandes campagnes d’observations, en particulier les mesures obtenues avec Gaia, permettent une application à une échelle sans précédent de l’astro-

11. Nombre d’étoiles publiées dans la Gaia Data release 3 en juin 2022.

métrie pour la recherche et la caractérisation des exoplanètes. Néanmoins, avec une précision de l'ordre de 1 milliseconde d'arc (mas), les mesures effectuées avec Hipparcos ne permettent pas de détecter de compagnons planétaires et, si les mesures obtenues avec Gaia devraient permettre de détecter des exoplanètes géantes, l'ensemble des mesures astrométriques ne sera pas publié avant fin 2025.

Cependant, en attendant la publication du catalogue complet, trois catalogues de données intermédiaires obtenues ont été publiés par le consortium Gaia, contenant entre autres les valeurs moyennes de positions, de parallaxe et de mouvement propres. Il est ainsi possible d'utiliser les dernières mesures publiées en juin 2022 dans la Gaia Data Release 3 (DR3; GAIA COLLABORATION et al., 2021) afin de mieux contraindre les paramètres orbitaux, en particulier l'inclinaison, et la masse réelle de compagnons détectés grâce à d'autres méthodes comme les vitesses radiales et l'imagerie directe (Section 3.6). En particulier, il est possible d'observer de potentielles variations dans le mouvement propre de l'étoile en comparant les mesures obtenues avec Gaia avec celles obtenues avec Hipparcos ~ 25 ans auparavant. En effet, dans le cas d'une étoile seule, un observateur terrestre devrait observer un mouvement propre constant entre deux observations. Cependant, si un compagnon est présent autour de cette étoile, la position du photocentre du système va varier tout comme le mouvement propre de l'étoile observée (Figure 1.11). On observera alors une différence entre le mouvement propre long-terme, obtenu à partir des variations des positions astrométriques de l'étoile entre les mesures d'Hipparcos et de Gaia divisée par la période séparant les deux mesures (~ 24.75 ans), et le mouvement propre "instantané" mesuré indépendamment par les deux télescopes. Si des contraintes ont pu être obtenues sur les paramètres orbitaux du compagnon grâce à une autre méthode de détection, il est alors possible d'utiliser ces anomalies dans le mouvement propres de l'étoile (PMa) pour améliorer les contraintes sur les paramètres orbitaux et/ou la masse de l'objet. Dans le cas d'un compagnon avec des mesures d'astrométrie relative obtenues grâce à l'imagerie, il sera notamment possible d'obtenir une estimation de la masse dynamique du compagnon (estimation impossible avec l'imagerie seule). Dans le cas d'un compagnon détecté grâce aux vitesses radiales, il sera possible d'estimer son inclinaison orbitale et ainsi déterminer la masse réelle de l'objet (le couplage des différentes méthodes sera détaillé dans le Chapitre 3). Néanmoins, étant donné que la mesure du mouvement propre "instantané" correspond à la mesure moyennée sur toute la fenêtre d'observation du télescope (1227 jours pour Hipparcos et 1038 jours pour la Gaia DR3), si un compagnon a une période orbitale inférieure à ces durées d'observations (typiquement < 1000 jours) les variations de position du photocentre du système vont être beaucoup plus difficiles à étudier, car elles vont se retrouver moyennées sur la période d'observation.

Pour contraindre l'inclinaison orbitale, et ainsi la masse réelle, de ces compagnons à courte période, il est possible d'utiliser l'excès de bruit astrométrique mesuré dans les données Gaia. Cette valeur correspond à l'écart (en mas) entre les observations d'une étoile et la meilleure solution obtenue en modélisant ces observations avec un modèle à cinq paramètres (α , δ , μ_{α} , μ_{δ} , parallaxe). Ces résidus vont être dus au bruit instrumental et à l'erreur du modèle et vont dépendre de la couleur de l'étoile et de sa magnitude. L'excès de bruit moyen va augmenter pour les étoiles avec une magnitude plus faible et/ou une couleur plus "bleue" (B-R plus proche

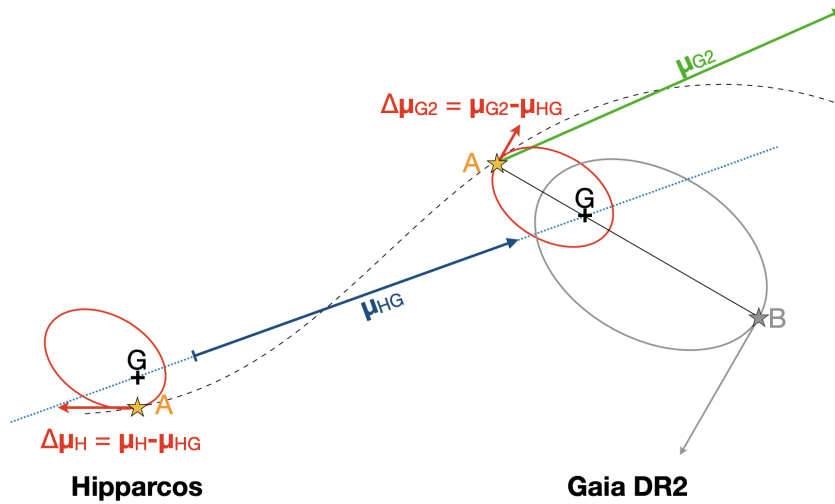


FIGURE 1.11 – Schéma explicatif du PMA entre les mesures d’Hipparcos et de Gaia. L’étoile A représente l’étoile principale observée en photométrie dont la position est assimilée à celle du photocentre du système. L’étoile B représente le compagnon responsable de la PMA. μ_{G2} , μ_H et μ_{HG} représentent, respectivement, le mouvement propre de l’étoile A mesuré par Gaia, Hipparcos et la différence de position entre les deux observations (KERVELLA et al., 2019).

de zéro)¹². Si l’excès de bruit obtenu est supérieur à la valeur moyenne pour une étoile d’une couleur et d’une magnitude donnée, cela peut être dû à un déplacement du photocentre au cours de la fenêtre d’observation, indiquant potentiellement la présence d’un compagnon. Il est alors possible de simuler les observations Gaia et d’estimer les différents paramètres d’un compagnon (masse, période, inclinaison, excentricité...) pouvant expliquer l’excès de bruit supplémentaire (Figure 1.12). En couplant ces simulations d’excès de bruit avec des mesures orbitales et de masse minimum précises obtenues avec les vitesses radiales, il est alors possible d’obtenir une limite supérieure de la masse d’un compagnon (KIEFER et al., 2019, KIEFER et al., 2021).

La mesure de la PMA et de l’excès de bruit peut également permettre d’identifier la présence de compagnons sub-stellaires inconnus (planètes ou naines brunes) et, ainsi, optimiser la recherche de nouveaux compagnons en vitesses radiales ou en imagerie (Chapitre 3 et 4; CURRIE et al., 2021, BONAVITA et al., 2022, MESA et al., 2023). À l’avenir, la publication de toutes les données astrométriques obtenues sur une période de 66 mois dans la Gaia DR4 pourrait permettre de détecter et de caractériser plusieurs milliers de nouvelles planètes. Néanmoins, avec une précision de l’ordre de 0.1 mas, il sera difficile de détecter des planètes moins massives que Jupiter.

3.6 Imagerie directe

Lorsque l’on souhaite étudier les caractéristiques des planètes du système solaire, la méthode la plus courante est d’observer directement la lumière diffuse ou émise par ces planètes. En effet, l’imagerie des planètes permet de mieux mesurer les caractéristiques physiques de leur surface et/ou de leur atmosphère et l’analyse spectroscopique de leur lumière permet d’étudier la chimie complexe qui a lieu dans leur atmosphère. Ces observations sont cependant beaucoup

¹². La valeur moyenne de l’excès de bruit mesurée par la Gaia DR3 est d’environ 0.11 mas

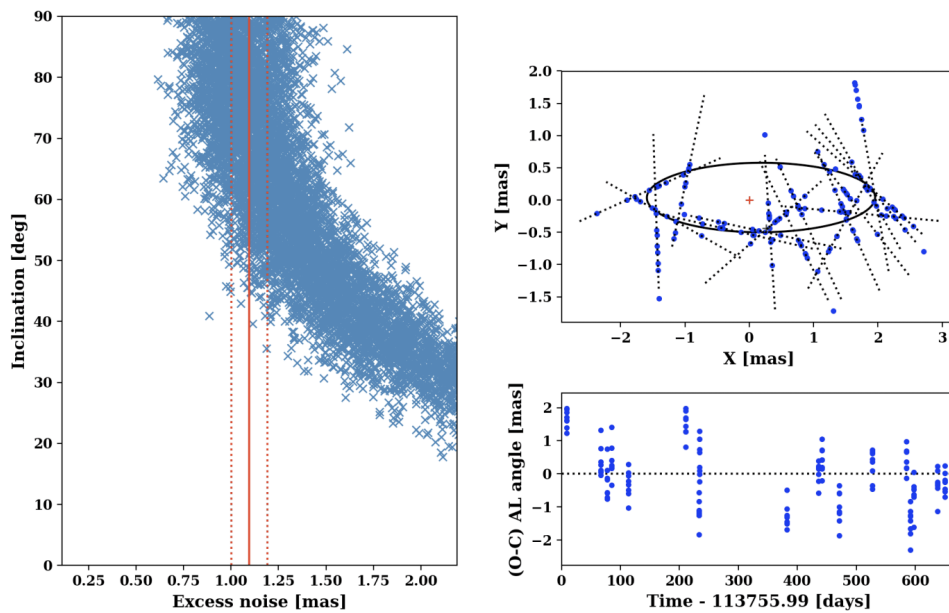


FIGURE 1.12 – Exemple de modélisation de l’excès de bruit pour l’étoile BD+192536. *Gauche* : Valeur d’excès de bruit simulée en fonction de l’inclinaison du compagnon. Le trait plein rouge correspond à l’excès de bruit mesuré par Gaia et les pointillés à une incertitude de $\pm 10\%$ sur cette mesure. *Haut, droite* : Exemple d’une simulation des mesures effectuées par Gaia. *Bas, droite* : Résidus du modèle. (KIEFER, 2019)

plus difficiles dans le cas des exoplanètes. En effet, les distances de ses systèmes planétaires et le contraste de luminosité entre une planète et son étoile hôte sont tels que la grande majorité des exoplanètes reste inaccessible aux observations en imagerie. Il faut attendre 1984 pour qu’un premier disque de débris soit observé en imagerie autour de l’étoile β Pictoris (SMITH et al., 1984) et, ce n’est qu’en 2003, soit huit ans après la détection de 51 Pegasi b, que le premier compagnon de masse planétaire fut détecté en imagerie directe autour de la naine brune 2MASS J12073346-3932539, aussi appelée 2M1207 (CHAUVIN et al., 2004). La première exoplanète autour d’une étoile fut détectée en 2005 autour de l’étoile AB Pic (CHAUVIN et al., 2005).

Pour imager une exoplanète, il est nécessaire de séparer la lumière diffuse ou émise par la planète de celle de l’étoile. En théorie, la séparation angulaire minimale pouvant être atteinte par un télescope est uniquement limitée par la diffraction de la lumière émise par l’étoile. Cette limite de diffraction est donnée par λ/D et va donc dépendre de la longueur d’onde λ observée et du diamètre D du télescope. Les télescopes au sol actuels avec un miroir principal de 8-10 m de diamètre observant dans le proche infrarouge devraient donc être capables de détecter des planètes situées à moins de 100 mas de l’étoile. Cependant, les turbulences atmosphériques perturbent le front d’onde, ce qui a pour effet d’élargir la fonction d’étalement du point (PSF) et de créer une multitude de taches (appelées speckles) sur l’image, compliquant encore une observation déjà très difficile. L’optique adaptative, grâce à l’utilisation de capteurs de front d’onde et de miroirs déformables, permet d’analyser et de corriger au mieux ces perturbations afin d’améliorer la qualité de l’image. De plus, l’utilisation d’un coronographe va permettre de masquer la partie centrale de l’étoile afin de diminuer fortement le contraste de luminosité avec

la planète. Mais, dans la plupart des cas, le contraste reste trop important pour espérer détecter la planète et la présence résiduelle de speckles, pouvant être confondus avec la lumière émise par une potentielle planète, peut entraîner de fausses détections. Il existe différentes techniques de post-processing permettant d'éliminer une partie des speckles et du halo de l'étoile et ainsi améliorer les limites de contrastes :

- L'imagerie différentielle avec référence (RDI) : soustraire le halo d'une étoile de référence de magnitude et de type spectral similaire à celle de l'étoile cible.
- L'imagerie différentielle spectrale (SDI) : soustraire des images prises à différentes longueurs d'ondes. Cette technique utilise les différences spectrales entre la lumière émise par la planète et celle de l'étoile et le déplacement des speckles sur le détecteur en fonction de la longueur d'onde pour faire ressortir le signal de la planète.
- L'imagerie différentielle angulaire (ADI) : l'étoile va être observée en pupille stabilisée sur une longue période, au plus proche du zénith, afin de profiter de la rotation du champ dû au mouvement de la Terre. Différentes images vont ainsi être obtenues pour différents angles de rotation. La planète va ainsi suivre la rotation du champ contrairement aux speckles. Les images vont ensuite être soustraites puis réalignées.

Ces techniques, couplées à des algorithmes de soustraction de la PSF (LOCI, PCA...), permettent actuellement d'atteindre des limites de contraste allant de 10^{-5} près de l'étoile ($\sim 200\text{-}300$ mas) jusqu'à potentiellement 10^{-7} au-delà de $3''$ (CHOMEZ et al., 2023). En plus des capacités techniques de l'instrument et de la réduction des observations, le contraste de luminosité va également dépendre de la longueur d'onde observée. En effet, alors que le flux d'une étoile de type solaire va être maximal dans le visible, le pic d'émission thermique d'une planète, plus froide qu'une étoile, va se trouver dans l'infrarouge (plus ou moins lointain selon la température de la planète; Figure 1.13). Les instruments au sol les plus performants, comme SPHERE au VLT (BEUZIT et al., 2019), SCExAO au télescope Subaru (JOVANOVIĆ et al., 2015), GPI au télescope Gemini South (MACINTOSH et al., 2014) ou MagAO au Large Binocular Telescope (CLOSE et al., 2010), observent dans l'infrarouge proche ($0.8 - 5 \mu\text{m}$). Ils sont donc sensibles aux planètes géantes jeunes (< 1 Ga) qui ont une température effective plus élevée que les planètes dites "matures" (détaillé en Section 5). Dans l'espace, le James Webb Space Telescope (JWST) observe dans l'infrarouge moyen ($5 - 25 \mu\text{m}$) et sera donc plus adapté à la détection de planètes plus anciennes qui vont avoir leur maximum d'émission, et donc le minimum de contraste, dans cette gamme de longueur d'onde.

Une fois un compagnon candidat identifié, il est généralement nécessaire d'obtenir au moins deux observations séparées, au minimum, d'un ou deux ans afin de confirmer la détection. En effet, le signal observé peut provenir d'une étoile d'arrière-plan ou d'avant-plan qui aura alors un mouvement propre différent de celui de l'étoile cible. Avec deux observations distinctes, il sera donc possible de vérifier si le candidat suit bien le mouvement propre de l'étoile, comme attendu pour un compagnon. Néanmoins, l'étude spectrale du compagnon candidat peut permettre de confirmer sa nature planétaire, comme ce fût le cas pour 51 Eri b qui fût observée en décembre 2014 et en janvier 2015 (MACINTOSH et al., 2015). Dans ce cas, l'intervalle de temps entre les

observations était trop faible pour confirmer que le mouvement propre de la planète était lié à celui de l'étoile. Cependant, l'observation du système dans différentes bandes spectrales a permis de détecter la présence de méthane et d'eau dans l'atmosphère du candidat, permettant de confirmer sa nature planétaire.

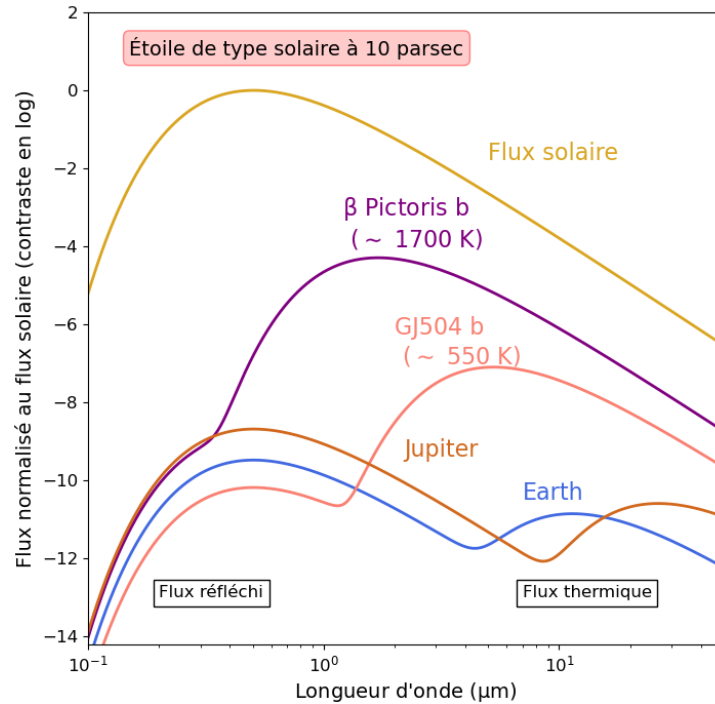


FIGURE 1.13 – Flux observé pour différentes planètes, situées à 10 pc, comparé au flux émis par une étoile de type solaire (Source : adapté de MAZOYER, 2014).

Le coronographe va masquer la partie interne du système et ne va pas permettre d'observer des planètes à des séparations inférieures à typiquement 100 mas avec les télescopes actuels de 8-10 m. Cette séparation angulaire dépendante, pour un demi-grand axe donné, de la distance du système, l'observation d'un système proche permettra d'observer des planètes plus près de leur étoile. Par exemple, une planète comme Jupiter aura une séparation supérieure à 100 mas dans un système situé à une distance inférieure à approximativement 50 pc. Il est néanmoins possible de détecter des planètes à des séparations angulaires inférieures grâce à l'interférométrie avec des instruments comme GRAVITY au VLTI (GRAVITY COLLABORATION et al., 2017) ou ALMA qui vont utiliser plusieurs télescopes simultanément pour observer la même étoile puis recombinaison leur lumière. La lumière de la planète étant déphasée par rapport à celle de l'étoile, il est possible "d'éteindre" le flux de l'étoile par interférence destructive sans impacter le flux de la planète. Cela va permettre d'obtenir une meilleure résolution angulaire et d'observer des compagnons à plus faibles séparations.

Application des observations en imagerie

Une fois la planète détectée, il est possible de déterminer son astrométrie relative à l'étoile hôte en mesurant sa séparation (SEP) et son angle de position (PA) mesuré par rapport au nord

céleste. Ainsi, avec plusieurs observations espacées dans le temps, il est possible d'utiliser ces mesures afin de modéliser l'orbite de la planète (Figure 1.14). Cela permet ainsi de contraindre les différents paramètres orbitaux de la planète (a , e , I , ω ...) mais ne donne pas d'indications sur sa masse dynamique.

L'imagerie permet également d'observer la lumière directement émise par la planète. La photométrie mesurée permet ainsi d'estimer différentes caractéristiques de l'objet comme sa masse, sa température effective ou son rayon, en se basant sur des modèles d'évolution qui établissent une relation entre la luminosité de la planète et sa masse en fonction de son âge. La caractérisation du compagnon va donc dépendre de la précision sur l'estimation de l'âge du système (pour une même luminosité de la planète, plus le système est âgé, plus la planète va être massive). Ces observations peuvent également être accompagnées de mesures spectrales basses ou moyennes résolutions (typiquement $50 < R < 11000$) allant de l'infrarouge proche avec des instruments comme SPHERE ou SCExAO à l'infrarouge moyen avec le JWST. Ces données spectroscopiques obtenues à partir de la lumière émise par la planète au niveau de la photosphère, et partiellement absorbée par la haute atmosphère, sont ensuite comparées aux spectres synthétiques produits par des modèles atmosphériques (Exo-REM (CHARNAY et al., 2018), petitRADTRANS (MOLLIÈRE et al., 2019), BT-Settl (ALLARD et al., 2012)...) en fonction de différents paramètres (Figure 1.14) : température effective, masse, rayon, gravité, couverture nuageuse, composition et chimie atmosphérique... Différentes molécules ont ainsi pu être détectées dans l'atmosphère des planètes imagées : H_2O , CH_4 , CO ...

Cependant, la masse estimée pour ces planètes dépend des modèles utilisés (évolution stellaire et/ou planétaire). Il en résulte généralement d'importantes incertitudes qui ne permettent pas toujours d'identifier la nature exacte du compagnon (planète ou naine brune) ni de contraindre son mécanisme de formation (accrétion sur cœur solide ou instabilité gravitationnelle). Il est donc intéressant, lorsque c'est possible, de coupler ces observations avec d'autres méthodes comme l'astrométrie absolue et/ou les vitesses radiales qui permettent d'obtenir une mesure dynamique de la masse du compagnon. Cela permet ainsi de tester les différents modèles (formation dans un départ à froid ou à chaud) et d'améliorer significativement la caractérisation de l'objet.

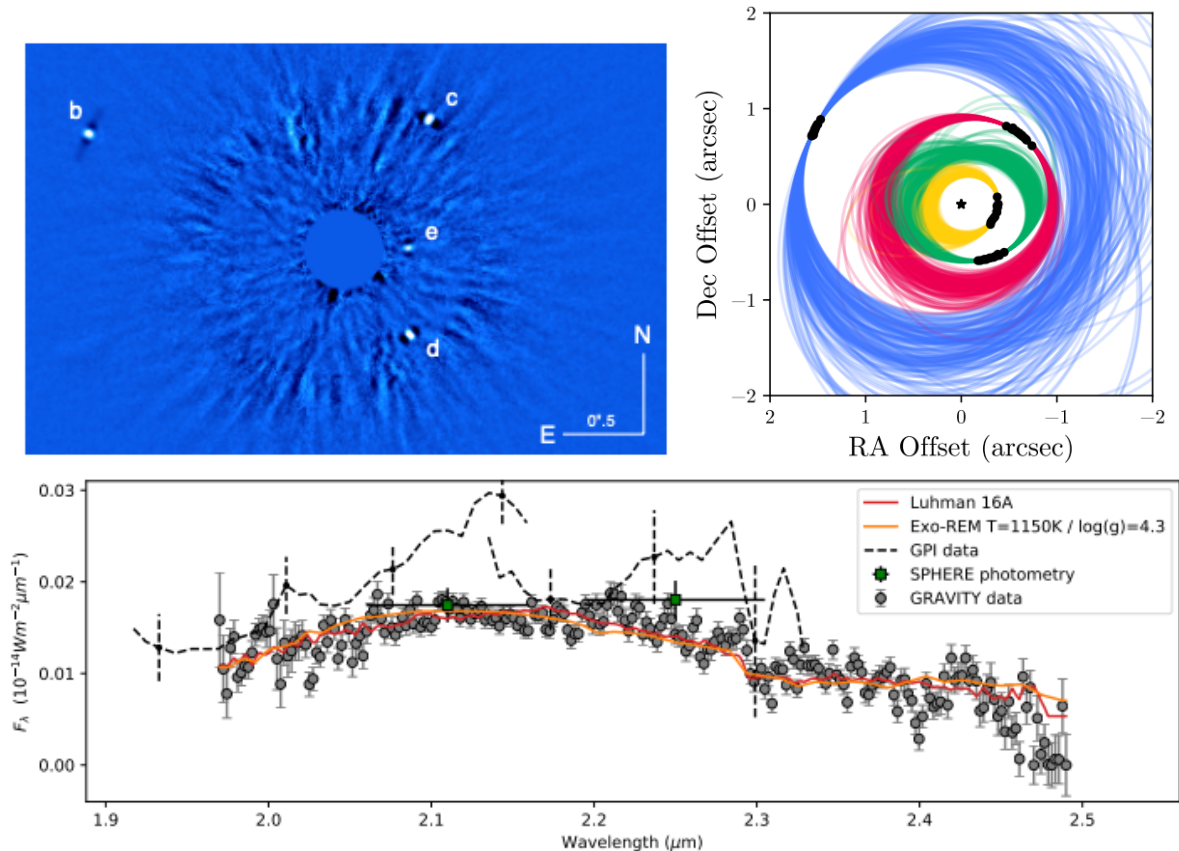


FIGURE 1.14 – *Haut, Gauche* : Image des quatre planètes identifiées autour de l'étoile HR8799 (WERTZ et al., 2017). *Haut, Droite* : Modélisation de l'orbite des planètes HR8799 b, c, d et e à partir des mesures d'astrométrie relative obtenues avec GPI et Keck (WANG et al., 2018). *Bas* : Spectre de HR8799 e obtenu avec GRAVITY (GRAVITY COLLABORATION et al., 2019).

4 Les naines brunes

Les différentes méthodes de détection présentées précédemment ont permis de révéler la présence de plusieurs milliers d'exoplanètes. Cependant, des compagnons plus massifs, de natures différentes, comme des étoiles de faible masse, mais surtout des naines brunes ont également été détectés. Les naines brunes sont des objets représentant une étape entre les planètes et les étoiles. Contrairement aux objets considérés comme des planètes, elles sont assez massives pour pouvoir enclencher des processus de fusion thermonucléaire en leur cœur. Leur pression interne ne permet cependant pas de maintenir la fusion de l'hydrogène, comme pour les étoiles, mais elle est suffisante pour autoentretenir la fusion de son isotope, le deutérium. L'UAI définit d'ailleurs les naines brunes comme : "*des objets sub-stellaires avec une masse réelle supérieure à la masse limite pour la fusion thermonucléaire du deutérium, quelle que soit la manière dont ils se sont formés et l'endroit où ils se situent.*" (LECAVELIER DES ETANGS et al., 2022). Ces objets ont donc une masse comprise entre les limites de fusion du deutérium et de l'hydrogène. Bien que ces limites semblent varier en fonction de la métallicité, respectivement entre 11 et 16 M_{Jup} (SPIEGEL et al., 2011) et 75 et 83 M_{Jup} (CHABRIER et al., 1997), les objets considérés comme des naines brunes ont généralement une masse comprise entre approximativement 13 et 80 M_{Jup} .

Avec une masse plus importante que les planètes, les naines brunes sont les candidates idéales pour être détectées par les différentes méthodes. Les premières détéctions sont contemporaines à celles des premières exoplanètes avec une première détection en imagerie d'une naine brune autour de la naine blanche GD165 en 1988 (BECKLIN et al., 1988). Par la suite, la première détection d'une naine brune autour d'une étoile de la séquence principale eu lieu en 1995 avec Gl229 B (NAKAJIMA et al., 1995). Aujourd'hui, grâce principalement aux différentes campagnes de recherches d'exoplanètes, plusieurs centaines de naines brunes ont pu être détectées¹³ avec des répartitions surprenantes. En effet, un faible nombre de naines brunes ont été détectées près de leur étoile hôte ($P < 5-10$ ans), comparativement aux compagnons planétaires et stellaires (Figure 1.15). Cette "absence" de naines brunes proches des étoiles est communément appelée le "désert des naines brunes". Le nombre relativement plus important de compagnons de plus faible et de plus grande masse pourrait s'expliquer par des mécanismes de formation distincts : l'accrétion dans le disque proto-planétaire pour les objets moins massifs (typiquement les planètes) et l'instabilité gravitationnelle du nuage moléculaire pour les plus massifs (typiquement les étoiles). Les naines brunes étant à la jonction entre ces deux groupes, elles pourraient se former à partir des deux mécanismes. De plus, bien que les études statistiques sur les naines brunes soient encore limitées, certaines études basées sur les données de VR ont montré qu'une faible quantité de naines brunes avec une masse proche de $40-50 M_{Jup}$ ont des périodes inférieures à 100 jours (MA et al., 2014, KIEFER et al., 2019). Ces résultats pourraient s'expliquer par l'existence de deux populations distinctes de naines brunes : Les naines brunes de faible masse qui se formeraient comme des planètes et les naines brunes massives qui se formeraient comme des étoiles (Figure 1.15).

Néanmoins, il est important de noter que cette distinction en deux populations de naines brunes n'est pas confirmée à plus grandes séparations. De plus, ces études sont basées sur des résultats obtenus en VR et donc sur des valeurs de masses minimums et non de masses réelles. Or, le couplage de l'astrométrie absolue avec les VR a montré que certains objets avec une masse minimum inférieure à $80 M_{Jup}$ sont en réalité des étoiles de faibles masses et qu'à l'inverse certains objets avec une masse minimum planétaire sont en réalité des naines brunes de faibles masses (voir Chapitre 3). Ainsi, grâce à la mesure exacte de la masse des compagnons et les nouvelles détections obtenues régulièrement, plusieurs dizaines d'objets viennent peu à peu remplir le désert des naines brunes, mettant en doute son existence. Ces nouvelles détections semblent cependant confirmer une faible occurrence des naines brunes à très courtes périodes (< 100 jours) qui pourrait correspondre à une zone dans laquelle les interactions gravitationnelles entre ces objets massifs et leur étoile hôte limiteraient la "survie" de ces compagnons (GUILLOT et al., 2014). Une meilleure caractérisation des naines brunes et de grandes campagnes de détection sont donc essentielles pour mieux contraindre leur distribution en masse et leur mécanisme de formation.

13. Le catalogue Exoplanet.eu liste 339 compagnons avec une masse réelle ou minimum supérieure à $13 M_{Jup}$.

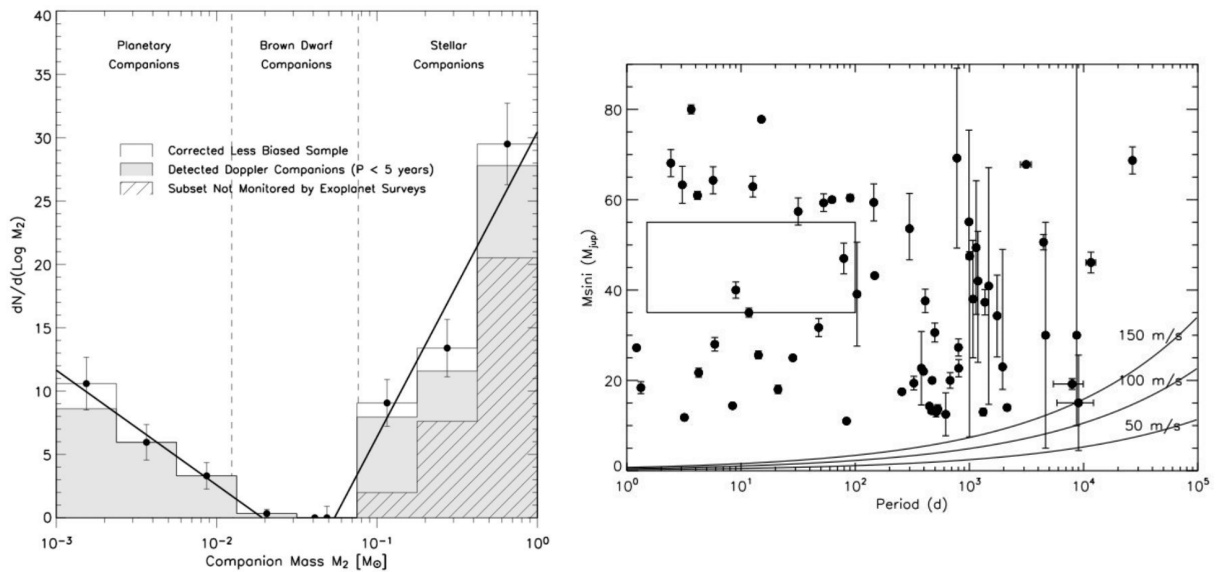


FIGURE 1.15 – *Gauche* : Distribution en masse des compagnons ayant une période inférieure à 5 ans (GRETHER et al., 2006). *Droite* : Distribution en masse des naines brunes détectées avant 2014. Le rectangle noir montre l’absence de détection autour de 45-50 M_{Jup} pour une période inférieure à 100 jours (MA et al., 2014).

5 Formation et évolution des planètes géantes

La détection de plusieurs milliers d’exoplanètes, dans la majorité très différentes de celles présentes dans le système solaire, a bouleversé notre compréhension des mécanismes de formation et d’évolution des systèmes planétaires. Jusqu’à la fin du $XX^{\text{ème}}$ siècle, les modèles de formation étaient basés sur les caractéristiques des planètes de notre système solaire avec des planètes se formant par accrétion près de leur position actuelle dans le disque de gaz et de poussière présent autour du Soleil lors de sa formation. Le disque de gaz se forme par conservation du moment angulaire durant l’effondrement du nuage moléculaire (CAMERON, 1962, TEREBEY et al., 1984) avec une masse allant de 0.01 à 10 % de la masse de l’étoile centrale (ANDREWS et al., 2005). Cependant, la détection de planètes géantes à quelques dixièmes d’unité astronomique ou, à l’inverse, à plusieurs centaines d’ua, montra qu’il n’existait probablement pas un seul, mais plusieurs mécanismes pour la formation des planètes et que ces dernières n’étaient pas figées sur leur orbite.

5.1 Mécanismes de formation

5.1.1 Accrétion de coeur

Le mécanisme de formation par accrétion de coeur est celui considéré comme responsable de la majorité des planètes connues à ce jour, en particulier pour les planètes du système solaire (SAFRONOV, 1972, POLLACK et al., 1996). Ce mécanisme a lieu à l’intérieur du disque circumstellaire durant les premiers millions d’années et va permettre l’agglomération progressive de la matière présente (gaz, poussière, glace). Dans un premier temps, le déplacement des particules

solides dans le disque, dû à leur interaction avec le gaz, va engendrer des collisions entre les particules qui vont se fixer les unes aux autres jusqu'à, progressivement, devenir des corps de plusieurs dizaines, voir centaines, de mètres (Figure 1.16). Néanmoins, si le passage de la taille micro à centimétrique est explicable par des interactions électrostatiques, le grossissement de centimétrique à métrique puis décamétrique reste difficile à expliquer. En effet, à partir de ces tailles, les forces électrostatiques ne suffisent plus à maintenir ensemble les grains et ils ne sont pas assez massifs pour que la gravité les maintienne "collés". Les théories récentes envisagent que ces grains plus massifs puissent se former dans des régions de forte densité provoquées par des instabilités dans le disque (WEIDENSCHILLING, 2011, JOHANSEN et al., 2014).

Une fois qu'ils sont assez massifs, les planétésimaux vont continuer à grossir lentement en attirant la matière présente dans leur zone d'influence gravitationnelle, représentée par une sphère avec un rayon équivalent au rayon de Hill (R_H) qui va dépendre du demi-grand axe (a) et de la masse (M_p) du planétésimal et de la masse de l'étoile hôte (M_*) :

$$R_H = a \left(\frac{M_p}{3M_*} \right)^{\frac{1}{3}} \quad (1.6)$$

Le planétésimal va continuer à croître ainsi jusqu'à atteindre sa masse d'isolation, correspondant à la masse atteinte une fois avoir aggloméré la quasi-totalité des poussières et glaces présente dans son environnement. Pour atteindre la taille d'une planète géante comme Jupiter ou Saturne, il devra atteindre une masse critique, estimée à environ $10 M_{Terre}$. Pour atteindre cette masse, le planétésimal va donc avoir besoin d'une grande quantité de matière solide disponible et ne pourra se former qu'au-delà de la ligne des glaces. Cette ligne correspond à la limite à partir de laquelle la température n'est plus suffisante pour empêcher un gaz de se condenser. Il existe différentes lignes des glaces en fonction des espèces chimiques. Par exemple, l'eau dans le système solaire va condenser à partir d'une séparation d'environ 3 au. Cette séparation va dépendre principalement de la température, et par conséquent de la masse, de l'étoile hôte et de la turbulence dans le disque. Elle va ainsi varier au cours de l'évolution du système (IDA et al., 2004, KENNEDY et al., 2008, MULDER et al., 2015a). Au-delà de cette limite, le planétésimal pourra ainsi, en plus de la poussière, accréter de la glace qui va lui permettre d'augmenter significativement sa masse. Les proto-planètes formées à une séparation inférieure à cette ligne des glaces vont donc être des planètes telluriques.

Si la proto-planète se forme au-delà de cette limite et parvient à atteindre la masse critique suffisamment rapidement, elle va pouvoir continuer à accréter le gaz présent dans le disque jusqu'à ce que la masse de l'atmosphère présente autour du corps rocheux soit équivalente à celle de ce dernier. Une fois ce rapport de masse atteint, la force gravitationnelle engendrée par la masse de l'enveloppe gazeuse va dépasser la force de radiation émise par le corps rocheux. La proto-planète va alors commencer à se contracter, augmentant ainsi sa densité et provoquant un élargissement de la sphère d'influence. Cet élargissement va ainsi entraîner une croissance exponentielle ("run away accretion") qui sera stoppée lorsque l'étoile "s'allumera" (c'est-à-dire lorsqu'elle démarrera ces réactions thermonucléaires) et soufflera le gaz encore présent dans le disque. La croissance de la planète va alors se stabiliser, pouvant uniquement continuer à grandir par interaction gravitationnelle avec les autres corps encore présents dans le système.

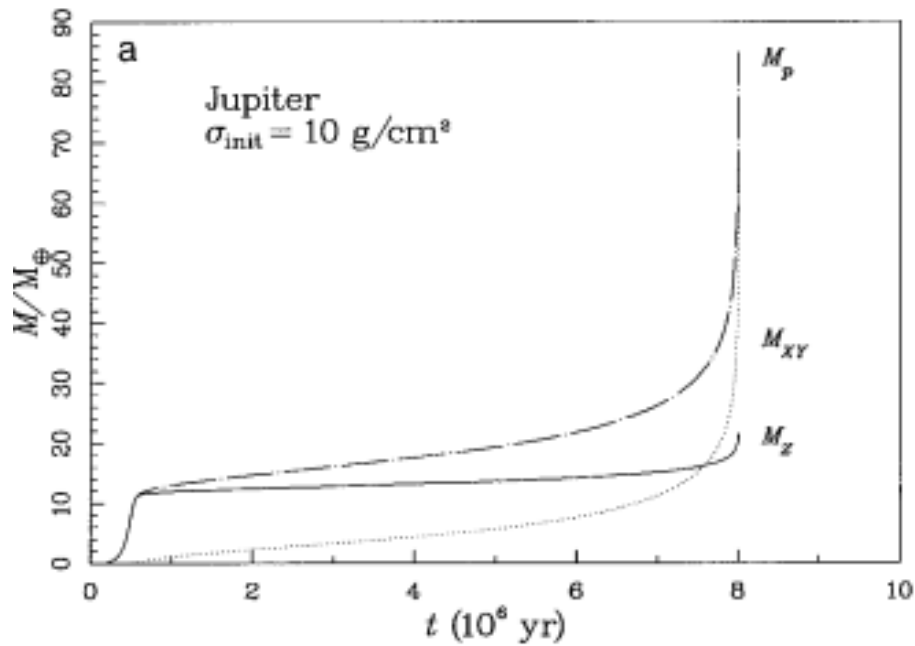


FIGURE 1.16 – Grossissement d’une planète géante similaire à Jupiter par accréation de coeur. M_Z correspond à la masse du corps solide, M_{XY} correspond à la masse de l’atmosphère et M_P correspond à la masse totale de la planète (POLLACK et al., 1996).

Ce mécanisme de formation est aujourd’hui privilégié pour les planètes géantes situées près de leurs étoiles ($a < 20$ au). En effet, à de grandes séparations, la durée d’accréation nécessaire pour atteindre la masse critique permettant de former une planète géante est supérieure à la durée de vie du disque proto-planétaire (Figure 1.17), estimée entre un et dix millions d’années (DODSON-ROBINSON et al., 2009). La Figure 1.17 montre également que la masse limite atteignable par la proto-planète dépend de la masse de l’étoile centrale et que des étoiles moins massives que le Soleil, comme les naines rouges (type M), ne devraient pas être capables de former des planètes géantes. Néanmoins, DODSON-ROBINSON et al., 2009 ont montré que, dans le cas de systèmes avec un disque très massif, il est possible de former des proto-planètes avec une masse supérieure à $10 M_{Terre}$ à de plus grandes distances (~ 40 au) ainsi qu’autour d’étoiles de type M. D’autres études récentes, comme celle de PISO et al., 2014, ont également montré que la limite de la masse critique pour former une planète géante pouvait varier en fonction de la distance à l’étoile et pourrait descendre jusqu’à $3.5 M_{Terre}$ à 100 ua autour d’une étoile similaire au Soleil (Figure 1.17).

5.1.2 Instabilité gravitationnelle

Bien que la présence de planètes géantes à plus de 100 au ne soit pas impossible à expliquer par l’accréation de coeur (disque plus massif, masse critique plus basse, éjection dynamique, migration de la planète...), la formation de ces planètes très lointaines pourrait également s’expliquer par une instabilité gravitationnelle dans le disque (KUIPER, 1951, CAMERON, 1978). Ce mécanisme a même été envisagé un temps pour la formation de Jupiter et Saturne, couplé à l’accréation sur

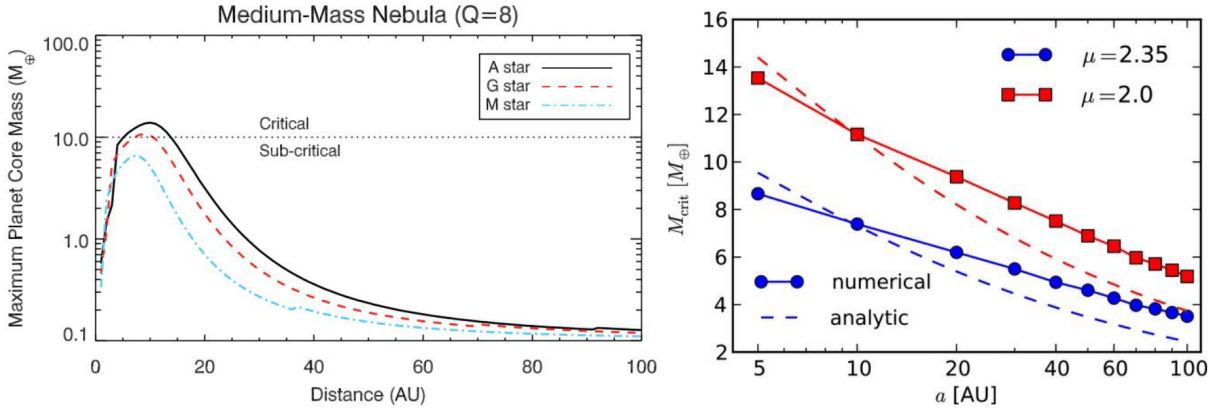


FIGURE 1.17 – *Gauche* : Masse maximale pouvant être atteinte par un coeur solide en fonction de sa distance à l'étoile, considérant la masse moyenne des nébuleuses stellaires (DODSON-ROBINSON et al., 2009). *Droite* : Masse critique nécessaire pour former une planète géante en fonction de la séparation. Les motifs bleus représentent une abondance moléculaire solaire et les motifs rouges représentent une abondance moléculaire inférieure à celle estimée pour le disque circumsolaire (PISO et al., 2014).

coeur pour la formation des autres planètes (BOSS, 1997).

Les planètes géantes se formeraient donc suite à la fragmentation d'une partie de la nébuleuse stellaire due à une instabilité gravitationnelle. Cette fragmentation a lieu lorsque les forces de pression de radiation et de rotation du disque ne suffisent plus à contrebalancer les forces gravitationnelles induites par la masse du disque. Cet équilibre peut s'exprimer par le critère de stabilité de Toomre Q (TOOMRE, 1964) :

$$Q = \frac{\Omega c_s}{\pi G \Sigma} \quad (1.7)$$

Avec Ω , c_s , G et Σ correspondant, respectivement, à la fréquence angulaire locale, la vitesse du son, la constante gravitationnelle et la densité surfacique du disque. Le disque aura tendance à être instable si $Q < \sim 1.5$ (KIM et al., 2002, BOSS, 2002). Cependant, lors de l'effondrement, la pression va augmenter, ce qui va avoir tendance à considérablement ralentir la contraction. Il est donc nécessaire d'avoir un refroidissement rapide du disque pour atténuer cette pression de radiation. Ainsi, différentes études (RICE et al., 2005, RAFIKOV, 2007) ont montré que, en deçà de ~ 10 ua, le refroidissement du disque est trop lent pour former des planètes par instabilité gravitationnelle. Ce n'est donc qu'au-delà de plusieurs dizaines d'ua du centre du disque qu'il sera possible de former des planètes par ce mécanisme.

Si les conditions sont réunies, une partie du disque va donc se contracter afin de former très rapidement (~ 1000 ans) un fragment peu dense et très large. Ce fragment, encore très fragile, car peu lié gravitationnellement, va ensuite se contracter tout en accréant la matière présente sur son orbite. Son rayon va ainsi progressivement diminuer, tout en augmentant sa température, jusqu'à former une proto-planète avec un rayon de l'ordre de celui de Jupiter (Figure 1.18; HELLED et al., 2010). Cette phase est plus longue que la précédente et prend entre 10^4 et 10^6 ans selon la masse de l'objet.

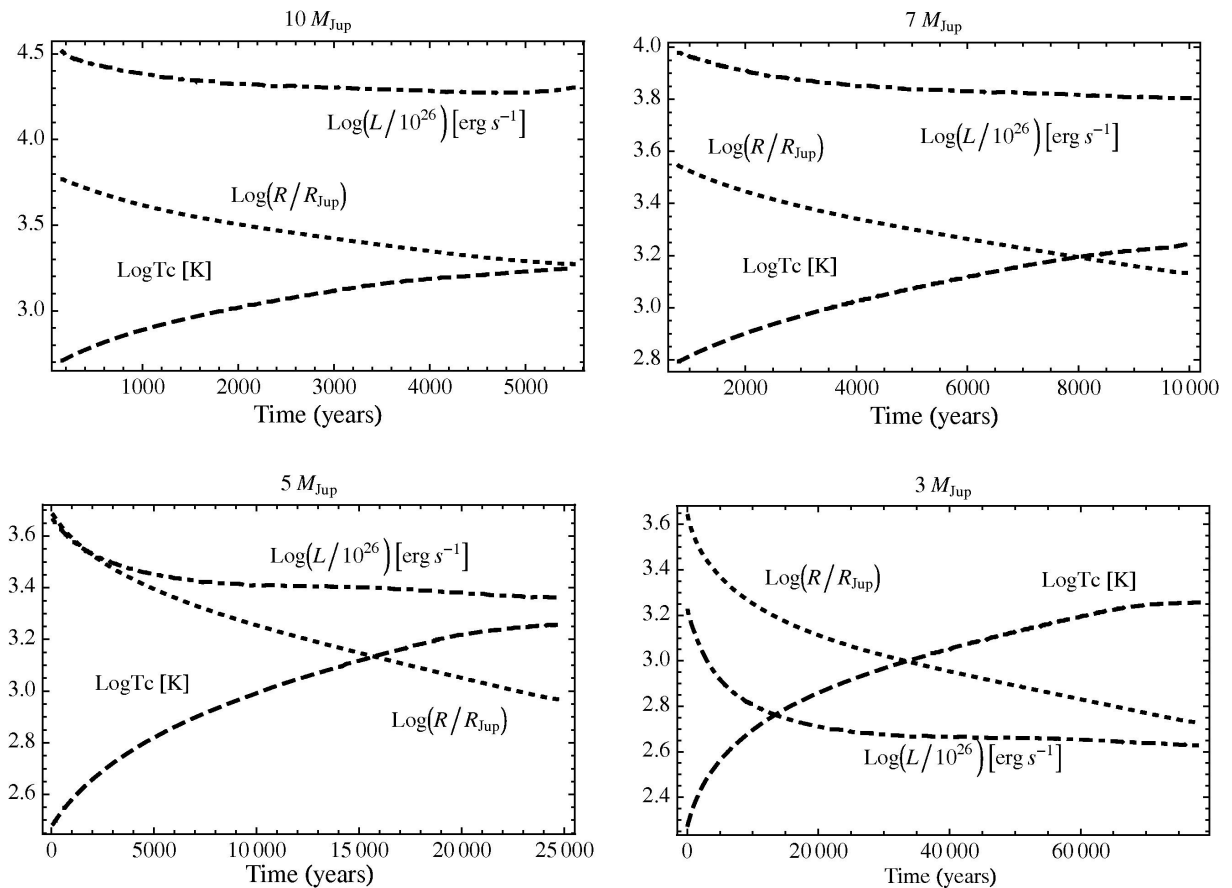


FIGURE 1.18 – Évolution d’une proto-planète formée par instabilité gravitationnelle en fonction de sa masse. L , R et T_c correspondent, respectivement, à la luminosité, le rayon et la température centrale de la planète (HELLED et al., 2010).

5.1.3 Évolution des propriétés physiques

Une fois formée, une planète peut être définie par différentes propriétés physiques : sa masse, son rayon, sa température, sa luminosité... Ces propriétés vont beaucoup dépendre du mécanisme de formation de la planète et vont évoluer dans le temps. En effet, lorsqu’une planète géante se forme, elle emmagasine de l’énergie, ce qui va avoir pour effet d’augmenter sa température, et donc sa luminosité, et de dilater son atmosphère par pression de radiation. Elle va ensuite progressivement refroidir, ce qui va avoir pour effet de diminuer son rayon et sa luminosité, pour une masse quasi constante (Figure 1.19).

La température initiale (après formation) d’une planète géante va dépendre de sa masse, mais surtout de la manière dont le gaz a été accrété. En effet, l’accrétion du gaz lors de la phase d’emballement, pour l’accrétion sur coeur, ou de l’effondrement gravitationnel est super sonique et va donc créer un choc qui va avoir un impact sur l’énergie stockée (STAHLER et al., 1980). Si on prend l’exemple de la formation par accrétion sur coeur, deux types de chocs peuvent se produire : super-critique (HARTMANN et al., 1997, MARLEY et al., 2007) ou sous-critique (BURROWS et al., 1997, BARAFFE et al., 2003). Dans le cas d’un choc super-critique, l’énergie d’accrétion est en majeure partie rayonnée, ce qui n’entraîne pas, ou peu, d’augmentation de la

température. On est alors dans un départ à froid ("cold start"). Alors qu'à l'inverse, un choc sous-critique n'émet pas, ou peu, de rayonnement et l'énergie va être stockée sous forme de chaleur par la planète (départ à chaud; "hot start"). Le départ à chaud est également le mécanisme envisagé lors d'une formation par effondrement gravitationnel (GALVAGNI et al., 2012, SPIEGEL et al., 2012). Néanmoins, pour une masse donnée, les propriétés physiques finissent par converger quel que soit le scénario envisagé (au bout d'environ 30 Ma pour une planète comme Jupiter et environ 1 Ga pour une planète de $10 M_{Jup}$; Figure 1.19).

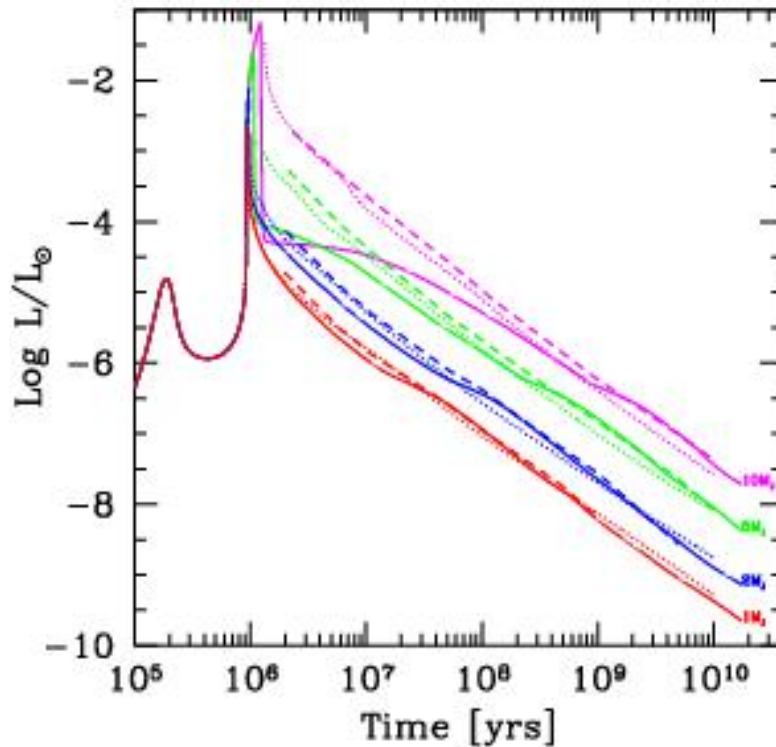


FIGURE 1.19 – Variation de la luminosité d'une planète géante de 1, 2, 5 et $10 M_{Jup}$ au cours du temps dans le cas d'une formation par accréation de coeur. Les lignes en traits pleins représentent le scénario "cold start" tiré de MORDASINI et al., 2012 et les lignes en traits pointillés et hachurés représentent le scénario "hot start" tiré de BURROWS et al., 1997 et BARAFFE et al., 2003 (MORDASINI et al., 2012).

Le développement de modèles permettant d'estimer cette évolution permet ensuite de mieux caractériser les planètes observées en imagerie. En effet, étant donné qu'il n'est pas possible de déterminer la masse des planètes en imagerie, il est possible, à partir de la luminosité de la planète et de l'âge du système, d'utiliser ces modèles pour obtenir une estimation de la masse de la planète. À l'inverse, la mesure de masse dynamique, grâce à l'astrométrie ou aux vitesses radiales, d'une planète jeune imagée permet de tester ces modèles, à partir de sa luminosité. Néanmoins, ces estimations vont être très fortement dépendantes de l'âge du système. L'âge peut être déterminé de différentes manières : comparaison entre les modèles d'évolution stellaire et la couleur et la magnitude mesurée de l'étoile, étude de la rotation de l'étoile (gyrochronologie; BARNES, 2007), de l'activité chromosphérique (MAMAJEK et al., 2008), de la déplétion du lithium (SODERBLUM et al., 2014) et/ou de l'astérosismologie (RODRIGUES et al., 2014, MARTIG et al.,

2016). L'estimation de l'âge d'une étoile va généralement dépendre de différents paramètres comme la masse de l'étoile, sa métallicité, son type spectral... Comme il n'est souvent pas possible de déterminer avec précision tous les paramètres, cela entraîne de grandes incertitudes sur la mesure de l'âge de l'étoile qui vont se reporter sur la caractérisation de la planète.

5.2 Migration des planètes

Bien que les planètes puissent se former de différentes manières, aucun scénario de formation ne peut expliquer la formation de planètes géantes à seulement quelques dixièmes, voir centièmes, d'unité astronomique (les Jupiters "chauds"). En effet, à cette distance, le disque circumstellaire ne contient pas assez de matière pour former une planète aussi massive. La présence de ces planètes aussi près de leur étoile hôte peut s'expliquer par des phénomènes de migration orbitale causée par les interactions gravitationnelles entre la planète et le disque. Les planètes telluriques et gazeuses n'ayant pas les mêmes interactions avec le disque, deux modèles distincts sont nécessaires pour expliquer la migration de chaque catégorie de planètes (WARD, 1997).

5.2.1 Migration de type I

Dans le cas des proto-planètes de masses terrestres ($< 10 M_{Terre}$), les interactions entre la planète et le disque vont créer des ondes de sur-densité dans ce dernier de chaque côté de l'orbite de la planète (Figure 1.20). Ces zones de sur-densité vont avoir pour effet de "pousser" la planète vers l'extérieur du disque, pour les ondes formées dans la partie interne de l'orbite, et vers l'intérieur du disque, pour les ondes formées dans la partie externe de l'orbite. Or, comme la densité du disque est plus importante dans la partie externe, les ondes formées à l'extérieur de l'orbite vont dominer et la planète va ainsi se déplacer vers le centre du disque.

La migration de type I est un phénomène très rapide, comparé au temps de formation de la proto-planète, ce qui fait qu'une proto-planète similaire à la Terre (en termes de masse et de séparation) a une espérance de vie d'environ 100 000 ans avant de plonger dans l'étoile (TANAKA et al., 2002). Cela pose un problème quant à la survie des planètes dans un disque. Il doit donc exister des mécanismes qui inhibent la migration de la proto-planète. Par exemple, la plupart des études considèrent un disque isotherme verticalement. Or, le transfert radiatif à l'intérieur du disque pourrait avoir un impact significatif sur la migration de la planète (PAARDEKOOPEL et al., 2006, KLEY et al., 2008). La densité du disque pourrait également augmenter au niveau du bord interne du disque ainsi que dans des zones de faible turbulence, ce qui aurait pour effet de ralentir la migration (MORBIDELLI et al., 2008). Enfin, la migration devrait être stoppée une fois le gaz soufflé par le vent stellaire.

5.2.2 Migration de type II

Dans le cas des proto-planètes géantes, la grande quantité de matière accrétée par la planète va créer une cavité le long de l'orbite de la planète (Figure 1.20), rendant inefficace la migration de type I. L'évolution orbitale de la proto-planète va alors suivre le mouvement visqueux du gaz présent dans le disque. La migration de type II va donc dépendre de la viscosité du disque et va

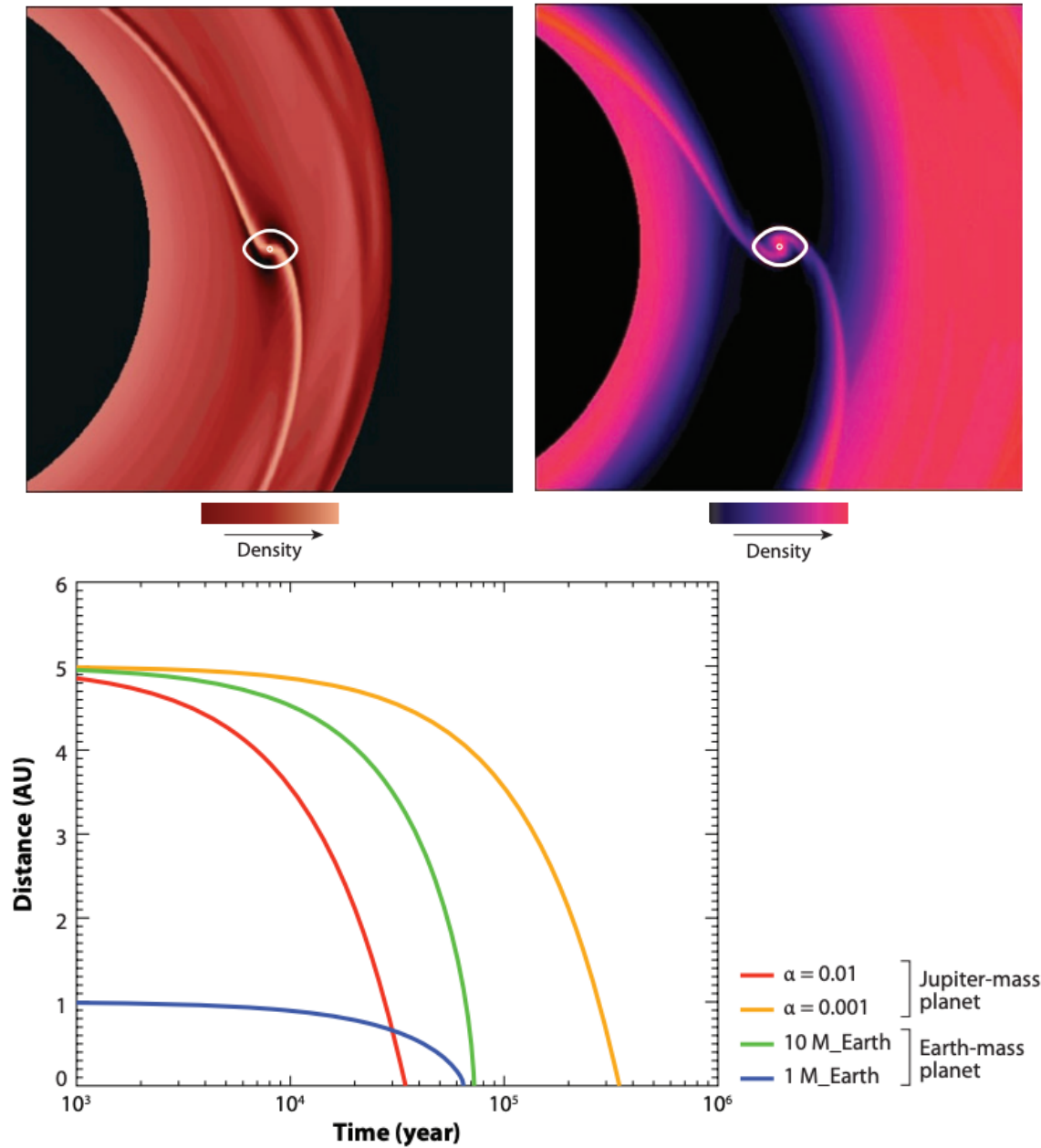


FIGURE 1.20 – *Haut* : Simulation hydrodynamique montrant les interactions de planètes similaires à la Terre (*Gauche*) et à Jupiter (*Droite*) soumises à une migration de type I (*Gauche*) et II (*Droite*). Bas : Évolution orbitale de planètes de 1 et $10 M_{Earth}$ (courbes bleue et verte), suivant une migration de type I, et de $1 M_{Jup}$ (courbes rouge et orange, α correspondant à la viscosité du disque), suivant une migration de type II (CHAMBERS, 2009).

globalement être plus lente que la migration de type I. Néanmoins, avec une espérance de vie pour les planètes géantes inférieure à un million d'années, la migration de type II pose également un problème quant à la survie des planètes. Certaines études envisagent que les planètes massives pourraient ne "ressentir" qu'une partie du mouvement induit par le déplacement du gaz vers le centre du disque et migrer aussi moins vite (CRIDA et al., 2007, EDGAR, 2007). De plus, si la proto-planète ne vide pas totalement sa cavité ou si la viscosité du disque est très importante, le mouvement de la proto-planète va être dominé par le couple de corotation ce qui va ralentir voir inverser la migration (CRIDA et al., 2007).

5.2.3 Migration dans un système multiple

La présence de plusieurs planètes, en particulier des planètes géantes, va également jouer un rôle important dans la migration orbitale. Dans le cas où deux planètes géantes se forment à des séparations proches, il est possible que les cavités formées par chacune des planètes se superposent pour en former une plus grande. Dans ce cas, les deux planètes vont migrer conjointement, vers l'intérieur du disque si la planète externe est plus massive que la planète interne, vers l'extérieur du disque si la planète la plus massive est la planète interne. Ce dernier mécanisme de formation pourrait ainsi expliquer la présence de planètes au-delà de 50 ua (CRIDA et al., 2009). Il pourrait également expliquer la construction du système solaire par la théorie du "grand track". Ainsi, Jupiter se serait formée vers 3.5 ua avant de migrer vers le centre du disque. Durant sa course, elle serait alors entrée en interaction avec Saturne, vers 1.5 ua, changeant ainsi de direction pour migrer, cette fois, vers l'extérieur et se stabiliser vers 5.2 ua une fois le disque dissipé. Cela expliquerait la faible masse de Mars de $0.107 M_{Terre}$ alors que, au vu de sa séparation, elle devrait avoir une masse similaire à la Terre (WALSH et al., 2011).

Ces interactions vont par ailleurs avoir tendance à augmenter l'excentricité et à modifier l'inclinaison des deux planètes mais, à l'inverse, les interactions gravitationnelles avec le disque vont permettre de contrebalancer ces perturbations (MOECKEL et al., 2012). La configuration finale du système va alors dépendre des caractéristiques du disque (masse, viscosité...). De plus, ces perturbations vont augmenter avec le nombre de planètes géantes présentes dans le système. La présence d'une binaire stellaire à large séparation peut également impacter l'orbite du ou des compagnon(s) présent(s) dans le système par le mécanisme de Kozai-Lidov (KOZAI, 1962, LIDOV, 1962) et en particulier l'excentricité et l'inclinaison de(s) l'orbite(s).

La migration d'une planète géante vers l'intérieur du disque va aussi impacter la structure du système. Alors que les premières hypothèses supposaient qu'il était impossible de former des planètes telluriques dans un système avec un Jupiter "chaud", des études ont montré qu'une planète rocheuse située sur le "chemin" de la planète géante pourrait soit être captée par résonance et suivre la migration, soit être éjectée sur une orbite plus excentrique qui va ensuite se circulariser suite aux interactions avec le disque (Figure 1.21 ; RAYMOND et al., 2006, FOGG et al., 2007).

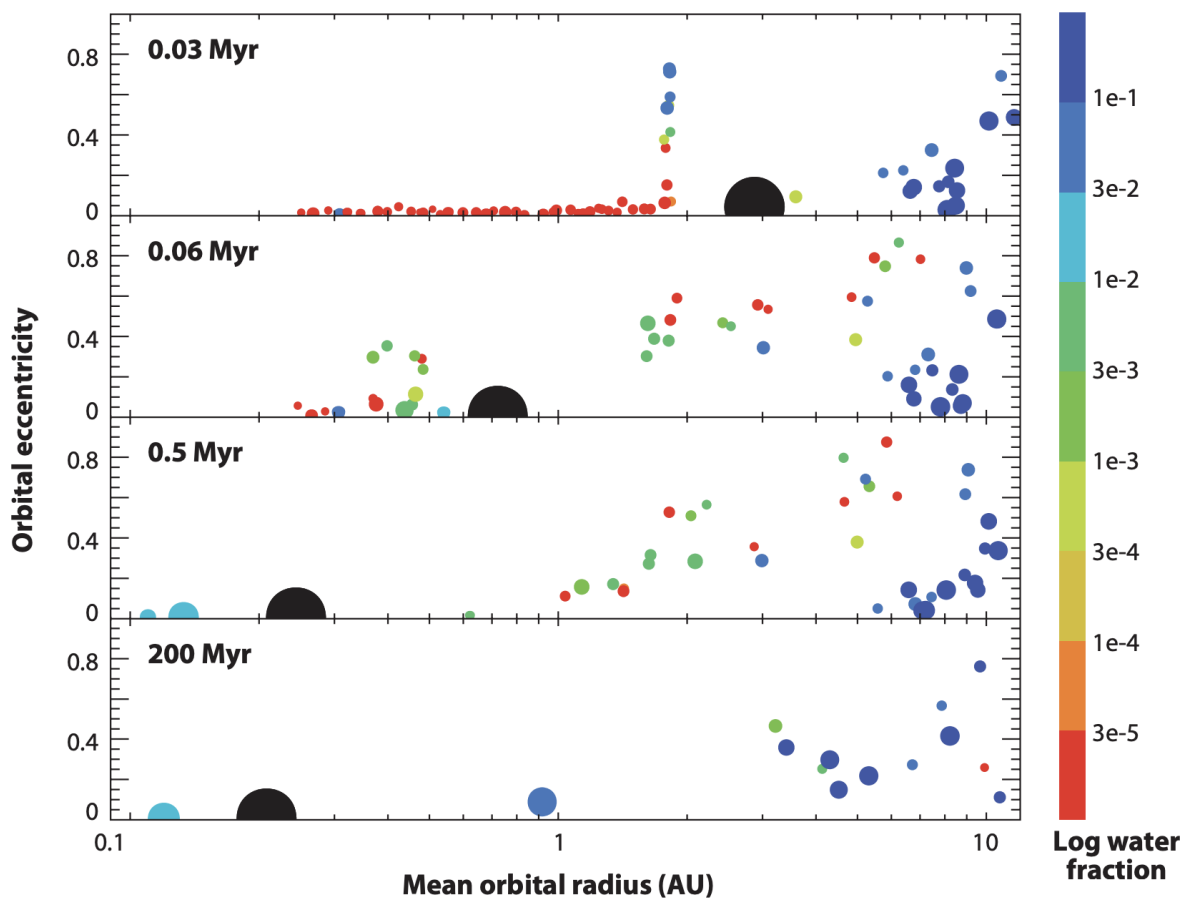


FIGURE 1.21 – Simulation de la formation de planètes telluriques en présence d’une planète géante en migration. Chaque cercle représente un embryon planétaire et le cercle noir représente la planète géante d’une masse de Jupiter. (RAYMOND et al., 2006, CHAMBERS, 2009).

6 L'apport de la thèse à l'étude des exoplanètes

Les observations de plus de 5 400 exoplanètes depuis près de trois décennies ont bouleversé notre compréhension de ces objets extra-solaires et de la formation et l'évolution des planètes en général. Il reste cependant de nombreuses zones d'ombres. En effet, malgré le développement d'instruments toujours plus performants, les limitations techniques ainsi que les biais induits par les différentes méthodes de détection rendent quasi impossible la caractérisation complète de ces planètes (orbite, masse, rayon, composition atmosphérique...). C'est notamment le cas des exoplanètes détectées grâce à l'étude des variations de vitesses radiales des étoiles. Cette méthode reste en effet fortement dépendante de l'activité stellaire, en particulier pour la caractérisation de planètes ayant une masse inférieure à celle de Jupiter. Elle demande également un bon échantillonnage et une couverture complète de l'orbite d'un compagnon pour déterminer précisément ces paramètres orbitaux. Enfin, elle ne mesure que la masse minimum d'un compagnon, ce qui ne permet pas de confirmer la nature exacte de l'objet détecté.

Malgré ces limites, de récentes études ont essayé de mesurer la distribution radiale des planètes géantes autour des étoiles de type solaire de quelques dixièmes d'ua jusqu'à plus de 10 ua en se basant sur de grandes campagnes d'observations en VR. Elles ont ainsi montré un changement de pente significatif autour de la ligne des glaces d'eau, avec une augmentation de l'occurrence des planètes géantes avant la ligne et une diminution au-delà. La première partie de mon travail de thèse a ainsi constitué en une réanalyse complète des données de VR des étoiles abritant des planètes situées au-delà de la ligne des glaces ($P > 10$ ans) présentes dans ces études afin de déterminer si nous pouvons confirmer, ou non, les paramètres orbitaux et la masse minimum considérés dans ces études. J'ai également re-calculé les occurrences des planètes géantes à ces séparations afin de déterminer si nous retrouvons les résultats publiés précédemment (Chapitre 2). De plus, afin d'améliorer la caractérisation de certaines de ces planètes à longue période, nous avons pu obtenir deux années d'observations en VR supplémentaires avec l'instrument SOPHIE/OHP (PERRUCHOT et al., 2008).

Récemment, différentes études ont montré que le couplage des vitesses radiales avec d'autres méthodes de détection comme l'imagerie ou l'astrométrie permettent d'améliorer significativement la caractérisation de l'orbite des planètes géantes externes et de déterminer leur masse réelle. Dans la seconde partie de mon travail de thèse, j'ai utilisé ce couplage de méthodes, en adaptant l'algorithme de modélisation d'orbites *ORVARA* (BRANDT et al., 2021b) basé sur une méthode de Monte-Carlo par chaînes de Markov (MCMC), pour caractériser ces planètes géantes (Chapitre 3). Dans un premier temps, j'ai analysé l'ensemble des compagnons situés à plus de 5 ua listé dans le catalogue exoplanet.eu pour lesquels aucun autre compagnon n'a été détecté afin d'améliorer la caractérisation orbitale de plusieurs compagnons et déterminer leur masse réelle. J'ai ensuite utilisé les mesures de mouvements propres des étoiles proches obtenues avec les satellites Hipparcos et Gaia pour sélectionner, parmi les étoiles présentes dans les archives de l'instrument HARPS/ESO, un échantillon ayant une forte probabilité d'abriter, au moins, un compagnon sub-stellaire. J'ai enfin utilisé l'ensemble des données disponibles (VR, imagerie, astrométrie) pour analyser ces systèmes. Cela m'a permis d'identifier des compagnons non ré-

pertoriés (planètes, naines brunes et étoiles de faible masse) et d'améliorer la caractérisation de compagnons connus.

Cette étude de plusieurs centaines de compagnons sub-stellaires nous a montré l'importance de combiner différents types de données pour analyser correctement un système et l'apport conséquent de l'utilisation de l'astrométrie absolue pour la recherche et l'étude de compagnon. Néanmoins, en l'absence des observations individuelles de Gaia, le couplage de l'astrométrie absolue et des vitesses radiales donne des résultats limités dans le cas des systèmes multiples (Chapitre 4). J'ai donc rédigé des demandes de temps d'observations en imagerie avec les instruments SPHERE/VLT, GRAVITY/VLTI et MIRI/JWST pour effectuer une analyse complète de deux systèmes multiples détectés en VR.

Malgré les différents travaux déjà réalisés, la masse réelle, et donc la nature exacte, de centaines de compagnons sub-stellaires détectés en VR reste inconnue. L'étude des mesures de mouvements propres ainsi que de l'excès de bruit obtenu avec Gaia, couplée aux données de VR et d'imagerie, va ainsi nous permettre d'améliorer la caractérisation d'un grand nombre de ces compagnons. De plus, grâce à ces observations astrométriques, nous allons pouvoir identifier plusieurs dizaines, voir centaines, de nouveaux systèmes pouvant abriter des compagnons sub-stellaires.

Chapitre 2

Distribution radiale des planètes

Sommaire

1	La quête des planètes extra-solaires	1
2	Définition d'une exoplanète	3
3	Méthodes de détection d'exoplanètes	4
3.1	Chronométrage des pulsars	4
3.2	Vitesses radiales	6
3.3	Photométrie	11
3.4	Microlentilles gravitationnelles	13
3.5	Astrométrie	14
3.6	Imagerie directe	18
4	Les naines brunes	23
5	Formation et évolution des planètes géantes	25
5.1	Mécanismes de formation	25
5.2	Migration des planètes	31
6	L'apport de la thèse à l'étude des exoplanètes	35

L'étude globale des planètes géantes est essentielle pour mieux comprendre leurs différents mécanismes de formation ainsi que leur évolution. Grâce aux différentes campagnes d'observations (transit, VR, imagerie, microlentilles gravitationnelles), il est aujourd'hui possible d'obtenir de premières estimations sur le nombre de planètes, en particulier de planètes géantes, présentes dans la galaxie et sur leur distribution radiale.

1 Distribution des planètes internes

Les méthodes de détections ayant permis de répertorier le plus grand nombre de planètes géantes, et ainsi d'effectuer les études statistiques relativement complètes, sont les méthodes des transits et des vitesses radiales. Ces méthodes, en particulier la méthode des transits, sont principalement

sensibles aux planètes internes pour lesquelles il est aujourd’hui possible d’avoir une estimation assez robuste de leur distribution. Il est cependant important de noter que les notions de planètes "internes" et "externes" vont avoir tendance à varier en fonction des limites de détections de la méthode utilisée. Les planètes considérées ici comme "internes" sont les planètes situées entre l’étoile et la ligne des glaces d’eaux (~ 3 ua pour une étoile de type solaire) du système.

1.1 Transit

Avec plus de 4 000 détections à son actif, la majorité à moins de 1 ua, la méthode des transits semble la plus à même d’effectuer des études statistiques sur les occurrences et la distribution radiale des planètes internes. En particulier, les campagnes d’observations menées avec les télescopes spatiaux KEPLER et TESS ont détecté à elles seules plus de 3 000 exoplanètes en observant plusieurs centaines de milliers d’étoiles. Les observations de TESS étant toujours en cours, c’est en se basant sur les données obtenues avec KEPLER que la majeure partie des études statistiques a été réalisée. La période d’observation de KEPLER étant d’environ 4 ans, et sachant que l’observation de trois transits est généralement nécessaire pour considérer une planète comme confirmée, ces études vont donc principalement se limiter aux planètes avec une période inférieure à ~ 2 ans.

Les différentes études ont ainsi montré que le taux d’occurrence des planètes variait en fonction de différents paramètres (distance à l’étoile, masse/rayon de la planète, métallicité...). Ce taux d’occurrence est calculé à partir du nombre de planètes détectées corrigé de l’exhaustivité des observations (c’est-à-dire la probabilité qu’une planète de masse et séparation données soit détectée en considérant les données disponibles). Ainsi, différentes études (HOWARD et al., 2012, MULDER et al., 2015b, FULTON et al., 2017, MULDER et al., 2018) ont montré que le taux d’occurrence variait en fonction de la taille de la planète. Par exemple, MULDER et al., 2015b ont montré que, pour des périodes allant de 2 à 50 jours, le taux d’occurrence des planètes avec un rayon inférieur à $3 R_{Terre}$ est nettement supérieur à celui des planètes avec un rayon supérieur à $8 R_{Terre}$ avec un taux de 4-6% contre 0.2-0.3% (Figure 2.1). En ce qui concerne les planètes de faible rayon ($< 3 R_{Terre}$), FULTON et al., 2017 ont également observé à courte période la présence d’un "désert" entre 1.5 et $2 R_{Terre}$ (Figure 2.1) séparant ainsi distinctement les planètes classées comme super-Terres des mini-Neptunes. Cette différence n’est pas encore entièrement comprise, mais est attribuée à l’échappement des couches supérieures de l’atmosphère des planètes dont le rayon était originalement compris dans le "désert". Cet échappement pourrait s’expliquer soit par une photo-évaporation (OWEN et al., 2017) due au rayonnement stellaire X et UV reçu par la planète, soit par les radiations internes émises par le coeur rocheux en refroidissant (GINZBURG et al., 2016, GINZBURG et al., 2018).

Néanmoins, même si le taux d’occurrence varie en fonction de la taille des planètes, la distribution radiale à courte période ($P < 50$ jours) reste similaire. Plus précisément, les études ont montré une forte augmentation du taux d’occurrence suivie d’une rupture nette de la pente (Figure 2.1), le taux continuant d’augmenter par la suite sur une pente moins raide. Ces études ont montré que cette rupture semble se situer au niveau du bord interne du disque proto-planétaire et correspondrait donc à la limite à partir de laquelle la migration est stoppée. Cette limite

paraît également diminuer en fonction de la taille de la planète. En considérant uniquement les planètes avec un rayon compris entre 5 et 20 R_{Terre} , FERNANDES et al., 2019 ont montré que le taux d'occurrence pour les planètes géantes continue à croître jusqu'à une période de 300 jours, au moins.

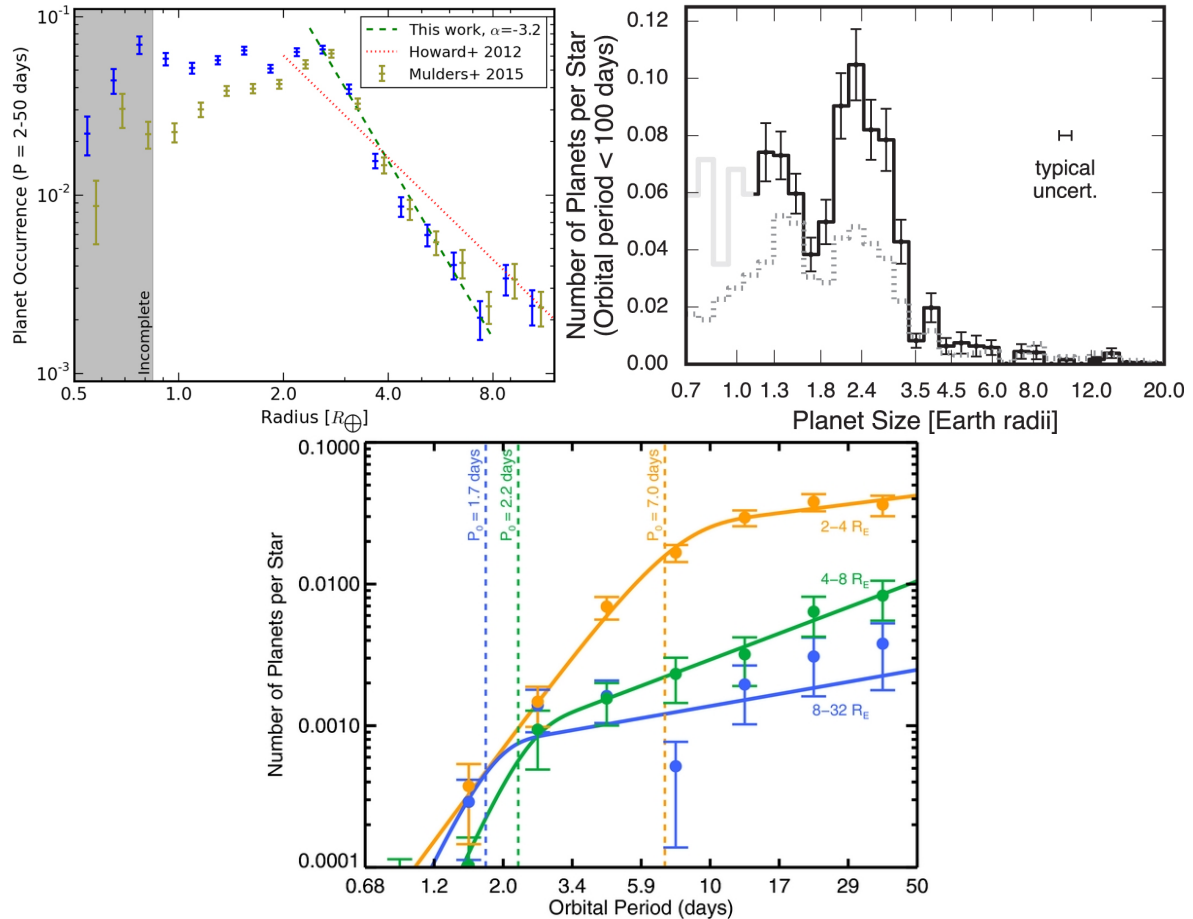


FIGURE 2.1 – Occurrences des exoplanètes à courtes périodes. *Haut, Gauche* : Distribution du taux d'occurrence des exoplanètes avec une période entre 2 et 50 jours en fonction du rayon de la planète pour l'ensemble des exoplanètes détectées par Kepler avant 2015 (MULDERS et al., 2015b). *Haut, Droite* : Distribution du taux d'occurrence des exoplanètes en fonction du rayon de la planète, considérant l'ensemble des planètes avec une période inférieure à 100 jours rapportées dans le "California-Kepler Survey" avant 2017 (FULTON et al., 2018). *Bas* : Distribution radiale de l'occurrence des exoplanètes à courtes périodes. Les courbes orange, verte et bleue représentent les planètes dont le rayon est compris entre, respectivement, 2-4, 4-8 et 8-32 R_{Terre} (HOWARD et al., 2012).

1.2 Vitesses radiales

La méthode des transits étant généralement limitée à la détection des planètes situées à des séparations inférieures à 1 ua, il est intéressant de comparer les variations d'occurrences obtenues à partir des observations en transit avec celles déterminées à partir des vitesses radiales. En effet, bien que le nombre de planètes détectées par cette méthode soit inférieur à celui des transits, les

campagnes d'observations effectuées à ce jour permettent d'obtenir de bonnes contraintes sur les taux d'occurrences des planètes internes. Avec des observations effectuées régulièrement sur plusieurs centaines d'étoiles durant plus d'une décennie, ces campagnes, basées sur l'utilisation de différents spectroscopes (CORALIE, AAT, HIRES, HARPS...), permettent d'étendre les études statistiques des planètes internes jusqu'à la ligne des glaces d'eau. Néanmoins, la méthode des VR est moins sensible aux planètes de faible masse que celle des transits. La majorité des études s'intéressent donc principalement à la distribution des planètes plus massives, avec généralement une limite inférieure pour la masse minimum fixée à $30 M_{Jup}$. Cependant, grâce à la précision de mesure de l'instrument HARPS, de l'ordre de 1 m/s, MAYOR et al., 2011 ont soumis un article dans lequel ils présentent la détection de 16 Super-Terres. Couplées aux détections publiées précédemment dans le cadre de la campagne d'observation "CORALIE-HARPS", ils ont ainsi pu obtenir une estimation de la distribution en masse des planètes, pour des masses allant de 3 à $1000 M_{Terre}$, qui tend à confirmer le résultat trouvé grâce à l'étude des transits avec un taux d'occurrence nettement plus important pour les planètes de faibles masses.

En ce qui concerne les planètes géantes, les différentes études (CUMMING et al., 2008, FERNANDES et al., 2019, WITTENMYER et al., 2020, FULTON et al., 2021) ont, comme pour les transits, observé une augmentation du taux d'occurrence en s'éloignant de l'étoile et ont ainsi pu confirmer que cette croissance se prolonge jusqu'à atteindre un maximum au niveau de la ligne des glaces (Figure 2.2). Le taux d'occurrence passe ainsi d'environ 2% près de l'étoile à 8-10% au niveau de la ligne des glaces. Cette augmentation du taux d'occurrence des planètes géantes entre l'étoile et la ligne des glaces correspond au résultat prédit par les modèles de formation par accrétion de coeur et les modèles de migration planétaire (IDA et al., 2004, IDA et al., 2018, MORDASINI, 2018, EMSENHUBER et al., 2021, SCHLECKER et al., 2021). En effet, ces modèles prédisent une zone de formation optimale pour les planètes géantes au niveau de la ligne des glaces. Cependant, les différents mécanismes de migration devraient majoritairement avoir tendance à déplacer les planètes vers l'intérieur du disque. Récemment, différentes études (JENNINGS et al., 2018, HALLATT et al., 2020) ont montré que la formation d'une cavité dans la partie interne du disque, due à l'irradiation du gaz par l'étoile, pourrait ralentir cette migration à des séparations inférieures à 1 ua.

2 Distribution des planètes externes

Les différentes études statistiques menées sur les planètes internes à partir des observations en transit ou en vitesses radiales ont pu confirmer l'augmentation du taux d'occurrence des planètes géantes en fonction de leur séparation à l'étoile prédite par les modèles de formation, avant la ligne des glaces d'eau. Ces mêmes modèles prédisent généralement une décroissance significative du nombre de planètes géantes au-delà de cette limite. Néanmoins, si le mécanisme de formation par accrétion de coeur ne favorise pas la formation de planètes géantes à grandes séparations, certaines planètes devraient pouvoir migrer vers l'extérieur du système. Par ailleurs, des planètes massives ($M > 1 M_{Jup}$) pourraient se former bien au-delà de la ligne des glaces par instabilité gravitationnelle. Ce dernier mécanisme pourrait en effet être plus efficace pour

former des planètes géantes massives entre 10 et 100 ua (FORGAN et al., 2018).

2.1 Vitesses radiales

Si les campagnes d’observations en VR présentées dans la Section 1.2 permettent d’obtenir de solides estimations sur la distribution radiale et en masse des planètes géantes internes, les études statistiques des planètes externes s’avèrent beaucoup plus incertaines. En effet, au-delà de 3-4 ua, la période orbitale des planètes approche, voire dépasse largement la période d’observation des vitesses radiales, ce qui rend la caractérisation de ces objets plus difficile (voir Section 3). De plus, étant donné que l’amplitude des variations de VR est inversement liée à la période d’un compagnon, la méthode des VR va être bien moins sensible pour la détection de planètes de masses inférieures à typiquement la masse de Saturne à ces grandes séparations, augmentant ainsi l’incertitude sur l’estimation des taux d’occurrences.

Malgré ces limites, en se basant sur des données de VR obtenues sur des périodes pouvant aller au-delà de 20 années, certaines études (FERNANDES et al., 2019, WITTENMYER et al., 2020, FULTON et al., 2021) ont essayé d’estimer la distribution radiale des planètes géantes jusqu’à 10 voir 30 ua. Ainsi, chacune de ces études semble confirmer que l’augmentation du taux d’occurrence des planètes géantes s’arrête entre 1 et 3 ua (Figure 2.2). De plus, FERNANDES et al., 2019 et FULTON et al., 2021 montrent une décroissance de la fréquence des planètes géantes à partir de 3-5 ua qui pourrait confirmer les solutions trouvées par les modèles basés sur l’accrétion de coeur. Cependant, comme nous allons le montrer dans la Section 3, les données de VR disponibles pour ces études ne permettent pas de contraindre correctement les propriétés des planètes détectées au-delà de 7-8 ua et ne permettent pas d’exclure une distribution quasi-constante du nombre de planètes géantes au-delà de la ligne des glaces (Section 3). Une distribution avec une pente décroissante beaucoup moins importante (voir une distribution plate) pourrait alors s’expliquer par la combinaison des mécanismes de formation : accrétion de coeur ($a < 8-10$ ua) et instabilité gravitationnelle ($a > 10$ ua).

2.2 Imagerie directe

Alors que les bases de temps couvertes par la méthode des vitesses radiales permettent typiquement de détecter des planètes jusqu’à des séparations de 7-8 ua autour d’étoiles matures (> 1 Ga), l’imagerie directe est adaptée à la recherche de compagnons autour d’étoiles jeunes à de grandes séparations ($> 8-10$ ua). De plus, les limites de sensibilité actuelles permettent de détecter uniquement des planètes géantes massives ($> 2-5 M_{Jup}$). Des études statistiques ont néanmoins permis d’obtenir une estimation du taux d’occurrence de ces planètes massives à larges séparations grâce à différentes campagnes d’observations comme GPIES avec l’instrument GPI sur le télescope Gemini sud (NIELSEN et al., 2019) ou SHINE avec l’instrument SHPERE sur le VLT (VIGAN et al., 2021).

Ces observations ont permis de montrer que le taux d’occurrence des planètes géantes varie avec la masse de l’étoile hôte¹. Ainsi, les étoiles massives de type B-A vont être plus à même d’abriter

1. Résultat également observé en vitesses radiales à courtes séparations (JOHNSON et al., 2010).

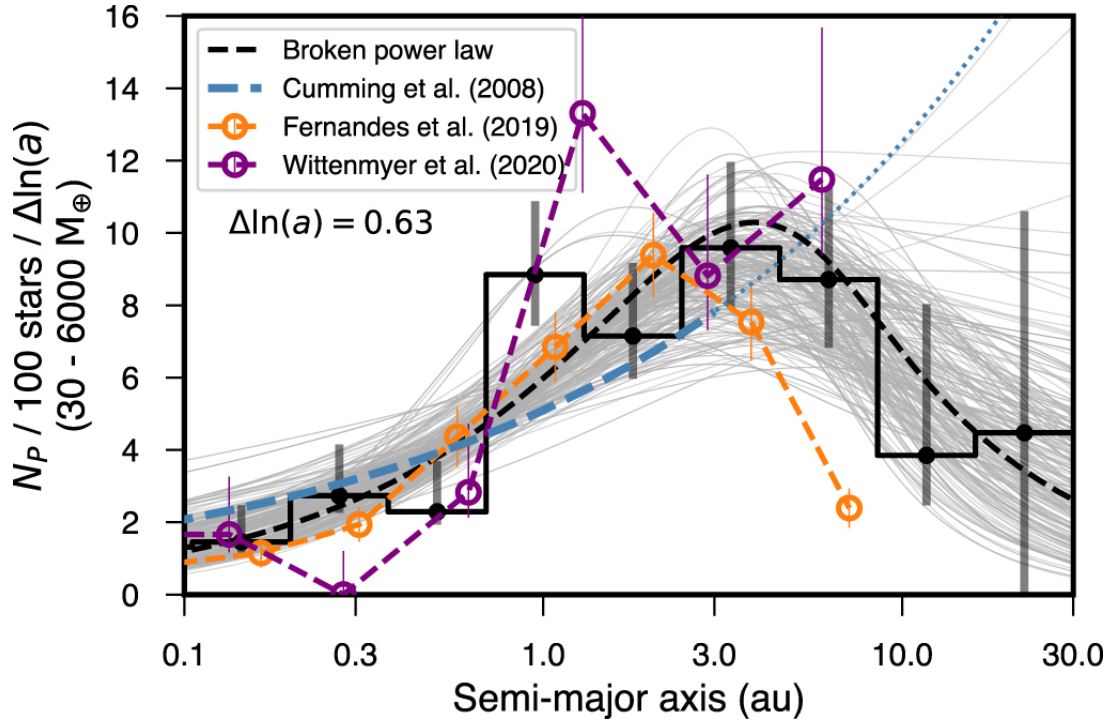


FIGURE 2.2 – Distribution radiale des planètes géantes ($30 M_{Terre} < M_p < 6000 M_{Terre}$) estimée à partir de différentes campagnes d’observations en VR (FULTON et al., 2021) : CUMMING et al., 2008 en bleu, FERNANDES et al., 2019 en orange, WITTENMYER et al., 2020 en violet et FULTON et al., 2021 en noir. Les traits gris correspondent aux différentes solutions trouvées par FULTON et al., 2021.

des planètes massives que des étoiles de masse solaire, de type F-G-K (Figure 2.3; BOWLER, 2016, NIELSEN et al., 2019). De plus, ces différentes études ont pu estimer le taux d’occurrence des planètes géantes au-delà de la ligne des glaces. Par exemple, en se basant sur les observations effectuées dans le cadre de la campagne d’observation SHINE, VIGAN et al., 2021 ont estimé la fréquence des planètes ayant une masse comprise entre 2 et 13 M_{Jup} (resp. 5 et 13 M_{Jup}) et situées entre 3 et 100 ua (resp. 5 et 100 ua) à $8.6^{+7.3\%}_{-4.5\%}$ (resp. $2.2^{+1.9\%}_{-1.0\%}$) autour des étoiles de type B-A et à $0.7^{+2.2\%}_{-0.4\%}$ (resp. $0.8^{+0.9\%}_{-0.5\%}$) autour des étoiles de type F-G-K. Ces résultats sont cohérents avec ceux obtenus par d’autres études similaires (BOWLER, 2016, NIELSEN et al., 2019) et sont présentés comme compatibles avec les distributions radiales obtenues en vitesses radiales pour les étoiles de type F-G-K. Cependant, il est important de noter que la comparaison entre les valeurs obtenues en VR et en imagerie doit être considérée avec prudence, car les deux méthodes ont des limitations radicalement opposées qui demandent donc d’extrapoler les solutions en se basant sur de fortes hypothèses comme une distribution en masse et en excentricité ne variant pas avec la séparation. De plus, les âges moyens des systèmes étudiés en imagerie et en VR étant très différents (respectivement $< \sim 0.1$ Ga et $> \sim 1$ Ga), la comparaison des distributions obtenues entre les deux méthodes suppose que les systèmes planétaires restent stables une fois le disque protoplanétaire dissipé, soit après ~ 10 Ma. Cette forte hypothèse néglige les interactions gravitationnelles pouvant avoir lieu à l’intérieur des systèmes ou même celles pouvant avoir lieu lors d’interactions avec d’autres étoiles proches.

2.3 Microlentilles gravitationnelles

La méthode des microlentilles gravitationnelles permet d’observer des compagnons à des séparations comprises entre typiquement 0.5 et 10 ua. Ainsi, bien que les observations avec cette méthode ne soient pas reproductibles, limitant le suivi et la caractérisation des compagnons, les microlentilles gravitationnelles peuvent permettre de combler le gap entre les périodes couvertes par les méthodes indirectes et l’imagerie. En se basant sur différentes campagnes d’observations de microlentilles gravitationnelles, CASSAN et al., 2012 et CLANTON et al., 2014 ont pu estimer la fréquence des planètes géantes et CASSAN et al., 2012 ont également pu estimer la fréquence des super-Terres et des Neptunes, indétectables par les autres méthodes à ces séparations. CASSAN et al., 2012 ont ainsi mesuré un taux d’occurrence des planètes géantes (0.3 - 10 M_{Jup}) entre 0.5 et 10 ua de $17_{-9}^{+6}\%$, compatible avec les valeurs mesurées par FULTON et al., 2021. Ils ont par ailleurs estimé le taux d’occurrence des super-Terres (5 - 10 M_{Terre}) et des planètes similaires à Neptunes (10 - 30 M_{Terre}) à respectivement $52_{-29}^{+22}\%$ et $62_{-37}^{+35}\%$, confirmant que le taux d’occurrence est plus bas pour les planètes géantes. Cependant, il est important de noter que cette étude est basée sur une observation aléatoire des étoiles de la galaxie. Les étoiles de types M, moins massives que les étoiles de type solaire (F-G-K), étant les plus abondantes dans la Voie lactée, elles vont donc être les cibles principales des microlentilles gravitationnelles. Cette distribution des étoiles dans la galaxie a sans doute un impact non négligeable sur ces études statistiques (le taux d’occurrence des planètes géantes étant corrélé à la masse de l’étoile hôte) et complique les comparaisons avec d’autres méthodes. CLANTON et al., 2014 se sont ainsi concentrés sur les étoiles de type M en combinant les résultats obtenus en VR avec ceux obtenus grâce aux microlentilles gravitationnelles. Ils ont ainsi mesuré le taux d’occurrence des planètes géantes avec une période inférieure à 10 000 jours (~ 9 ua), considérant d’une part, un large intervalle de 0.3 à 30 M_{Jup} et d’autre part, uniquement les planètes plus massives que Jupiter (1 - 13 M_{Jup}). Ils ont ainsi obtenu pour les étoiles de type M des taux de $15_{-7}^{+6}\%$ et $2.9_{-1.5}^{+1.3}\%$ respectivement, contre $31 \pm 7\%$ et $11 \pm 2\%$ pour des étoiles de type F-G-K. Les taux d’occurrence trouvés pour les étoiles de type F-G-K sont légèrement supérieurs à ceux rapportés par FULTON et al., 2021 mais restent compatibles compte tenu des barres d’erreurs. CLANTON et al., 2014 ont également confirmé que les planètes géantes sont moins nombreuses autour d’étoiles de type M, comme montré précédemment en VR et en imagerie (Figure 2.3). Ce résultat est également prédit par les modèles de formation planétaire (EMSENHUBER et al., 2021, BURN et al., 2021).

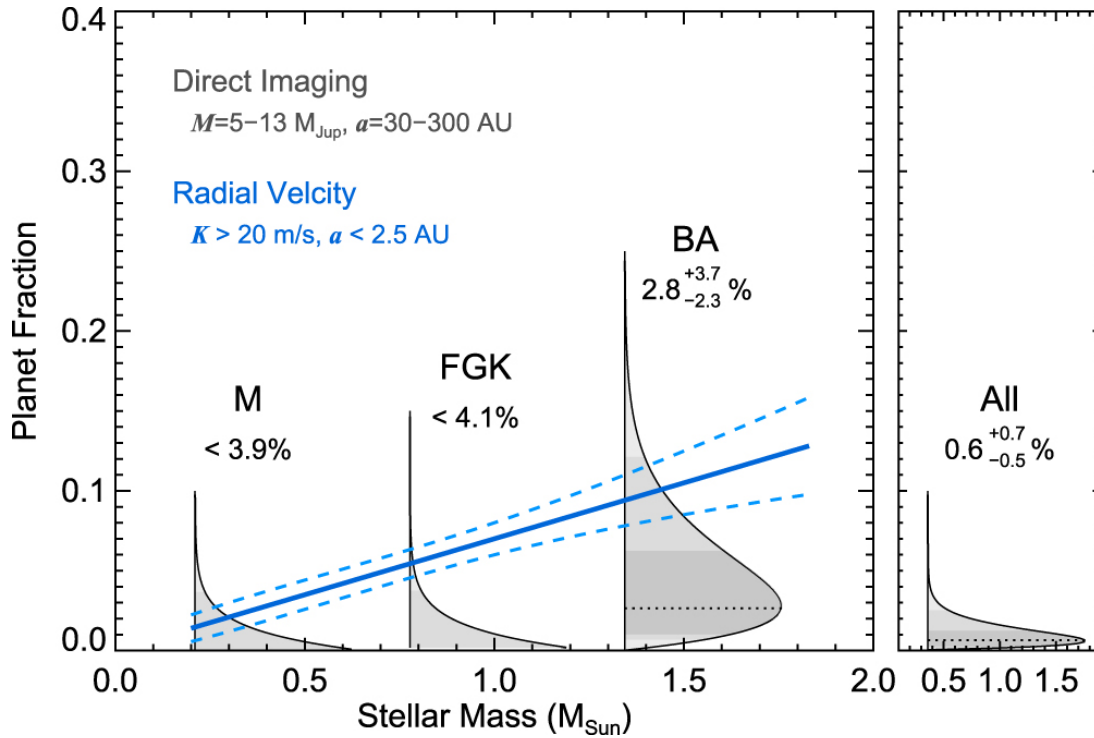


FIGURE 2.3 – Fraction de planètes géantes en fonction de la masse de l'étoile hôte (BOWLER, 2016). Les fréquences en VR ont été estimées par JOHNSON et al., 2010 alors que celles estimées en imagerie proviennent de BOWLER, 2016.

3 Distribution radiale des planètes géantes à longues périodes

3.1 Étude des planètes géantes à longues périodes en vitesses radiales

Comme nous avons pu le voir précédemment, les études statistiques des planètes géantes basées sur la méthode des vitesses radiales, en particulier celles publiées par FERNANDES et al., 2019 et FULTON et al., 2021, essaient de déterminer l'évolution du taux d'occurrence des planètes géantes de quelques dixièmes d'ua jusqu'à 10, voire 30, ua. Si les variations de VR dues à des planètes internes sont généralement bien couvertes par les données de VR actuellement disponibles, les planètes externes ont des périodes allant de 5 ans à plus de 100 ans et la courbe de variation des VR risque de n'être couverte que partiellement par les données. Nous avons donc voulu étudier l'impact de la séparation des planètes sur leur caractérisation en vitesse radiale. Pour cela, j'ai réanalysé l'ensemble des systèmes abritant un compagnon sub-stellaire situé au-delà de 5 ua listés dans le catalogue exoplanet.eu, en date de novembre 2021. Pour cette analyse, j'ai récupéré l'ensemble des données de VR disponibles publiquement pour chaque système et j'ai d'abord utilisé l'algorithme DPASS (LAGRANGE et al., 2019) pour déterminer l'orbite des compagnons connus. Cet outil est un algorithme génétique, ou évolutionniste, permettant d'ajuster les données de VR avec une ou plusieurs orbites Képlérienne en explorant les différentes solutions possibles pour chaque paramètre d'entrée (a , M_p , e , ω , T_p , jitter et un offset pour chaque instrument) jusqu'à trouver la solution s'ajustant le mieux aux données, ici la solution avec la rms ("root mean square") la plus petite. De plus, l'algorithme va subir régulièrement des mutations

afin d'éviter de converger vers un minimum local. Ainsi, DPASS permet de converger rapidement (quelques minutes) vers une solution et donc d'obtenir facilement une estimation des paramètres orbitaux et de la masse du ou des compagnon(s). Il est très efficace dans le cas où les données de VR couvrent entièrement, et de manière homogène, la période orbitale d'un compagnon. Cependant, dans le cas où les données ne couvrent que partiellement l'orbite du compagnon, en ne couvrant qu'un, voir aucun, extremum par exemple, ou que l'échantillonnage n'est pas suffisant, DPASS ne va trouver qu'une des nombreuses solutions possibles et va généralement converger vers les solutions avec les masses et les demi-grands axes les plus faibles.

L'utilisation de données de VR obtenues avec différents instruments, généralement nécessaire pour couvrir de très longues périodes, va également impacter l'ajustement des données. En effet, chaque jeu de données sera réduit indépendamment selon les caractéristiques de l'instrument. Il faut alors ajouter un paramètre par instrument en entrée du modèle, appelé "offset", dans le but de décaler les jeux de données les uns par rapport aux autres, afin que les valeurs de VR soient cohérentes entre elles. Lorsque les périodes d'observations des différents jeux de données se superposent, le modèle va rapidement converger pour trouver les différents offsets. Cependant, lorsque les périodes d'observations sont indépendantes et/ou que l'un des jeux de données couvre une période trop courte, de nombreuses valeurs d'offset peuvent correspondre aux données d'un même instrument. Il est cependant possible de fixer certains paramètres afin de tester des solutions plus extrêmes (très excentrique, grand a , grande masse...) afin de voir comment cela impacte la valeur de la rms.

Nous avons ainsi pu constater que les paramètres orbitaux et la masse minimum de la majorité des compagnons situés à une séparation supérieure à environ 7-8 ua ne pouvaient être correctement contraints avec les données de VR disponibles actuellement. En effet, bien que DPASS converge vers des solutions similaires à celles publiées, nous avons observé que des solutions correspondant à des orbites très excentriques (> 0.9) ou à des compagnons plus massifs (naines brunes voir étoiles) étaient également compatibles avec les données. Ces résultats nous ont poussé à remettre en doute la solidité des études statistiques sur les planètes externes effectuées en vitesses radiales.

Les études publiées par FERNANDES et al., 2019 et FULTON et al., 2021 se basent respectivement sur les résultats des campagnes d'observations soumis par MAYOR et al., 2011 basés sur huit ans d'observation avec HARPS et douze ans d'observations avec CORALIE et par ROSENTHAL et al., 2021 basés sur 20 ans d'observations HIRES, 6 ans d'observations APF-Levy (VOGT et al., 2014) et 24 ans d'observation Lick-Hamilton (VOGT, 1987). J'ai donc effectué le même travail que précédemment sur les planètes ayant des périodes proches ou supérieures au temps d'observation moyen des deux études, soit 22 planètes situées à plus de 3 ua pour MAYOR et al., 2011 et 19 planètes situées à plus de 5 ua pour ROSENTHAL et al., 2021. De plus, afin d'estimer la distribution des solutions possibles pour les différents paramètres orbitaux et pour la masse minimum d'une planète donnée, j'ai utilisé un algorithme MCMC qui permet d'explorer de façon quasi aléatoire les intervalles de solutions indiqués en entrée du programme pour chaque paramètre. Les paramètres considérés sont les mêmes qu'avec DPASS. Le MCMC va ainsi converger, plus ou moins rapidement en fonction des contraintes apportées par les données, vers un ensemble

de solutions permettant d'ajuster les données avec des fonctions de vraisemblance (likelihoods) similaires. Si les données de VR apportent une contrainte suffisante au modèle, alors la distribution des solutions obtenue en sortie pour chaque paramètre devrait former une Gaussienne centrée autour d'une valeur optimale, et on définira généralement la solution finale par la valeur médiane obtenue avec une incertitude à 1σ , correspondant à l'intervalle regroupant 68% des solutions autour de la médiane. À l'inverse, lorsque le modèle est mal contraint, la distribution ne suit plus une fonction Gaussienne et la valeur médiane n'est alors plus pertinente. Dans ce cas, il est uniquement possible d'estimer un intervalle de solutions.

Nous avons remarqué que les données de VR disponibles pour une grande partie des planètes à longues périodes que nous avons réanalysés n'apportent pas de contraintes suffisantes pour déterminer précisément leurs caractéristiques, en particulier leurs périodes et leurs masses minimums. Nous avons également observé que l'apport de nouvelles données acquises depuis la publication des résultats, surtout pour MAYOR et al., 2011, modifie fortement les caractéristiques de la planète, pouvant même révéler la présence de nouveaux compagnons à plus grandes séparations. De plus, en nous basant sur les travaux réalisés par MEUNIER et al., 2019a et MEUNIER et al., 2019b sur l'influence de l'activité stellaire sur les données de VR, nous avons pu montrer que l'activité magnétique de l'étoile avait un impact significatif sur la détection et la caractérisation des planètes géantes de faible masse (typiquement moins massives que Jupiter). Pour finir, j'ai calculé à nouveaux la distribution radiale à partir des nouveaux taux d'occurrences, calculés en considérant les résultats trouvés précédemment, grâce aux outils utilisés dans chacune des études statistiques. Nous avons également relevé différentes hypothèses contestables dans les calculs de l'exhaustivité des détections :

- Distribution en masse identique à toutes les distances pour les planètes de masses comprises entre 30 et 6 000 M_{Terre} . Cependant, à cause des limites de détections liées à l'activité stellaire et/ou à la précision instrumentale, les objets de masse inférieure à, typiquement, la masse de Jupiter sont plus difficiles à détecter. Il n'est donc pas possible, avec les données actuelles, de déterminer si la distribution en masse des planètes est constante ou non à toutes les séparations. Il est d'ailleurs important de noter qu'en ne considérant que les planètes avec des masses comprises entre 300 et 6 000 M_{Terre} ($1 - 20 M_{Jup}$)², nous avons constaté que le taux d'occurrence, au-delà de 1 ua, est quasi constant (Figure 2.5).
- Distribution non-uniforme de l'excentricité. FULTON et al., 2021 ont utilisé le profil de distribution de l'excentricité déterminé par KIPPING, 2013 à partir de la liste de planètes détectées en VR avant avril 2013. KIPPING, 2013 a montré que les valeurs d'excentricités trouvées pour ces planètes suivent une distribution Bêta ($a = 0.867 \pm 0.044$ et $b = 3.03^{+0.17}_{-0.16}$) avec une forte probabilité d'avoir une excentricité inférieure à 0.1. Cependant, l'échantillon considéré contient majoritairement des planètes internes ($a < \sim 1$ ua) qui vont généralement avoir une orbite moins excentrique. À l'inverse, les orbites des planètes géantes externes ont tendance à être plus excentriques et vont suivre une distribution plus étalée (Figure 2.4). Cette distribution plus "plate" de l'excentricité des planètes externes a d'ailleurs été observée en imagerie pour un petit échantillon de planètes situées entre

2. Le résultat est similaire en considérant des masses comprises entre 1 et 13 M_{Jup} .

5 et 100 ua (BOWLER et al., 2020). Cette hypothèse faite sur la distribution de l'excentricité va entraîner une sous-estimation des barres d'erreurs sur les calculs d'occurrences (Figure 2.5). En effet, les planètes avec une forte excentricité induisent une pente plus faible dans les variations de VR lorsqu'elles sont loin du périapse et ont donc une plus faible probabilité d'être détectées.

- Sous-estimation des incertitudes sur les paramètres orbitaux et les masses minimums des planètes à longues périodes. Nous avons montré que les barres d'erreurs des solutions trouvées par ROSENTHAL et al., 2021 avec leur MCMC pour les planètes situées au-delà de $\sim 7-8$ au sont sous-estimées. Quant aux calculs d'exhaustivité présentés par FERNANDES et al., 2019, les auteurs se basent sur les résultats obtenus par MAYOR et al., 2011 avec un algorithme génétique. Ils considèrent donc uniquement les valeurs correspondant à la solution avec la meilleure rms, sans aucune incertitude associée.
- Suppression automatique des signaux détectés avec des périodes proches de celles des variations liées à l'activité stellaire. L'activité stellaire long-terme impactant particulièrement les séparations entre 2 et 5 ua, ce tri automatique risque de rejeter des signaux dus en réalité à la présence de compagnons.

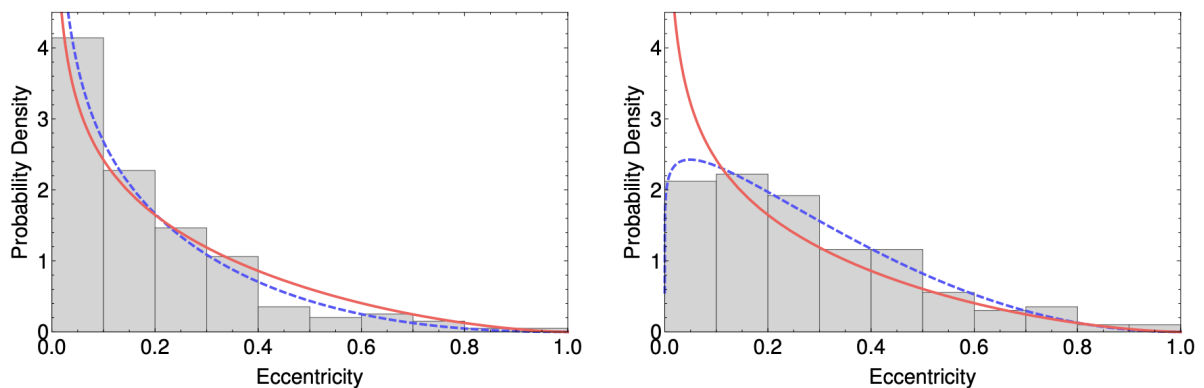


FIGURE 2.4 – Fonction de probabilité de densité de l'excentricité des planètes à courtes (*Gauche*) et à longues (*Droite*) périodes. L'échantillon de *Gauche* représente les planètes avec une période orbitale inférieure à 382.3 jours et l'échantillon de *Droite* représente les planètes avec une période supérieure à 382.3 jours. La ligne rouge représente la distribution obtenue en combinant les deux échantillons et la ligne en pointillés bleus représente la distribution de chaque échantillon (KIPPING, 2013).

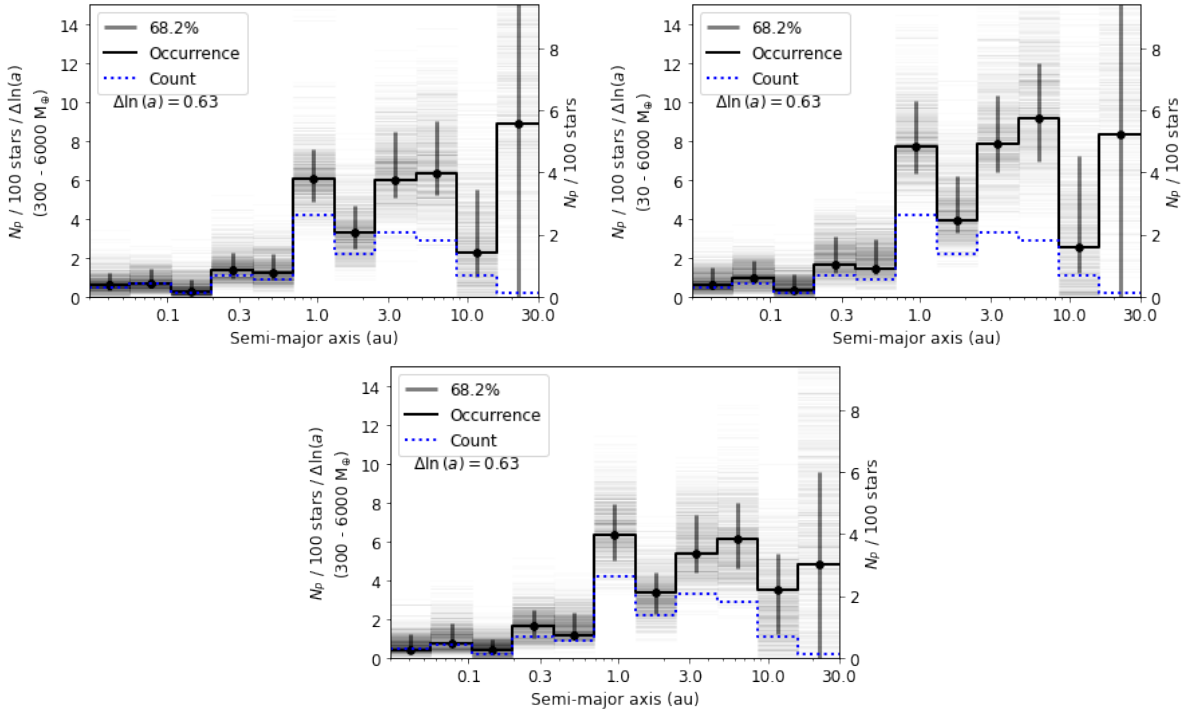


FIGURE 2.5 – *Haut* : Distribution radiale des planètes géantes obtenues à partir des valeurs obtenues avec notre MCMC, considérant une distribution Beta (*Gauche*) et uniforme (*Droite*) en excentricité. *Bas* : Distribution radiale des planètes géantes avec une masse comprise entre 1 et $20 M_{Jup}$.

Ces résultats ont permis de confirmer que les solutions de distributions radiales déterminées pour les planètes géantes au-delà de 7-8 ua, en se basant uniquement sur les observations en vitesses radiales, ne sont pas robustes. On peut voir en particulier sur la Figure 2.5 que les incertitudes sur les taux d’occurrences à ces séparations ne permettent pas de contraindre la pente de la distribution radiale au-delà de la ligne des glaces. Nous avons également pu constater que l’intervalle de masse considéré va significativement impacter la distribution radiale.

3.2 Article (publié) : Distribution radiale des exoplanètes géantes à l’échelle du système solaire

On the radial distribution of giant exoplanets at Solar System scales

A.-M. Lagrange^{1,2,*}, F. Philipot¹, P. Rubini³, N. Meunier², F. Kiefer¹, P. Kervella¹, P. Delorme², and H. Beust²

¹ LESIA, Observatoire de Paris, Université PSL, CNRS, 5 Place Jules Janssen, 92190 Meudon, France

² Univ. Grenoble Alpes, CNRS, IPAG, 38000 Grenoble, France

³ Pixyl S.A. La Tronche, France

Received XXX / Accepted XXX

ABSTRACT

Context.

Aims. Giant planets play a major role in multiple planetary systems. Knowing their demographics is important to test their overall impact on the formation of planetary systems. It is also important to test their formation processes. Recently, three radial velocity (RV) surveys have established radial distributions of giant planets. All show a steep increase up to 1-3 au, and two suggest a decrease beyond that.

Methods. We aim to understand the limitations associated with the characterization of long-period giant RV planets, and to estimate their impact on the radial distribution of these planets.

Results. We revisit the results obtained by two major surveys that derived such radial distributions, using the RV data available at the time of the surveys as well as, whenever possible, new data.

Conclusions. We show that the radial distributions published beyond (5-8 au) are not secure. More precisely, the decrease in the radial distribution beyond the peak at 1-3 au is not confirmed.

Key words. Techniques: radial velocities – Stars: brown dwarfs – Stars: giant planet

1. Introduction

Our giant planets played a significant role in the building of the Solar System (Levison & Agnor (2003), Raymond et al. (2014), Morbidelli et al. (2012), Horner et al. (2020a)), and, possibly, also in the development of life on Earth (Horner et al. 2020b). Extra-solar giants are also thought to play a key role in the formation and evolution of planetary systems (Horner et al. (2020a), Quintana & Barclay (2016), Childs et al. (2019)), and, in particular, in the presence or absence of rocky planets in their habitable zones (Levison & Agnor 2003). From an observational point of view, giant planets may hinder the detection of lighter and closer-in planets with indirect techniques such as radial velocity (hereafter RV) and astrometry. Last, the radial distribution of giant planets can give precious constraints on the formation processes and early evolution when compared to the outputs of population synthesis models (Mordasini (2018), Emsenhuber et al. (2021), Schlecker et al. (2021b), Burn et al. (2021), Schlecker et al. (2021a)). For these reasons, it is important to get an accurate view of their demographics as well as of individual systems.

Indirect methods (transit photometry, RV, astrometry) are, in principle, best suited to determine the radial distribution of mature giant planets (Perryman (2018), Gaudi et al. (2021)) within 10 au. While transit photometry is appropriate for finding exoplanets below ≈ 2 au, RV can perform long monitoring programs that are precise enough to find more remote, longer period (decades) giant planets around solar-type stars (Gaudi et al. 2021). Finally, while siblings of Jupiter (similar distance, similar mass, similar age) may be within reach of high contrast imagers

mounted on forthcoming extremely large telescopes, through reflected light (and may be also through thermal emission), direct detection is best suited today to detect the thermal emission of young planets beyond 10 au from their host stars (Vigan et al. (2010), Nielsen et al. (2019)).

Three large spectroscopic surveys have estimated the radial distribution of giant planets orbiting up to 10-30 au from solar-type stars. The first one is the CORALIE-HARPS (hereafter CH) survey (Mayor et al. 2011) monitored 822 stars and found 155 planets with a semi-major axis (hereafter a) up to 9.4 au. Based on the detection and an estimate of the survey completeness given in the CH survey, the radial density distribution of giant planets with masses of 30-6000 M_{Earth} up to more than 10 au was estimated in a recent study (hereafter referred to as CHS; Fernandes et al. (2019)). The distribution is shown to increase up to 2-3 au, and then to decrease beyond. This so-called turnover is well reproduced by population synthesis models (Mordasini 2018) coupling the core accretion scenario (Kennedy & Kenyon 2008) and migration theories. This result has since been used in the literature to validate ab initio modeling of planetary formation and early evolution processes that predict giant planets' distribution rates (Matsumura et al. (2021), van der Marel & Mulders (2021), Raymond & Morbidelli (2022)), or to propose observing strategies with forthcoming instruments (Dulz et al. 2020). However, the temporal coverage of the RV variations induced by the long-period giant planets (LPGPs) orbiting beyond 3-5 au is rather poor (see Figure 1), which may have an impact on the estimates for the orbital parameters and minimum masses. In fact, since the CH survey, the orbital parameters of six targets have already been significantly revised, thanks to additional data, and two new planets have been identified.

* Please send any request to Anne-marie.Lagrange@obspm.fr

The second survey is the Anglo Australian Planetary Survey (hereafter AAPS; Wittenmyer et al. (2020)) monitored 203 stars with the Anglo Australian Telescope¹, and reported 38 planets with periods of up to 10000 d. Despite the limited sample size, the analysis suggests a steep increase in the density of giant planets (defined as with masses in the range $0.3\text{--}13 M_{\text{Jup}}$) orbiting up to 1 au from the star, followed by a possible flat distribution.

The third survey is the California Legacy (hereafter CL) survey (Rosenthal et al. 2021)) includes 719 F-G-K-M stars² monitored over more than 20 years, and reports 177 giants with $0.1 < a < 45$ au and $0.1 < m_p \sin i < 47 M_{\text{Jup}}$ (uncertainties included). Based on the detection and on an estimate of the survey completeness, a radial distribution is estimated for giants with masses of $30\text{--}6000 M_{\text{Earth}}$, and semi-major axes up to more than 30 au. Fulton et al. (2021) report a steep increase in the giant planets' occurrence rate between 1 and 3 au, followed by a relative plateau for a up to 7-8 au (period about 8000 d), and a possible falloff at larger orbital distances, a scenario "favored over models with flat or increasing occurrence." However, the temporal coverage of the LPGPs with $a > 7\text{--}8$ au is poor (see Figure 1), which, as in the case of the CH survey, should call into question the derived conclusions.

Even though the CH and CL analyses describe the decrease in the radial distribution beyond the observed peak as tentative or possible, many studies now assume these radial distributions to be valid at all separations. It is therefore important to take a deeper look at the characterization of these (very) long-period planets, and their radial distribution.

The detection and characterization of long-period RV planets is a complicated task. An illustrative example is HD 7449Ac, for which the CH survey, using data spread over 4000 d and a genetic algorithm to fit the data, reported a period of 4046 days and a minimum mass of $2 M_{\text{Jup}}$. A subsequent study (Wittenmyer et al. 2019), based on data spread over 4452 days, and using Monte Carlo Markov Chains (MCMC) fitting, instead reports a period of 15441 ± 1059 days ($a = 12.7 \pm 0.6$ au) and a minimum mass of $19.2 \pm 4.2 M_{\text{Jup}}$. Independently, high-resolution images (Rodigas et al. (2016), Moutou et al. (2017)) reveal the companion at a projected separation of about 20 au in 2015-2016, and show that it is in fact a $0.17 M_{\odot}$ mass star, orbiting at ~ 18 au from HD 7449A. This motivated the present study, which aims to i) analyze the difficulties of the characterization of LPGPs using RV data; ii) revise the orbital parameters and minimum masses of those identified in the CH and CL surveys; and iii) reconsider the radial distribution of such planets.

In this paper, we, therefore, investigate several factors that impact the detectability of exoplanets (Section 2). Then, we describe our approach to analyze the RV data of the stars considered in Fernandes et al. (2019) and Fulton et al. (2021) (Section 3). The results of this new analysis are shown in Section 4. The implication on the radial distribution of LPGPs is provided in Section 5. Finally, using the data collected by CL survey, we test the detectability of Solar System analogs with the RV technique (section 6) and conclude in Section 7.

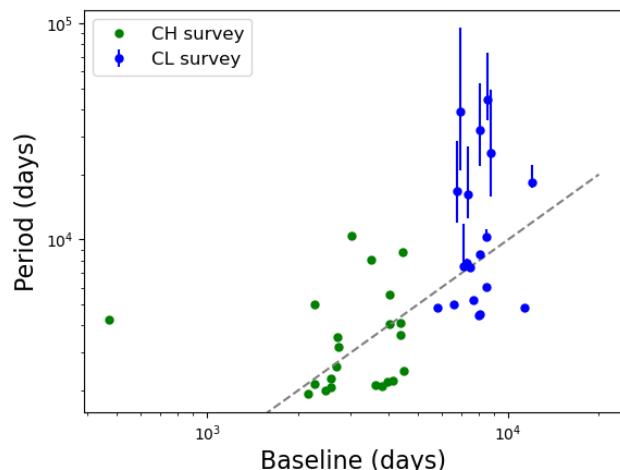


Fig. 1: Orbital periods vs. temporal baselines for reported planets with $a > 3$ au (CH survey) and $a > 5$ au (CL survey). The uncertainties are indicated, whenever available. The dotted line represents the limit where the period is equal to the baseline.

2. Detection and characterization of LPGPs with RV data: Issues

The ability to detect and accurately characterize RV LPGPs is limited when the time coverage of the RV variations (Ford et al. (2005), Gaudi (2022)) is poor (limited time baselines, uneven temporal samplings). This is particularly true when the RV time series do not cover a maximum and/or minimum of the RV signature of the planet. The poor orbital characterizations are due to the presence of noise in the data (stellar noise, instrumental noise), to the unknown star's RV, or to a combination of these effects.

2.1. Stellar activity/noise

Stellar activity occurs on different timescales (Meunier 2021), ranging from minutes (solar-type oscillations) to hours (granulation), days (supergranulation), days or weeks (spots, faculae), and years or decades (magnetic cycles). Short-term variations are usually accounted for by jitter in the fitting procedures. Magnetic cycles can lead to false detections, or poor accuracy of planet parameters, if the planets have a similar period (and phase) to the magnetic cycle (Robertson et al. (2013), Endl et al. (2016)). To take this long-term activity into account, one should ideally simultaneously fit the activity and planetary RV signals using spectroscopic tracers of magnetic activity. An alternative is to correct the RV signal from the stellar activity signal as estimated from such proxies. This approach, which was adopted in the CH survey, using the measured $\log(R'_{\text{HK}})$, may however also partially remove the planet's induced RV variations as well (Meunier et al. (2019b), Costes et al. (2021)). Another approach was used in CL survey, where potential planets giving signatures in the periodograms close to identified activity peaks were rejected. This might lead to an underestimation of the number of detected planets in the corresponding semi-major axes' range (3-5 au). Furthermore, if not removed, the activity signal may also impact the detection and characterization of planets with periods different from the cycle length.

¹ This survey also used, when possible, HARPS, CORALIE, and HIRES data.

² We note that the sample excluded known metal-rich stars, and some other targets that could induce possible biases.

To evaluate the impact of an uncorrected long-term activity cycle on the characterization of the LPGPs identified with $a > 3$ au (CH survey) or $a > 5$ au (CL survey), we estimated the magnetic activity signal of each star, using the results of earlier simulations of stellar activity (Meunier et al. (2019b), Meunier & Lagrange (2019))³. The approach is described in Appendix A. The amplitudes associated with the activity signal over the calendar of observations are found to be between 2 and 15 m/s. For each star, we computed the most impacted domain of $(a, m_p \sin i)$ (see Figure A.1). It turns out that the stellar activity signal mainly impacts the detection and characterization of planets $< 0.6 M_{\text{Jup}}$ orbiting beyond typically 3 au. More massive planets at similar separations produce higher amplitude RV signals; their characterization is impacted to a lesser extent. Similarly, higher-mass planets orbiting further away could be impacted but to a lesser extent.

2.2. RV of the star

Temporal coverage of the planet-induced RV variations shorter than typically half of the planet’s period leads to degeneracies between the planet’s properties and the star’s intrinsic RV (a constant value for a single star, which acts as an offset). This is particularly true when only one extremum or even none of the extrema are covered. Such degeneracies are not or are only partly captured by the fitting tools used (see Section 3.2). An extreme example is shown in Figure 2, in the case of HD 26161, whose RV time series includes neither a minimum nor a maximum. The CL survey reports a companion with a period of 32000^{+21000}_{-10000} days (a of $20.4^{+7.9}_{-4.9}$ au), that is to say four times larger than the time baseline (8706 d) and a minimum mass of $13.5^{+8.5}_{-3.7} M_{\text{Jup}}$. Shifting the RV of the star by 300 m/s (i.e., 2.5 times the uncertainty associated with the RV measured by Gaia over six years) leads to significantly different orbital parameters and minimum mass: 42 au and $80 M_{\text{Jup}}$. More generally, assuming various values of star RV offsets leads to a much wider range of orbital and mass solutions (see Section 3 for a detailed description of the procedure).

2.3. Instrumental RV offsets

When the RV time series are obtained using different instruments, the fitting procedure requires one instrumental RV offset to be considered for each instrument, in addition to the usual set of parameters (orbital elements, planet mass, star RV, and jitter). This is also true when significant changes occur on a given instrument. This may lead to degenerate solutions if the data only cover part of the planet’s period or if there is no overlap between the data obtained with different instruments. An example is given in Figure 3 for the case of HD 142A, which was observed with HARPS prior to and after a major instrumental upgrade in 2015 (Lo Curto et al. 2015) that induced non-negligible, spectral-type-dependent RV offsets. This instrumental offset could not be constrained properly with the data available at the time of the CH survey, due to the large temporal gap between the two HARPS datasets.

Using these data, and considering the instrumental offset between the two HARPS datasets as a free parameter, we find that a semi-major axis is 7.7 au, with its minimum mass being $5.1 M_{\text{Jup}}$, an eccentricity close to 0, and an instrumental offset of

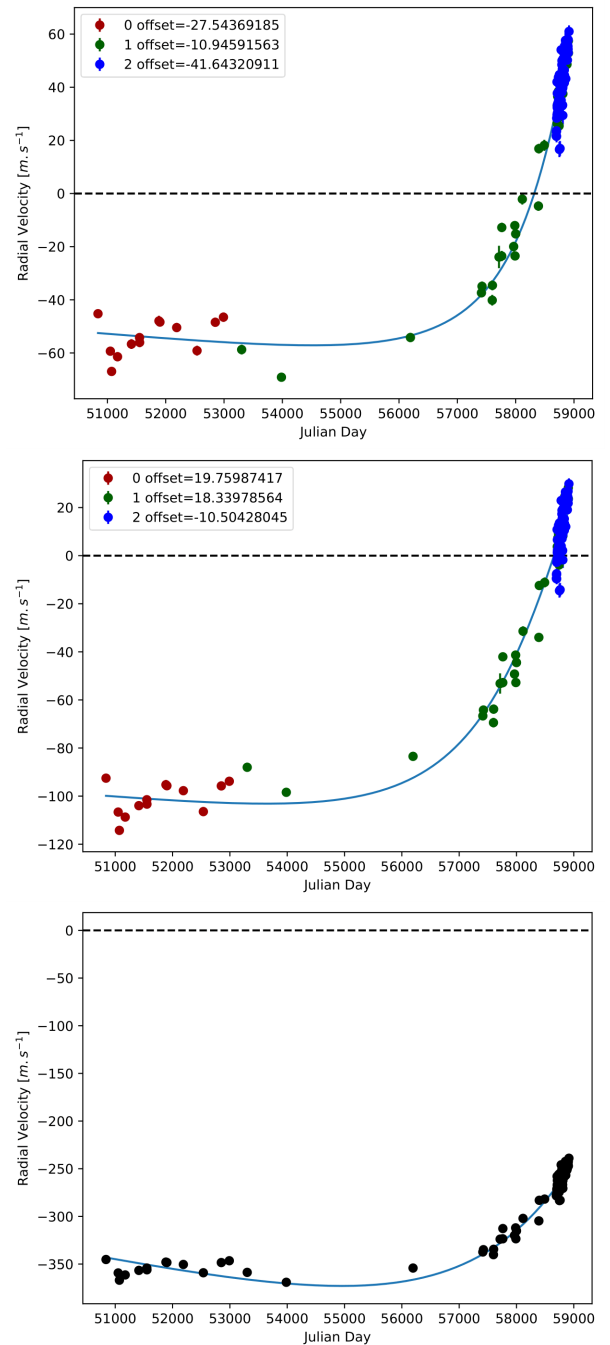


Fig. 2: Degeneracies between the star RV and the planet orbital parameters and masses: the case of HD 26161. The RV time series are shown with filled circles, and the fit with a genetic algorithm is illustrated with the blue curve. *Top*: All priors are left free. We use red for Hir94, green for Hir04, and blue for APF. *Middle*: Semi-major axis is fixed to 240 au. The same color codes are used as in the *top*. *Bottom*: Star RV is fixed to 300 m/s. The black points correspond to RVs corrected from the instrumental offsets for clarity purposes. The semi-major axes found are 33 au, 240 au, and 42 au and the minimum mass found are $14 M_{\text{Jup}}$, $23 M_{\text{Jup}}$, and $80 M_{\text{Jup}}$, while the rms of the residuals are almost identical (6.2 m/s, 7 m/s, and 7.2 m/s).

³ We note that using spectroscopic activity tracers for each star is not possible in the present study as, in most cases, such data are not available.

123.6 m/s. This value is considerably higher than that (14.9 m/s) measured for similar stars (Lo Curto et al. 2015). Fixing instead an instrumental offset of 14.9 m/s between the two HARPS

datasets, the semi-major axis would become 10.3 au, with a minimum mass of $11.7 M_{\text{Jup}}$ and an eccentricity of 0.34. Both solutions lead to a similar root mean square (hereafter rms) of the residuals (9.6 and 10.4 m/s). We note that new AAT and MIKE data have recently been published by Feng et al. (2022), covering a similar period as the HARPS data. Using these data in addition to the previous ones, we find a semi-major axis of 9.6 au, a minimum mass of $10.4 M_{\text{Jup}}$, an eccentricity of 0.27, and an offset of 27 m/s. It is therefore critical that the temporal periods of the RV data obtained with different instruments overlap, at least partially, to properly constrain the different instrumental offsets.

2.4. Fitting tools

Finally, the detection and characterization of RV planets rely on approaches and tools that are not perfect. The orbital and mass characterization relies on genetic algorithms⁴ (CH survey), or on Bayesian MCMC statistical tools (CL survey) whose exploration may be limited, and sometimes biased (Gregory 2011), especially in the case of sparsely sampled data (Price-Whelan et al. 2014). For instance, in the case of HD 26161, solutions with very high eccentricities (up to 0.98) and a (up to 240 au) yield an rms of residuals (genetic algorithms) or likelihoods (MCMC) comparable to a large range of solutions with lower eccentricity and semi-major axis values. Yet, such solutions are not captured by the genetic algorithm or the MCMC.

As an additional illustration of the limits of the genetic algorithm or the MCMC in the case of (very) poor temporal coverage of the orbits, we computed the RV time series induced by a fake, high eccentricity (0.95), $70 M_{\text{Jup}}$ companion planet, corresponding to one plausible solution with $a = 240$ au found when fitting the HD 26161 RV data. We used the calendar of observations of HD 26161. Noise was added in the following way: for each epoch, the synthetic RV was drawn from a normal distribution centered on the theoretical value of the RV and with a $1-\sigma$ width corresponding to the measurement uncertainties. With priors on a in the range 0-300 au, the MCMC posteriors are in the range ~ 20 -30 au, eccentricity 0.56-0.67, and minimum mass 40-110 M_{Jup} . Hence, MCMC fails to find the actual orbital parameters and minimum mass of the fake planet.

3. Revisiting the CH and CL surveys. Approach

3.1. Data

As mentioned above, we focused on the LPGPs with a greater than 3 au (CH survey) and a greater than 5 au (CL survey). Among these 22 (resp. 19) planets, 41% (resp. 47%) have reported orbital periods (much) longer than the actual temporal baseline of the available data⁵. Hence, the risk of a poor characterization of these LPGPs is high. We, therefore, revisited these targets using the following: i) the RV data used in the surveys plus, when available, additional RV data; and ii) fitting tools similar to those used in the published analysis, that is a genetic algorithm (CH survey), and MCMC (CL survey).

⁴ Genetic algorithms fit RV data with one or several companions using an evolutionary algorithm where the genes are the Keplerian elements. They make use of a loose subpopulation segregation for maintaining the gene pool diversity and thus promoting wider parameter exploration.

⁵ Planets with $a < 3$ (resp. 5 au) are generally monitored over their whole orbital period.

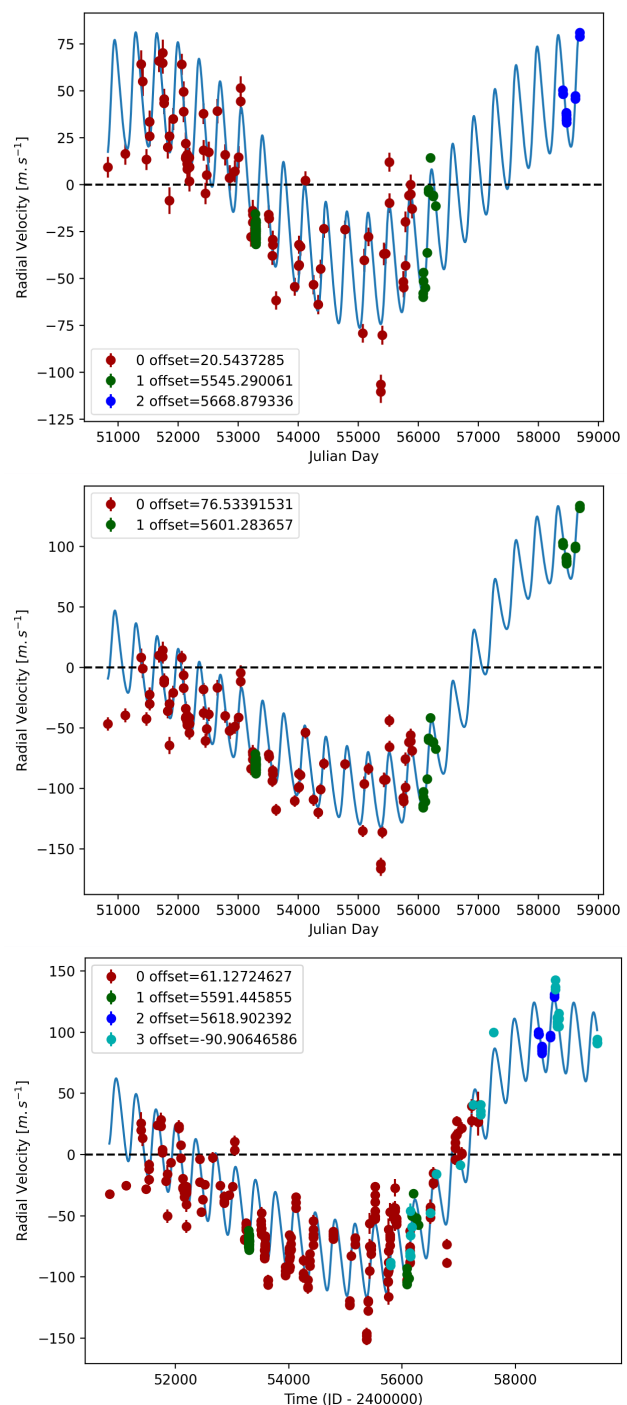


Fig. 3: Impact of the instrumental offsets: the case of HD 142A. *Top*: Fit (blue curve; genetic algorithm; see GitHub for the MCMC fits) of the RV with the instrumental offset between the two HARPS datasets taken as a free parameter. We use red for AAT, green for HARPS pre-upgrade, and blue for HARPS post-upgrade. *Middle*: Fit of the RV data assuming an instrumental offset of 14.9 m/s between the two HARPS datasets. We use red for AAT and green for HARPS. *Bottom*: Fit of all the RV data available. We use red for AAT, green for HARPS pre-upgrade, blue for HARPS post-upgrade, and cyan for MIKE.

3.1.1. CH survey data

We focus here on the 22 LPGPs with a semi-major axis greater than 3 au. We also consider HD 142A, for which the CH survey detected a short-period (350 d) planet, and for which an LPGP was detected after the publication of the CH survey. Each RV dataset includes data from several (up to seven) instruments. As the data used by the CH survey were not published in that paper, we use the data available in the literature, in the ESO archive, or in the DACE database⁶. Additional data were obtained for 22 systems (only HD 142022 was not reobserved). The new data are included in our new analysis.

3.1.2. CL survey data

We focus here on the 19 LPGPs with a semi-major axis greater than 5 au. We use the data published in the CL survey. Whenever available, additional public data are also considered for the present analysis. However, in no cases do they increase the time baseline. Again, each RV dataset includes data from several (up to seven) instruments.

3.2. Fitting procedures

The data were first fitted using a genetic algorithm as was done by the CH survey. Our algorithm, named DPASS, is described in Lagrange et al. (2019). It provides only the best solution, corresponding to the smallest rms of the RV residuals. MCMC fitting was also performed, as in the CL study. Unlike genetic algorithms, it estimates uncertainties associated with the various parameters of the solution. The MCMC sampling tool is based on the emcee 3.0 library (Foreman-Mackey et al. 2013), using a mix of custom move functions to alleviate potential multi-modality problems and the cyclicity of angular variables.

For both DPASS and MCMC, the free parameters considered are the orbital parameters (semi-major axis, eccentricity, argument of periastron and phase), the minimum mass(es) of the planet(s), the star RV (global offset due to the star systemic velocity), a stellar jitter to take the short-term (up to several days) stellar variations into account, and additional instrumental offsets. One instrumental offset was considered for each instrument, unless major changes occurred during their lifetimes. This is the case for HARPS, which had a fiber upgrade in 2015; HIRES, which had a detector change in 2004; CORALIE, which had significant upgrades in 2007 (Ségransan et al. 2010) and 2014; and SOPHIE, which had significant upgrades in 2011. The instruments are therefore regarded as different instruments before and after these upgrades. HARPS before and after the upgrades is referred to as H03 and H15, respectively. HIRES before and after the 2004 upgrades (Tal-Or et al. 2019) is referred to as Hir94 and after Hir04, respectively. CORALIE is referred to as C98 before the 2007 upgrade, C14 after 2014, and C07 in between. Finally, SOPHIE before and after the 2011 upgrades (Bouchy et al. 2013) is referred to as SOPHIE and SOPHIE+, respectively.

The priors associated with the LPGPs are very loose in order to explore a wide range of possibilities. Uniform priors were considered for all fitting parameters except for targets with poorly constrained periods. In these cases, a log-uniform prior was considered for the semi-major axis in order to allow a better exploration of large a solutions. In the case of systems hosting one or several well-characterized shorter-period planets, in addition to the LPGP, the priors related to the short-period planets

were chosen in the vicinity of the actual orbital parameters and minimum masses to help obtain a faster convergence.

Depending on the temporal coverage of the RV variations, we used different strategies to characterize or constrain the orbital parameters of the companions. They are described below.

3.2.1. Cases of good temporal coverage

When the temporal coverage of the data is good, there is no degeneracy between orbital solutions and star RV. The MCMC provides good estimates for the orbital solutions.

An example is the case of HD 117207 which is a $1.04 M_{\odot}$, G8 IV star (Marcy et al. 2005). Based on 42 RV HIRES measurements obtained between 1997 and 2004, Marcy et al. (2005) reported a giant planet signal with a period of 2627 ± 63.51 days, a minimum mass of $2.06 M_{\text{Jup}}$, and an eccentricity of 0.16 ± 0.05 . The CH survey reported properties for the HD 117207b close to those reported in Marcy et al. (2005).

For the present study, in addition to the dataset of Marcy et al. (2005), 96 RV HARPS measurements obtained between 2004 and 2019 were used. DPASS and MCMC (1000 walkers and 300000 iterations) were used to fit the data. The fits are shown in Fig 4. The properties used in the CH survey for HD 117207b are confirmed.

3.2.2. Cases of poor temporal coverage

When the temporal coverage is poor, the solutions may be degenerate. This is, of course, not captured by the genetic algorithms, which only provide the best solution (corresponding to the lowest rms of the residuals). The MCMC allows a better exploration, but there is no guarantee that all the possible solutions are sampled in the case of poor temporal coverage. Two important parameters identified (see Section 2) are the star RV offset and the semi-major axis of the planet. We explored their impact by fixing the RV offset to arbitrary but plausible values given the star RV uncertainties provided by Gaia or constraining the prior range of semi-major axes, and fitting the data with DPASS or MCMC. We compared the rms of the residuals (DPASS) or the likelihoods (MCMC) with the ones obtained with the RV offset or a free. When comparable values are obtained, we conclude that the solutions are equally plausible. This leads to sometimes considerably wider ranges of possible solutions.

An example is provided in the case of HD 26161 which is a $1.13 M_{\odot}$, G0 star (Rosenthal et al. 2021). Using 50 RV HIRES measurements obtained between 1998 and 2019 and 84 RV APF measurements obtained between 2019 and 2020, the CL survey reports an LPGP with a period of 32000^{+21000}_{-10000} days, a minimum mass of $13.5^{+8.5}_{-3.7} M_{\text{Jup}}$, and an eccentricity of $0.82^{+0.061}_{-0.05}$. We used DPASS and MCMC (1000 walkers, 400000 iterations, a between 0 and 1000 au, RV offset between -1 and 1 km/s, eccentricity between 0 and 0.99) to fit the data. DPASS finds a companion with a period of 64224 days, a minimum mass of $14.1 M_{\text{Jup}}$, and an eccentricity of 0.78, with a corresponding rms of residuals of 6.3 m/s. With the MCMC, solutions with a period peaking at about 100 yr and extending to more than 300 yr (peak of a at about 14 au, extending to more than 30 au), a minimum mass between 13 and $170 M_{\text{Jup}}$, and an eccentricity larger than 0.75 are found. The fits are shown in Figure 5.

Yet, as no extremum is covered with the present dataset, the stellar offset, and therefore the companion orbital properties, are not well constrained. To explore the impact of the RV offset on the results of the genetic algorithm, we fixed the RV offset to

⁶ <https://dace.unige.ch>

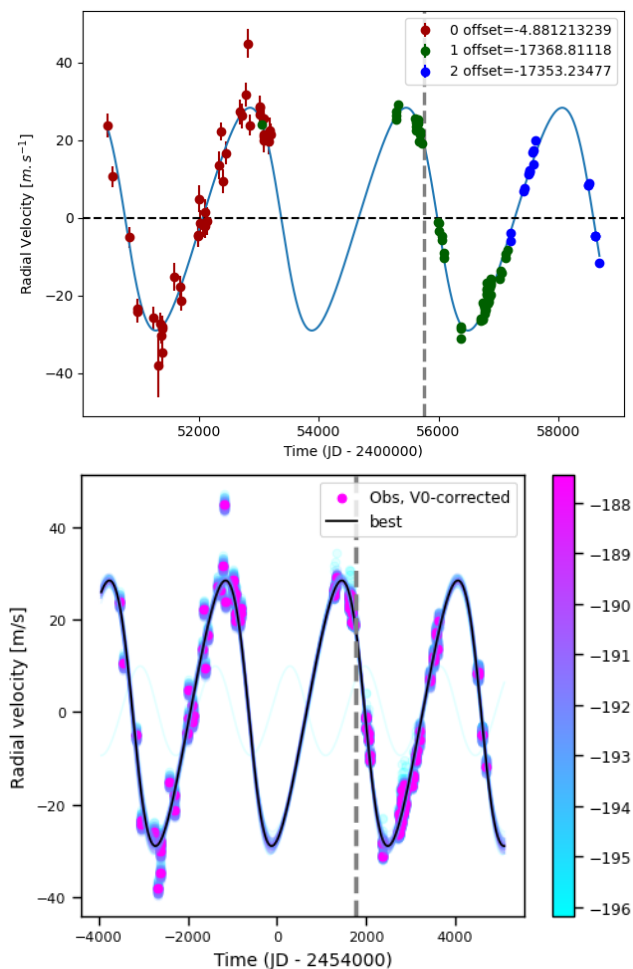


Fig. 4: Orbital fits for HD 117207 b. *Top*: Fit of the HD 117207 RV with DPASS. We use red for Hir94, green for H03, and blue for H15. The blue curve shows the best fit. *Bottom*: Fit of the HD 117207 RV using MCMC. The black curve shows the best fit. The colorbar corresponds to the log-likelihood of the fits. The gray dotted line indicates the end of the CH survey.

arbitrary values up to 300 m/s (compatible with the range of published values) and fit the data with DPASS. Very different solutions are found, with an rms of residuals very close to that obtained with a free offset. For instance, with an RV offset of 300 m/s, we find a semi-major axis of 42 au, a minimum mass of 80 M_{Jup} , and an eccentricity of 0.66, associated with an rms of 7.2 m/s, comparable to the rms obtained with a free RV offset.

A similar exercise was done by fixing various semi-major axes and similar conclusions are reached. It appears that with a up to 240 au, solutions giving an rms of residuals within 1 m/s from the baseline (7 m/s) are obtained. An example is shown in Fig. 5.

We then checked the impact of the RV offset or the semi-major axis on the MCMC results. We performed a new MCMC sampling, fixing the RV offset at 300m/s. The prior on a is, again, very loose, 0 to 1000 au. The a distribution peaks at about 40 au, which is significantly higher than in the case where the RV offset is free. The best likelihood is, however, only slightly lower than that obtained with a loose prior on the RV offset, and the distributions of the likelihoods overlap.

Finally, we ran an MCMC with the prior on the a constrained to 240-300 au. As expected, the distribution of a sample by the

MCMC is truncated at the min value, 240 au, but the distribution of likelihoods overlaps with the one obtained with very loose priors for the a in the range 0-1000 au. Hence, some solutions sampled with a in the range 240-300 au provide likelihoods identical to those sampled with loose priors on a . These solutions are equally likely, but the MCMC does not capture them when the priors on a are very loose.

This analysis shows that neither DPASS nor MCMC captures all of the solutions, especially those with high eccentricities or a high semi-major axis⁷.

In most cases of poorly covered RV, however, the RV time series includes one (putative) extremum. The solutions are less degenerate than in the case of HD 26161, depending on the number of instruments used, and the level of overlap between the instruments. An illustration is given in the case of HD 66428 (1.05 M_{\odot} , G5 star; Rosenthal et al. (2021)), a system with an inner, well-constrained, planet (HD 66428b) and an outer companion (HD 66428c), whose RVs are poorly constrained. Using 99 RV HIRES measurements obtained between 2000 and 2019, the CL survey reports, for HD 66428b, a period of $2288.9^{+6.1}_{-6.8}$ days, a minimum mass of $3.19 \pm 0.11 M_{\text{Jup}}$, and an eccentricity of $0.418^{+0.015}_{-0.014}$ and, for HD 66428c, a period of 39000^{+56000}_{-18000} days, a minimum mass of $27^{+22}_{-17} M_{\text{Jup}}$, and an eccentricity of $0.32^{+0.23}_{-0.16}$.

For the present study, in addition to the CL survey's dataset, we used 28 RV HARPS measurements obtained between 2004 and 2015. DPASS and MCMC (1000 walkers and 400000 iterations) were used to fit the data. The properties found for HD 66428b are similar to those reported in the CL survey. For HD 66428c, a period of 9107 days, a minimum mass of 2 M_{Jup} , and an eccentricity of 0.19 were found with DPASS, with a corresponding rms of residuals of 2.8 m/s, and a period between 27000 and 125000 days, a minimum mass between 22 and 296 M_{Jup} , and an eccentricity between 0.38 and 0.78 were found using MCMC. As the RV curve of HD 66428c only covers a minimum, the period (or a) is actually not well constrained.

To explore the range of possible values, we fixed the semi-major axis to different values and fit the data with DPASS. The semi-major axis up to 190 au does not significantly change the rms of the residuals (3.3 m/s against 2.8 m/s with a left free). In this case, the minimum mass is 4 M_{Jup} and the high eccentricity is 0.95, corresponding to the maximum value of the eccentricity prior. To test the impact of the stellar RV offset, we also fix this offset to different values and fit the data, once corrected from the instrumental offsets for clarity purposes, with DPASS. It appears that stellar RV offsets up to 300 m/s do not significantly change the rms of the residuals (3 m/s against 2.8 m/s with stellar RV offset free). In this case, a is 48 au, the minimum mass is 52 M_{Jup} and the eccentricity is 0.63. The fits are shown in Fig. 6.

3.2.3. Note on multiple systems

The samples include several multiple systems: 13 in the CH survey and 13 in CL survey (23 total systems). Once corrected for the signal(s) of the inner planet(s), it appears that in nine cases the RV time series cover (very) poorly the orbital periods of the LPGPs (see Figure 7), with none (one case, possibly two) or only one extremum (eight cases). In four other cases, the periods are roughly covered, but poorly sampled, and in two targets in the CH survey, the LPGPs are not detected. For these nine systems, we adopted a similar approach to that adopted in Section 3.2.2. When exploring the different orbital and mass solutions for the

⁷ Algorithms such as JOKER (Price-Whelan et al. 2017) used in the CL survey do not fully alleviate this bias either.

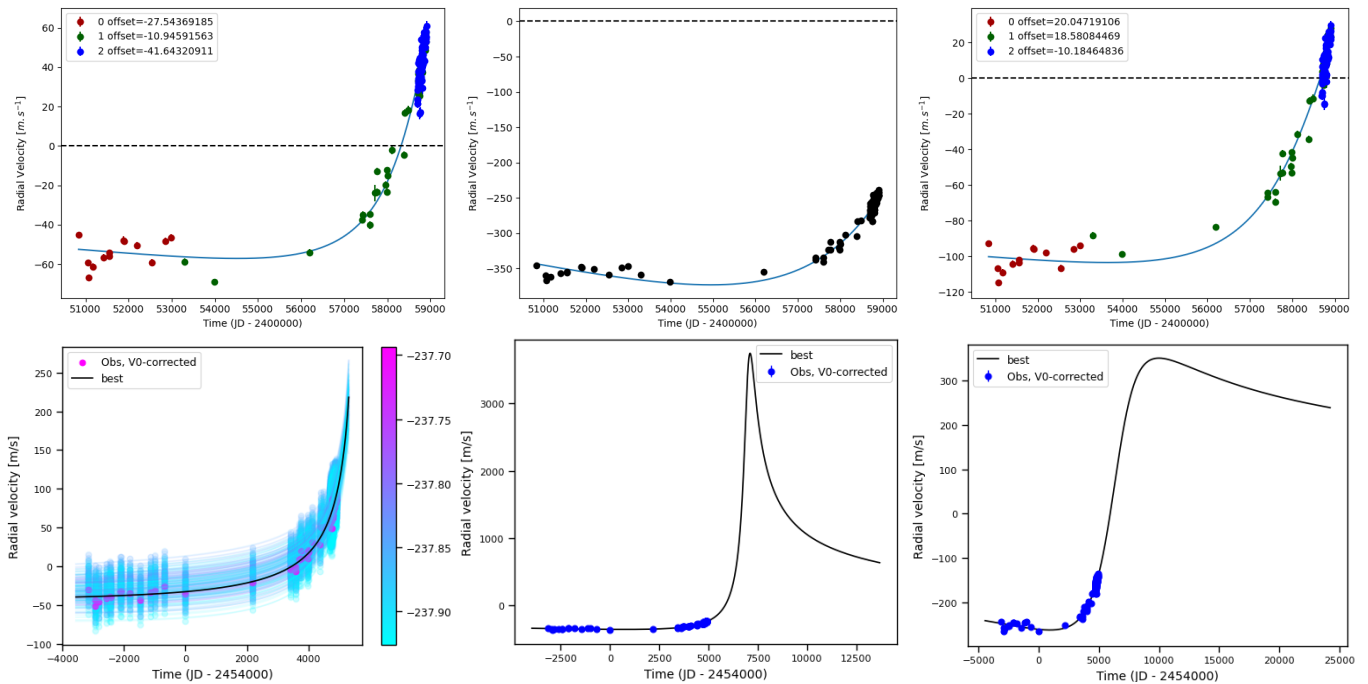


Fig. 5: Orbital fits for HD 26161b. *Top left*: Fit of the HD 26161 RV with DPASS. We use red for Hir94, green for Hir04, and blue for APF. The blue curve shows the best fit. *Bottom left*: Fit of the HD 26161 RV using MCMC. The black curve shows the best fit. The colorbar corresponds to the log-likelihood of the fits. *Top middle*: Fit of the HD 26161 RV with DPASS, with a subtracted stellar offset fixed to 300 m/s. Black points correspond to the data corrected from the instrumental offsets. The blue curve shows the best fit. *Bottom Middle*: Best fit of the HD 26161 RV using MCMC, with a subtracted stellar offset fixed to 300 m/s. The black curve shows the best fit. *Top right*: Fit of the HD 26161 RV with DPASS, with the minimum a fixed at 240 au. The points are the same as in the *top left*. The blue curve shows the best fit. *Bottom right*: Best fit of the HD 26161 RV with MCMC, with a prior on a in the range 240-300 au. The black curve shows the best fit.

outer planet, the priors on the orbital parameters and the minimum mass(es) of the inner planet(s), which are well constrained by the RVs, were chosen close to the values obtained using loose priors.

3.2.4. Note on stellar activity

The stellar activity has not been corrected, as in the CL study. This is a difference from the CH survey, which corrected the RV from the stellar activity and is discussed in the next section.

3.2.5. Note on Hipparcos-Gaia astrometry

Among the 39 analyzed systems, 13 have actually been studied by coupling RV data with absolute astrometry (Damasso et al. (2020), Li et al. (2021), Feng et al. (2022), Philipot et al. (2023)). We did not use these data, however, because the LPGA radial distributions that we discuss here are based on RV data only. Considering true masses in some cases only instead of $m_p \sin i$ masses would break the homogeneity of the survey.

4. Revisiting the CH and CL surveys: Results

We applied the procedure described in the previous section to each of our sample targets. A detailed analysis for each target is available on GitHub⁸. Illustrative examples of such an analysis are provided in Appendix B. Figure 8 shows the revised periods

and minimum masses, as well as the reported ones, for comparison purposes. The orbital parameters and masses found in the present study, together with those reported by the CH and CL analysis, are provided in Appendix D.

4.1. CH planets (22) with $a > 3$ au

For 11 out of the 22 planets with $a > 3$ au, the orbital parameters and minimum masses estimated by the CH survey are confirmed. For the 11 others, the orbital parameters and minimum masses are significantly different from those reported (four cases), or a second solution is possible in addition to the one reported (one case), or the solutions are very degenerate and only very wide ranges of orbital parameters can be given (six cases). We note that for two stars, HD 142 (Wittenmyer et al. 2012) and HD 50499 (Rickman et al. 2019), two additional long-period planets have been reported in the literature, and another LPGA is suspected around HD 204313 (Robertson et al. 2012). Finally, none of the eight planets with a reported $a > 5$ au has its orbital parameters or mass confirmed. In Appendix B, we provide a detailed analysis of two targets for which we get results that are significantly different from the CH analysis.

We note that, as mentioned above, the present analysis does not correct the RV from stellar activity, while the results provided by the CH analysis do. However, as seen above, stellar activity has a significant impact on planets lighter than $0.6 M_{\text{Jup}}$ when considering planets orbiting beyond 3 au. For 18 stars out of 22, the masses reported by the CH analysis are greater than $0.6 M_{\text{Jup}}$, and hence no strong effect due to stellar activity is expected. For two out of the four stars with reported masses smaller

⁸ https://github.com/fphilipot/LPGA_supplementary

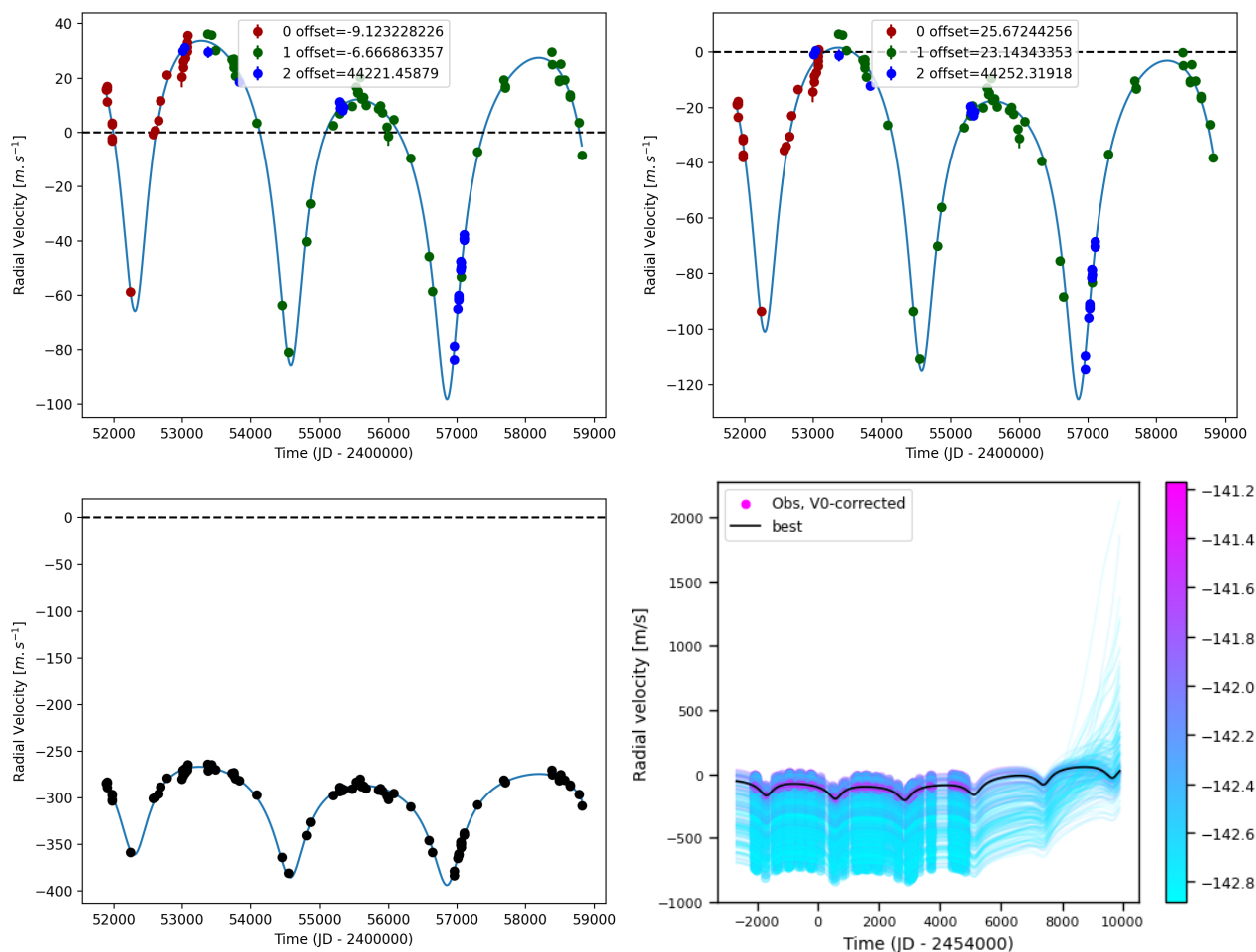


Fig. 6: Orbital fits for HD 66428 b and c. *Top left*: Fit of the HD 66428 RV with DPASS. We use fed for Hir94, green for Hir04, and blue for H03. The blue curve shows the best fit. *Top right*: Fit of the HD 66428 RV with DPASS, with the minimum a fixed at 190 au for HD 66428c. The points are the same as on the left. The blue curve shows the best fit. *Bottom left*: Fit of the HD 66428 RV with DPASS, with a stellar RV offset subtracted fixed to 300 m/s. Black points correspond to the data corrected for the instrumental offsets. The blue curve shows the best fit. *Bottom right*: Fit of the HD 66428 RV using MCMC. The black curve shows the best fit. The colorbar corresponds to the log-likelihood of the fits.

than $0.6 M_{\text{Jup}}$, the present analysis provides results roughly similar to those reported, showing that activity does not have a strong impact on these targets. For the remaining two, significantly different results are found, mainly because of a significantly improved temporal coverage of the planet’s orbits.

4.2. CL planets (19) with $a > 5$ au

The results of the fits are in strong agreement with the published ones for the eight targets for which the RV monitoring is comparable or longer than the reported periods. Seven out of these eight LPGPs have a in the 5-7 au range and one has $a > 7$ au⁹. For the remaining 11 LPGPs, the present analysis finds, in general, (much) wider ranges of orbital parameters than those found by CL survey (see example in Section 3.2.2). This is particularly true for the eight LPGPs with $a > 10$ au. In fact, the MCMC (or genetic algorithms) happen to be heavily biased toward low semi-major axes for these poorly covered orbits. It is furthermore worth noting that five of the latter have a minimum mass

⁹ The only target with an initial $a < 7$ au whose orbital properties are not confirmed is GL 317c. This is due to too sparse sampling of the variations in the first 2000 d.

possibly greater than $6000 M_{\text{Earth}}$ ($20 M_{\text{Jup}}$) and would therefore not be planets.

5. Radial distribution of LPGPs beyond 3-5 au

The CH and CL studies derived occurrence rates in bins of semi-major axes up to 10 au and 30 au, respectively, for planets with masses between 30 and $6000 M_{\text{Earth}}$ using: i) the actual detections, ii) the estimated completeness of the surveys, and iii) assumptions on the mass distribution of the planets. The radial distributions that fit the occurrence rates were then derived using specific models. Important issues that impact the robustness of the results are discussed hereafter.

5.1. Actual detections and characterizations

As seen above, the current analysis of the CH and CL surveys data leads to significant revisions of the LPGPs’ orbital elements and minimum masses for planets with $a > \sim 4$ -5 and 7 au, respectively. The possible companion masses are sometimes well above $6000 M_{\text{Earth}}$, and the possible periods and a go well beyond the last bins considered in the surveys (3594-10000 d for

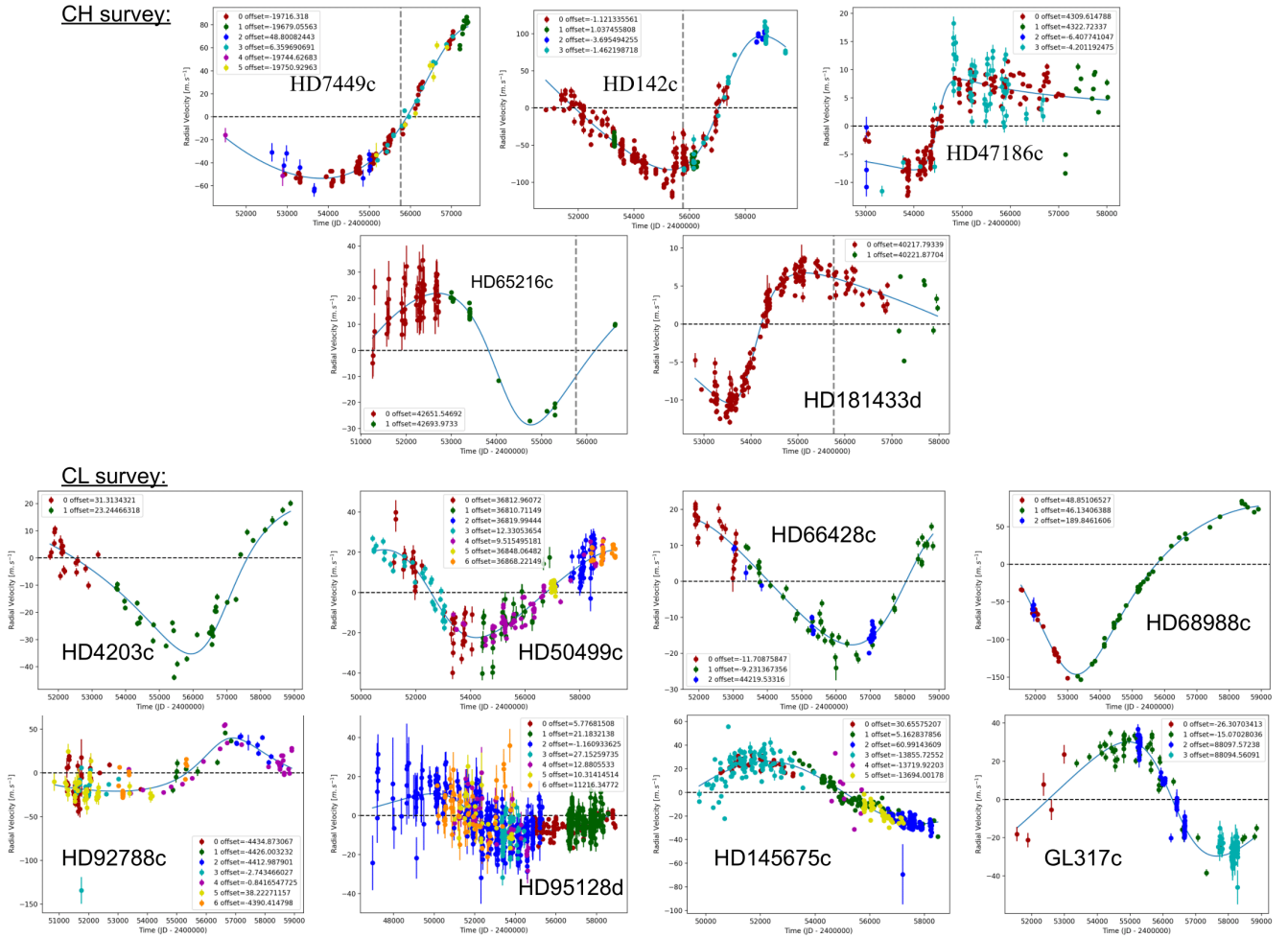


Fig. 7: Fits of multiple systems with poorly constrained outer planets. RV residuals once the signal of the inner planet(s) was removed. *Top*: CH survey. The vertical grey dotted line indicates the end of the CH survey. *Bottom*: CL survey.

the CH analysis, and 16–30 au for the CL analysis). Furthermore, as discussed above, the ability to detect and correctly characterize low-mass (typically $< 0.5 M_{\text{Jup}}$) giants orbiting beyond typically 3 au is, potentially, impacted by stellar activity.

5.2. Survey completeness

The CH analysis extrapolated the completeness derived in the CH survey (Fernandes et al. 2019) to periods up to about 10000 d where the authors of the survey warn against deriving occurrences (and hence completeness) for periods longer than 10 yr (included in the last bin considered in the analysis). Hence, the completeness beyond ~ 5 au is not robust. One should also note that the completeness provided by Fernandes et al. (2019) was computed assuming circular orbits only.

In the CL analysis, the completeness was computed using injection recovery of the signals from planets with different orbital parameters and masses in the RV time series of each of the sample stars (Rosenthal et al. 2021). To our understanding, “recovered” meant that the fitted period and semi-amplitude are within 25%, and the phase within $\pi/6$, of the injected values. Their analysis was however affected by several biases, that we describe below.

Firstly, the injected planets were drawn assuming a beta distribution of eccentricity strongly biased toward low eccentrici-

ties. This distribution was derived from the analysis of ~ 400 RV planets detected in an earlier survey (Kipping 2013). However, in that survey, most of those planets had $a < 3$ –4 au; moreover, that beta distribution is only followed for the closest ($a < 1$ au) planets, with the eccentricities of the longer period planets following a flatter distribution instead. Hence, the assumption of this beta distribution for planets beyond 1 au is not justified. This leads to an overestimation of the recovery rates for planets with periods typically larger than the baseline of the survey (~ 21 years; median value), thus with $a > \sim 6$ –8 au, compared to a uniform distribution. Indeed, assuming a uniform distribution for the eccentricities instead of the beta distribution would lead to considering a larger number of eccentric planets. High eccentricity planets with $a > 6$ –8 au produce RVs that are roughly flat for long periods of time, in contrast with low eccentricity planets. Given the incomplete RV time coverage, their detection probability is lower.

Moreover, no criterion relative to the fitted eccentricities was applied (i.e., no comparison between the fitted and injected eccentricities). Yet, using the tools used by the CL analysis to perform injection-recovery tests¹⁰, it appears that requiring the absolute difference between the recovered and injected eccentricities to be less than 0.2 would decrease the recovery rate of planets with $a > 8$ au by 12% and the recovery rate of planets with

¹⁰ available on github.com/California-Planet-Search/rvsearch

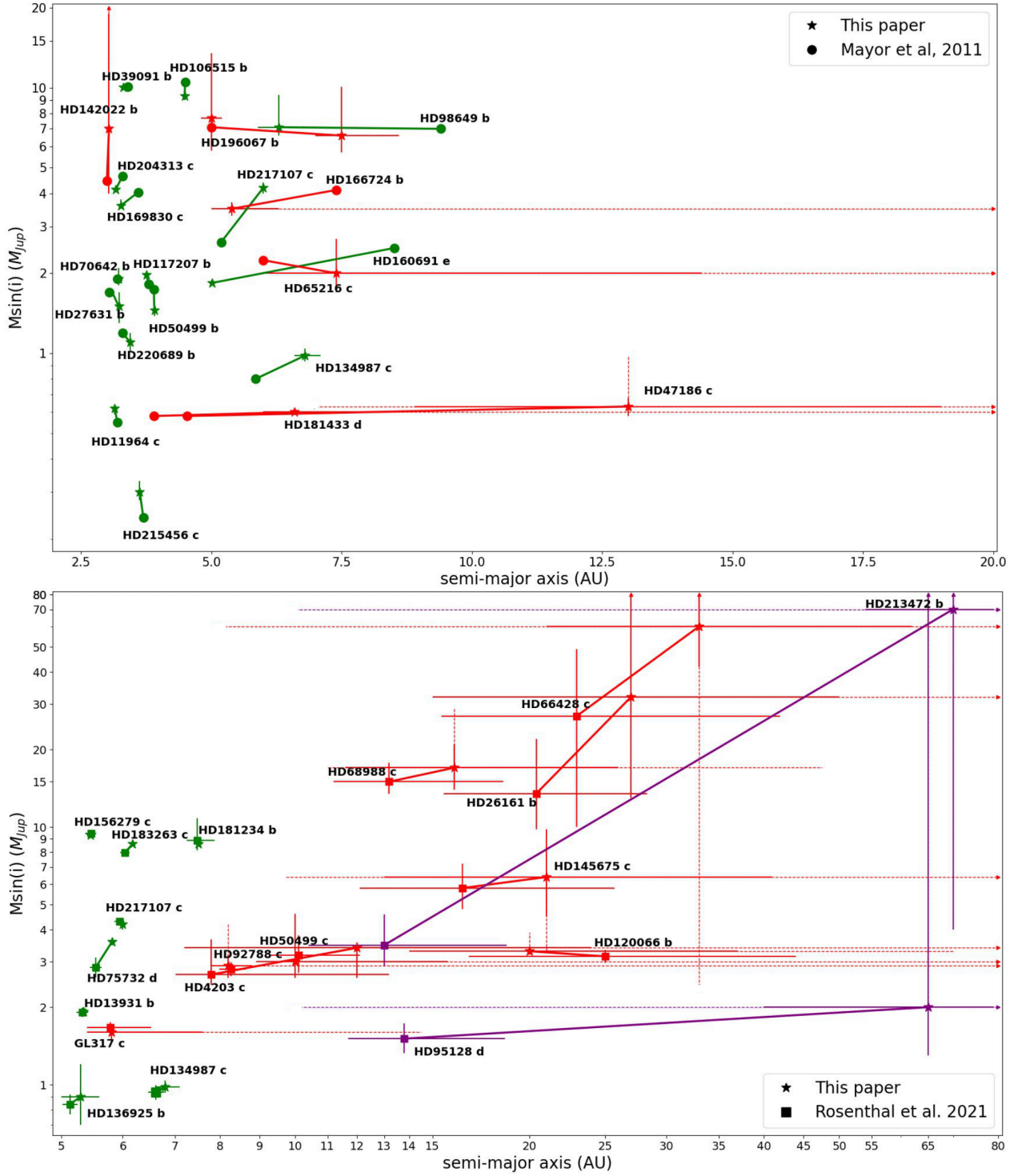


Fig. 8: Revised semi-major axes and minimum masses. *Top*: Targets with reported $a > 3$ au in the CH survey (Mayor et al. 2011). Lines between the revised (indicated by stars) and published values (indicated by filled circles) are drawn to facilitate the comparison between these values. Green colors correspond to planets for which the final orbital parameters and minimum masses are well constrained; red colors correspond to planets for which the semi-major axes and/or the minimum masses are not well constrained. The dotted lines correspond to solutions that provide an rms of residuals within 1 m/s from the minimum rms. An arrow at the end of a dashed line means that values even beyond the limit can meet this criterion. HD 7449c is not shown as it is identified as a star. *Bottom*: Same as in the top, but for the CL survey (Rosenthal et al. 2021) targets with a reported $a > 5$ au. The purple color corresponds to planets for which the semi-major axis and the minimum mass cannot be constrained.

$a > 16$ au by 20%. By applying a stricter criterion (e.g., an absolute difference less than 0.1), the recovery rate would decrease by 27% for LPGPs with $a > 8$ au and by 40% for LPGPs with $a > 16$ au.

Also, as discussed above, the MCMC fails to capture all the degeneracies between the RV of the star and the planet properties or to provide accurate orbital or mass solutions when the orbits are poorly covered. Given the median monitoring time of the survey (21 years), there is a potential impact on the results for planets with a greater than typically 6-8 au.

Finally, if the planets producing peaks close to the activity peaks were not considered as recovered because of possible confusion with stellar activity, one might expect a lower completeness, associated with larger uncertainties for planets orbiting in the 3-5 au range.

5.3. Mass distribution

Both the CH and CL analyses assume an identical mass distribution over the 30-6000 M_{Earth} range for all semi-major axes. Such an assumption is not justified. Indeed, the mass distribution for the 30-6000 M_{Earth} range cannot be properly measured beyond 3-5 au in the CH survey and 8 au in the CL survey (see their figure 5), as low-mass (typically sub-Jupiter) planets cannot be detected at such distances. Furthermore, as seen above, detecting and characterizing planets with masses of less than about 0.3-0.6 M_{Jup} orbiting in the 3-5 au range is complicated due to stellar activity. Hence, occurrences for the whole 30-6000 M_{Earth} range can only be measured robustly for semi-major axes below these values.

5.4. Impact on the radial distribution

At this stage, it is not possible to quantify the overall impact of these limitations and biases because of multiple unknowns and limitations (e.g., stellar activity, MCMC biases) and because the data that would be needed to do so are simply not available (e.g., the data needed to estimate the radial distribution of remote sub-Jupiter planets). However, the present analysis shows that, despite the remarkable effort made in these studies, the radial distributions are not robustly assessed beyond ~ 4 au for the CH survey and beyond 5-8 au for the CL survey. The 3-5 au range might even be poorly constrained given the possible impact of stellar activity and, above all, the poorly constrained mass distribution function for low-mass planets in this region.

We used the tools used by Fernandes et al. (2019) and the orbital parameters found in the present study for planets with periods between 2000 d and 10 yr (which roughly corresponds to $a < 4$ au) in the CH survey to reestimate the occurrence rates of LPGPs with periods in the 2000d-10yr range, and we fit the occurrence rates for periods below 10 yr. The turnover mentioned in the CH analysis at 1500-2000 d (Fig. 9, top) is no longer clearly present.

Similarly, we used the tools used by Fulton et al. (2021) and the orbital parameters revised in the present study to reestimate the occurrences of LPGPs with $a < 8$ au in the analysis of the CL survey. The LPGPs' radial distribution (Fig. 9, middle) no longer shows a turnover at about 2.5 au as found in the CH study, or at about 3.5 au as found in the CL study, but rather a steep increase at about 1 au followed by a flat distribution between 3 and about 8 au. A similar conclusion was tentatively reached by the AAPS study, using albeit different hypotheses for the range of masses considered (see above) and for the planet's orbital properties during the injection-recovery process (circular orbits only). Considering a uniform distribution in eccentricities instead of a beta distribution to compute the completeness leads to similar qualitative conclusions, with even larger occur-

rence rates (associated with larger error bars) beyond 1 au (Fig. 9). This latter figure also illustrates the importance of the assumption on the eccentricity distribution. Considering planets with masses in the 1-20 M_{Jup} range only leads to similar conclusions. Finally, as expected, the estimated occurrence rate of planets for $a > 1$ au is lower (by $\sim 40\%$) when considering planets in the 1-20 M_{Jup} range than when considering planets in the 0.1-20 M_{Jup} range.

6. The detectability of Solar System analogs with the RV technique

An important question in exoplanetology is whether planetary systems similar to our own are common or rare. To quantify the detection capabilities of Jupiter and Saturn analogs using the data gathered by the largest survey published to date, namely the CL survey, we added the RV signals of planets with Jupiter and Saturn masses, semi-major axes, and eccentricities to the stars' RV¹¹. Eight phases were considered per planet. The stars are assumed to have different inclinations: 15, 30, 50, and 90 degrees. We fit the RV time series using a genetic algorithm. Planets are regarded as detected if the recovered periods and $m_p \sin i$ are within 25% of the injected ones, and if the recovered eccentricities have an absolute difference of less than 0.1 with respect to the injected values¹².

The detection rate for Jupiter analogs is found to be 29% for the most favorably inclined systems (edge-on)¹³. For an inclination of 50 degrees, the rate is 18%. A similar exercise considering Saturn analogs led to detection rates of significantly less than 1%. These values are optimistic as they do not take the impact of stellar activity into account.

The present study shows that sub-Jupiter mass planets beyond ~ 3 -5 au will remain mostly out of reach of RV techniques. As Earth-mass planets orbiting about 1 au from Sun-like stars may also remain out of RV detection capabilities because of the stellar noise (Meunier et al. (2019b), Costes et al. (2021), Meunier & Lagrange (2020), Meunier et al. (2010)), RV techniques alone will probably not be able to find true Solar System analogs.

7. Concluding remarks

In the present paper, we analyze the limitations of fitting incomplete RV time series to characterize the orbital properties and minimum masses of long-period planets. We revisit the orbital and mass solutions of all planets with a semi-major axis greater than 3 au (resp. 5 au) reported in the CH survey (resp. CL survey), using new RV data whenever possible. This has led to either significantly different solutions or to solutions much less constrained than those reported. Then, we discuss the way to estimate the radial distributions of LPGPs. We show, in particular, the impact of the assumptions on the planets' eccentricity distribution and on the mass distribution of sub-Jupiter mass planets beyond 4 (resp. 8 au).

This work calls into question the validity of the radial distributions of long-period planets available today, and, in particular, the decrease in the giant planet occurrence rate beyond 3-8 au. It also shows that estimating an accurate radial distribution

¹¹ Only stars for which no planet or BD or, conversely, no trends or false positives had been reported are considered.

¹² No constraint was put on the planet phase as the orbits are almost circular.

¹³ If no constraint is put on the eccentricity, the rate is 58% (edge-on) and 47% (50 degrees).

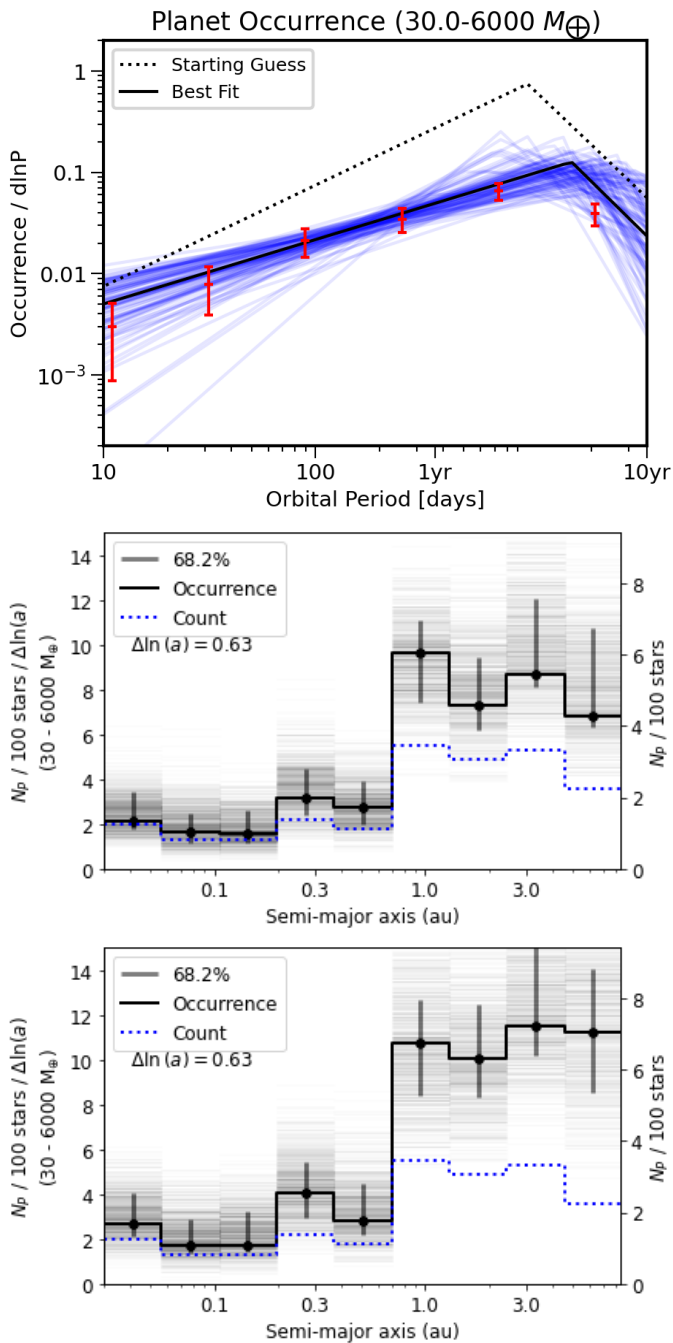


Fig. 9: Revised occurrence rates of giant planets. *Top left*: Based on the data of Mayor et al. (2011), which should be compared with Fig. 4 of Fernandes et al. (2019). We note that one planet with imprecise orbital parameters (and hence bin) was removed from the analysis. *Top right*: Based on the data of Rosenthal et al. (2021), which should be compared with Fig. 2 and 3 of Fulton et al. (2021). *Bottom*: Same as *Top right*, but assuming a uniform distribution instead of a beta distribution for the eccentricities.

of giant planets beyond about 5-8 au is not possible with the presently available data, and will remain so at least when considering the entire giant planets' population ($30\text{-}6000 M_{\text{Earth}}$). Combining RV and Gaia data is certainly promising for detecting and characterizing Jupiter analogs (Grandjean et al. (2019), Damasso et al. (2020), Kiefer et al. (2021), Li et al. (2021), Feng et al. (2022), Philipot et al. (2023)), at least in the case of sim-

ple systems closer than 5-10 au (Perryman (2018), Ranalli et al. (2018)). Micro-lensing can be sensitive to long-period planets (Suzuki et al. 2016). The forthcoming Roman Space Telescope will allow us to extend the statistics of LPGPs into the 2-10 au range, with an increased sensitivity for M-type stars compared to earlier type stars (Gaudi et al. (2021), Penny et al. (2019)). Direct imaging is, in principle, the most suitable for detecting long-period planets. While current systems on ground-based 10m-class telescopes mostly allow for the detection of young and massive ($> 5 M_{\text{Jup}}$) giant planets beyond 10 au typically (beyond 5 au in the next decade), and while the James Webb Space Telescope will possibly allow for the imaging of Saturn mass planets around close-by late-type stars, extremely large telescopes will be needed to possibly image closer Jupiter and Saturn siblings around mature stars.

Acknowledgements. We thank the referee for her/his constructive comments. We also thank Dr Rosenthal for providing us information on the available on-line tools related to the CL survey. This project has also received funding from the European Research Council (ERC) under the European Union's Horizon 2020 research and innovation programme (COBREX; grant agreement n° 885593). This study was funded by a grant from PSL/OCAV. This publication makes use of The Data & Analysis Center for Exoplanets (DACE), which is a facility based at the University of Geneva (CH) dedicated to extrasolar planets data visualization, exchange and analysis. DACE is a platform of the Swiss National Centre of Competence in Research (NCCR) PlanetS, federating the Swiss expertise in Exoplanet research. The DACE platform is available at <https://dace.unige.ch>. This research has made use of the SIMBAD database and VizieR catalog access tool, operated at CDS, Strasbourg, France. Based on data retrieved from the SOPHIE archive at Observatoire de Haute-Provence (OHP), available at atlas.obs-hp.fr/sophie. Based on spectral data retrieved from the ELODIE archive at Observatoire de Haute-Provence (OHP). Based on observations collected at the European Southern Observatory under ESO programmes.

References

- Bouchy, F., Díaz, R. F., Hébrard, G., et al. 2013, *A&A*, 549, A49
 Bouchy, F., Mayor, M., Lovis, C., et al. 2009, *A&A*, 496, 527
 Burn, R., Schlecker, M., Mordasini, C., et al. 2021, *A&A*, 656, A72
 Childs, A. C., Quintana, E., Barclay, T., & Steffen, J. H. 2019, *MNRAS*, 485, 541
 Costes, J. C., Watson, C. A., de Mooij, E., et al. 2021, *MNRAS*, 505, 830
 Damasso, M., Sozzetti, A., Lovis, C., et al. 2020, *A&A*, 642, A31
 Dulz, S. D., Plavchan, P., Crepp, J. R., et al. 2020, *ApJ*, 893, 122
 Emsenhuber, A., Mordasini, C., Burn, R., et al. 2021, *A&A*, 656, A70
 Endl, M., Brugamyer, E. J., Cochran, W. D., et al. 2016, *ApJ*, 818, 34
 Feng, F., Butler, R. P., Vogt, S. S., et al. 2022, *ApJS*, 262, 21
 Fernandes, R. B., Mulders, G. D., Pascucci, I., Mordasini, C., & Emsenhuber, A. 2019, *ApJ*, 874, 81
 Ford, E. B., Lystad, V., & Rasio, F. A. 2005, *Nature*, 434, 873
 Foreman-Mackey, D., Hogg, D. W., Lang, D., & Goodman, J. 2013, *PASP*, 125, 306
 Fulton, B. J., Rosenthal, L. J., Hirsch, L. A., et al. 2021, *ApJS*, 255, 14
 Gaudi, B. S. 2022, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 466, Demographics of Exoplanetary Systems, Lecture Notes of the 3rd Advanced School on Exoplanetary Science, ed. K. Biazzo, V. Bozza, L. Mancini, & A. Sozzetti, 237–291
 Gaudi, B. S., Meyer, M., & Christiansen, J. 2021, in *ExoFrontiers; Big Questions in Exoplanetary Science*, ed. N. Madhusudhan, 2–1
 Grandjean, A., Lagrange, A. M., Beust, H., et al. 2019, *A&A*, 629, C1
 Gregory, P. C. 2011, *MNRAS*, 410, 94
 Horner, J., Kane, S. R., Marshall, J. P., et al. 2020a, *PASP*, 132, 102001
 Horner, J., Vervoort, P., Kane, S. R., et al. 2020b, *AJ*, 159, 10
 Kennedy, G. M. & Kenyon, S. J. 2008, *ApJ*, 673, 502
 Kiefer, F., Hébrard, G., Lecavelier des Etangs, A., et al. 2021, *A&A*, 645, A7
 Kipping, D. M. 2013, *MNRAS*, 434, L51
 Lagrange, A. M., Meunier, N., Rubini, P., et al. 2019, *Nature Astronomy*, 3, 1135
 Levison, H. F. & Agnor, C. 2003, *AJ*, 125, 2692
 Li, Y., Brandt, T. D., Brandt, G. M., et al. 2021, *AJ*, 162, 266
 Lo Curto, G., Pepe, F., Avila, G., et al. 2015, *The Messenger*, 162, 9
 Marcy, G. W., Butler, R. P., Vogt, S. S., et al. 2005, *ApJ*, 619, 570
 Matsumura, S., Brasser, R., & Ida, S. 2021, *A&A*, 650, A116
 Mayor, M., Marmier, M., Lovis, C., et al. 2011, *arXiv e-prints*, arXiv:1109.2497
 Meunier, N. 2021, *arXiv e-prints*, arXiv:2104.06072

- Meunier, N., Desort, M., & Lagrange, A. M. 2010, *A&A*, 512, A39
- Meunier, N. & Lagrange, A. M. 2019, *A&A*, 625, L6
- Meunier, N. & Lagrange, A. M. 2020, *A&A*, 642, A157
- Meunier, N., Lagrange, A. M., Boulet, T., & Borgniet, S. 2019a, *A&A*, 627, A56
- Meunier, N., Lagrange, A. M., & Cuzacq, S. 2019b, *A&A*, 632, A81
- Morbidelli, A., Lunine, J. I., O'Brien, D. P., Raymond, S. N., & Walsh, K. J. 2012, *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, 40, 251
- Mordasini, C. 2018, in *Handbook of Exoplanets*, ed. H. J. Deeg & J. A. Belmonte, 143
- Moutou, C., Vigan, A., Mesa, D., et al. 2017, *A&A*, 602, A87
- Nielsen, E. L., De Rosa, R. J., Macintosh, B., et al. 2019, *AJ*, 158, 13
- Penny, M. T., Gaudi, B. S., Kerins, E., et al. 2019, *ApJS*, 241, 3
- Perryman, M. 2018, *The Exoplanet Handbook*
- Philipot, F., Lagrange, A. M., Rubini, P., Kiefer, F., & Chomez, A. 2023, *A&A*, 670, A65
- Price-Whelan, A. M., Agüeros, M. A., Fournier, A. P., et al. 2014, *ApJ*, 781, 35
- Price-Whelan, A. M., Hogg, D. W., Foreman-Mackey, D., & Rix, H.-W. 2017, *ApJ*, 837, 20
- Quintana, E. V. & Barclay, T. 2016, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 228, *American Astronomical Society Meeting Abstracts #228*, 404.05
- Ranalli, P., Hobbs, D., & Lindegren, L. 2018, *A&A*, 614, A30
- Raymond, S. N., Kokubo, E., Morbidelli, A., Morishima, R., & Walsh, K. J. 2014, in *Protostars and Planets VI*, ed. H. Beuther, R. S. Klessen, C. P. Dullemond, & T. Henning, 595–618
- Raymond, S. N. & Morbidelli, A. 2022, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 466, *Demographics of Exoplanetary Systems*, *Lecture Notes of the 3rd Advanced School on Exoplanetary Science*, ed. K. Biazzo, V. Bozza, L. Mancini, & A. Sozzetti, 3–82
- Rickman, E. L., Ségransan, D., Marmier, M., et al. 2019, *A&A*, 625, A71
- Robertson, P., Endl, M., Cochran, W. D., MacQueen, P. J., & Boss, A. P. 2013, *ApJ*, 774, 147
- Robertson, P., Horner, J., Wittenmyer, R. A., et al. 2012, *ApJ*, 754, 50
- Rodigas, T. J., Arriagada, P., Faherty, J., et al. 2016, *ApJ*, 818, 106
- Rosenthal, L. J., Fulton, B. J., Hirsch, L. A., et al. 2021, *ApJS*, 255, 8
- Schlecker, M., Mordasini, C., Emsenhuber, A., et al. 2021a, *A&A*, 656, A71
- Schlecker, M., Pham, D., Burn, R., et al. 2021b, *A&A*, 656, A73
- Ségransan, D., Udry, S., Mayor, M., et al. 2010, *A&A*, 511, A45
- Suzuki, D., Bennett, D. P., Sumi, T., et al. 2016, *ApJ*, 833, 145
- Tal-Or, L., Trifonov, T., Zucker, S., Mazeh, T., & Zechmeister, M. 2019, *MNRAS*, 484, L8
- van der Marel, N. & Mulders, G. D. 2021, *AJ*, 162, 28
- Vigan, A., Moutou, C., Langlois, M., et al. 2010, *MNRAS*, 407, 71
- Wittenmyer, R. A., Clark, J. T., Zhao, J., et al. 2019, *MNRAS*, 484, 5859
- Wittenmyer, R. A., Horner, J., Tuomi, M., et al. 2012, *ApJ*, 753, 169
- Wittenmyer, R. A., Wang, S., Horner, J., et al. 2020, *MNRAS*, 492, 377

Appendix A: Long-term stellar activity

The aim is to estimate the impact of the long-term stellar activity for the 22 CH and 19 CL targets of interest in the present analysis. Because spectroscopic proxies of activity are generally not available, the activity signal of each star was simulated using activity-induced synthetic RV time series representative of old F-G-K main-sequence stars (Meunier et al. 2019a). These simulations take into account complex activity patterns: i) a large number of spots and plages, following a solar-like butterfly diagram, and with a large diversity of sizes and lifetimes, in agreement with the observations of the Sun; and ii) a small contribution due to granulation and supergranulation (Costes et al. 2021). The simulations cover a parameter space in terms of variability compatible with observations of each star of interest, based on its averaged $\log(R'_{HK})$. They are typically performed over one to three activity cycles and for different inclinations chosen randomly between 0° and 90° .

For each target, we selected such a simulation corresponding to its spectral type and to an average $\log(R'_{HK})$ within 0.05 of the measured one. The number of simulations depends on the stars but is always greater than 250. For each realization, a random phase was considered. We discarded GL 317 because its spectral type (M3) is out of the range of the available simulations. HD 181433 (K5) was also discarded because it is slightly outside the range of the spectral types in the simulation and its average $\log(R'_{HK})$ is significantly below the lowest activity level in the set of simulations corresponding to the closest spectral type. Finally, for six stars, especially possible subgiants, the observed $\log(R'_{HK})$ is below the minimum value in the simulations. The quietest simulations were therefore considered, and the derived stellar jitter could be slightly overestimated in such cases. For each star and each noise realization, the amplitude of the RV variations due to stellar activity over its calendar of observations was computed. The minimum and maximum as well as the average and median amplitudes were then computed, considering all these realizations. The potential impact on the detection of LPGPs was estimated and shown in FigA.1.

Appendix B: Examples of orbital solutions different from those found in the CH survey analysis

Appendix B.1: HD 98649b: Example of a solution significantly different from the CH survey analysis

HD 98649 is a $1.03 M_\odot$, G4 V star Rickman et al. (2019). The CH survey reported an LPGP with a period of 10400 days, a minimum mass of $7 M_{Jup}$, and a high eccentricity of 0.86. Based on 68 RV CORALIE measurements obtained between 2003 and 2019, Rickman et al. (2019) report a period of 6023^{+412}_{-255} days, a minimum mass of $6.79^{+0.53}_{-0.31} M_{Jup}$, and an eccentricity of $0.86^{+0.04}_{-0.02}$. Recently, combining the CORALIE RV and Hipparcos/Gaia absolute astrometry data, Li et al. (2021) report an orbital inclination of either $43.7^{+13.0}_{-8.1}^\circ$ or $136.3^{+8.1}_{-13}^\circ$, corresponding to a true mass of $9.7^{+2.3}_{-1.9} M_{Jup}$.

In the present study, in addition to the CORALIE dataset, three HARPS RV measurements obtained between 2009 and 2019 are considered. DPASS and MCMC (1000 walkers and 400000 iterations) were used to fit the data. We find a period of 5719^{+968}_{-608} days, compatible (within the error bars) with that reported for HD 98649b in Rickman et al. (2019). However, for the minimum mass and the eccentricity, larger ranges of solutions were found using MCMC with confidence intervals at $1-\sigma$

between 6.6 and $9.4 M_{Jup}$ for the minimum mass and between 0.84 and 0.95 for the eccentricity. The fits are shown in FigB.1.

Appendix B.2: HD 47186c: Example of a very poorly constrained solution in the CH survey

HD 47186 is a $0.99 M_\odot$, G5 V star (Bouchy et al. 2009). Based on 66 RV HARPS measurements obtained between 2003 and 2008, Bouchy et al. (2009) reported a hot Jupiter (HD 47186b) signal with a period of 4.0845 ± 0.0002 days, a minimum mass $0.07167 M_{Jup}$, and an eccentricity of 0.038 ± 0.02 as well as a giant planet (HD 47186c) signal with a period of 1353.6 ± 57.1 days, a minimum mass of $0.35 M_{Jup}$, and an eccentricity of 0.249 ± 0.073 . The CH survey reported properties close to those reported in Bouchy et al. (2009) for HD 47186b, and different properties for HD 47186c, with a period of 3552 days, a minimum mass of $0.58 M_{Jup}$, and an eccentricity of 0.28.

In the present study, in addition to the dataset used by Bouchy et al. (2009), we use 105 RV measurements obtained with HARPS between 2003 and 2017 and 67 HIRES RV measurements obtained between 2004 and 2014. While only one minimum of HD 47186c was observed in Bouchy et al. (2009), a minimum and a maximum are now covered. However, the orbital phase is not yet fully covered. DPASS and MCMC (1000 walkers and 400000 iterations) were used to fit the data. To converge more easily, the priors on the semi-major axis and the minimum mass of the short-period planet HD 47186b were chosen close to the values found in Bouchy et al. (2009). The properties of planet b are, expectedly, close to those reported in Bouchy et al. (2009). For HD 47186c, a period of 83984 days, a minimum mass of $0.64 M_{Jup}$, and an eccentricity of 0.93 were found with DPASS, with a corresponding rms of residuals of 3 m/s, and a period between 9790 and 42000 days, a minimum mass of $0.63 \pm 0.05 M_{Jup}$, and an eccentricity of $0.79^{+0.09}_{-0.11}$ were found using MCMC. The period of HD 47186c is then significantly different from previously published values. It is actually poorly constrained. The fits are shown in Fig B.3.

To explore the range of possible values, the semi-major axis was fixed to different values and the data were fitted with DPASS. Having Avoid beginning a sentence with an abbreviation, and do not begin with a number (unless written out), a formula, or symbol. + Please check the intended meaning hasn't changed. a up to 100 au does not significantly change the rms of the residuals (3.3 m/s against 3 m/s with a *It looks like italics are missing.left free*). In this case, the minimum mass is $0.98 M_{Jup}$, and the extremely high eccentricity is 0.95, corresponding to the maximum value of the eccentricity prior. As the RV curve of HD 47186c covers a maximum and a minimum, the RV offset is well constrained and changing it would not significantly change the solution.

The properties found in the CH survey for HD47186c are then not confirmed. Moreover, the available RV data do not allow us to properly determined the orbital parameters and the minimum mass of the LPGP. Additional data are needed to further constrain its orbital properties.

Appendix C: Corner plots of the cases described in section 3.2

Appendix D: Summary tables

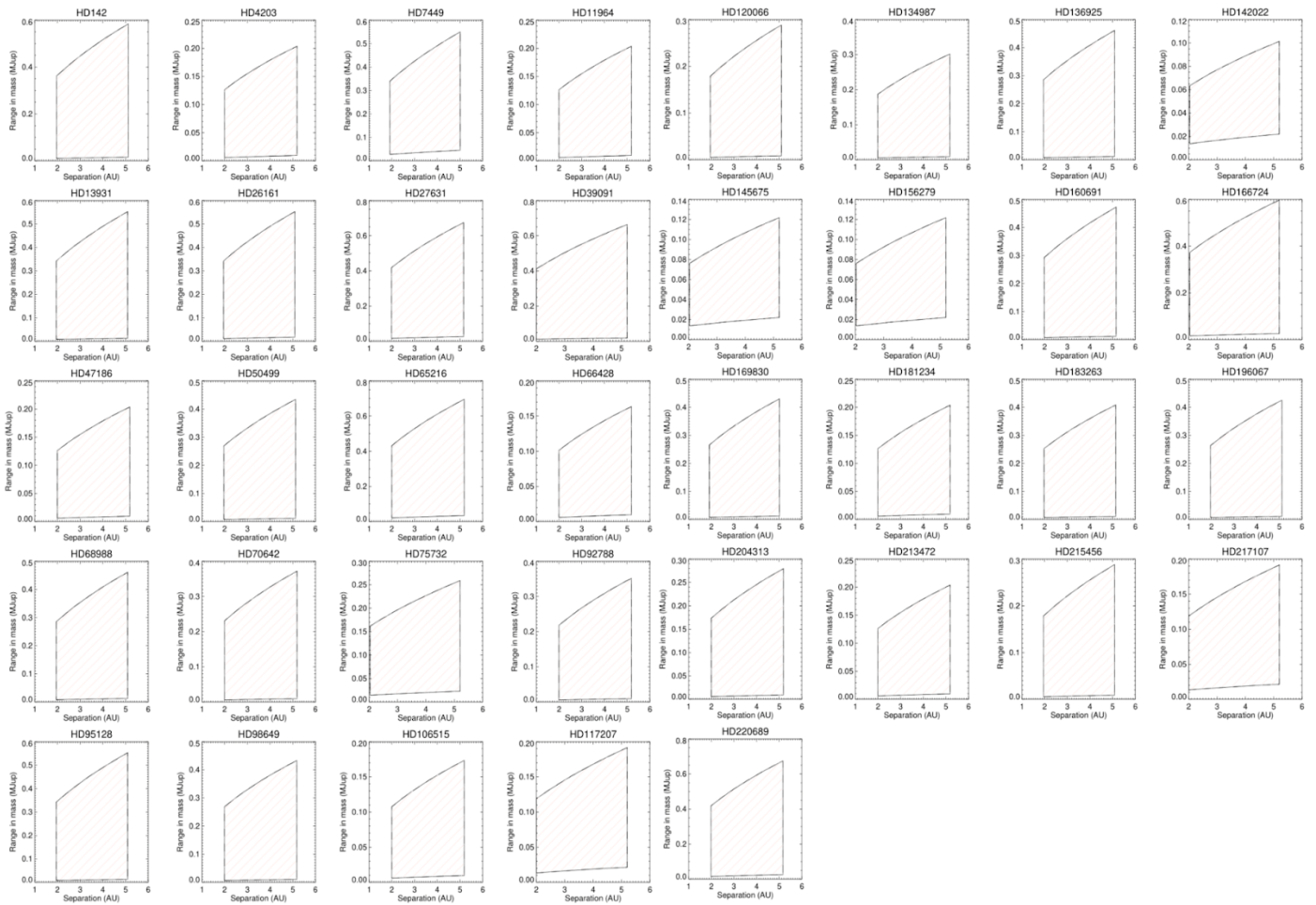


Fig. A.1: Range of semi major axis and minimum masses of the planets whose detection and characterization could be significantly impacted by the long-term magnetic cycle of the host star, given the lowest and highest amplitudes of the activity signal deduced from the simulations. The cycle periods are typically between 2.3 and 14.7 yr.

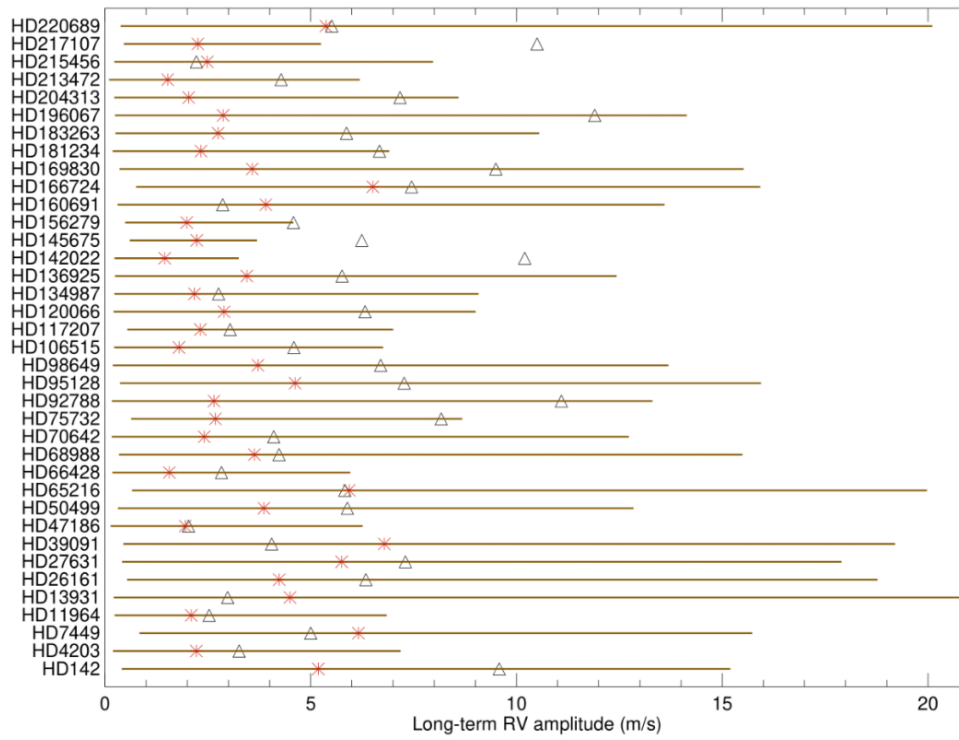


Fig. A.2: Estimated amplitudes of the long-term RV signal due to stellar activity. Triangles indicate the amplitudes measured on the RV curves, and asterisks indicate the median values found by the simulations.

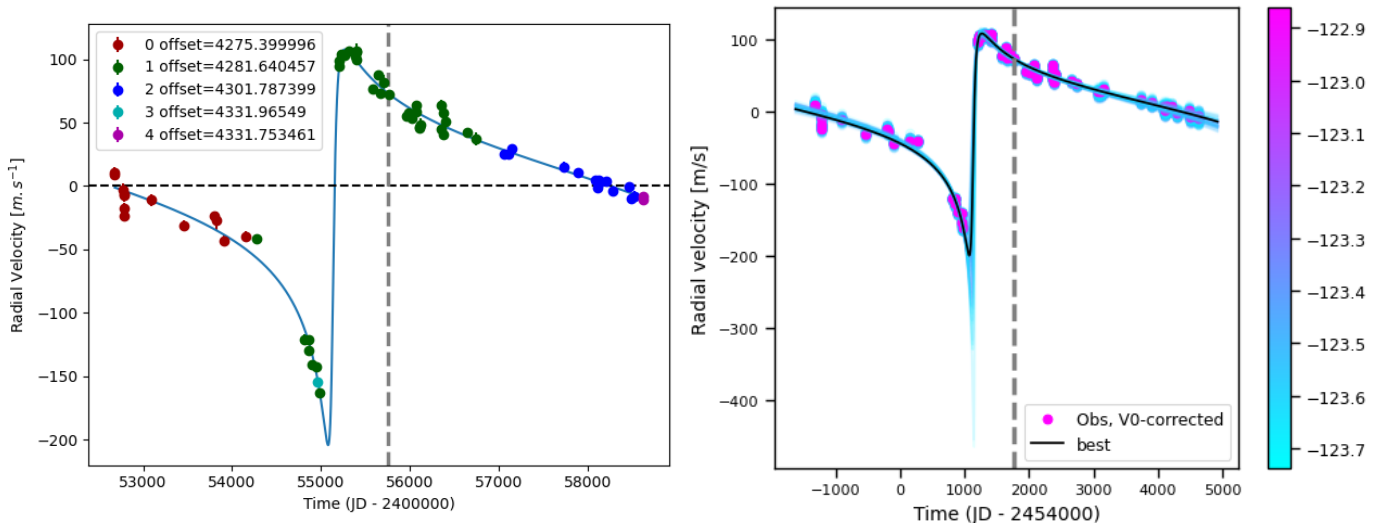


Fig. B.1: Orbital fits for HD 98649b. *Top*: Fit of the HD 98649 RV with DPASS. We use red for C98, green for C07, blue for C14, cyan for H03, and purple for H15. The blue curve shows the best fit. *Bottom*: Fit of the HD 98649 RV using MCMC. The black curve shows the best fit. The colorbar corresponds to the log-likelihood of the fits. The gray dotted line indicates the end of the CH survey.

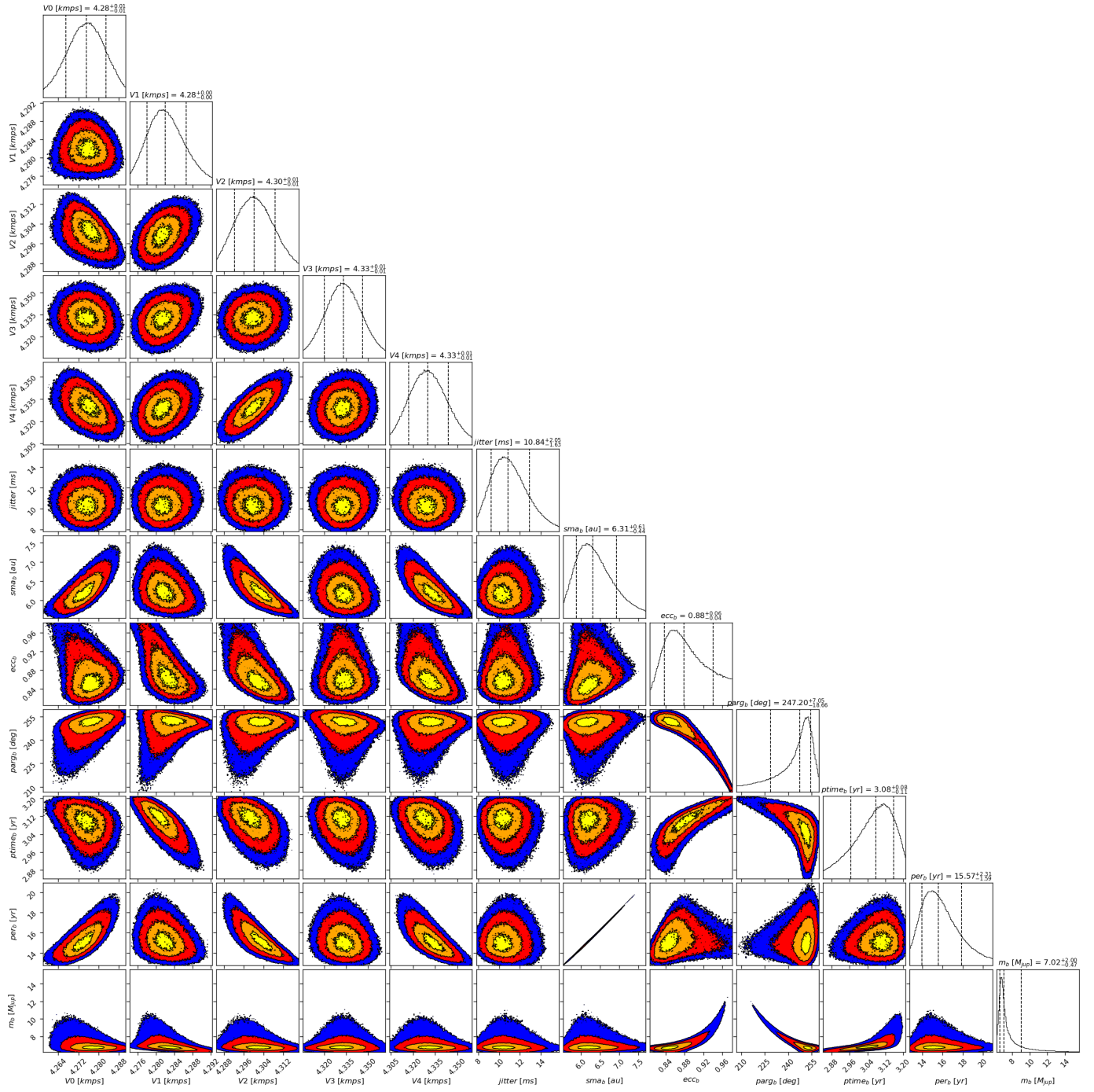


Fig. B.2: Corner plot of posteriors for the one-planet model MCMC fit of HD 98649 RV data.

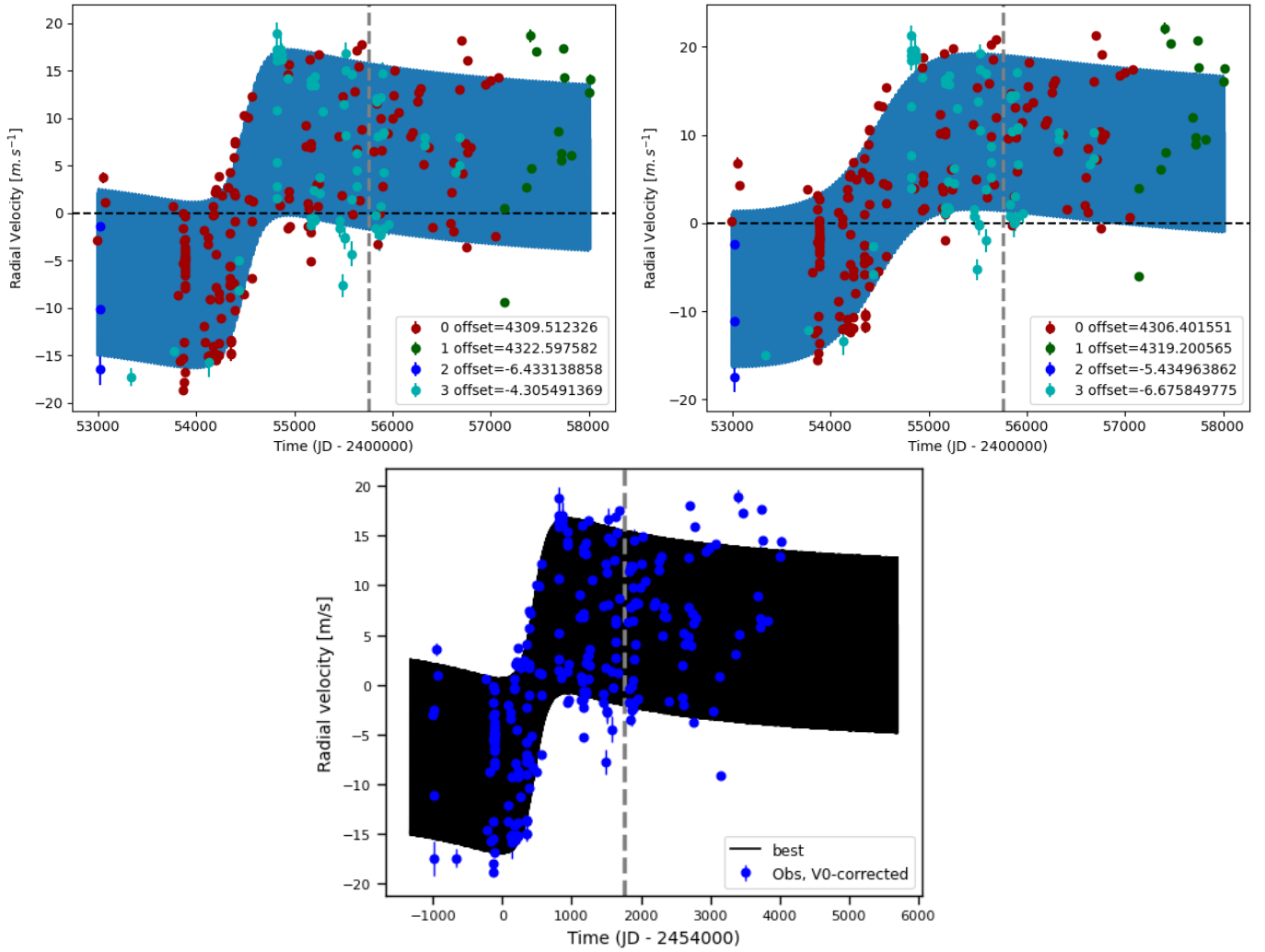


Fig. B.3: Orbital fits for HD 47186 b and c. *Top*: Fit of the HD 47186 RV with DPASS. We use red for H03, green for H15, blue for Hir94, and cyan for Hir04. The blue curve shows the best fit. *Middle*: Fit of the HD 47186 RV with DPASS, with the minimum a fixed at 100 au. The points are the same as in the *top*. The blue curve shows the best fit. *Bottom*: Fit of the HD 47186 RV using MCMC. The black curves show the best fit. The gray dotted line indicates the end of the CH survey.

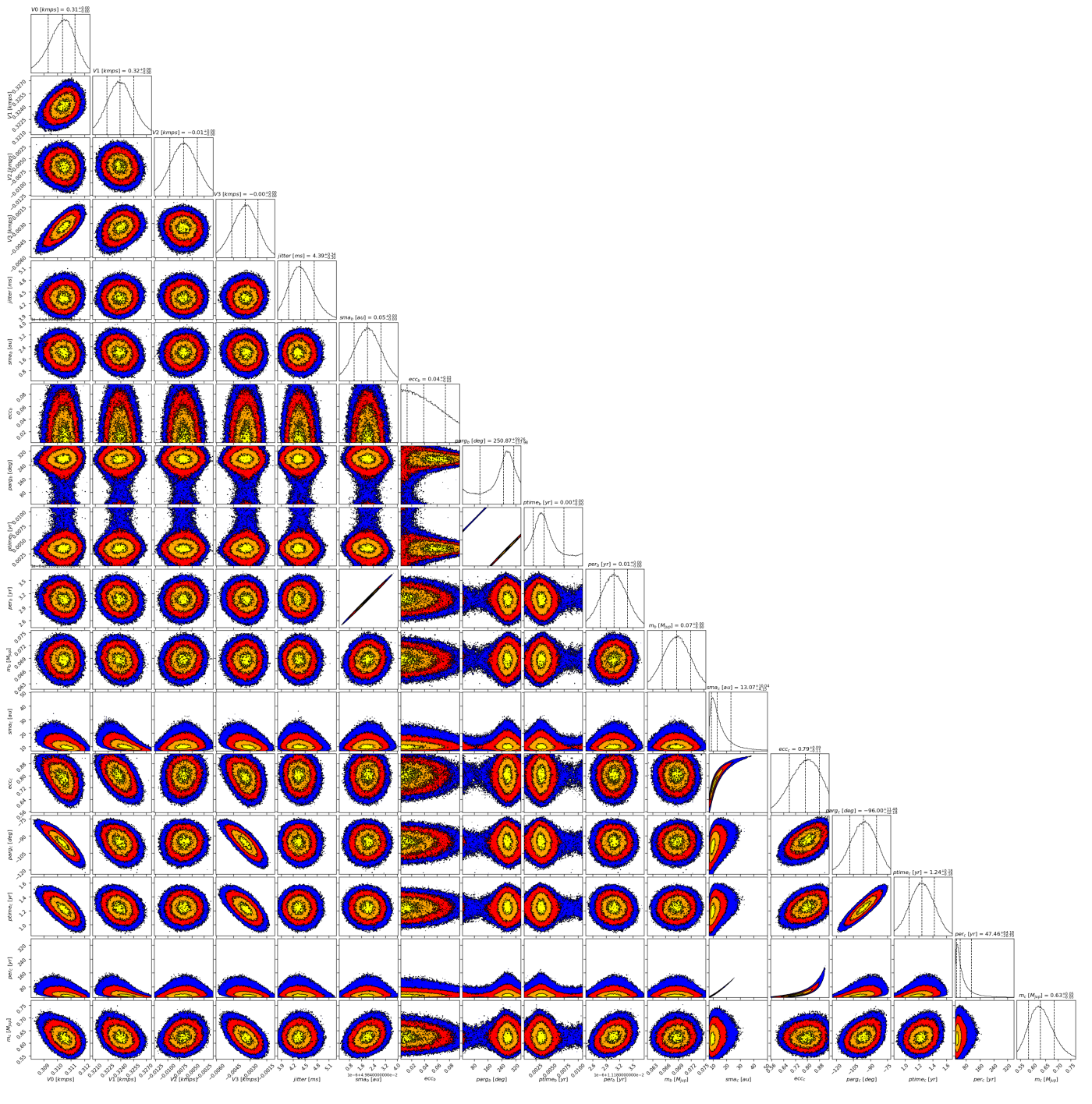


Fig. B.4: Corner plot of posteriors for the two-planet model MCMC fit of HD 47186 RV data.

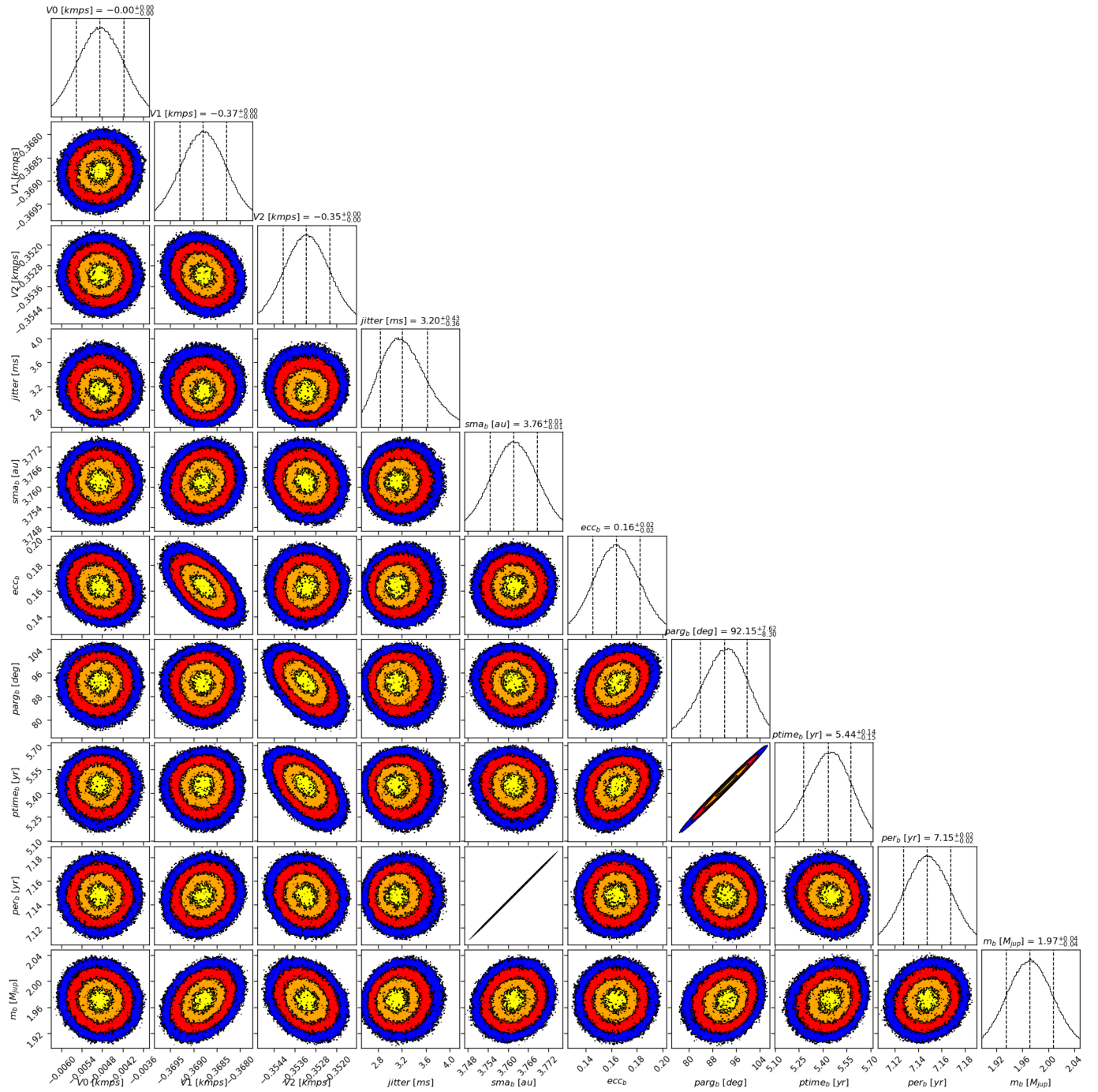


Fig. C.1: Corner plot of posteriors for the two-planet model MCMC fit of HD 117207 RV data.

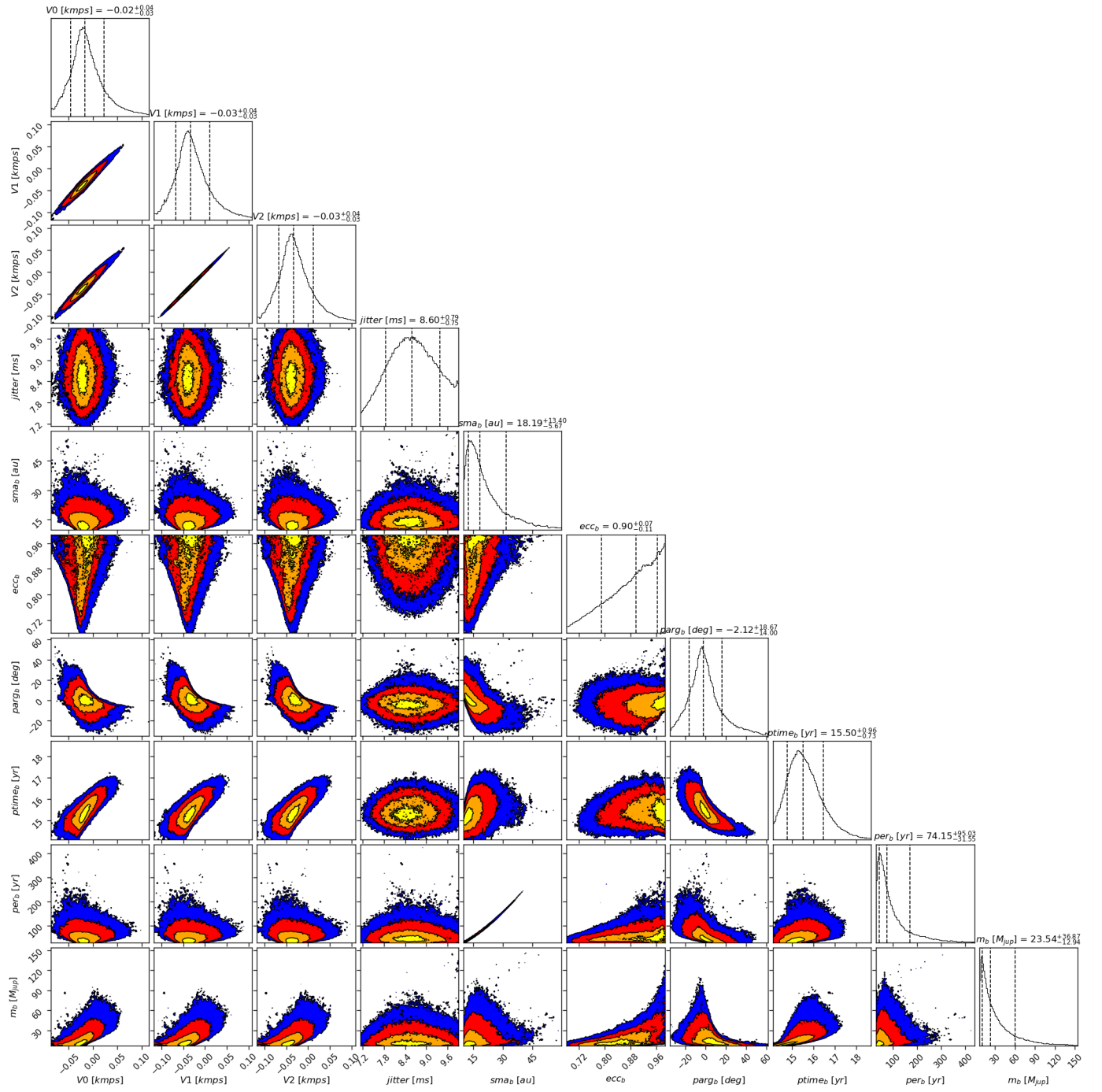


Fig. C.2: Corner plot of posteriors for the one-planet model MCMC fit of HD 26161 RV data with loose priors on the RV offsets and on semi-major axes.

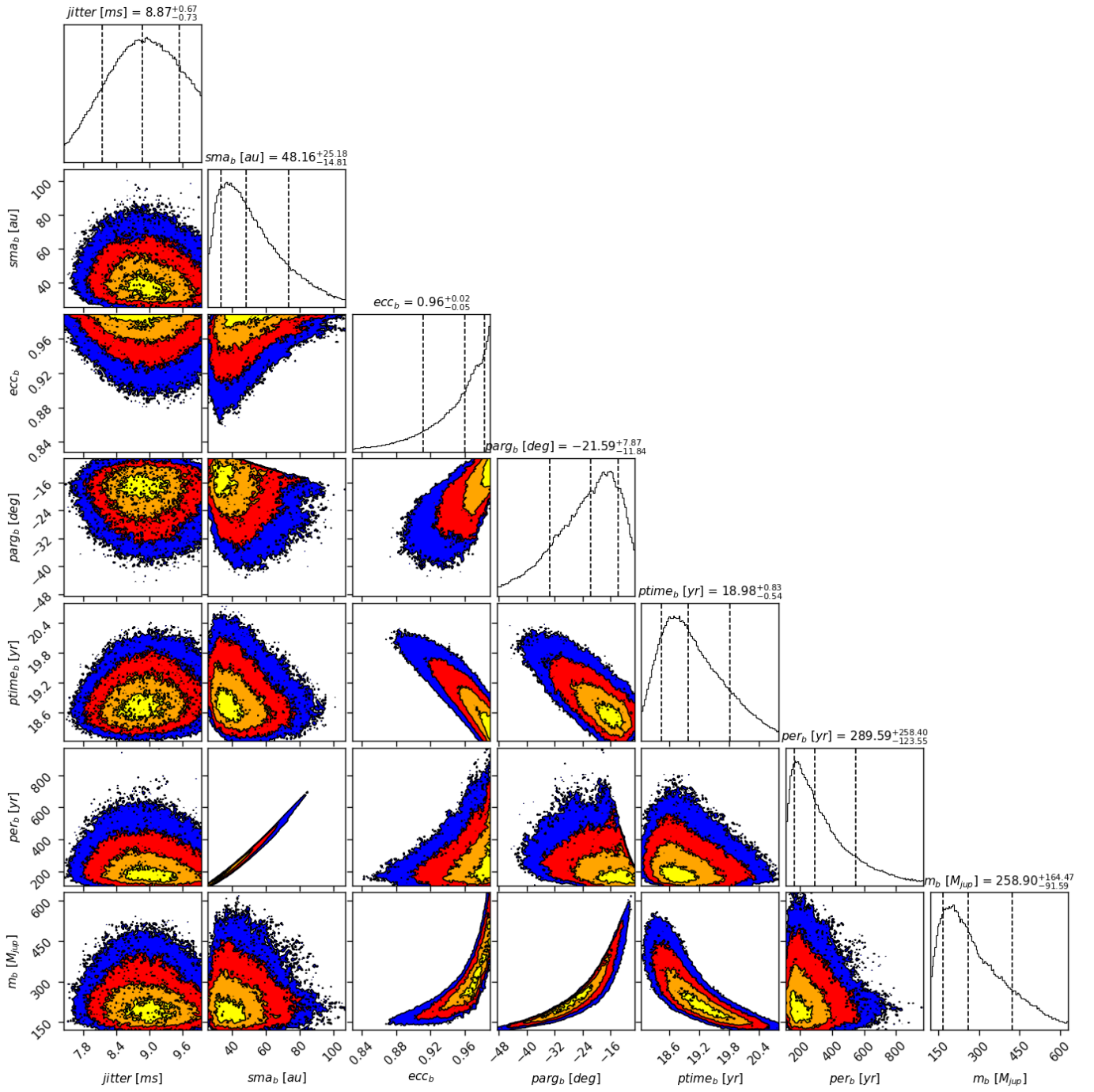


Fig. C.3: Corner plot of posteriors for the one-planet model MCMC fit of HD 26161 RV data with the RV offset fixed at 300m/s.

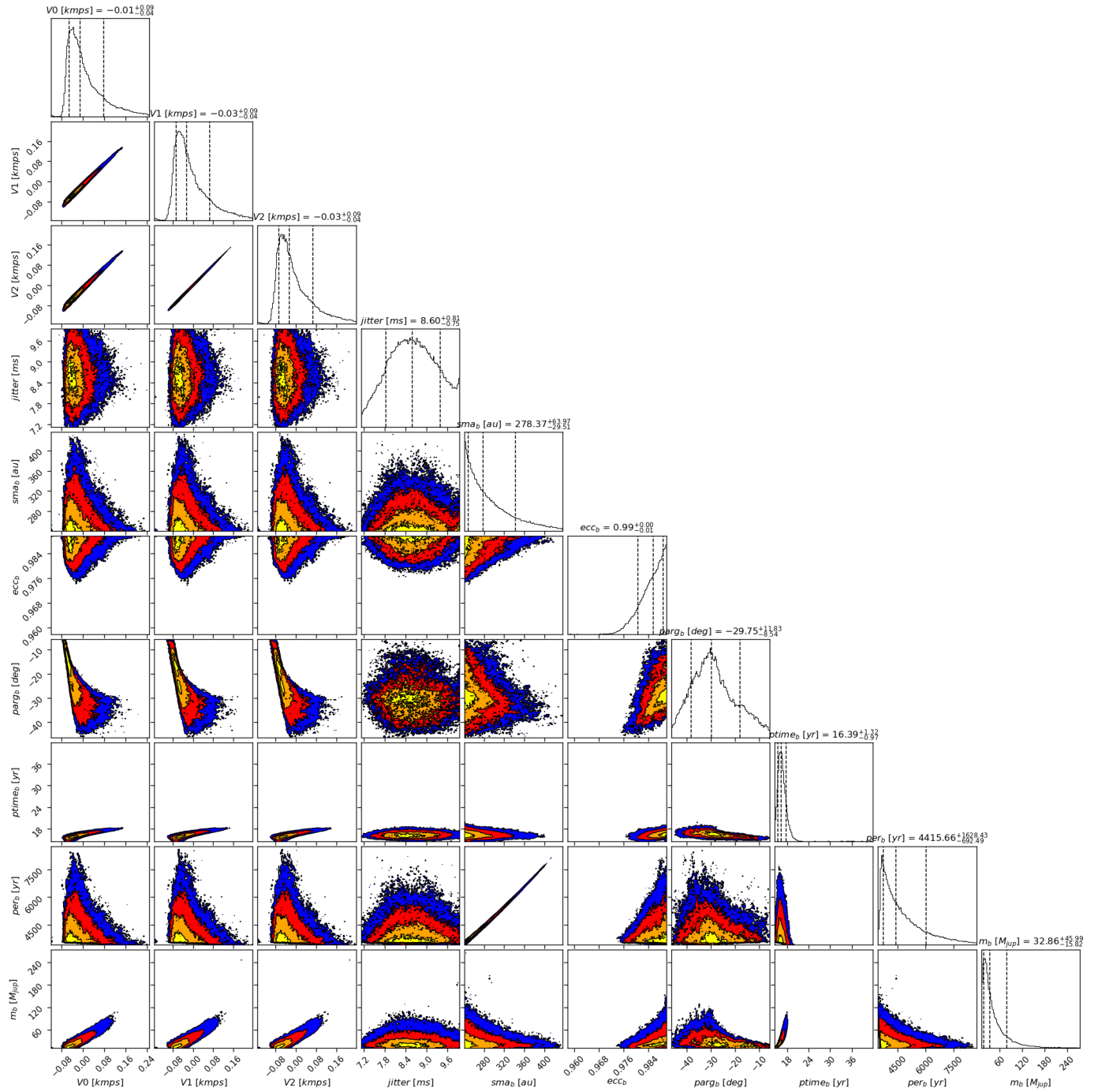


Fig. C.4: Corner plot of posteriors for the one-planet model MCMC fit of HD 26161 RV data with a prior on the semi major axis in the range 240-300au.

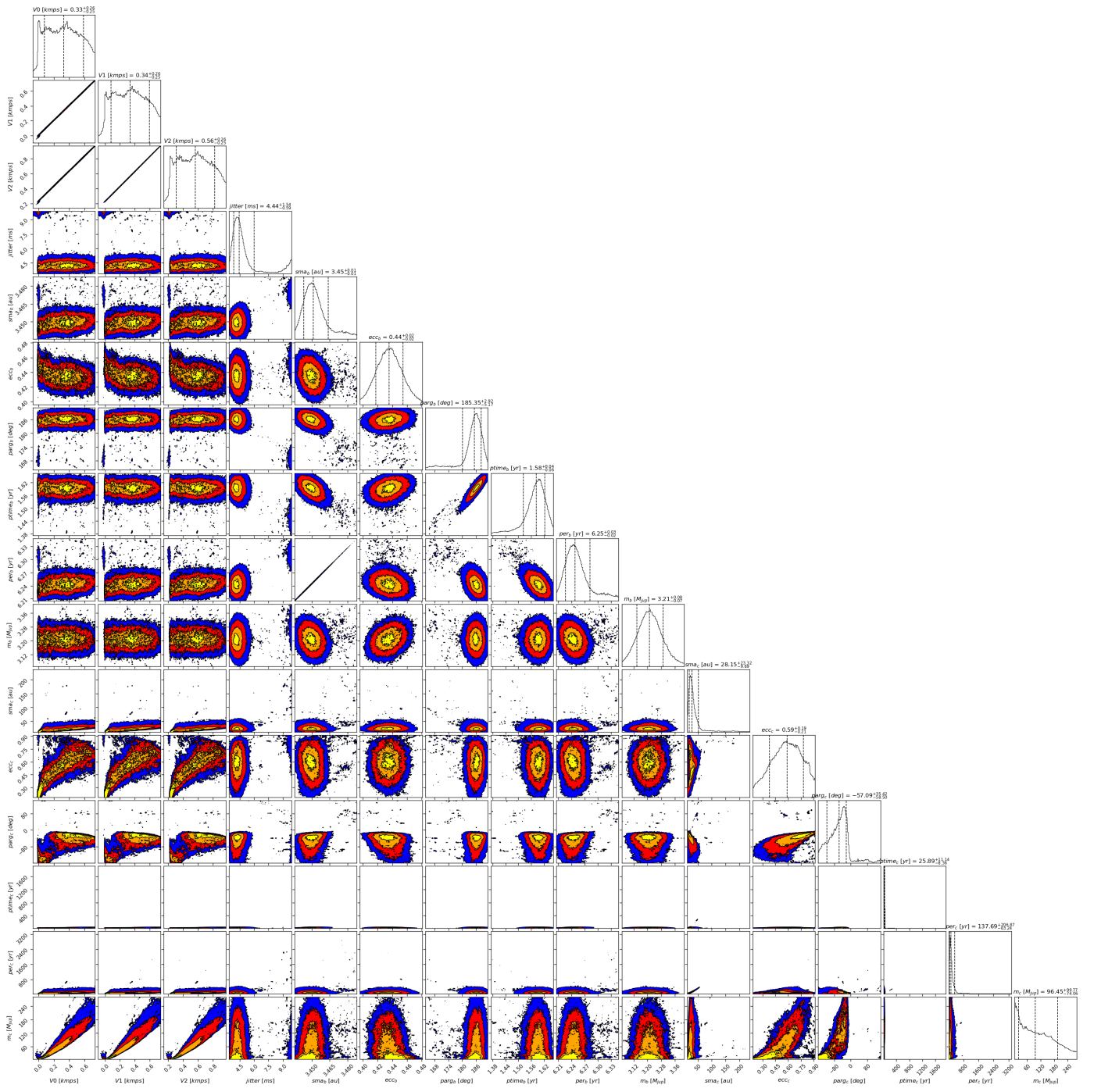


Fig. C.5: Corner plot of posteriors for the two-planet model MCMC fit of HD 66428 RV data.

Table D.1: Comparison of the orbital parameters and masses of the CH survey with those obtained in this study for planets whose orbital parameters and/or minimum mass are poorly constrained or significantly different from those found in the CH survey.

Star	Period (days)		a (AU)		$m_p \sin i$ (M_{Jup})		Eccentricity		Baseline (days)	
	CH survey	This paper	CH survey	This paper	CH survey	This paper	CH survey	This paper	CH survey	This paper
HD 142	b = 350.3	DPASS b = 351.4 c = 10016 MCMC b = $351.5^{+0.6}_{-0.7}$ c = 10111^{+16}_{-493}	b = 1.0	DPASS b = 1.02 c = 9.6 MCMC b = 1.02 ± 0.1 c = $9.6^{+0.4}_{-0.3}$	b = 1.31	DPASS b = 1.1 c = 10.4 MCMC b = $1.14^{+0.06}_{-0.07}$ c = 10.4 ± 0.5	b = 0.25	DPASS b = 0.15 c = 0.27 MCMC b = $0.15^{+0.06}_{-0.07}$ c = 0.27 ± 0.03	1359	7860
HD 7449	b = 1275 c = 4046	DPASS b = 1263 c = 7845 MCMC b = 1256 ± 11 c = 19500 - 39700	b = 2.3 c = 5.1	DPASS b = 2.3 c = 7.9 MCMC b = $2.32^{+0.01}_{-0.02}$ c = 15 - 24	b = 1.11 c = 2	DPASS b = 0.82 c = 6.4 MCMC b = 0.84 ± 0.07 c = 35 - 189	b = 0.82 c = 0.53	DPASS b = 0.65 c = 0.23 MCMC b = 0.66 ± 0.05 c < 0.36	4029	5903
HD 47186	b = 4.08 c = 3552	DPASS b = 4.08 c = 83984 (UP 366900) MCMC b = 4.085 ± 0.001 c = 9790 - 42000	b = 0.05 c = 4.5	DPASS b = 0.05 c = 37.4 (UP 100) MCMC b = 0.050 ± 0.001 c = 9 - 24	b = 0.072 c = 0.58	DPASS b = 0.073 c = 0.64 (UP 0.98) MCMC b = $0.069^{+0.003}_{-0.004}$ c = 0.63 ± 0.05	b = 0.04 c = 0.28	DPASS b = 0.65 c = 0.93 (UP 0.95) MCMC b < 0.07 c = $0.79^{+0.09}_{-0.11}$	2698	5029
HD 50499	b = 2457.87	DPASS b = 2470 c = 9000 (UP 320000) MCMC b = 2470 ± 15 c = 8500 - 19700	b = 3.9	DPASS b = 3.92 c = 9.3 (UP 100) MCMC b = $3.91^{+0.02}_{-0.01}$ c = 8.9 - 13.7	b = 1.74	DPASS b = 1.42 c = 2.7 (UP 14) MCMC b = 1.45 ± 0.08 c = 2.6 - 4.6	b = 0.25	DPASS b = 0.32 c = 0.18 (UP 0.92) MCMC b = $0.31^{+0.04}_{-0.03}$ c = $0.14 - 0.35$	4480	8439
HD 65216	b = 579 c = 5542	DPASS b = 577 c = 5381 (UP 117800) MCMC b = 591^{+14}_{-276} c = 5800 - 28000	b = 1.3 c = 6	DPASS b = 1.3 c = 5.8 (UP 45) MCMC b = $1.30^{+0.02}_{-0.01}$ c = 6 - 17	b = 1.41 c = 2.24	DPASS b = 1.3 c = 2 (UP 2.2) MCMC b = $1.24^{+0.09}_{-0.08}$ c = 1.7 - 3.5	b = 0.26 c = 0.15	DPASS b = 0.17 c = 0.3 (UP 0.9) MCMC b = $0.29^{+0.06}_{-0.07}$ c = $0.23 - 0.73$	4039	5371
HD 98649	b = 10400	DPASS b = 5628 MCMC b = 5719^{+968}_{-608}	b = 9.4	DPASS b = 6.3 MCMC b = $6.3^{+0.7}_{-0.4}$	b = 7	DPASS b = 7 MCMC b = 6.6 - 9.4	b = 0.86	DPASS b = 0.87 MCMC b = 0.84 - 0.95	3024	5943
HD 134987	b = 258.18 c = 5000	DPASS b = 258.2 c = 6316 MCMC b = 258.40 ± 0.01 c = 6315^{+276}_{-263}	b = 0.8 c = 5.9	DPASS b = 0.81 c = 6.8 MCMC b = 0.81 ± 0.01 c = $6.8^{+0.3}_{-0.2}$	b = 1.56 c = 0.8	DPASS b = 1.6 c = 0.99 MCMC b = 1.61 ± 0.02 c = $0.98^{+0.06}_{-0.05}$	b = 0.23 c = 0.11	DPASS b = 0.22 c = 0.0 MCMC b = 0.23 ± 0.01 c < 0.17	2275	7228
HD 142022	b = 1928	DPASS b = 1940 MCMC b = 1987^{+25}_{-34}	b = 3	DPASS b = 3.04 MCMC b = $3.04^{+0.06}_{-0.05}$	b = 4.47	DPASS b = 4.5 (UP 35) MCMC b = 4 - 24	b = 0.52	DPASS c = 0.51 (UP 0.95) MCMC b > 0.47	3968	3968
μ Ara (HD 160691)	b = 9.64 c = 313.2 d = 648.7 e = 8723	DPASS b = 9.6 c = 308 d = 645 e = 3965 MCMC b = 9.64 ± 0.01 c = 309.0 ± 0.1 d = 645.0 ± 0.4 e = 3944^{+39}_{-36}	b = 0.091 c = 0.9 d = 1.5 e = 8.5	DPASS b = 0.09 c = 0.9 d = 1.5 e = 5 MCMC b = 0.091 ± 0.001 c = 0.92 ± 0.01 d = 1.50 ± 0.01 e = $5.02^{+0.03}_{-0.04}$	b = 0.033 c = 0.6 d = 1.72 e = 2.49	DPASS b = 0.03 c = 0.4 d = 1.6 e = 1.8 MCMC b = $0.033^{+0.002}_{-0.001}$ c = $0.43^{+0.02}_{-0.01}$ d = 1.63 ± 0.01 e = 1.84 ± 0.03	b = 0.12 c = 0.04 d = 0.18 e = 0.43	DPASS b = 0.09 c = 0.06 d = 0.0 e = 0.08 MCMC b < 0.10 c = $0.04^{+0.02}_{-0.01}$ d = $0.05^{+0.01}_{-0.01}$ e = 0.07 ± 0.01	4456	6342
HD 166724	b = 8100	DPASS b = 4880 (UP 60000) MCMC b = 4500 - 6400	b = 7.4	DPASS b = 5.3 (UP 28) MCMC b = 5.0 - 6.3	b = 4.12	DPASS b = 3.5 MCMC b = 3.5 \pm 0.2	b = 0.77	DPASS c = 0.74 (UP 0.95) MCMC b = $0.74^{+0.04}_{-0.03}$	3507	4018
HD 181433	b = 9.37 c = 1019 d = 3201	DPASS b = 9.37 c = 1018 d = 6847 (UP 413290) MCMC b = 9.37 ± 0.01 c = 1022^{+4}_{-3} d = 6000 - 9600	b = 0.08 c = 1.8 d = 3.9	DPASS b = 0.08 c = 1.82 d = 6.5 (UP 100) MCMC b = 0.080 ± 0.001 c = 1.82 ± 0.01 d = 6.0 - 8.2	b = 0.023 c = 0.7 d = 0.58	DPASS b = 0.02 c = 0.68 d = 0.6 (UP 0.91) MCMC b = $0.023^{+0.002}_{-0.003}$ c = $0.67^{+0.02}_{-0.01}$ d = 0.60 ± 0.02	b = 0.42 c = 0.25 d = 0.11	DPASS b = 0.35 c = 0.24 MCMC b = 0.33 ± 0.09 c = 0.24 ± 0.02 d = $0.50^{+0.10}_{-0.07}$	2737	5026
HD 196067	b = 4100	DPASS b = 3508 (UP 7259) MCMC 1) b = 3835^{+263}_{-220} 2) b = 5977 - 8100	b = 5	DPASS b = 4.9 (UP 8) MCMC 1) b = 5.0 \pm 0.2 2) b = 7.0 - 8.6	b = 7.1	DPASS b = 6.6 MCMC 1) b = 5.8 - 13.5 2) b = 5.7 - 10.1	b = 0.63	DPASS c = 0.6 (UP 0.68) MCMC 1) b = 0.57 - 0.86 2) b = 0.66 - 0.88	4372	7478
HD 217107	b = 7.12 c = 4270	DPASS b = 7.1 c = 5135 MCMC b = 7.13 ± 0.01 c = 5128^{+49}_{-52}	b = 0.073 c = 5.2	DPASS b = 0.073 c = 5.9 MCMC b = 0.075 ± 0.001 c = 6.00 ± 0.04	b = 1.4 c = 2.62	DPASS b = 1.3 c = 4 MCMC b = 1.37 ± 0.01 c = 4.2 ± 0.2	b = 0.12 c = 0.51	DPASS b = 0.13 c = 0.41 MCMC b = 0.12 ± 0.01 c = 0.42 ± 0.03	471	7412

Notes: The present study includes the results obtained with a genetic algorithm (DPASS) and those obtained with an MCMC. With the MCMC, 68% confidence intervals are given for each parameter and the median is only given when the probability distribution has a profile close to a Gaussian distribution. When the orbits are poorly constrained, the maximum values of a and offsets considered are indicated (UP), as well as the corresponding posteriors of the fits.

Table D.2: Comparison of the orbital parameters and masses of the CL survey with those obtained in this study for planets whose orbital parameters and/or minimum mass are poorly constrained or significantly different from those found in the CL survey.

Star	Period (days)		a (AU)		$m_p \sin i$ (M_{Jup})		Eccentricity		Baseline (days)
	CL survey	This paper	CL survey	This paper	CL survey	This paper	CL survey	This paper	
HD 4203	b = 437 ^{+0.1} _{-0.2} c = 7424.7 ^{+8949.9} _{-1064.9}	DPASS b = 437.1 c = 6642 (UP 969370) MCMC b = 437.1 ± 0.2 c = 7500 – 40200	b = 1.177 ^{+0.021} _{-0.022} c = 7.8 ^{+5.4} _{-0.78}	DPASS b = 1.17 c = 7.2 (UP 200) MCMC b = 1.17 ± 0.01 c = 7.2 – 24	b = 1.821 ^{+0.078} _{-0.077} c = 2.68 ^{+0.99} _{-0.24}	DPASS b = 1.8 c = 2.5 (UP 6.4) MCMC b = 1.82 ± 0.06 c = 2.5 – 5.1	b = 0.513 ^{+0.013} _{-0.014} c = 0.19 ^{+0.29} _{-0.089}	DPASS b = 0.51 c = 0.16 (UP 0.95) MCMC b = 0.51 ± 0.02 c = 0.18 – 0.65	7124
HD 26161	b = 32000 ⁺²¹⁰⁰⁰ ₋₁₀₀₀₀	DPASS b = 64224 (UP 1265126) MCMC b = 20000 – 155000	b = 20.4 ^{+7.9} _{-4.9}	DPASS b = 33 (UP 240) MCMC b = 15 – 60	b = 13.5 ^{+8.5} _{-3.7}	DPASS b = 14.1 (UP 80) MCMC b = 13 – 170	b = 0.82 ^{+0.061} _{-0.05}	DPASS b = 0.78 (UP 0.95) MCMC b > 0.75	8076
HD 50499	b = 2461.7 ^{+15.9} _{-15.3} c = 10419.8 ^{+3230.8} _{-1264.7}	DPASS b = 2470 c = 9000 (UP 320000) MCMC b = 2470 ± 15 c = 8500 – 19700	b = 3.847 ^{+0.038} _{-0.044} c = 10.1 ^{+2.2} _{-0.84}	DPASS b = 3.92 c = 9.3 (UP 100) MCMC b = 3.91 ^{+0.02} _{-0.01} c = 8.9 – 15.7	b = 1.346 ^{+0.084} _{-0.087} c = 3.18 ^{+0.63} _{-0.46}	DPASS b = 1.42 c = 2.7 (UP 14) MCMC b = 1.45 ± 0.08 c = 2.6 – 4.6	b = 0.348 ^{+0.046} _{-0.045} c = 0.241 ^{+0.089} _{-0.075}	DPASS b = 0.32 c = 0.18 (UP 0.92) MCMC b = 0.31 ^{+0.04} _{-0.03} c = 0.14 – 0.35	8439
HD 66428	b = 2288.9 ^{+6.1} _{-6.8} c = 39000 ⁺⁵⁶⁰⁰⁰ ₋₁₈₀₀₀	DPASS b = 2273 c = 9107 (UP 931850) MCMC b = 2281 ⁺¹⁰ ₋₇ c = 27000 – 125000	b = 3.455 ^{+0.049} _{-0.05} c = 23 ⁺¹⁹ _{-7.6}	DPASS b = 3.92 c = 8.7 (UP 190) MCMC b = 3.45 ± 0.01 c = 18 – 51	b = 3.19 ± 0.11 c = 27 ⁺²² ₋₁₇	DPASS b = 3.19 c = 2.2 (UP 52) MCMC b = 3.21 ± 0.07 c = 22 – 196	b = 0.418 ^{+0.015} _{-0.015} c = 0.418 ^{+0.015} _{-0.014}	DPASS b = 0.45 c = 0.18 (UP 0.95) MCMC b = 0.44 ^{+0.01} _{-0.02} c = 0.38 – 0.78	6937
HD 68988	b = 6.27642 ± 0.00001 c = 16100 ⁺¹⁰⁰⁰ ₋₃₈₀₀	DPASS b = 6.28 c = 12190 (UP 108000) MCMC b = 6.281 ± 0.001 c = 13200 – 44800	b = 0.0702 ± 0.0001 c = 13.2 ^{+5.3} _{-2.0}	DPASS b = 0.07 c = 11.1 (UP 47.5) MCMC b = 0.071 ± 0.001 c = 11.6 – 26	b = 1.915 ^{+0.053} _{-0.054} c = 15 ^{+2.8} _{-1.5}	DPASS b = 1.96 c = 13.9 (UP 28.6) MCMC b = 1.96 ± 0.01 c = 14 – 21	b = 0.1581 ^{+0.0027} _{-0.0031} c = 0.45 ^{+0.13} _{-0.081}	DPASS b = 0.15 c = 0.34 (UP 0.8) MCMC b = 0.15 ± 0.01 c = 0.37 – 0.68	7354
HD 92788	b = 332.39 ± 0.53 c = 8356.2 ^{+335.0} _{-387.2}	DPASS b = 326 c = 8000 (UP 710000) MCMC b = 325.70 ^{+0.04} _{-0.03} c = 8167 ⁺⁹³⁰ ₋₄₄₈	b = 0.949 ± 0.013 c = 8.26 ^{+0.37} _{-0.28}	DPASS b = 0.95 c = 8 (UP 160) MCMC b = 0.95 ± 0.01 c = 8.2 ^{+0.6} _{-0.4}	b = 3.52 ± 0.10 c = 2.81 ^{+0.18} _{-0.17}	DPASS b = 3.5 c = 2.9 (UP 4.2) MCMC b = 3.50 ± 0.05 c = 2.9 ± 0.3	b = 0.3552 ^{+0.0070} _{-0.0072} c = 0.355 ^{+0.057} _{-0.052}	DPASS b = 0.36 c = 0.33 (UP 0.95) MCMC b = 0.36 ± 0.01 c = 0.35 ^{+0.07} _{-0.06}	8076
HD 95128 (47UMa)	b = 1076.6 ^{+1.3} _{-1.3} c = 2286.5 ^{+18.3} _{-16.2} d = 18656.8 ^{+10542.6} _{-4005.5}	DPASS b = 1075 c = 2266 d = 12963 (UP 12114000) MCMC b = 1079 ⁺¹ ₋₄ c = 2294 ± 22 d = 150000 – 410000	b = 2.059 ^{+0.031} _{-0.033} c = 3.403 ^{+0.055} _{-0.056} d = 13.8 ^{+4.8} _{-2.1}	DPASS b = 2.1 c = 3.4 d = 10.9 (UP 590) MCMC b = 2.08 ± 0.01 c = 3.48 ± 0.03 d = 40 – 113	b = 2.438 ^{+0.086} _{-0.085} c = 0.497 ^{+0.112} _{-0.030} d = 1.51 ^{+0.22} _{-0.18}	DPASS b = 2.4 c = 0.5 d = 1.4 (UP 173) MCMC b = 2.44 ± 0.04 c = 0.50 ^{+0.04} _{-0.03} d = 2 – 148	b = 0.0160 ^{+0.0076} _{-0.0080} c = 0.179 ^{+0.090} _{-0.092} d = 0.38 ^{+0.16} _{-0.15}	DPASS b = 0.05 c = 0.3 d = 0.32 (UP 0.95) MCMC b = 0.04 ± 0.01 c = 0.14 ^{+0.13} _{-0.10} d = 0.39 – 0.91	11957
HD 120066	b = 42500.9 ^{+56701.6} _{-19485.3}	DPASS b = 32435 (UP 206500) MCMC b = 18400 – 78300	b = 25 ⁺¹⁹ _{-8.3}	DPASS b = 20.4 (UP 70) MCMC b = 14 – 37	b = 3.15 ^{+0.18} _{-0.17}	DPASS b = 3.3 (UP 3.9) MCMC b = 3.3 ± 0.1	b = 0.886 ^{+0.049} _{-0.056}	DPASS b = 0.86 (UP 0.95) MCMC b = 0.86 ^{+0.06} _{-0.07}	8504
HD 145675 (14Her)	b = 1766.4 ± 0.07 c = 25000 ⁺²⁴⁰⁰⁰ ₋₉₂₀₀	DPASS b = 1767 c = 11421 (UP 760000) MCMC b = 1767 ± 1 c = 18500 – 100200	b = 2.830 ^{+0.040} _{-0.041} c = 16.4 ^{+9.3} _{-4.3}	DPASS b = 2.8 c = 9.6 (UP 110) MCMC b = 2.77 ± 0.01 c = 13 – 41	b = 4.85 ^{+0.15} _{-0.14} c = 5.8 ^{+1.4} _{-1.0}	DPASS b = 4.6 c = 3.3 (UP 13.2) MCMC b = 4.66 ± 0.04 c = 4.5 – 9.8	b = 0.3674 ^{+0.0035} _{-0.0038} c = 0.3674 ^{+0.038} _{-0.035}	DPASS b = 0.36 c = 0.19 (UP 0.92) MCMC b = 0.36 ± 0.01 c = 0.32 – 0.75	8739
HD 213472	b = 16700 ⁺¹²⁰⁰⁰ ₋₄₈₀₀	DPASS b = 17609 (UP 1006075) MCMC b = 55000 – 814000	b = 13 ^{+5.7} _{-2.6}	DPASS b = 13.5 (UP 200) MCMC b = 29 – 193	b = 3.48 ^{+1.10} _{-0.59}	DPASS b = 4 (UP 700) MCMC b = 84 – 700	b = 0.530 ^{+0.130} _{-0.085}	DPASS b = 0.08 (UP 0.92) MCMC b = 0.43 – 0.81	6761
GL 317	b = 722.33 ± 0.37 c = 7831.2 ^{+1469.1} _{-721.1}	DPASS b = 695.2 c = 7351 (UP 31074) MCMC b = 695 ^{+0.7} _{-0.5} c = 6970 – 11500	b = 1.1799 ± 0.0076 c = 5.78 ^{+0.74} _{-0.38}	DPASS b = 1.15 c = 5.5 (UP 14.5) MCMC b = 1.15 ± 0.01 c = 5.3 – 6.9	b = 1.852 ± 0.037 c = 1.673 ^{+0.078} _{-0.075}	DPASS b = 1.79 c = 1.6 (UP 1.75) MCMC b = 1.79 ± 0.03 c = 1.6 ± 0.1	b = 0.098 ± 0.016 c = 0.098 ± 0.016	DPASS b = 0.08 c = 0.22 (UP 0.95) MCMC b = 0.09 ^{+0.01} _{-0.02} c = 0.17 – 0.41	7302

Notes: The present study includes the results obtained with a genetic algorithm (DPASS) and those obtained with an MCMC. With the MCMC, 68% confidence intervals are given for each parameter and the median is only given when the probability distribution has a profile close to a Gaussian distribution. When the orbits are poorly constrained, the maximum values of a and offsets considered are indicated (UP), as well as the corresponding posteriors of the fits.

3.3 Observations complémentaires

Cette étude a montré la nécessité d’obtenir de nouvelles données. D’une part, de nouvelles données en vitesses radiales sont nécessaires pour augmenter les périodes d’observations des différents systèmes afin de mieux contraindre les paramètres orbitaux et la masse des compagnons. D’autre part, des observations en imagerie directe (si le compagnon est détectable), couplées aux observations en VR, permettraient de déterminer précisément la période et l’inclinaison orbitale du compagnon et, par conséquent, sa masse réelle. Pour le premier objectif, j’ai pu obtenir du temps d’observation avec l’instrument SOPHIE à l’Observatoire de Haute-Provence afin d’acquérir de nouvelles observations en VR, entre mars 2022 et août 2023, pour dix des systèmes étudiés précédemment : 47 Ursae Majoris (47UMa), HD4203, HD7449A, HD26161, HD66428, HD68988, HD92788, HD120066, HD145675 et HD213472.

Les étoiles HD4203, HD66428, HD68988 et HD92788 n’avaient pas été observées par le passé avec SOPHIE. Les premières données de VR ne vont donc pas permettre de contraindre suffisamment l’offset instrumental. Des observations supplémentaires seront encore nécessaires pour que ces données puissent apporter une amélioration significative. HD26161 a également été observé pour la première fois avec SOPHIE mais, comme le compagnon est actuellement proche de son périastre et a une orbite très excentrique, ces données permettent d’améliorer légèrement la caractérisation de l’objet. Pour les cinq étoiles restantes, des données ont déjà été obtenues précédemment avec SOPHIE et elles chevauchent des données obtenues avec d’autres instruments. Cela permet de contraindre fortement l’offset entre les instruments et d’améliorer les contraintes sur l’ajustement des données. Malgré cela, dans le cas de HD213472 b, les variations de VR restent assimilables à une simple pente et les paramètres orbitaux ainsi que la masse du compagnon ne peuvent toujours pas être contraints. Pour HD120066 b, bien que les nouvelles données VR améliorent la couverture de la période de la planète, la solution trouvée avec ces nouvelles mesures est similaire à celle rapportée dans la section 3.2. Dans le cas de HD7449, les données de VR seules n’apportent pas de contraintes significatives sur les paramètres orbitaux et la masse du compagnon externe. Néanmoins, des données d’astrométrie relative sont disponibles pour HD7449 C permettant une meilleure analyse du système qui sera présentée dans la Section 2 du Chapitre 4. Pour 47UMa d, HD26161 b et HD145675 c, les nouvelles données améliorent la caractérisation des compagnons sans tout de fois permettre de déterminer précisément leur orbite ou leur masse (Figure 2.7).

Dans le cas de HD26161 b, les résultats publiés par ROSENTHAL et al., 2021 montraient que la masse minimum du compagnon était compatible avec celle d’une planète géante ($M_b = 13.5_{-3.7}^{+8.5} M_{Jup}$). Cependant, nous avons démontré dans LAGRANGE et al., 2023 que la VR propre à l’étoile était très mal contrainte et que les données considérées par ROSENTHAL et al., 2021 étaient en réalité compatibles avec des masses allant de 10 à 170 M_{Jup} . En ajoutant les nouvelles données SOPHIE (Figure 2.8), nous pouvons améliorer les contraintes sur la VR de l’étoile et nous confirmons ainsi la grande excentricité de l’orbite du compagnon (> 0.86) et nous trouvons une masse minimum comprise entre 40 et 120 M_{Jup} , correspondant à une naine brune massive ou à un compagnon stellaire.

À l’inverse, les nouvelles données de VR de 47 UMa et HD145675 tendent à confirmer les résultats

publiés par ROSENTHAL et al., 2021. En effet, les auteurs de cette étude avaient estimé les masses minimums de 47 UMa d et HD145675 c à $1.51_{-0.18}^{+0.22}$ et $5.8_{-1.0}^{+1.4} M_{Jup}$ et leurs demi-grand axes à $13.8_{-2.1}^{+4.8}$ et $16.4_{-4.3}^{+9.3}$ ua, respectivement. Alors que nous avons montré dans LAGRANGE et al., 2023 que les données de VR considérées étaient compatibles avec des intervalles de solutions bien plus larges (40 - 113 ua et 2 - 148 M_{Jup} pour 47 UMa d et 13 - 41 ua et 4.5 - 9.8 M_{Jup} pour HD145675 c), les nouvelles données SOPHIE montrent que les masses minimums des deux compagnons, respectivement 1.5 - 2.8 et 4.4 - 6.8 M_{Jup} , sont compatibles avec des planètes géantes (Figure 2.9 et 2.10).

Pour ces trois compagnons, les nouveaux résultats obtenus sont comparés à ceux trouvés dans LAGRANGE et al., 2023 dans la Table 2.1. De nouvelles données de VR sont encore nécessaires pour l'ensemble de ces systèmes afin de déterminer avec précision l'orbite et la nature des compagnons à longues périodes.

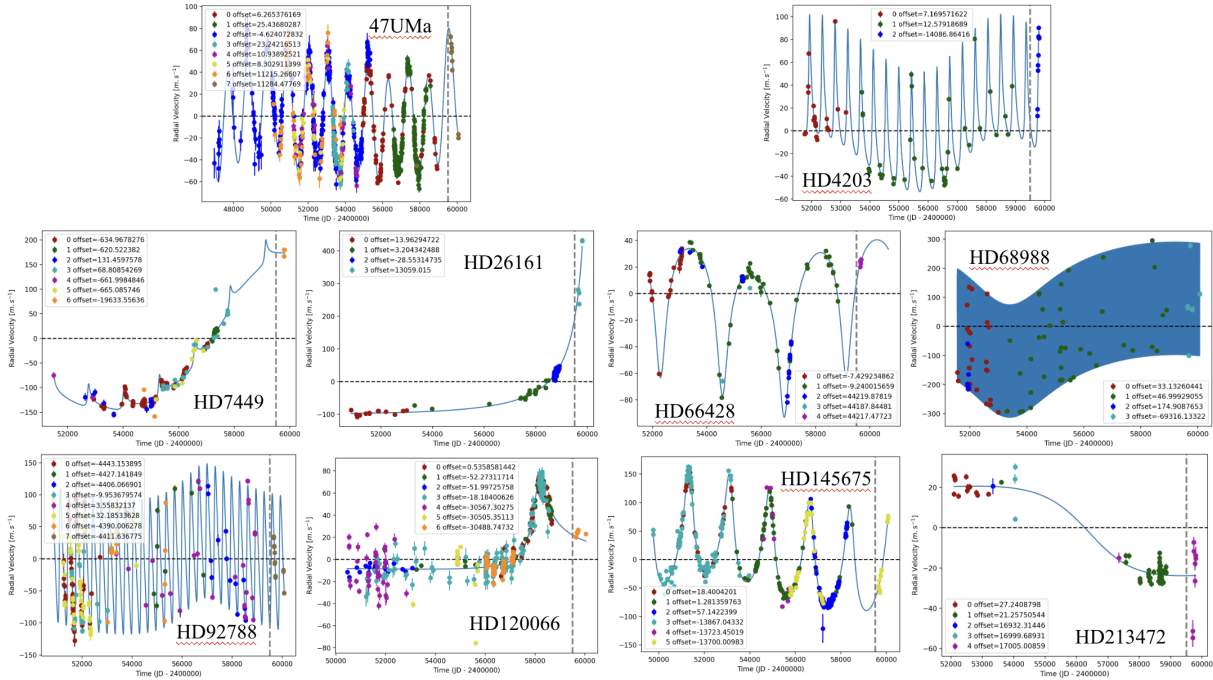


FIGURE 2.6 – Ajustement avec DPASS de l'ensemble des données de VR disponibles pour les étoiles observées lors du programme d'observation avec SOPHIE. La ligne en pointillés grise représente la date de début des observations du programme.

TABLE 2.1 – Impact des nouvelles données SOPHIE pour la caractérisation des compagnons à longues périodes. Les résultats sont donnés avec un intervalle de confiance de 1σ . Pour chaque compagnon, la colonne de gauche correspond aux valeurs trouvées dans LAGRANGE et al., 2023 et la colonne de droite correspond aux nouvelles valeurs trouvées en ajoutant les nouvelles données SOPHIE.

Paramètres	HD26161 b		HD145675 c		47 UMa d	
Période (jours)	20000 – 155000	17500 – 40000	18500 – 100200	15100 – 43800	150000 – 410000	15700 – 429000
a (ua)	15 – 60	15 – 25	13 – 41	12 – 24	40 – 113	13 – 25
Masse (M_{Jup})	13 – 170	40 – 120	4.5 – 9.8	4.4 – 6.8	2 – 148	1.5 – 2.8
excentricité	> 0.75	> 0.86	0.32 – 0.75	0.26 – 0.58	0.39 – 0.91	0.29 – 0.62

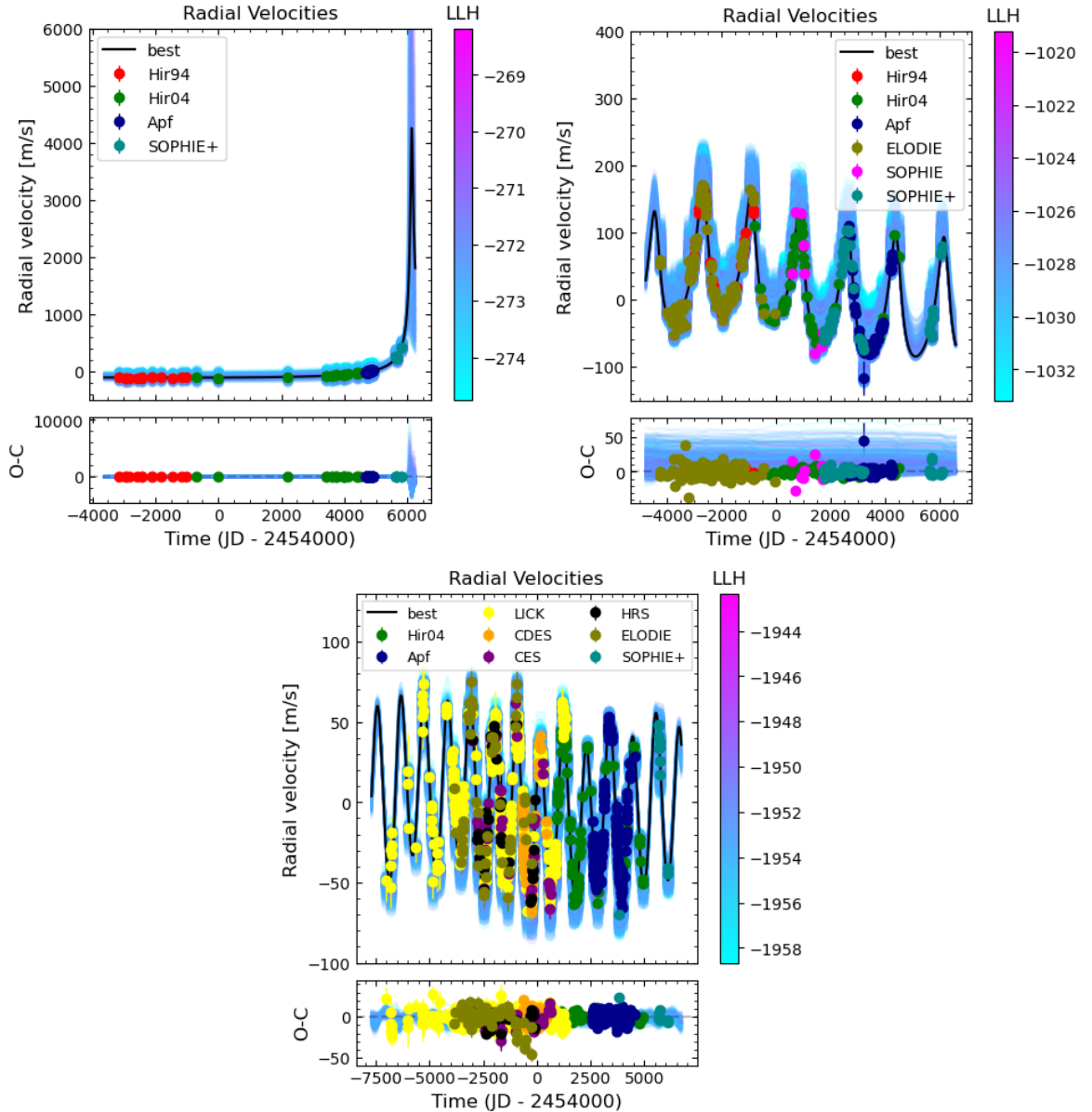


FIGURE 2.7 – Ajustement des données de VR avec notre MCMC pour les systèmes HD26161, HD145675 et 47 UMa (de gauche à droite et de haut en bas). Dans chaque figure, la ligne noire correspond à la solution avec la valeur de log-likelihood la plus petite et la color-bar indique la log-likelihood de chaque solution.

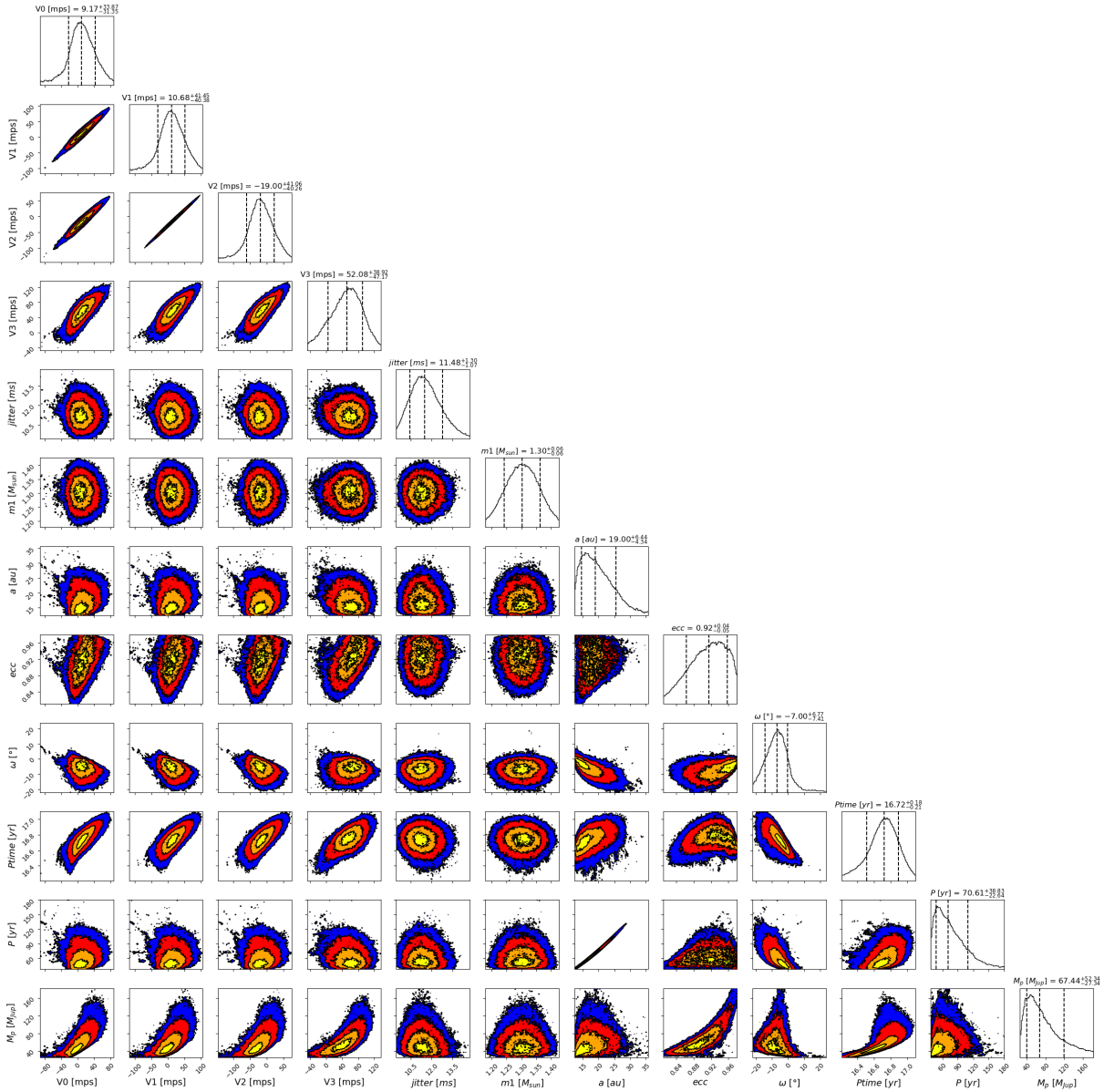


FIGURE 2.8 – Corner plot montrant la distribution des différents paramètres orbitaux et de la masse de HD26161 B.

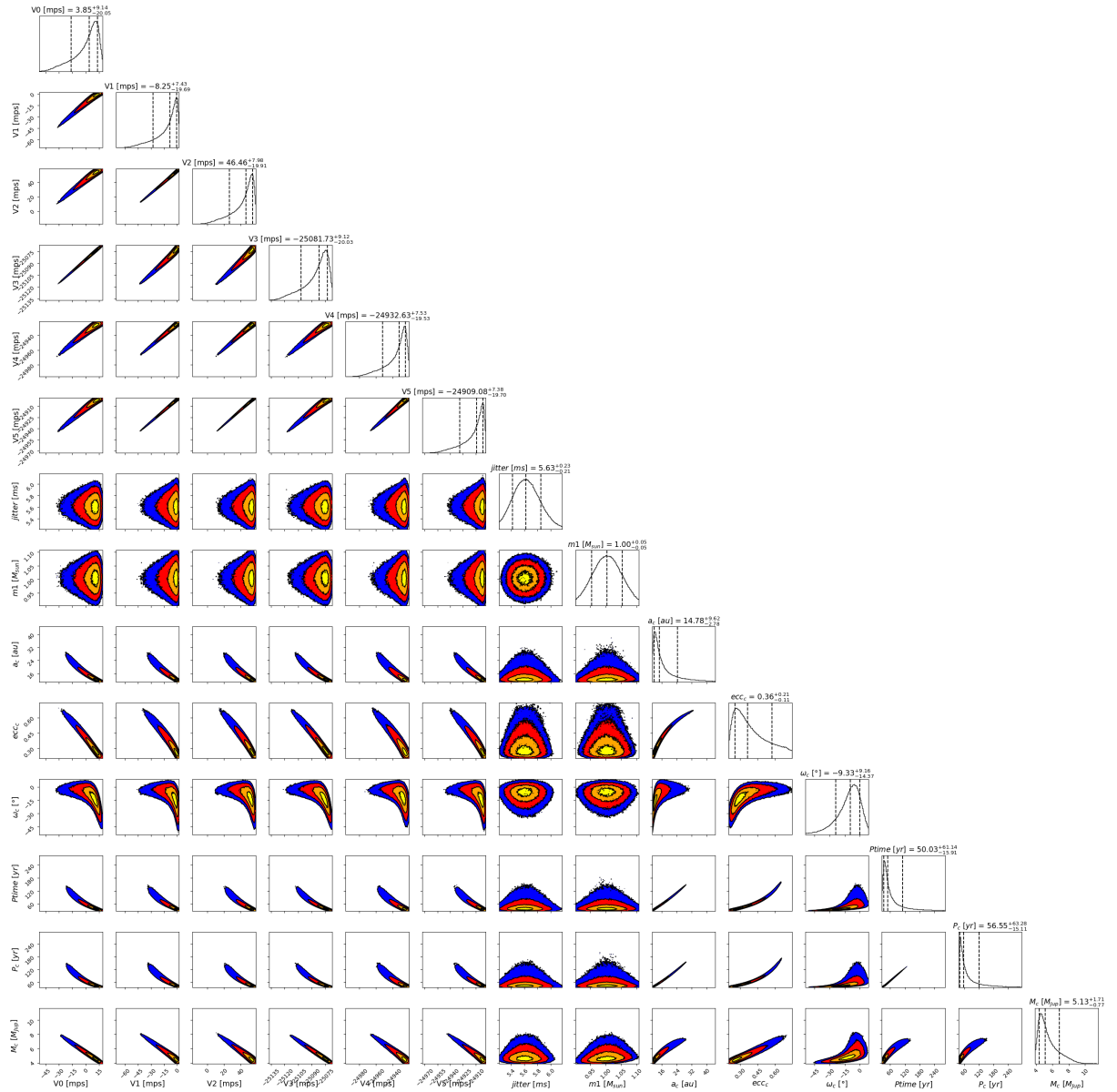


FIGURE 2.9 – Corner plot montrant la distribution des différents paramètres orbitaux et de la masse de HD145675 c.

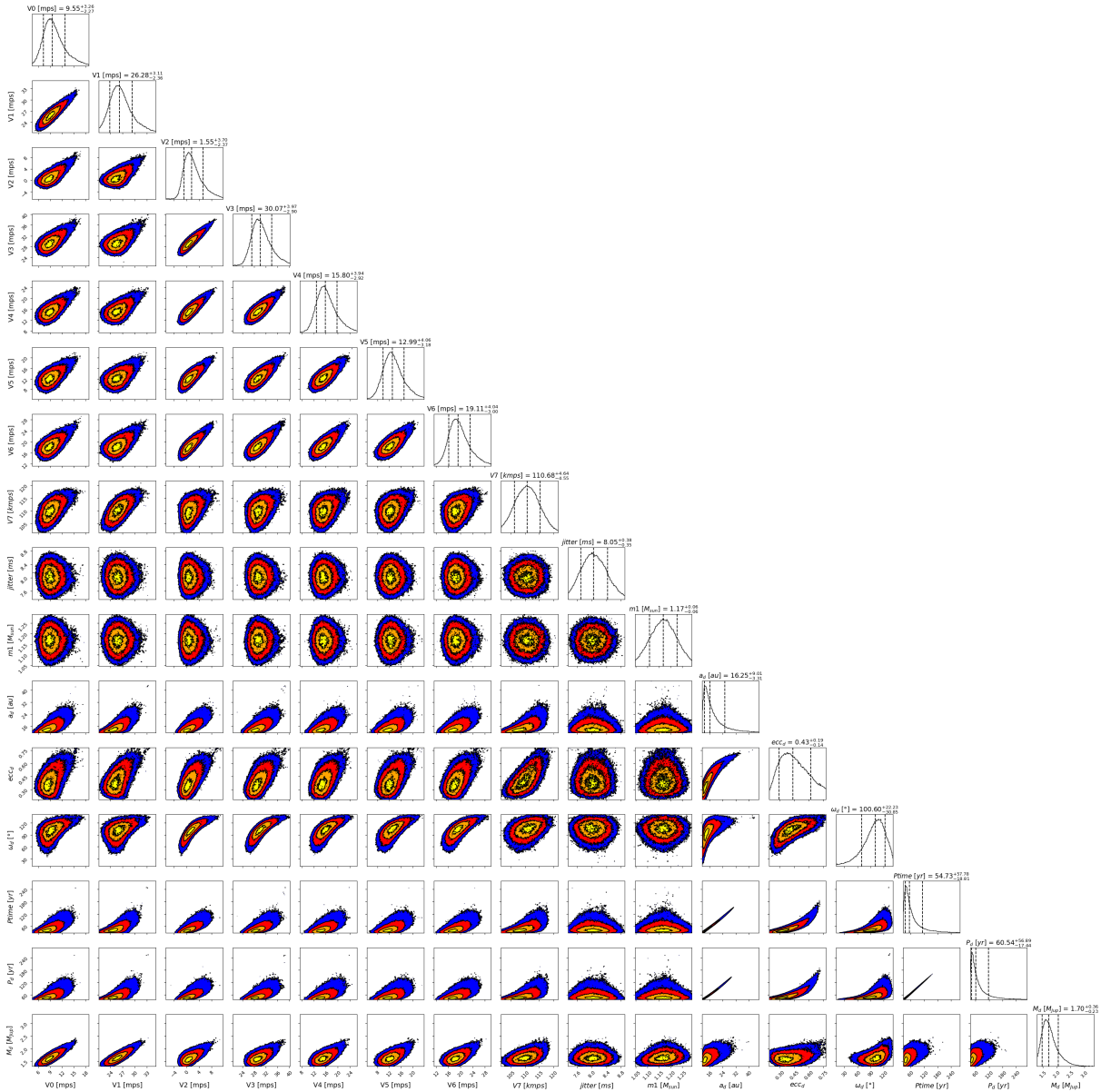


FIGURE 2.10 – Corner plot montrant la distribution des différents paramètres orbitaux et de la masse de 47 UMa d.

Chapitre 3

Caractérisation et détection multi-techniques de compagnons sub-stellaires dans des systèmes simples

Sommaire

1	Distribution des planètes internes	37
1.1	Transit	38
1.2	Vitesses radiales	39
2	Distribution des planètes externes	40
2.1	Vitesses radiales	41
2.2	Imagerie directe	41
2.3	Microlentilles gravitationnelles	43
3	Distribution radiale des planètes géantes à longues périodes	44
3.1	Étude des planètes géantes à longues périodes en vitesses radiales	44
3.2	Article (publié) : Distribution radiale des exoplanètes géantes à l'échelle du système solaire	48
3.3	Observations complémentaires	75

Comme indiqué dans les chapitres précédents, chaque méthode de détection présente des biais et des limites de détection et ne permet pas de caractériser entièrement un compagnon. Nous avons notamment vu dans le Chapitre 2 que, dans le cas des compagnons avec des périodes orbitales de plusieurs dizaines d'années, la méthode des vitesses radiales s'avère souvent limitée et ne permettra pas de déterminer avec certitude la nature exacte de l'objet. De plus, même dans le cas des compagnons dont la période est bien couverte par les données de VR, le fait de ne mesurer que la masse minimum peut s'avérer trompeur sur la véritable nature de l'objet étudié. C'est également le cas des compagnons détectés en imagerie pour lesquels la mesure de

la masse est basée sur des modèles d'évolution et non sur une mesure dynamique, ce qui conduit généralement à de grandes incertitudes associées.

Il est donc intéressant de coupler les observations obtenues par différentes méthodes pour caractériser au mieux les compagnons. Par exemple, l'ajout de mesures d'astrométrie, relative ou absolue, à des données de VR va permettre de contraindre l'inclinaison orbitale et ainsi déterminer la masse exacte d'un compagnon. D'autre part, le couplage des observations en imagerie avec une, ou plusieurs autre(s) méthode(s) permet d'obtenir une mesure dynamique de la masse du compagnon qui va permettre de tester les modèles d'évolutions et de mieux contraindre les caractéristiques de l'objet (rayon, température effective, chimie atmosphérique...).

1 Le couplage des méthodes de détection

Ces dernières années, différentes études ont démontré l'utilité et l'efficacité de la combinaison de différentes méthodes pour caractériser un compagnon (RODIGAS et al., 2016, GRANDJEAN et al., 2019, BRANDT et al., 2019, DAMASSO et al., 2020, LAGRANGE et al., 2020, BRANDT et al., 2021a, KIEFER et al., 2021, LI et al., 2021, BOWLER et al., 2021, FENG et al., 2022, FRANSON et al., 2023b, FRANSON et al., 2023a...). Nous avons d'ailleurs déjà pu observer, dans la Section 3.2 du Chapitre 2, l'importance du couplage des données VR avec l'imagerie avec le cas de HD7449A C qui est passée, au cours des années et des nouvelles données, du statut de planète géante potentielle (MAYOR et al., 2011) à naine brune (WITTENMYER et al., 2019) avant d'être finalement confirmée comme un compagnon stellaire (RODIGAS et al., 2016, MOUTOU et al., 2017, FENG et al., 2022). Malheureusement, parmi les centaines de planètes détectées en vitesses radiales, très peu sont observables en imagerie (séparations trop faibles et/ou contraste de luminosité avec l'étoile trop important) et, à l'inverse, les planètes observées en imagerie sont difficiles à étudier en vitesses radiales (systèmes jeunes, très grandes séparations...).

Bien que les mesures astrométriques complètes de Gaia ne seront pas disponibles avant la DR4 (au mieux fin 2025), les mesures de mouvements propres déjà publiées, couplées à celles obtenues avec Hipparcos sur plus de 118 000 étoiles, peuvent être combinées à la grande majorité des systèmes observés en vitesses radiales comme en imagerie. Cela permet, dans le cas des compagnons massifs (masse typiquement supérieure à celle de Jupiter), d'améliorer significativement leur caractérisation. Ce couplage a ainsi permis d'obtenir une estimation de la masse dynamique de certains compagnons observés en imagerie comme AF Lep b (FRANSON et al., 2023b), HD4747 B (PERETTI et al., 2019, BRANDT et al., 2019) ou HIP5319 B (SWIMMER et al., 2022). Combinées aux données de vitesses radiales, les mesures de mouvements propres vont également permettre d'estimer l'inclinaison orbitale des compagnons détectés en VR. Cela a ainsi confirmé la nature planétaire de nombreux compagnons, mais a également révélé que certains objets considérés comme des planètes à partir des données de VR sont en réalité des naines brunes, comme HD106515 Ab (MARMIER et al., 2013, LI et al., 2021) ou HD221420 b (KANE et al., 2019, LI et al., 2021).

2 Caractérisation des compagnons à longues périodes

2.1 Sélection et limites de l'échantillon

En se basant sur les résultats obtenus lors de l'étude présentée dans la Section 3 du Chapitre 2, nous avons cherché à améliorer la caractérisation des compagnons connus à longues périodes. Pour cela, j'ai sélectionné l'ensemble des compagnons sub-stellaires orbitant à plus de 5 ua dans des systèmes simples (un seul compagnon connu) listés dans le catalogue exoplanet.eu, en date du 1^{er} juin 2022. Je n'ai pas sélectionné les systèmes multiples (plusieurs compagnons) car la présence de plusieurs compagnons a tendance à créer des dégénérescences lors de l'ajustement des données d'astrométrie absolue (Section 4). Notre but était de combiner toutes les données de VR disponibles avec les mesures de mouvements propres Hipparcos/Gaia et, lorsque c'est possible, des mesures d'astrométrie relative afin d'améliorer les contraintes sur les différents paramètres orbitaux des compagnons et de déterminer leurs masses réelles. Pour cela, nous avons adapté notre algorithme MCMC, en nous basant sur le code *ORVARA* développé par BRANDT et al., 2021b. *ORVARA* détermine l'accélération de l'étoile à partir des mesures de mouvements propres et de parallaxe obtenues par Hipparcos et Gaia. Ce code prend également en compte une valeur de mouvement propre tangential estimée en faisant la différence entre la position mesurée par Gaia et celle mesurée par Hipparcos divisé par l'intervalle de temps entre les deux mesures (~ 25 ans). Cela nous permet d'ajuster parallèlement les données de VR et/ou d'astrométrie relative et/ou de mouvement propre et ainsi apporter des contraintes supplémentaires sur la détermination de l'orbite du compagnon.

Parmi les 25 compagnons sélectionnés, neuf avaient déjà été étudiés en détail par des études récentes en couplant les données de VR et d'astrométrie absolue et l'un des systèmes n'avait pas été observé par Hipparcos. Pour quatre autres systèmes (HD26161, HD120066, HD150706 et HD213472), les données disponibles ne permettent pas caractériser correctement les compagnons. En effet, les périodes d'observation des données de VR disponibles pour ces étoiles sont largement inférieures à la période orbitale des compagnons. Dans ces cas-là, l'ajout des mesures de mouvements propres n'est pas suffisant pour contraindre précisément l'orbite du compagnon, en particulier pour les objets de masse planétaire qui induisent une variation de mouvement propre petite par rapport aux incertitudes obtenues avec Hipparcos.

Les mesures de variations du mouvement propre vont également être dépendantes de la masse, de la séparation du compagnon ainsi que de la distance du système. Si l'amplitude de ces variations est inférieure à, typiquement, 0.1 mas, les mesures de mouvements propres ne permettront pas d'apporter de contraintes significatives sur l'inclinaison orbitale du compagnon. En pratique, le signal induit par une planète de la masse de Jupiter situées à plus de 5 ua ne sera pas détectable si le système est situé au-delà de ~ 50 pc. Ainsi, dans notre sélection, le couplage des données de VR et astrométriques ne permet pas d'améliorer significativement la caractérisation de quatre compagnons dont la période est déjà bien contrainte par les données de VR seules (voir la Figure 3.1 avec l'exemple de HD136925 b, HD190984 b, HD220773 b et HD238914 b. Cela permet néanmoins d'établir une masse maximale à, respectivement, 6, 11, 9 et $28 M_{Jup}$, confirmant la nature planétaire des trois premiers compagnons.

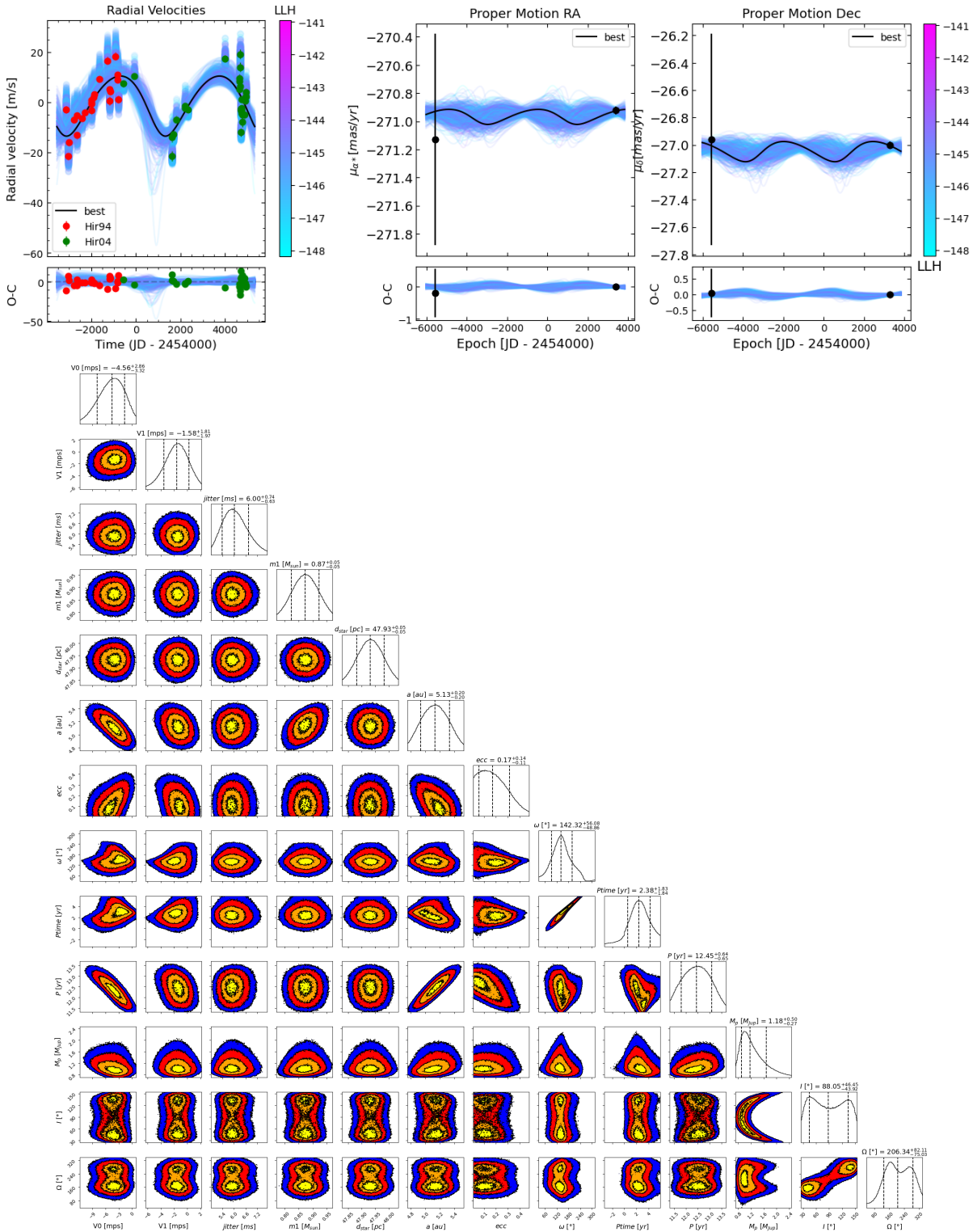


FIGURE 3.1 – Ajustement des paramètres de HD136925 b avec notre algorithme MCMC. *Haut, Gauche* : Ajustement des données de VR. *Haut, Droite* : Ajustement des mesures de mouvements propres en ascension droite (*gauche*) et en déclinaison (*droite*). Dans chaque figure, les points noirs correspondent aux mesures obtenues avec Hipparcos (*gauche*) et Gaia (*droite*). Dans chaque figure, la ligne noire correspond à la solution avec la valeur de log-likelihood la plus petite et la color-bar indique la log-likelihood de chaque solution. *Bas* : Corner plot montrant la distribution des différents paramètres orbitaux et de la masse de HD136925 b.

Finallement, j'ai pu améliorer significativement la caractérisation de sept compagnons. J'ai notamment pu confirmer le statut planétaire de six planètes candidates. Dans les cas de HD13931 b et HD222155 b, les données de VR considérées lors dans des précédentes études avaient déjà permis de mesurer précisément les paramètres orbitaux et la masse minimum des compagnons. L'ajout des mesures de mouvements propres m'a permis de mesurer l'inclinaison orbitale et la masse réelle des planètes. Pour HD115954 b et HIP70849 b, les précédentes études n'ont pas pu obtenir de mesures précises des propriétés orbitales et de la masse minimum des compagnons à cause d'une mauvaise couverture des variations de VR induites par les planètes candidates. En ajoutant de nouvelles mesures de VR, allongeant ainsi la couverture temporelle, nous avons pu améliorer la précision sur la mesure de chaque paramètre. Par exemple, j'ai pu déterminer que le demi-grand axe de HIP70849 b vaut $3.99_{-0.07}^{+0.06}$ ua alors que l'étude précédente (SÉGRANSAN et al., 2011) avait uniquement rapporté un intervalle de solutions compris entre 4.5 et 36 ua. De plus, comme pour HD13931 b et HD222155 b, l'ajout de l'astrométrie absolue nous a permis de mesurer précisément la masse réelle des compagnons et de confirmer qu'il s'agit de planètes.

Les systèmes Epsilon Indi A, HD211847 et HD219077 avaient déjà été étudiés dans de précédentes études en combinant les données de VR et de mouvements propres. Cependant, pour Epsilon Indi Ab, FENG et al., 2019 ont utilisé les mesures de mouvements propres publiés dans la Gaia DR2, qui sont moins précises que celles de la Gaia DR3. En considérant ces dernières mesures, nous avons pu améliorer la précision sur les paramètres orbitaux et la masse de la planète. Pour HD219077 b, les données de VR et de mouvements propres considérés par FENG et al., 2022 sont similaires aux nôtres et mènent logiquement à des résultats très proches. Pour ce système, les différences viennent des incertitudes sur la masse de l'étoile qui varient selon les études entre 1.0 et 1.65 M_{\odot} , induisant des solutions pour la masse de la planète allant de 11 à 14 M_{Jup} . Il n'est donc pas possible de déterminer si ce compagnon est une planète massive ou une naine brune de faible masse.


Pour finir, FENG et al., 2022 ont étudié le système HD211847 B en considérant l'ensemble des données de VR et les dernières mesures de mouvements propres disponibles. À partir de ces données, ils ont pu déterminer que le compagnon est une naine brune de $55.32_{-18.48}^{+1.34}$ M_{Jup} avec un demi-grand axe de $4.51_{-0.29}^{+0.46}$ ua et située sur une orbite très inclinée avec $I = 163.6_{-5.0}^{+36.2^{\circ}}$. En étudiant les données de VR, j'ai constaté qu'elles ne couvraient qu'une petite partie de la période du compagnon, ce qui ne permet pas de contraindre correctement son orbite. Cependant, le système a également été observé en imagerie directe avec l'instrument SPHERE par MOUTOU et al., 2017. Lors de cette observation, les auteurs de cette étude ont pu identifier un compagnon dont la séparation serait compatible avec les variations observées en VR et dont les mesures photométriques correspondraient à une étoile de faible masse ($M = 155 \pm 5 M_{Jup}$). J'ai donc combiné les mesures d'astrométrie relative obtenues par MOUTOU et al., 2017 avec les mesures de VR et de mouvements propres utilisées par FENG et al., 2022. J'ai ainsi pu conclure que HD211847 B était bien une étoile de faible masse de $148 \pm 5 M_{Jup}$ avec un demi-grand axe de 6.78 ± 0.08 ua et une inclinaison orbitale de $172.3_{-0.04}^{+0.05^{\circ}}$.

Cette étude a ainsi permis de montrer l'apport, mais aussi les limites, du couplage des vitesses radiales avec les mesures de mouvements propres. En particulier, l'étude du système HD211847

nous a montré que des observations en imagerie sont essentielles pour déterminer la nature exacte de compagnons dont la période est mal couverte par les données de VR.

2.2 Article (publié) : Amélioration de la caractérisation de compagnons seuls à longues périodes

Updated characterization of long-period single companion by combining radial velocity, relative astrometry, and absolute astrometry

F. Philipot¹ , A.-M. Lagrange^{1,2}, P. Rubini³, F. Kiefer¹, and A. Chomez¹

¹ LESIA, Observatoire de Paris, Université PSL, CNRS, 5 Place Jules Janssen, 92190 Meudon, France

e-mail: florian.philipot@obspm.fr

² Univ. Grenoble Alpes, CNRS, IPAG, 38000 Grenoble, France

³ Pixyl S.A., La Tronche, France

Received 7 November 2022 / Accepted 19 December 2022

ABSTRACT

Context. Thanks to more than 20 yr of monitoring, the radial velocity (RV) method has detected long-period companions ($P > 10$ yr) around several dozens of stars. Yet, the true nature of these companions remains unclear because of the uncertainty as to the inclination of the companion orbital plane.

Aims. We wish to constrain the orbital inclination and the true mass of long-period single companions.

Methods. We used a Markov chain Monte Carlo (MCMC) fitting algorithm to combine RV measurements with absolute astrometry and, when available, relative astrometry data.

Results. We have lifted the $\sin(i)$ indetermination for seven long-period companions. We find true masses in the planetary mass range for the candidate planets detected in the following systems: Epsilon Indi A, HD 13931, HD 115954, and HD 222155. The mass of HD 219077 b is close to the deuterium-burning limit and its nature is uncertain because of the imprecise mass of the host star. Using additional RV measurements, we refine the orbital parameters of HIP 70849 b and find a mass in the planetary range. By combining RV data with absolute and relative astrometry, we significantly improve the characterization of HD 211847 B and properly determine its mass, which appears to be in the low-mass star range. This work illustrates how *Gaia* and HIPPARCOS allow for the orbital properties and masses of long-period RV companions to be further constrained.

Key words. techniques: radial velocities – techniques: high angular resolution – proper motions – planetary systems – brown dwarfs – stars: low-mass

1. Introduction

In the last decade, several long-period giant planets have been detected using the radial velocity (RV) method thanks to the increasing temporal baselines of different surveys (Mayor et al. 2011; Wittenmyer et al. 2020; Rosenthal et al. 2021). Yet, a precise determination of the orbital parameters and mass of the planets is very difficult when the orbital period is much larger than the RV time baseline. As a consequence, the radial distribution of planets beyond 8–10 au – such as those found by Fernandes et al. (2019) and Fulton et al. (2021) based on the results of the two long RV surveys of Mayor et al. (2011) and Rosenthal et al. (2021), respectively – are questionable. This unfortunately prevents an accurate comparison with formation model outputs from being made.

Combining RV data with other methods such as relative or absolute astrometry can, in principle, improve the orbital characterization of these companions. Furthermore, it can also remove the uncertainty of the orbital inclination and then allow us to determine the true mass of the planets.

Coupling RV data with relative astrometry from direct imaging (DI) or interferometry has been, however, limited to very few cases since high-contrast imaging (HCI) or interferometry observations favor young systems to minimize the flux contrast between the star and its companion while RV observations favor

old and inactive stars which produce low RV jitters. However, when possible, such a coupling is very efficient. An illustration is the HD 7449 system for which the outer companion was first reported as a planet candidate using only RV data (Mayor et al. 2011; Wittenmyer et al. 2019), and it was then identified as a low-mass star by combining RV data with HCI observations (Rodigas et al. 2016).

In the 2000s, the combination of RV data and absolute astrometry, thanks to the fine guidance sensor on board the *Hubble* Space Telescope, also allowed for the inclination of a few stellar systems to be constrained and a few candidate planets to be confirmed (Benedict et al. 2002, 2006), while others were finally identified as brown dwarfs or low-mass stars (Bean et al. 2007; Benedict et al. 2010). Today, the position and proper motion measurements obtained with the telescopes HIPPARCOS (Perryman et al. 1997; van Leeuwen 2007) and *Gaia* (Gaia Collaboration 2020) allow us to combine the RV data and more precise absolute astrometry for a large number of systems. Since the publication of the first *Gaia* data release (DR1), a few studies have proven the efficiency of combining RV data with absolute and/or relative astrometry to improve the constraints on the orbital parameters and mass of a companion (Grandjean et al. 2019; Brandt et al. 2019, 2021a,b; Damasso et al. 2020; Lagrange et al. 2020; Nielsen et al. 2020; Venner et al. 2021; Kiefer et al. 2021; Li et al. 2021; Feng et al. 2022).

Table 1. Observing logs.

Star	Date OBS	Filter	DIT(s)×Nframe ^(a)	Δ PA (°) ^(a)	Seeing (″) ^(b)	Airmass ^(b)	τ ₀ (ms) ^{(a),(b)}	Program ID
HIP 70849	2015-05-05	DB_H23	64 × 64	40.4	1.12	1.08	0.0012	095.C-0298(A)
HD 211847	2015-06-10	DB_K12	64 × 8	5.8	1.31	1.05	0.0025	095.C-0476(A)
HD 219077	2015-06-09	DB_K12	8 × 64	3.3	1.25	1.31	0.0026	095.C-0476(A)

Notes. ^(a)DIT is the detector integration time per frame. Δ PA is the amplitude of the parallactic rotation. τ₀ corresponds to the coherence time. ^(b)Values extracted from the updated DIMM information, averaged over the sequence.

In this paper, we focus on seven long-period single companions detected by the RV method, and combine the available RV data with HIPPARCOS and *Gaia* early data release 3 (EDR3) absolute astrometry and, when available, relative astrometry, to improve the orbital parameters and determine the true mass of these companions. In Sect. 2, we describe our target selection method and present the RV, HCI, and astrometric data used in our study. Section 3 presents the method used to perform the orbital fitting and, there, we provide the new orbital parameters and mass found for each target. Finally, we discuss the results in Sect. 4.

2. Target selection and data

2.1. Target selection

We first selected the planetary systems in the exoplanet.eu catalog (Schneider et al. 2011) for which a single companion has been reported with a semi-major axis greater than 5 au using the RV method. Twenty-five companions were found with such criteria. For nine of them (HD 13724 B, HD 25015 b, HD 181234 b, and HD 219828 B Feng et al. 2022; HD 92987 B Venner et al. 2021; HIP 36985 B Biller et al. 2022; and HD 98649 b, HD 196067 b, and HD 221420 B Li et al. 2021), the orbital parameters and the true mass have already been properly determined in previous studies. We, therefore, do not consider them in the present study.

We first discarded the HD 95872 system because no HIPPARCOS data were available. We then discarded four systems for which the available RV time series did not cover both extrema of the RV variations and the orbital period could not be properly determined (HD 26161, HD 120066, HD 150706, and HD 213472). In those four cases, the combination of RV and absolute astrometry did not allow us to constrain the orbital parameters, the orbital inclination, or the true mass of the companion. Finally, we discarded four systems for which the orbital period was well covered by the RV data, but the coupling with absolute astrometry did not allow us to constrain the orbital inclination (HD 136925, HD 190984, HD 220773, and HD 238914). Indeed, the variations in position and acceleration of the proper motion of these stars were too small to constrain the orbital inclination of the companion due to the low mass of the companion ($< \sim 2 M_{\text{Jup}}$) and/or the distance of the system.

Thus, we were left with seven systems for which the addition of absolute astrometry and/or new RV measurements and/or relative astrometry measurements allowed us to determine the exact nature of the companion: Epsilon Indi Ab, HD 13931, HD 1159554, HD 211847, HD 219077, HD 222155, and HIP 70849. For three of these companions (Epsilon Indi Ab, HD 211847 B, and HD 219077 b), a first estimation of their orbital inclination and true mass has been obtained by combining RV data and absolute astrometry. Yet,

thanks to additional data or more precise astrometric measurements, we obtained more precise and significantly different results from those reported in the previous studies for six of these companions. In the case of HD 219077 b, the differences were mainly found for the mass of the companion. They are mainly due to the uncertainties as to the host star's mass.

2.2. RV data

The RV data used in this study were obtained with different spectrographs between 1997 and 2021. The HARPS (Mayor et al. 2003) data were taken from the ESO archives; the ELODIE (Baranne et al. 1996) and SOPHIE (Perruchot et al. 2008) data were retrieved from the OHP archives; and the CORALIE (Queloz et al. 1999), the HIRES (Vogt et al. 1994), the UVES (Dekker et al. 2000), the AAT (Diego et al. 1990), the CES (Enard 1982) long camera (LC), and the CES very long camera (VLC) data were taken from the literature.

As instrument upgrades can lead to new RV offsets, the same instrument before and after a major upgrade is considered as two different instruments. Consequently, HARPS data obtained before and after the optical fiber upgrade in 2015 (Lo Curto et al. 2015) are referred to as H03 and H15, respectively. The SOPHIE data obtained before and after the spectrograph upgrade in 2011 (Bouchy et al. 2013) are referred to as SOPHIE and SOPHIE+, respectively. The HIRES data obtained before and after the upgrade of the spectrograph in 2004 (Tal-Or et al. 2019) are referred to as Hir94 and Hir04, respectively. Finally, the CORALIE spectrograph had two major upgrades in 2007 (Ségransan et al. 2010) and in 2014. The data obtained before 2007 and after 2014 are referred to as C98 and C14, respectively, and the data obtained between 2007 and 2014 are referred to as C07.

2.3. Direct imaging data

In three cases, HCI data are available in the SPHERE archive and can provide relative astrometry. The three targets were observed in angular (and spectral) differential imaging (A(S)DI, Marois et al. 2006) using the telescope in pupil tracking mode. The standard observing mode of SPHERE was used, with IRDIS (Dohlen et al. 2008) dual band images at H2 and H3 (K1 and K2, respectively) and IFS (Claudi et al. 2008) data covering the YJ (YJH, respectively) bands. The observing log is given in Table 1. Whenever possible, the robust PACO A(S)DI algorithm (Flasseur et al. 2020a,b) was used. The processing step takes advantage of the developments made to the COBEX data center pipeline (the prereduction improvement as well as the improvement of the detection capability of PACO). If a dataset did not sufficiently cover the field-of-view rotation to

Table 2. Relative astrometry for HD 211847 companion.

Sources	JD - 2400000	IRDIS filter	SEP (mas)	PA (deg)
HD 211847 B	57183.39	K12	220 ± 4.73	194.5 ± 2.23

Notes. The errors displayed are 1σ . The relative astrometry combines the astrometry measured in the dual bands.

apply ADI-based algorithms, the SPECAL (Galicher et al. 2018) No-ADI algorithm was used.

In those three systems, only one companion was detected (HD 211847 B). The detected companion is characterized in Table 2. No detection above 5σ was found around HD 219077. Six sources were detected around HIP 70849 but, given their position in a color-magnitude diagram and their separations, they are likely background sources.

2.4. Absolute astrometry

We used measurements from HIPPARCOS obtained around epoch 1991.25 and from *Gaia* EDR3 (Gaia Collaboration 2016, 2021) obtained around epoch 2016.0. For each target, the stellar acceleration was determined from the proper motion and the position values were measured by HIPPARCOS and *Gaia* with an interval of about 25 yr. We considered the proper motion values published by Brandt (2021) in the HIPPARCOS-*Gaia* Catalog of Accelerations (HGCA). Moreover, a more accurate tangential proper motion ($\mu_{\text{Hip-EDR3}}$) was estimated by the difference between the position measurements obtained by HIPPARCOS and *Gaia* divided by the time interval between the two measurements (~ 25 yr). The proper motion values used for each star are given in Table A.1.

3. Updated orbital parameters and mass

3.1. Orbit fitting

Orbits were fitted using a custom Markov chain Monte Carlo (MCMC) tool, based on the emcee 3.0 python package (Foreman-Mackey et al. 2013). It uses a mixture of move functions (such as the differential evolution move function) to alleviate potential multimodality issues. The HIPPARCOS/*Gaia* data processing uses the HTOF package (Brandt et al. 2021c) and borrows large sections of the orvara code (Brandt et al. 2021d) for the likelihood computation. The HTOF package (Brandt et al. 2021c) was used to fit the intermediate astrometric data (IAD) from HIPPARCOS, based on the 1997 (Esa 1997) and 2007 (van Leeuwen 2007) reductions and from *Gaia*, thanks to the *Gaia* Observation Forecast Tool (GOST) which allowed us to obtain the estimated *Gaia* observations and scan angles for each target, in order to reproduce proper motion and position of each observation. Using the HIPPARCOS and *Gaia* positions and the temporal baseline, the algorithm derived a tangential proper motion value that allowed us to better constrain the orbital fit when combined with RV data.

We considered ten free parameters for each system: the semi-major axis (a), the eccentricity, the orbital inclination (i), the host star mass, the companion mass, the longitude of ascending node (Ω), the argument of periastron (ω), the phase, a stellar jitter, and the distance of the system. In addition, to combine data from different instruments, we added an instrumental offset for each instrument as a free parameter of the model (see above). Finally, we considered uniform priors for all fitting parameters, except

for the host star mass and the distance of the system for which we considered Gaussian priors.

3.2. Results

3.2.1. Epsilon Indi A

Epsilon Indi is a triple system with a $0.76 \pm 0.04 M_{\odot}$, K2V star (Epsilon Indi A) and a binary composed of a $75.0 \pm 0.8 M_{\text{Jup}}$, T1.5 brown dwarf (Epsilon Indi B) and a $70.1 \pm 0.7 M_{\text{Jup}}$, T6 brown dwarf (Epsilon Indi C) separated by about 2.6 au (Dieterich et al. 2018). The projected separation between the binary brown dwarfs and the star is about 1460 au. Combining RV data and absolute astrometry based on HIPPARCOS and the *Gaia* data release 2 (DR2) measurements, Feng et al. (2019) reported a giant planet with a semi-major axis of $11.55^{+0.98}_{-0.86}$ au, a mass of $3.25^{+0.39}_{-0.65} M_{\text{Jup}}$, an inclination of $64.25^{+13.80}_{-6.09}$ °, and an eccentricity of $0.26^{+0.07}_{-0.03}$. Yet, the *Gaia* EDR3 proper motion and position measurements are significantly more precise compared to the *Gaia* DR2 measurement and they significantly improve the characterization of Epsilon Indi Ab.

We used 4278 RV measurements obtained with the HARPS spectrograph between 2003 and 2016¹, 163 RV measurements obtained with the UVES spectrograph between 1996 and 2017, 72 RV measurements obtained with the LC spectrograph between 1992 and 1997, and 53 RV measurements obtained with the VLC spectrograph between 2000 and 2006. We also combined these RV data with absolute astrometry based on HIPPARCOS and the *Gaia* EDR3 measurements (Fig. 1). We found significantly different orbital parameters with a semi-major axis of $8.8^{+0.2}_{-0.1}$ au, a mass of $3.0 \pm 0.1 M_{\text{Jup}}$, an inclination of 91^{+4}_{-5} °, and an eccentricity of 0.48 ± 0.01 . The posteriors obtained for each free parameter are reported in Table 3. It is important to note that if we consider only the 539 HARPS RV data with a signal-to-noise ratio greater than 110 and thus remove the high cadence observations made in August 2011, we find similar solutions.

3.2.2. HD 13931

HD 13931 is a $1.02 \pm 0.05 M_{\odot}$ (Rosenthal et al. 2021), G0V star. Based on 66 RV measurements obtained with the HIRES spectrograph between 1998 and 2019, Rosenthal et al. (2021) reported a giant planet with a semi-major axis of 5.323 ± 0.091 au, a minimum mass of $1.911^{+0.077}_{-0.076} M_{\text{Jup}}$, and an eccentricity of $0.02^{+0.021}_{-0.014}$.

We combined these RV data with absolute astrometry (Fig. 2). As the RV baseline is much larger than the orbital period, the orbital parameters are well-constrained. As expected, we found a semi-major axis and an eccentricity very close to those reported by Rosenthal et al. (2021) with $a = 5.33 \pm 0.09$ au and $e < 0.04$. Using, in addition, the absolute astrometry, we found an orbital inclination of either 39^{+13}_{-8} ° or 141^{+9}_{-18} ° and a true mass of $3.1^{+0.8}_{-0.7} M_{\text{Jup}}$. The posteriors obtained for each free parameter are reported in Table 3.

3.2.3. HD 115954

HD 115954 is a $1.18 \pm 0.06 M_{\odot}$, G0V star (Demangeon et al. 2021). Based on four RV measurements obtained with the

¹ The 3636 RV data obtained between Julian days 2455790 and 2455805 were obtained to study high-frequency oscillations of the star. These data were measured with high cadence, which led to a significantly lower signal-to-noise ratio compared to the other data.

Table 3. Summary of posteriors obtained with our MCMC algorithm.

Parameter	Eps Ind A	HD 13931	HD 115954	HD 211847	HD 219077	HD 222155	HIP 70849
a (au)	$8.8^{+0.2}_{-0.1}$	5.33 ± 0.09	$4.5^{+0.2}_{-0.1}$	6.78 ± 0.08	6.4 ± 0.1	4.7 ± 0.1	$3.99^{+0.06}_{-0.07}$
Period (days)	10932^{+266}_{-228}	4442^{+49}_{-46}	3258^{+179}_{-190}	6199^{+52}_{-46}	5514^{+44}_{-39}	3470^{+102}_{-106}	3649 ± 18
Eccentricity	0.48 ± 0.01	<0.04	0.46 ± 0.03	0.769 ± 0.002	$0.59^{+0.01}_{-0.02}$	0.34 ± 0.09	$0.65^{+0.02}_{-0.01}$
Inclination ($^\circ$)	91^{+4}_{-5}	39^{+13}_{-8} or 141^{+9}_{-18}	59^{+5}_{-4} or 127 ± 4	$172.3^{+0.5}_{-0.4}$	83 ± 3 or 97 ± 3	66^{+14}_{-11} or 115^{+13}_{-16}	96 ± 16
Mass (M_{Jup})	3.0 ± 0.1	$3.1^{+0.8}_{-0.7}$	$8.5^{+0.6}_{-0.4}$	148 ± 5	11.3 ± 0.4	$2.1^{+0.3}_{-0.2}$	$4.5^{+0.4}_{-0.3}$
Ω ($^\circ$)	58 ± 5	343^{+17}_{-19} or 110^{+19}_{-24}	211^{+25}_{-28}	184 ± 5	135^{+38}_{-21} or 347^{+28}_{-30}	264^{+34}_{-33} or 180^{+34}_{-35}	35 ± 6
ω ($^\circ$)	85 ± 3	$74\text{--}227$	173^{+7}_{-8}	168^{+5}_{-4}	56.2 ± 0.4	$153\text{--}217$	182 ± 1
Phase	0.37 ± 0.01	$0.38\text{--}0.86$	$0.40^{+0.09}_{-0.06}$	0.420 ± 0.004	$0.354^{+0.002}_{-0.003}$	$0.98^{+0.04}_{-0.13}$	$0.745^{+0.007}_{-0.006}$
Jitter (m s^{-1})	3.37 ± 0.04	2.9 ± 0.3	$6.6^{+1.3}_{-1.1}$	$11.0^{+2.8}_{-2.0}$	$4.3^{+0.3}_{-0.2}$	$12.7^{+0.9}_{-0.8}$	$6.7^{+0.8}_{-0.7}$
Instrumental offset (m s^{-1})	H03 = -39972 ± 1 H15 = -39952^{+2}_{-1} UVES = -5 ± 1 LC = -39978^{+2}_{-1} VLC = -39976^{+2}_{-1}	Hir94 = -13 ± 1 Hir04 = -8.0 ± 0.5	ELODIE = -14757^{+52}_{-41} SOPHIE = -14768^{+9}_{-8} SOPHIE+ = -14743^{+4}_{-3}	C98 = 6907 ± 17 C07 = 6849 ± 22	C98 = -30867^{+2}_{-1} C07 = -30864^{+8}_{-9} H03 = -30830^{+1}_{-2} AAT = -68 ± 1	ELODIE = -3999 ± 3 SOPHIE = -3950^{+3}_{-2} SOPHIE+ = -3923^{+4}_{-3}	H03 = 53 ± 1 H15 = 65^{+2}_{-1}

Notes. The results were obtained by combining RV, absolute astrometry, and, when available, relative astrometry. We provide 68% confidence intervals for each parameter and the median is only given when the probability distribution has a profile close to a Gaussian distribution.

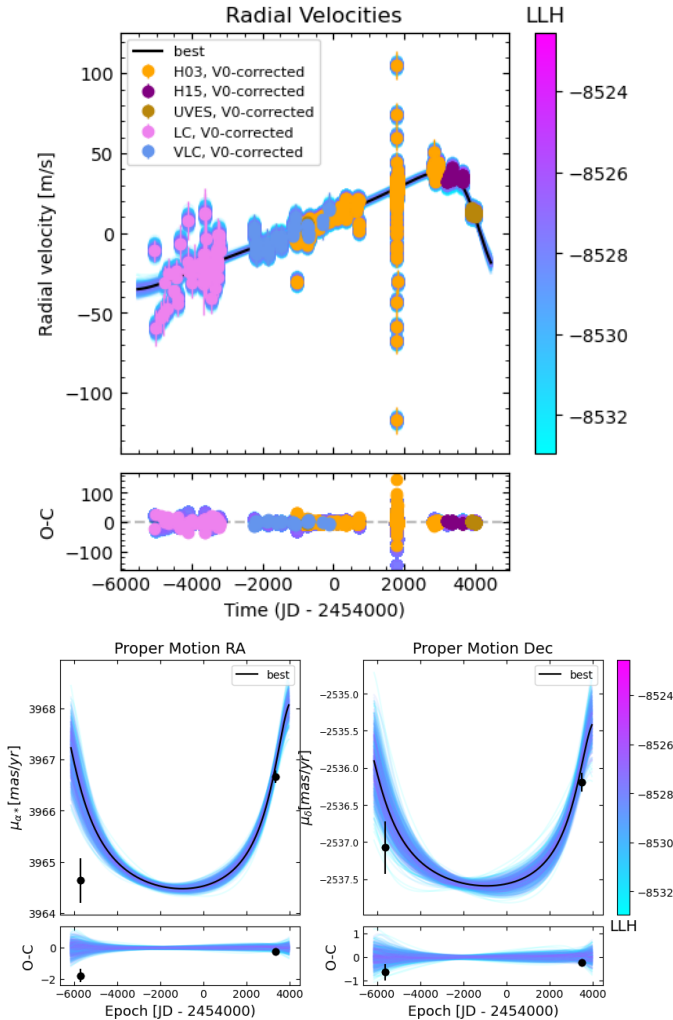


Fig. 1. Orbital fits for Epsilon Indi Ab. *Top:* fit of the Epsilon Indi A RV data corrected from the instrumental offset (V0). *Bottom:* fit of the Epsilon Indi A astrometric acceleration in right ascension (*left*) and declination (*right*). The black points correspond to the measurements obtained with HIPPARCOS (1991.25) and *Gaia* EDR3 (2016.0). In each plot, the black curve shows the best fit. The color bar indicates the log likelihood of the different fits plotted.

ELODIE spectrograph between 2004 and 2005 and 45 RV measurements obtained with the SOPHIE spectrograph between 2009 and 2018, Demangeon et al. (2021) reported a giant planet with a semi-major axis of $5.00^{+1.3}_{-0.36}$ au, a minimum mass of $8.29^{+0.75}_{-0.58} M_{\text{Jup}}$, and an eccentricity of $0.487^{+0.095}_{-0.041}$.

We combined these RV data with the absolute astrometry data (Fig. 3). We found a semi-major axis compatible with Demangeon et al. (2021) with $a = 4.5^{+0.2}_{-0.1}$ au and an eccentricity of 0.46 ± 0.03 . Using, in addition, the absolute astrometry, we found an orbital inclination of $92^{+17}_{-16}^\circ$ and a true mass of $8.5^{+0.6}_{-0.4} M_{\text{Jup}}$. The posteriors obtained for each free parameter are reported in Table 3.

3.2.4. HD 211847

HD 211847 is a $0.94 \pm 0.04 M_{\odot}$, G5V star (Sahlmann et al. 2011). Sahlmann et al. (2011) reported a brown dwarf candidate orbiting around HD 211847 based on 31 RV measurements obtained with the CORALIE spectrograph between 2002 and 2009. However, only one minimum of the HD 211847 B RV curve was covered by the dataset. Thus, the orbital parameters and minimum mass reported in this study are poorly constrained. Using the Levenberg-Marquardt method, they found ranges corresponding to a 3σ confidence interval for the semi-major axis, the eccentricity, and the minimum mass of 4.6–42 au, 0.48–0.95, and $16.3\text{--}24.3 M_{\text{Jup}}$, respectively. Moutou et al. (2017) obtained one HCI detection with SPHERE of HD 211847 B for a projected separation of 11.3 au. Using the BT-Settl models (Allard 2014), they fit the HD 211847 B spectrum and found a low stellar mass of $155 \pm 9 M_{\text{Jup}}$ assuming an age of 3 Gyr for the host star. Based on the result of Sahlmann et al. (2011), Moutou et al. (2017) estimated the inclination of the companion orbit to be around seven $^\circ$. Recently, combining the CORALIE RV measurement and the absolute astrometry, Feng et al. (2022) reported HD 211847 B as a brown dwarf with a semi-major axis of $4.514^{+0.458}_{-0.287}$ au, a mass of $55.32^{+1.335}_{-18.48} M_{\text{Jup}}$, an inclination of $163.649^{+36.239}_{-5.017}^\circ$, and an eccentricity of $0.419^{+0.035}_{-0.064}$.

We combined the RV dataset used by Sahlmann et al. (2011), the relative astrometry observation obtained with SPHERE in June 2015, and the absolute astrometry (Fig. 4). Adding one relative astrometry observation allowed us to properly constrain the orbital parameters and the mass of HD 211847 B with results

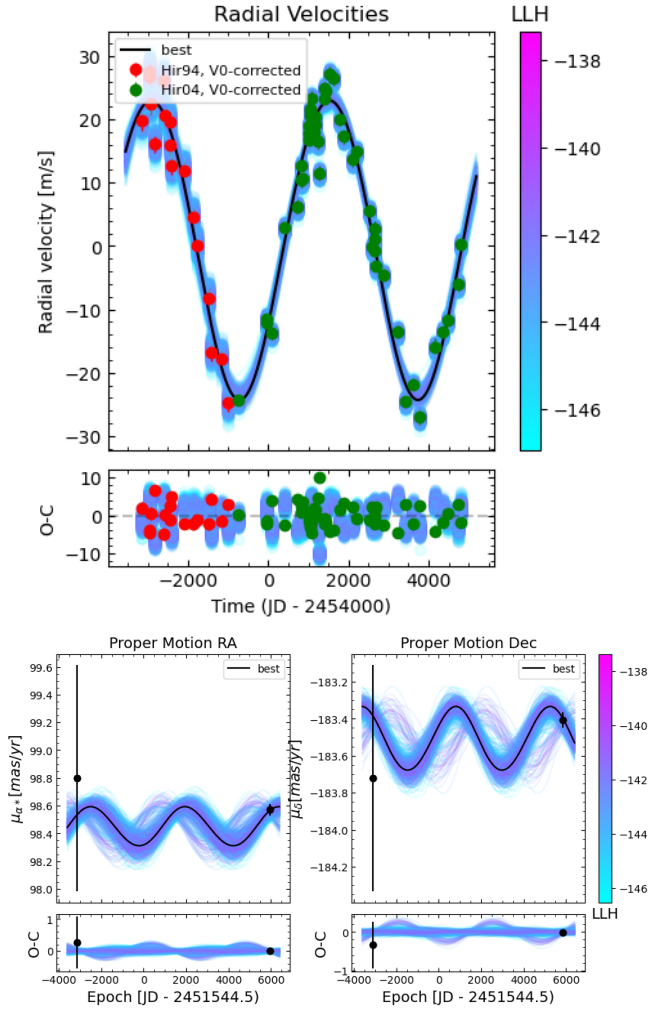


Fig. 2. Orbital fits for HD 13931 b. *Top:* fit of the HD 13931 RV data corrected from the instrumental offset (V0). *Bottom:* fit of the HD 13931 astrometric acceleration in right ascension (*left*) and declination (*right*). The black points correspond to the measurements obtained with HIPPARCOS (1991.25) and *Gaia* (2016.0). In each plot, the black curve shows the best fit. The color bar indicates the log likelihood of the different fits plotted.

significantly different from those reported by Feng et al. (2022). We found a semi-major axis of 6.78 ± 0.08 au and an eccentricity of $0.59^{+0.01}_{-0.02}$. Using, in addition, the absolute astrometry, we found an orbital inclination of $172.3^{+0.05}_{-0.04}$ and a true mass of $148 \pm 5 M_{\text{Jup}}$. The posteriors obtained for each free parameter are reported in Table 3. We note that by taking only RV data and absolute astrometry into account, we found very poorly constrained solutions with large uncertainties as to the semi-major axis (16–30 au) and mass (80–140 M_{Jup}). Moreover, the solutions found are not in agreement with those reported by Feng et al. (2022) or with the solutions found when adding the HCI data.

3.2.5. HD 219077

Based on 63 CORALIE RV measurements obtained between 1999 and 2012 and 30 HARPS RV measurements obtained between 2003 and 2012, Marmier et al. (2013) reported a very eccentric giant planet with a semi-major axis of 6.22 ± 0.09 au and a minimum mass of $10.39 \pm 0.09 M_{\text{Jup}}$. It is important to note that the RV data used by Marmier et al. (2013) are not

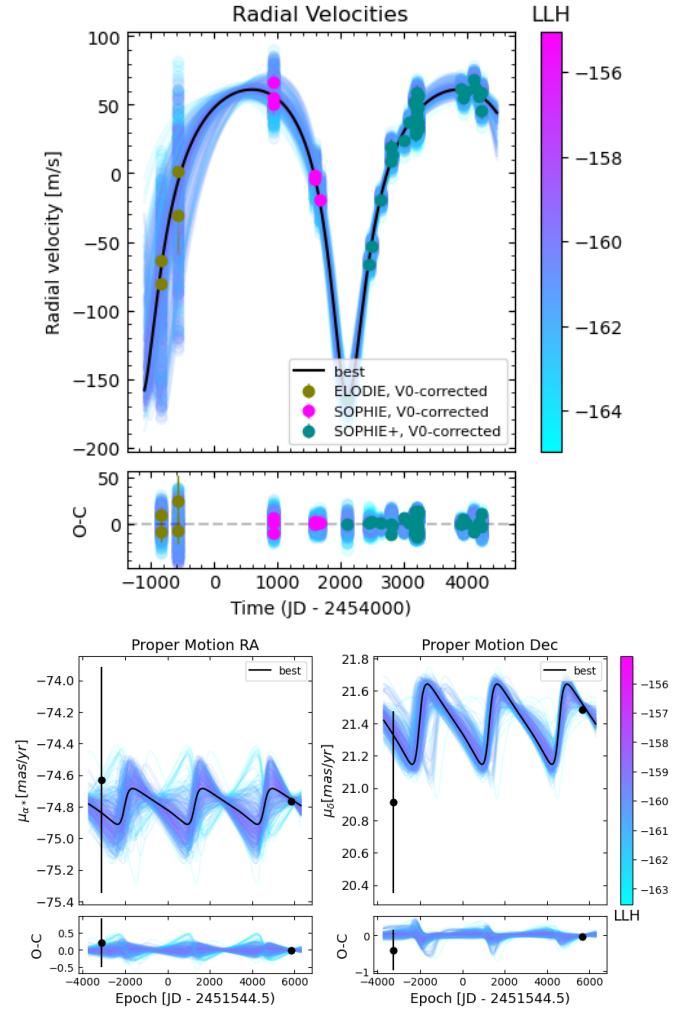


Fig. 3. Orbital fits for HD 115954 b. *Top:* fit of the HD 115954 RV data corrected from the instrumental offset (V0). *Bottom:* fit of the HD 115954 astrometric acceleration in right ascension (*left*) and declination (*right*). The black points correspond to the measurements obtained with HIPPARCOS (1991.25) and *Gaia* (2016.0). In each plot, the black curve shows the best fit. The color bar indicates the log likelihood of the different fits plotted.

publicly available. Based on 72 pieces of RV data obtained with the AAT spectrograph between 1998 and 2015, Kane et al. (2019) reported slightly different properties for HD 219077 with a semi-major axis of $7.03^{+0.20}_{-0.21}$ au and a minimum mass of $13.40^{+0.76}_{-0.78} M_{\text{Jup}}$. These differences are probably due to the different assumptions on the mass of the star. Indeed, Marmier et al. (2013) used the values reported by HIPPARCOS ($M_{\star} = 1.05 \pm 0.02 M_{\odot}$) while Kane et al. (2019) used the values reported in (Valenti & Fischer 2005; $M_{\star} = 1.51 \pm 0.13 M_{\odot}$). Recently, Feng et al. (2022) combined the AAT RV measurements used by Kane et al. (2019) and 33 HARPS RV measurements obtained between 2003 and 2012 with the absolute astrometry based on HIPPARCOS and the *Gaia* EDR3 measurements and found a semi-major axis close to Marmier et al. (2013), an orbital inclination of $90.178^{+9.527}_{-9.462}$, and a true mass of $9.620^{+1.001}_{-0.733} M_{\text{Jup}}$. The prior on the mass of the star is not given.

For this study, as the data used by Marmier et al. (2013) are not available, we considered the HARPS and AAT RV measurements used on Feng et al. (2022) and the 65 CORALIE RV measurements available on the DACE archive² obtained

² <https://dace.unige.ch>

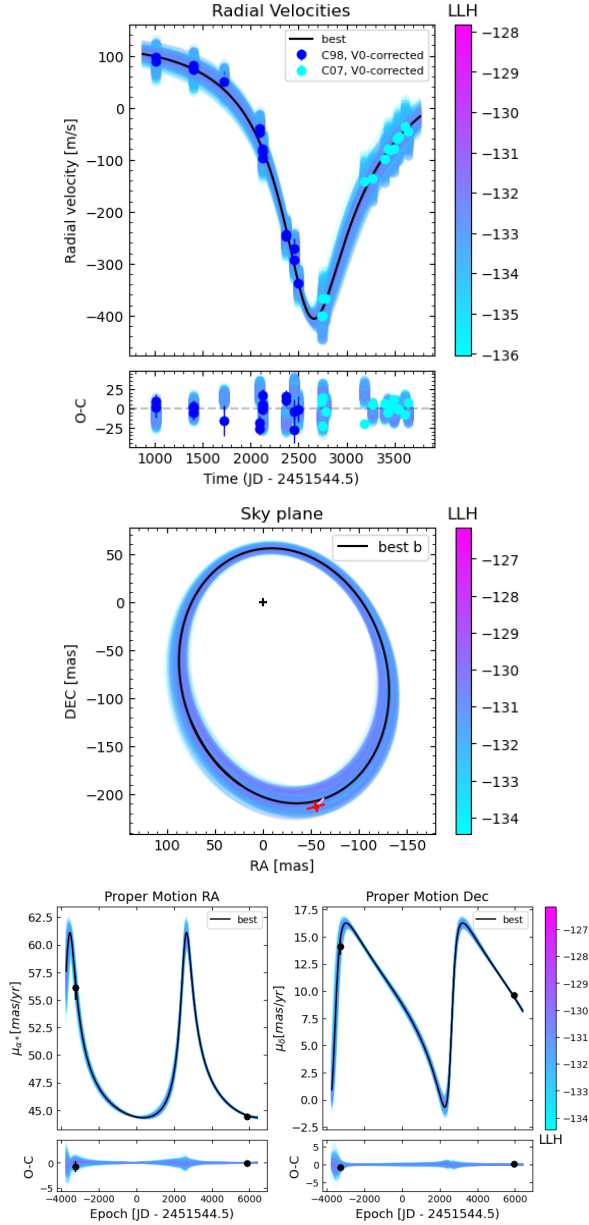


Fig. 4. Orbital fits for HD 211847 B. *Top left:* fit of the HD 211847 RV data corrected from the instrumental offset (V0). *Top right:* fit of HD 211847 relative astrometry data. The red cross corresponds to the measurement obtained with SPHERE. *Bottom:* fit of the HD 211847 astrometric acceleration in right ascension (*left*) and declination (*right*). The black points correspond to the measurements obtained with HIPPARCOS (1991.25) and *Gaia* (2016.0). In each plot, the black curve shows the best fit. The color bar indicates the log likelihood of the different fits plotted.

between 1999 and 2012³. For the mass of the star, we considered the value given by [Kervella et al. \(2022\)](#) based on the *Gaia* DR3 results ($M_{\star} = 1.15 \pm 0.06 M_{\odot}$). We combined the RV data with the absolute astrometry (Fig. 5). We found a semi-major axis and an eccentricity close to those reported in the previous studies with $a = 6.4 \pm 0.1$ au and $e = 0.769 \pm 0.002$ and an orbital inclination close to that of [Feng et al. \(2022\)](#) with either $i = 83 \pm 3^{\circ}$ or $i = 97 \pm 3^{\circ}$. Considering

³ The CORALIE RV data available on DACE and the HARPS RV data available on the ESO archive cover the same time base as those used by [Marmier et al. \(2013\)](#).

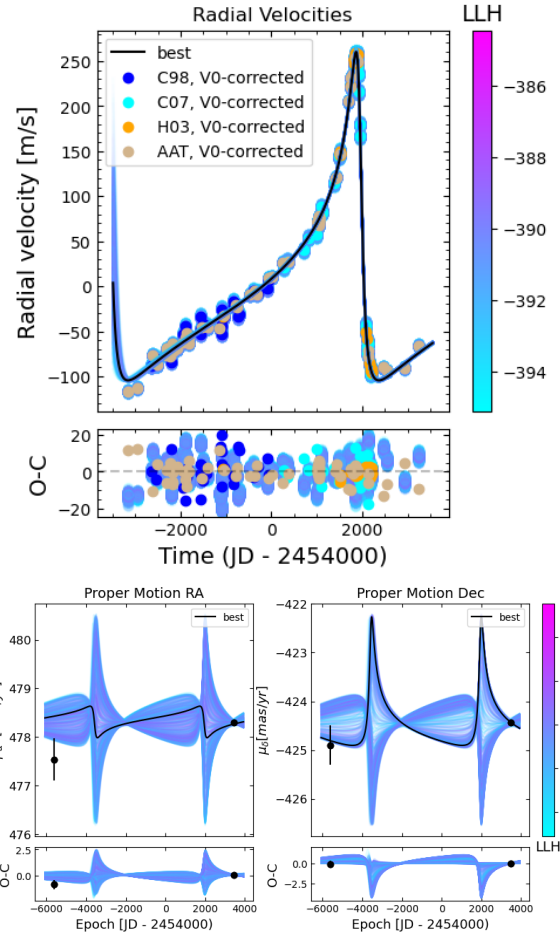


Fig. 5. Orbital fits for HD 219077 b. *Top:* fit of the HD 219077 RV data corrected from the instrumental offset (V0). *Bottom:* fit of the HD 219077 astrometric acceleration in right ascension (*left*) and declination (*right*). The black points correspond to the measurements obtained with HIPPARCOS (1991.25) and *Gaia* (2016.0). In each plot, the black curve shows the best fit. The color bar indicates the log likelihood of the different fits plotted.

the star mass found by [Kervella et al. \(2022\)](#), we found a planetary mass at $11.3 \pm 0.4 M_{\text{Jup}}$. The posteriors obtained for each free parameter are reported in Table 3. However, considering that the mass used in [Valenti & Fischer \(2005\)](#) would lead to a mass close to the deuterium-burning limit, $M_b = 13.6 \pm 0.5 M_{\text{Jup}}$. Due to the uncertainties on the mass of the host star, it is not possible to determine the exact nature of HD 219077 b.

3.2.6. HD 222155

HD 222155 is a $1.13 \pm 0.11 M_{\odot}$, G2V star ([Boisse et al. 2012](#)). Based on 44 RV measurements obtained with the ELODIE spectrograph between 1997 and 2005 and 67 RV measurements obtained with the SOPHIE spectrograph between 2007 and 2011, [Boisse et al. \(2012\)](#) reported a giant planet with a semi-major axis of $5.1^{+0.6}_{-0.7}$ au, a minimum mass of $1.90^{+0.67}_{-0.53} M_{\text{Jup}}$, and an eccentricity of $0.38^{+0.28}_{-0.32}$.

We considered 31 additional pieces of SOPHIE RV data obtained between 2011 and 2016. We combined the RV data with the absolute astrometry (Fig. 6). We found orbital parameters within the error bars associated with the values found by [Boisse et al. \(2012\)](#) with $a = 4.7 \pm 0.1$ au and $e = 0.34 \pm 0.09$. As the RV baseline is now much larger than the orbital period,

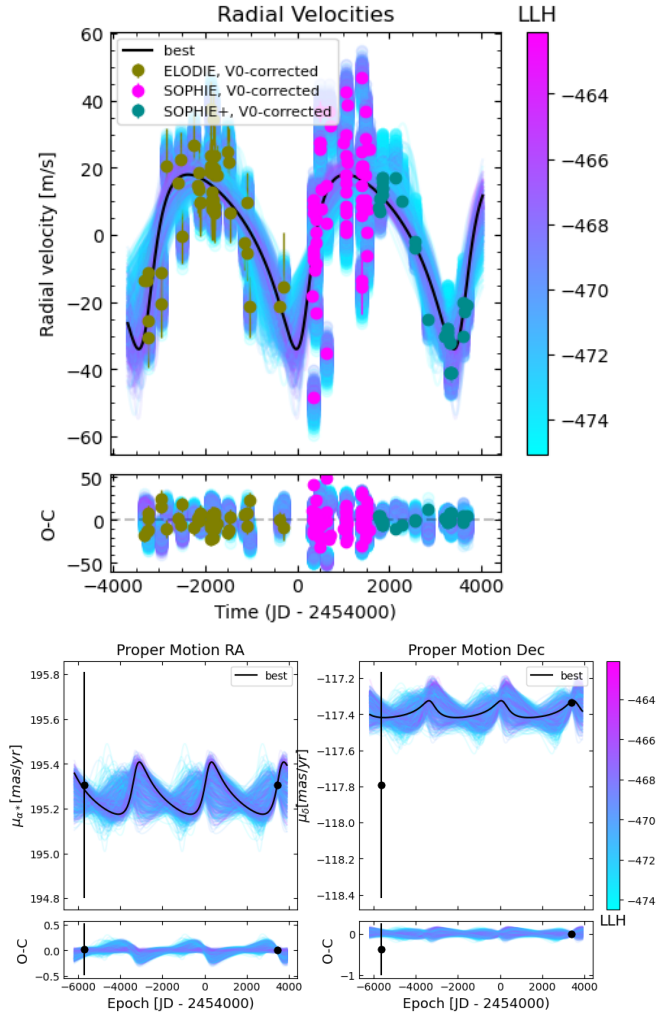


Fig. 6. Orbital fits for HD 222155 b. *Top*: fit of the HD 222155 RV data corrected from the instrumental offset (V0). *Bottom*: fit of the HD 222155 astrometric acceleration in right ascension (*left*) and declination (*right*). The black points correspond to the measurements obtained with HIPPARCOS (1991.25) and *Gaia* (2016.0). In each plot, the black curve shows the best fit. The color bar indicates the log likelihood of the different fits plotted.

the orbital parameters are better constrained. Using, in addition, the absolute astrometry, we found an orbital inclination of either 66^{+14}_{-11} or 115^{+13}_{-16} and a true mass of $2.1^{+0.3}_{-0.2} M_{\text{Jup}}$. The posteriors obtained for each free parameter are reported in Table 3.

3.2.7. HIP 70849

HIP 70848 is a $0.63 \pm 0.03 M_{\odot}$, K7V star (Ségransan et al. 2011). Ségransan et al. (2011) reported the first detection of HIP 70849 b based on 18 RV measurements obtained with the HARPS spectrograph between 2006 and 2010. However, only one minimum of the HIP 70849 b RV curve was covered by the dataset. The observations carried out by Ségransan et al. (2011) led to poorly constrained orbital parameters and minimum mass. Using a genetic algorithm followed by MCMC simulations, they reported a semi-major axis between 4.5 and 36 au, a minimum mass between 3 and $15 M_{\text{Jup}}$, and an eccentricity between 0.47 and 0.96 with ranges corresponding to a 3σ confidence interval.

We considered 39 additional pieces of HARPS RV data obtained between 2011 and 2021. We combined the RV data with the absolute astrometry (Fig. 7). With these additional

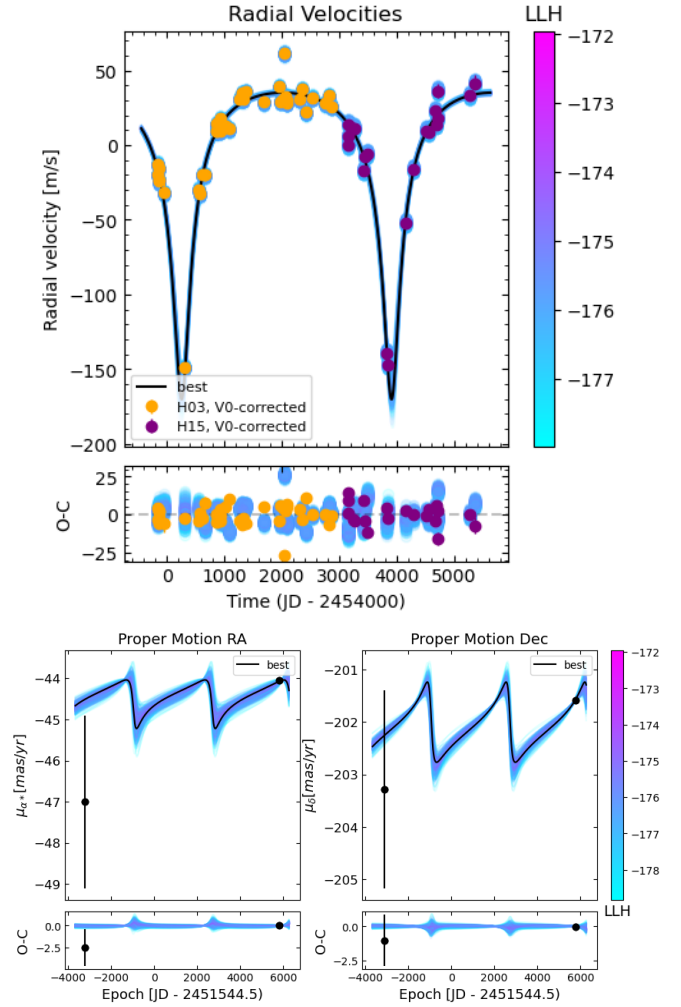


Fig. 7. Orbital fits for HIP 70849 b. *Top*: fit of the HIP 70849 RV data corrected from the instrumental offset (V0). *Bottom*: fit of the HIP 70849 astrometric acceleration in right ascension (*left*) and declination (*right*). The black points correspond to the measurements obtained with HIPPARCOS (1991.25) and *Gaia* (2016.0). In each plot, the black curve shows the best fit. The color bar indicates the log likelihood of the different fits plotted.

observations, the dataset then covered two minimum and one maximum of the RV curve of HIP 70849 b and this allowed us to properly constrain the properties of the companion. We found a semi-major axis of $3.99^{+0.06}_{-0.07}$ au and an eccentricity of $0.65^{+0.02}_{-0.01}$. Using, in addition, the absolute astrometry, we found an orbital inclination of $96 \pm 16^\circ$ and a true mass of $4.5^{+0.4}_{-0.3} M_{\text{Jup}}$. The posteriors obtained for each free parameter are reported in Table 3.

4. Summary and concluding remarks

Combining RV measurements from various spectrographs with absolute astrometry based on HIPPARCOS and *Gaia* EDR3 data and, when available, relative astrometry, we determined the orbital parameters and, in particular, the orbital inclination and the true mass of seven long-period single companions detected by the RV method. Figure 8 summarizes the true mass and the semi-major axis of the companions and compares them with the previous estimations. Clearly, *Gaia* EDR3 data allow for a better determination of these companions' orbital parameters and mass. All of these companions have true masses of $2 M_{\text{Jup}}$ or more and

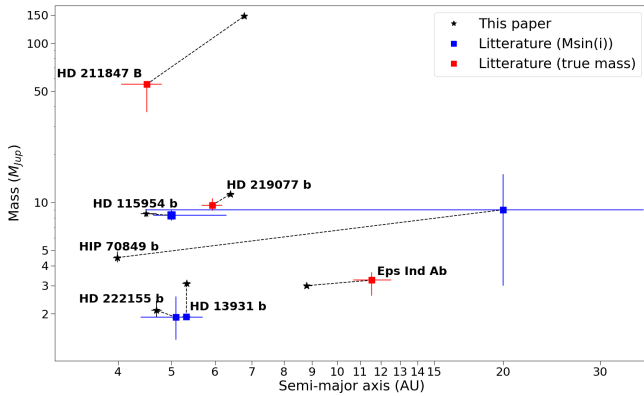


Fig. 8. Update of the orbital parameters and masses of the seven analyzed systems thanks to the combination of absolute astrometric and RV data and, when available, absolute astrometry data. For each system, a dotted line between two solutions was drawn to allow for the different solutions obtained to be compared.

orbit between 3.9 and 9 au from their stars. Absolute astrometry would probably help to determine the true mass of planets with a period larger than the duration of *Gaia* DR3 observations ($P > \sim 1000$ d) down to $1 M_{\text{Jup}}$, provided the RV variations are well covered and the variations in position and acceleration of the proper motion of the star are large enough. In practice, in most cases, when the period is not well constrained by the RV data, the impact of the coupling of RV data with absolute astrometry is more limited. An illustration of this is the case of HD 211847 B for which, by combining RV data that cover only a minimum of the RV variations with absolute astrometry, Feng et al. (2022) reported a mass of about $55 M_{\text{Jup}}$, corresponding to a brown dwarf. Yet, HCI revealed a companion and the fit of the RV and the relative and absolute astrometry leads to a mass of about $150 M_{\text{Jup}}$ instead.

We conclude that *Gaia*/HIPPARCOS can help to further constrain the orbital parameters of long-period RV planets, providing good coverage of the RV variations is available. Otherwise, additional information is needed, such as relative astrometry, provided by DI or interferometry.

Acknowledgements. This study was funded by a grant from PSL/OCAV. This project has also received funding from the European Research Council (ERC) under the European Union’s Horizon 2020 research and innovation programme (COBREX; grant agreement n° 885593). This work presents results from the European Space Agency (ESA) space mission *Gaia*. *Gaia* data are being processed by the *Gaia* Data Processing and Analysis Consortium (DPAC). Funding for the DPAC is provided by national institutions, in particular the institutions participating in the *Gaia* MultiLateral Agreement (MLA). The *Gaia* mission website is <https://www.cosmos.esa.int/gaia>. The *Gaia* archive website is <https://archives.esac.esa.int/gaia>. This publication makes use of the Data & Analysis Center for Exoplanets (DACE), which is a facility based at the University of Geneva (CH) dedicated to extrasolar planets data visualisation, exchange and analysis. DACE is a platform of the Swiss National Centre of Competence in Research (NCCR) PlanetS, federating the Swiss expertise in Exoplanet research. The DACE platform is available at <https://dace.unige.ch>. This research has made use of the SIMBAD database and VizieR catalogue access tool, operated at CDS, Strasbourg, France. Based on data retrieved from the SOPHIE archive at Observatoire de Haute-Provence (OHP), available at atlas.obs-hp.fr/sophie. Based on spectral data retrieved from the ELODIE archive at Observatoire de Haute-Provence (OHP). Based on observations collected at the European Southern Observatory under ESO programme(s) 183.C-0972(A), 108.22KV.001, 108.22KV.002, 072.C-0488(E), 108.22V.001, 090.C-0421(A), 085.C-0019(A), 087.C-0831(A), 095.C-0551(A), 0100.C-0097(A), 0103.C-0432(A), 0101.C-0379(A), 096.C-0460(A), 0102.C-0558(A), 093.C-0409(A), 098.C-0366(A), 099.C-0458(A), 089.C-0732(A), 091.C-0034(A), 196.C-1006(A), 0102.C-0558(A), 106.21R4.001, 183.C-0972(A), 075.C-0332(A), 192.C-0852(A), 190.C-0027(A), 091.C-0936(A), 085.C-0063(A), 086.C-0284(A), 076.C-0155(A), 077.C-0101(A), 082.C-0212(A).

References

- Allard, F. 2014, *IAU Symp.*, 299, 271
- Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., et al. 1996, *A&AS*, 119, 373
- Bean, J. L., McArthur, B. E., Benedict, G. F., et al. 2007, *AJ*, 134, 749
- Benedict, G. F., McArthur, B. E., Fredrick, L. W., et al. 2002, *AJ*, 124, 1695
- Benedict, G. F., McArthur, B. E., Gatewood, G., et al. 2006, *AJ*, 132, 2206
- Benedict, G. F., McArthur, B. E., Bean, J. L., et al. 2010, *AJ*, 139, 1844
- Billier, B. A., Grandjean, A., Messina, S., et al. 2022, *A&A*, 658, A145
- Boisse, I., Pepe, F., Perrier, C., et al. 2012, *A&A*, 545, A55
- Bouchy, F., Díaz, R. F., Hébrard, G., et al. 2013, *A&A*, 549, A49
- Brandt, T. D. 2021, *ApJS*, 254, 42
- Brandt, T. D., Dupuy, T. J., & Bowler, B. P. 2019, *AJ*, 158, 140
- Brandt, G. M., Brandt, T. D., Dupuy, T. J., Li, Y., & Michalik, D. 2021a, *AJ*, 161, 179
- Brandt, G. M., Dupuy, T. J., Li, Y., et al. 2021b, *AJ*, 162, 301
- Brandt, G. M., Michalik, D., Brandt, T. D., et al. 2021c, *AJ*, 162, 230
- Brandt, T. D., Dupuy, T. J., Li, Y., et al. 2021d, *AJ*, 162, 186
- Claudi, R. U., Turatto, M., Gratton, R. G., et al. 2008, *SPIE Conf. Ser.*, 7014, 70143E
- Damasso, M., Sozzetti, A., Lovis, C., et al. 2020, *A&A*, 642, A31
- Dekker, H., D’Odorico, S., Kaufer, A., Delabre, B., & Kotzlowski, H. 2000, *SPIE Conf. Ser.*, 4008, 534
- Demangeon, O. D. S., Dalal, S., Hébrard, G., et al. 2021, *A&A*, 653, A78
- Diego, F., Charalambous, A., Fish, A. C., & Walker, D. D. 1990, *SPIE Conf. Ser.*, 1235, 562
- Dieterich, S. B., Weinberger, A. J., Boss, A. P., et al. 2018, *ApJ*, 865, 28
- Dohlen, K., Langlois, M., Saisse, M., et al. 2008, *SPIE Conf. Ser.*, 7014, 70143L
- Enard, D. 1982, *SPIE Conf. Ser.*, 331, 232
- Esa 1997, VizieR Online Data Catalog: I/239
- Feng, F., Anglada-Escudé, G., Tuomi, M., et al. 2019, *MNRAS*, 490, 5002
- Feng, F., Butler, R. P., Vogt, S. S., et al. 2022, *ApJS*, 262, 21
- Fernandes, R. B., Mulders, G. D., Pascucci, I., Mordasini, C., & Emsenhuber, A. 2019, *ApJ*, 874, 81
- Flasseur, O., Denis, L., Thiébaud, É., & Langlois, M. 2020a, *A&A*, 637, A9
- Flasseur, O., Denis, L., Thiébaud, É., & Langlois, M. 2020b, *A&A*, 634, A2
- Foreman-Mackey, D., Hogg, D. W., Lang, D., & Goodman, J. 2013, *PASP*, 125, 306
- Fulton, B. J., Rosenthal, L. J., Hirsch, L. A., et al. 2021, *ApJS*, 255, 14
- Gaia* Collaboration 2020, VizieR Online Data Catalog: I/350
- Gaia* Collaboration (Prusti, T., et al.) 2016, *A&A*, 595, A1
- Gaia* Collaboration (Brown, A. G. A., et al.) 2021, *A&A*, 649, A1
- Galicher, R., Boccaletti, A., Mesa, D., et al. 2018, *A&A*, 615, A92
- Grandjean, A., Lagrange, A. M., Beust, H., et al. 2019, *A&A*, 629, C1
- Kane, S. R., Dalba, P. A., Li, Z., et al. 2019, *AJ*, 157, 252
- Kervella, P., Arenou, F., & Thévenin, F. 2022, *A&A*, 657, A7
- Kiefer, F., Hébrard, G., Lecavelier des Etangs, A., et al. 2021, *A&A*, 645, A7
- Lagrange, A. M., Rubini, P., Nowak, M., et al. 2020, *A&A*, 642, A18
- Li, Y., Brandt, T. D., Brandt, G. M., et al. 2021, *AJ*, 162, 266
- Lo Curto, G., Pepe, F., Avila, G., et al. 2015, *The Messenger*, 162, 9
- Marmier, M., Ségransan, D., Udry, S., et al. 2013, *A&A*, 551, A90
- Marois, C., Lafrenière, D., Doyon, R., Macintosh, B., & Nadeau, D. 2006, *ApJ*, 641, 556
- Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., et al. 2003, *The Messenger*, 114, 20
- Mayor, M., Marmier, M., Lovis, C., et al. 2011, *ArXiv e-prints* [arXiv:1109.2497]
- Moutou, C., Vigan, A., Mesa, D., et al. 2017, *A&A*, 602, A87
- Nielsen, E. L., De Rosa, R. J., Wang, J. J., et al. 2020, *AJ*, 159, 71
- Perruchot, S., Kohler, D., Bouchy, F., et al. 2008, *SPIE Conf. Ser.*, 7014, 70140J
- Perryman, M. A. C., Lindgren, L., Kovalevsky, J., et al. 1997, *A&A*, 323, L49
- Queloz, D., Mayor, M., Weber, L., et al. 1999, *ArXiv e-prints* [arXiv:astro-ph/9910223]
- Rodigas, T. J., Arriagada, P., Faherty, J., et al. 2016, *ApJ*, 818, 1065
- Rosenthal, L. J., Fulton, B. J., Hirsch, L. A., et al. 2021, *ApJS*, 255, 8
- Sahlmann, J., Ségransan, D., Queloz, D., et al. 2011, *A&A*, 525, A95
- Schneider, J., Dedieu, C., Le Sidaner, P., Savalle, R., & Zolotukhin, I. 2011, *A&A*, 532, A79
- Ségransan, D., Udry, S., Mayor, M., et al. 2010, *A&A*, 511, A45
- Ségransan, D., Mayor, M., Udry, S., et al. 2011, *A&A*, 535, A54
- Tal-Or, L., Trifonov, T., Zucker, S., Mazeh, T., & Zechmeister, M. 2019, *MNRAS*, 484, L8
- Valenti, J. A. & Fischer, D. A. 2005, VizieR Online Data Catalog: I/ApJS/159/141
- van Leeuwen, F. 2007, *A&A*, 474, 653
- Venner, A., Vanderburg, A., & Pearce, L. A. 2021, *AJ*, 162, 12
- Vogt, S. S., Allen, S. L., Bigelow, B. C., et al. 1994, *SPIE Conf. Ser.*, 2198, 362
- Wittenmyer, R. A., Clark, J. T., Zhao, J., et al. 2019, *MNRAS*, 484, 5859
- Wittenmyer, R. A., Wang, S., Horner, J., et al. 2020, *MNRAS*, 492, 377

Appendix A: Proper motion values

Table A.1: Proper motion values from HGCA.

Star	Eps ind A	HD 13931	HD 115954	HD 211847	HD 219077	HD 222155	HIP 70849
$\mu_{\text{Hip}}^{\alpha}$ (mas yr ⁻¹)	3964.6 ± 0.4	98.8 ± 0.8	-74.6 ± 0.7	56.1 ± 1.1	477.5 ± 0.4	195.3 ± 0.5	-47.0 ± 2.1
$\mu_{\text{Hip}}^{\delta}$ (mas yr ⁻¹)	-2537.1 ± 0.4	-183.7 ± 0.6	20.9 ± 0.6	14.1 ± 0.8	-424.9 ± 0.4	-117.8 ± 0.6	-203.3 ± 1.9
$\mu_{\text{EDR3}}^{\alpha}$ (mas yr ⁻¹)	3966.7 ± 0.1	98.57 ± 0.04	-74.77 ± 0.02	44.43 ± 0.03	478.30 ± 0.03	195.31 ± 0.02	-44.05 ± 0.02
$\mu_{\text{EDR3}}^{\delta}$ (mas yr ⁻¹)	-2536.2 ± 0.1	-183.41 ± 0.04	21.49 ± 0.02	9.66 ± 0.04	-424.43 ± 0.04	-117.34 ± 0.02	-201.58 ± 0.3
$\mu_{\text{Hip-EDR3}}^{\alpha}$ (mas yr ⁻¹)	3965.02 ± 0.01	98.45 ± 0.03	-74.79 ± 0.02	47.90 ± 0.04	478.36 ± 0.01	195.25 ± 0.02	-44.43 ± 0.06
$\mu_{\text{Hip-EDR3}}^{\delta}$ (mas yr ⁻¹)	-2537.25 ± 0.01	-183.51 ± 0.02	-21.41 ± 0.02	-10.44 ± 0.03	-424.40 ± 0.01	-117.39 ± 0.02	-202.05 ± 0.04

Notes. μ_{Hip} corresponds to the proper motion obtained by HIPPARCOS. μ_{EDR3} corresponds to the proper motion obtained by *Gaia* EDR3. $\mu_{\text{Hip-EDR3}}$ corresponds to the proper motion obtained by the HIPPARCOS-*Gaia* EDR3 positional difference.

Appendix B: MCMC priors

Table B.1: Priors considered for each free parameter.

Parameter	Eps ind A	HD 13931	HD 115954	HD 211847	HD 219077	HD 222155	HIP 70849
a (au)	[1,20]	[1,10]	[1,10]	[1,100]	[1,10]	[1,10]	[1,10]
Eccentricity	[0,0.95]	[0,0.95]	[0,0.95]	[0,0.95]	[0,0.95]	[0,0.95]	[0,0.95]
Inclination (°)	[0,180]	[0,180]	[0,180]	[0,180]	[0,180]	[0,180]	[0,180]
Mass (M_{Jup})	[1,20]	[1,20]	[1,20]	[1,500]	[1,20]	[1,20]	[1,20]
Ω (°)	[0,360]	[0,360]	[0,360]	[0,360]	[0,360]	[0,360]	[0,360]
ω (°)	[0,360]	[0,360]	[0,360]	[0,360]	[0,360]	[0,360]	[0,360]
Phase	[0,1]	[0,1]	[0,1]	[0,1]	[0,1]	[0,1]	[0,1]
Jitter (m/s)	[0,10]	[0,10]	[0,10]	[0,20]	[0,10]	[0,20]	[0,10]
Star mass (M_{\odot})	0.76 ± 0.04	1.02 ± 0.05	1.18 ± 0.06	0.94 ± 0.05	1.15 ± 0.06	1.13 ± 0.11	0.63 ± 0.03
Distance (pc)	3.622 ± 0.004	44.2 ± 1.4	218 ± 2	50.6 ± 3.3	29.3 ± 0.2	49.1 ± 0.9	24.0 ± 0.7
Instrumental offset (km/s)	H03: [-41,-39]	Hir94: [-1,1]	ELODIE: [-15,-13]	C98: [5,7]	C98: [-31,-29]	ELODIE: [-5,-3]	H03: [-1,1]
	H15: [-41,-39]	Hir04: [-1,1]	SOPHIE: [-15,-13]	C07: [5,7]	C07: [-31,-29]	SOPHIE: [-5,-3]	H03: [-1,1]
	UVES: [-1,1]		SOPHIE+: [-15,-13]		H03: [-31,-29]	SOPHIE+: [-5,-3]	
	LC: [-41,-39]				AAT: [-1,1]		
	VLC: [-41,-39]						

Appendix C: MCMC results

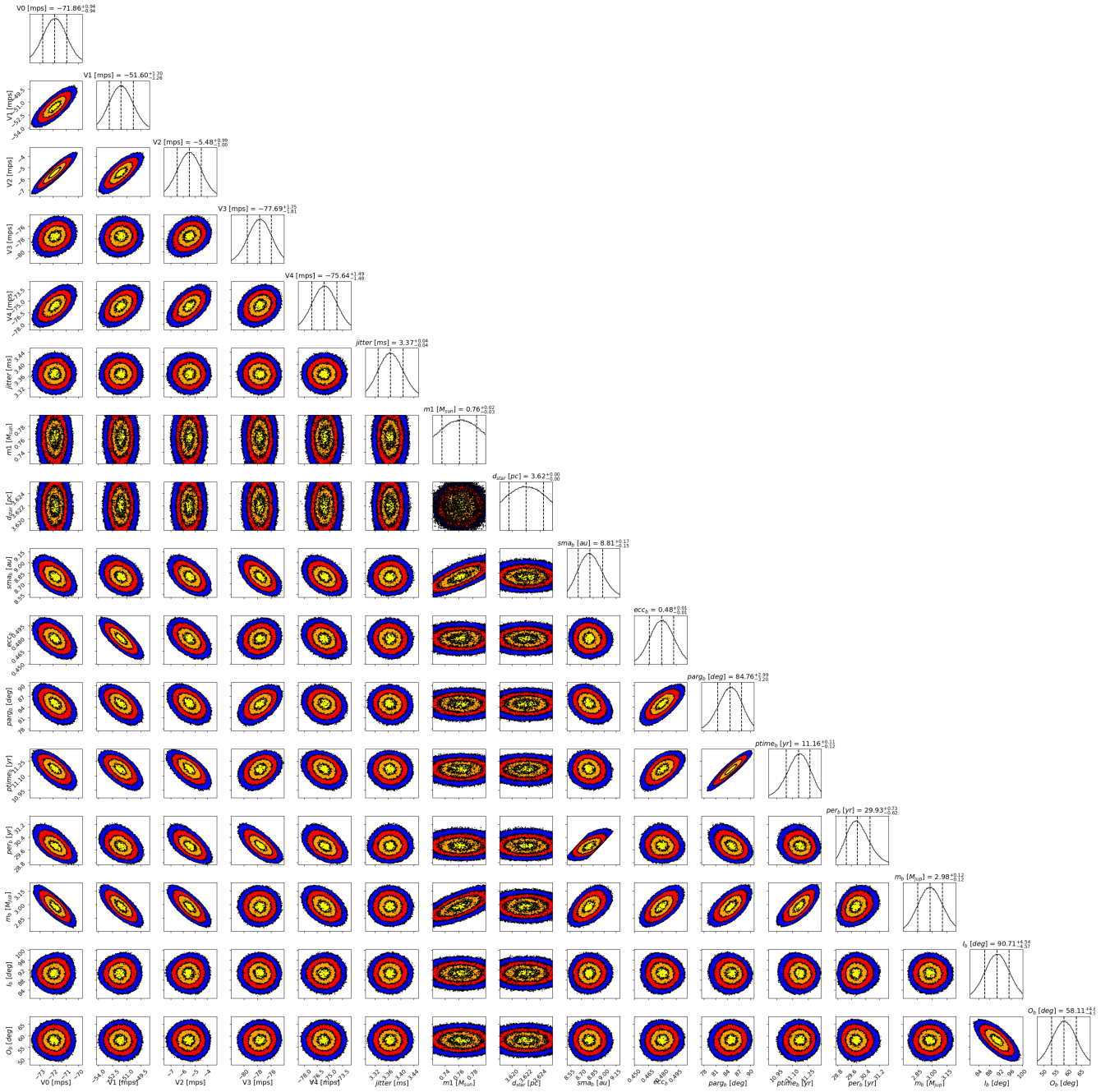


Fig. C.1: Corner plot of the posteriors' fit of Epsilon Indi A combined RV and absolute astrometry. An offset of 39.9 km/s was added to V0, V1, V3, and V4 to improve readability.

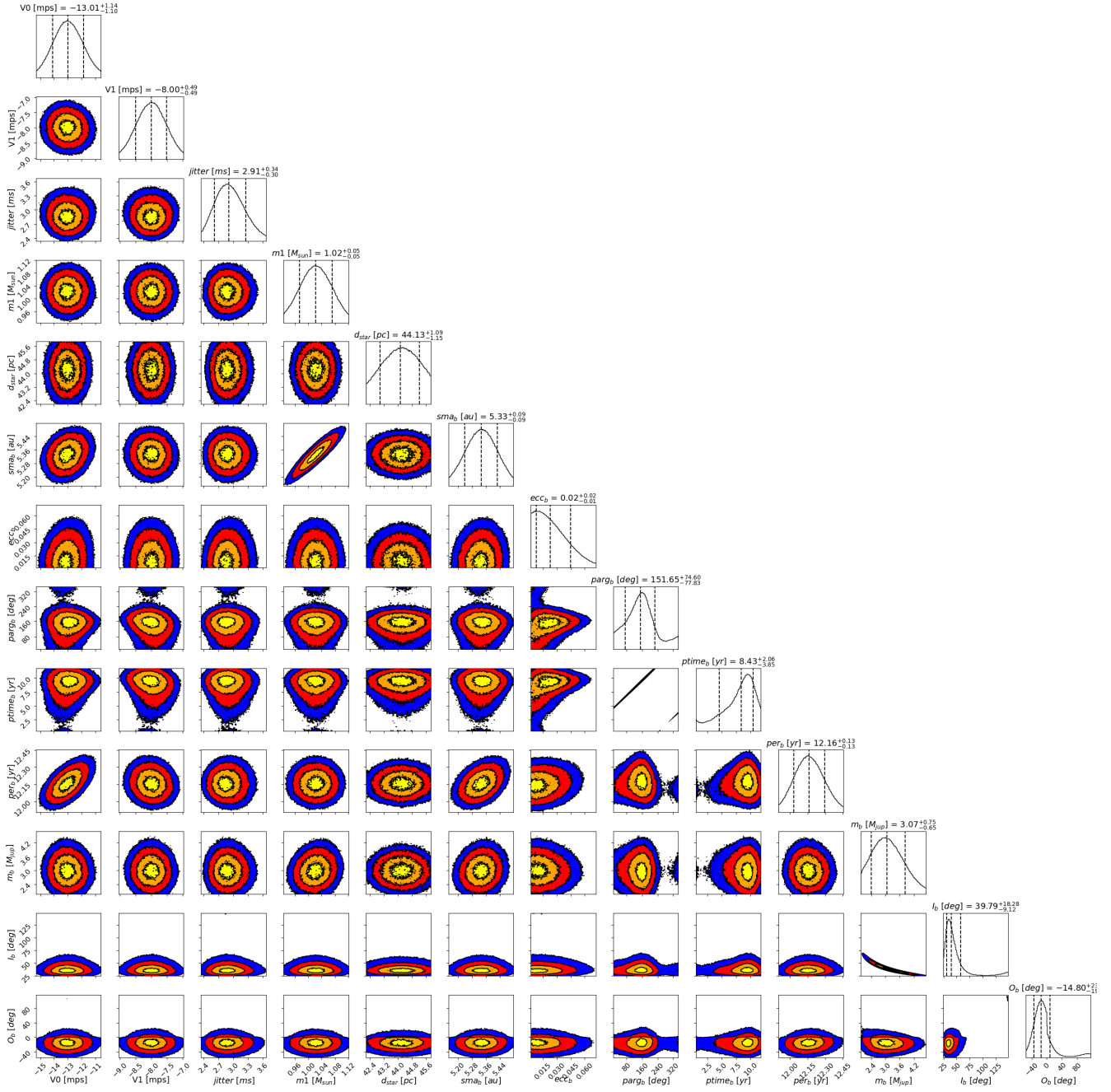


Fig. C.2: Corner plot of the posteriors' fit of HD 13931 combined RV and absolute astrometry.

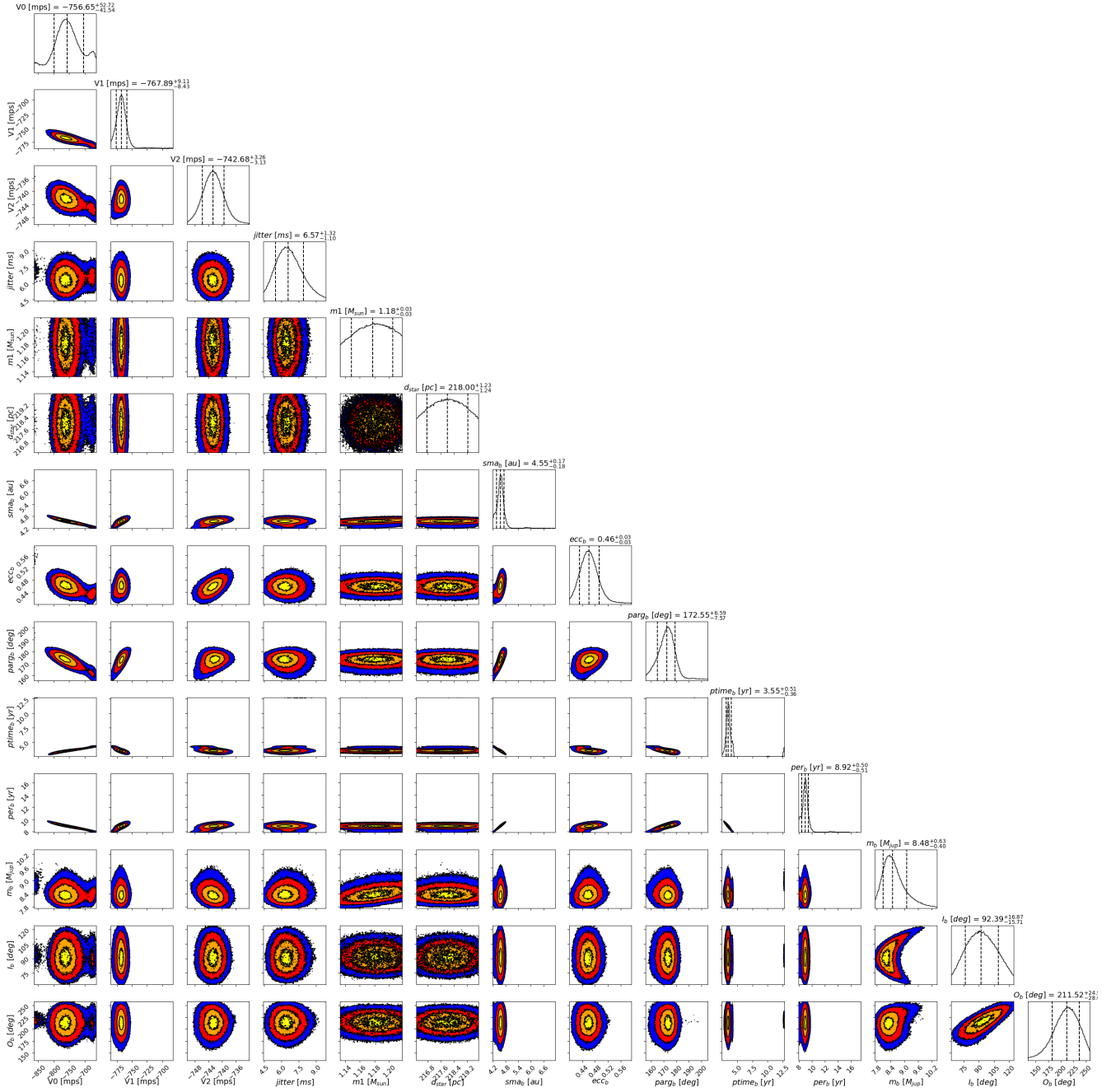


Fig. C.3: Corner plot of the posteriors' fit of HD 115954 combined RV and absolute astrometry. An offset of 14 km/s was added to V_0 , V_1 , and V_2 to improve readability.

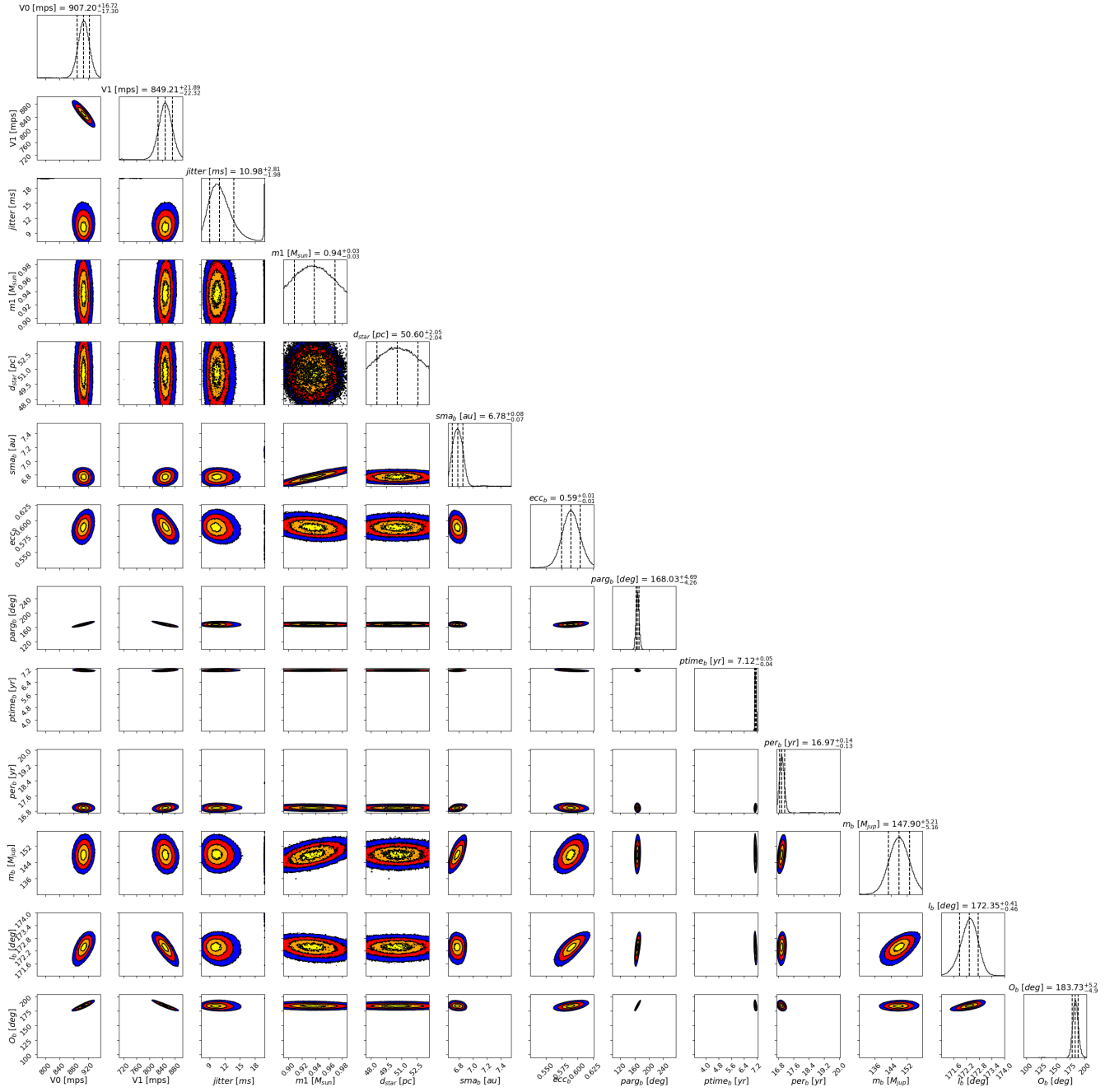


Fig. C.4: Corner plot of the posteriors' fit of HD 211847 combined RV, relative astrometry, and absolute astrometry. An offset of 6 km/s was subtracted to V0 and V1 to improve readability.

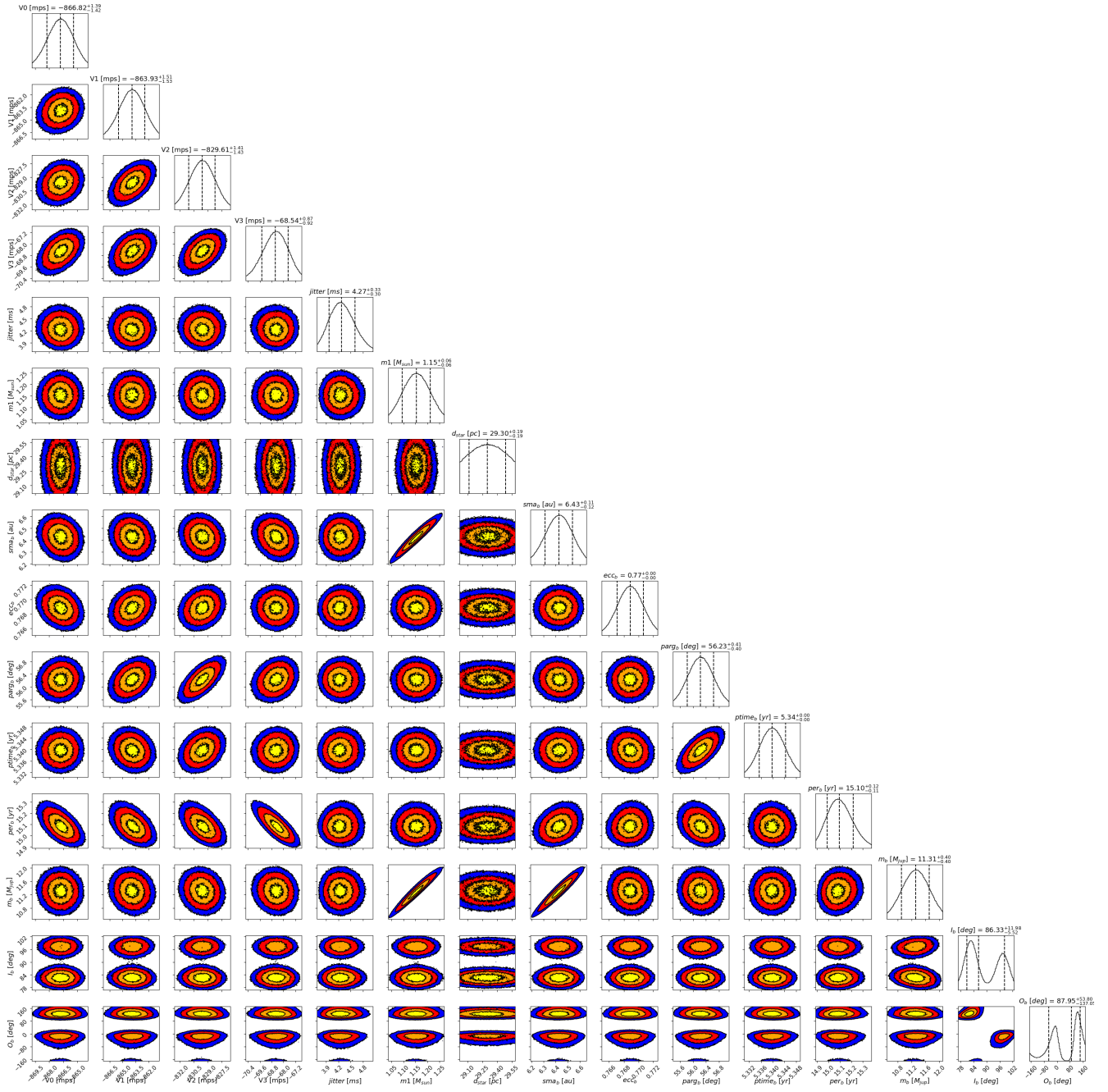


Fig. C.5: Corner plot of the posteriors' fit of HD 219077 combined RV and absolute astrometry. An offset of 30 km/s was added to V0, V1, and V2 to improve readability.

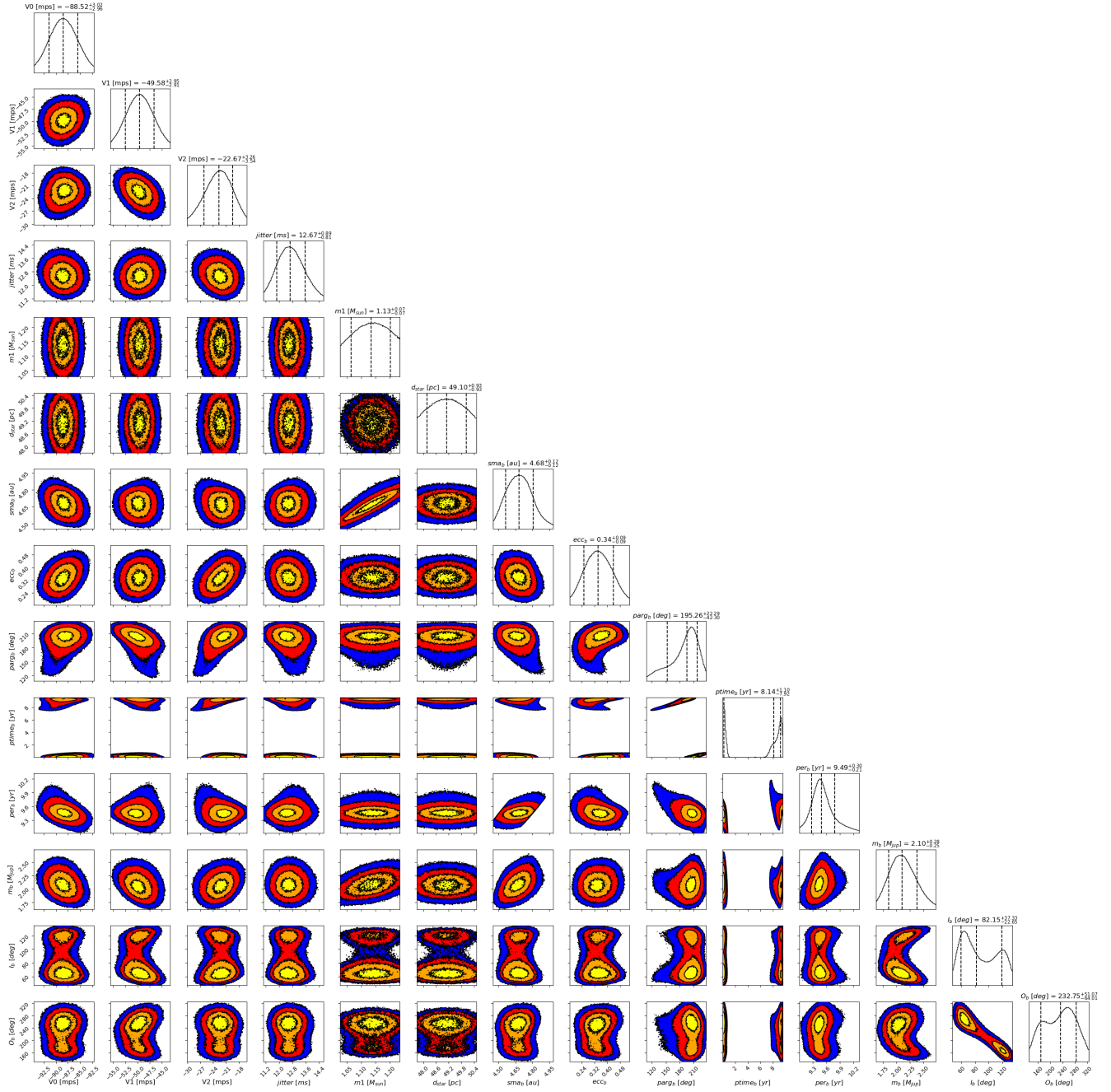


Fig. C.6: Corner plot of the posteriors' fit of HD 222155 combined RV and absolute astrometry. An offset of 3.9 km/s was added to V0, V1, and V2 to improve readability.

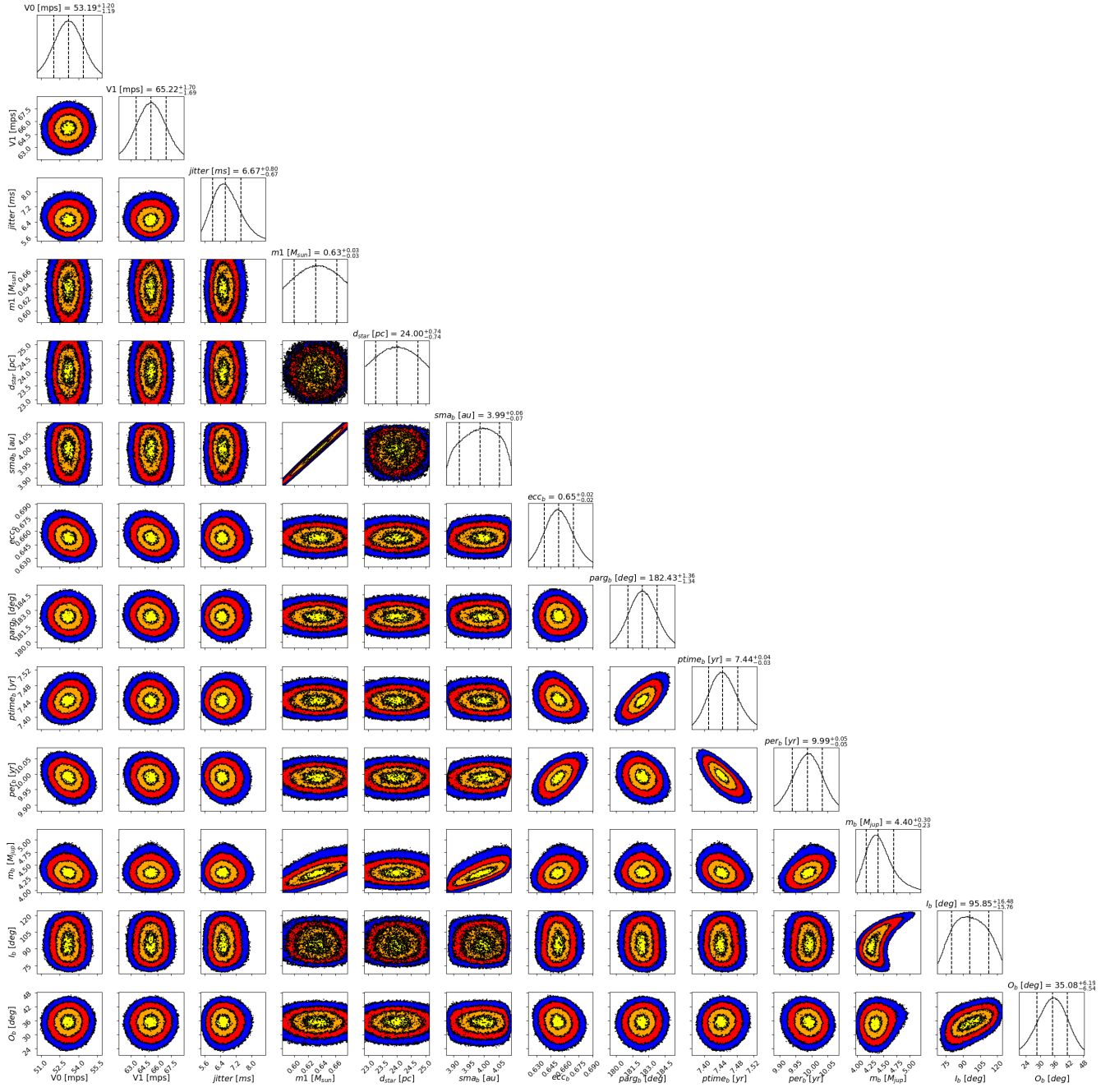


Fig. C.7: Corner plot of posteriors fit of HIP 70849 combined RV and absolute astrometry.

3 Détection et caractérisation de compagnons sub-stellaires dans les archives HARPS

3.1 L'apport des mesures Gaia et Hipparcos à la recherche des exoplanètes

La plupart des campagnes d'observations (VR, imagerie, transit...) cherchent à observer un grand nombre d'étoiles avec le moins de critères de sélection possible. Cela permet de limiter les biais dans les études statistiques qui pourraient être réalisées par la suite. Cependant, ces campagnes d'observations ont généralement un taux de détection de compagnons sub-stellaires assez faible, avec moins de 20% pour les campagnes d'observations en VR (MAYOR et al., 2011, WITTENMYER et al., 2020, ROSENTHAL et al., 2021) et moins de 10% en imagerie (NIELSEN et al., 2019, DESIDERA et al., 2021).

Il est néanmoins possible d'utiliser les propriétés connues de certains systèmes pour optimiser la détection de nouvelles planètes. Par exemple, certaines structures dans un disque circumstellaire, comme la présence d'une cavité, peuvent être un indice de la présence d'un compagnon massif (KALAS et al., 2008, KEPPLER et al., 2018). La forme du disque peut également permettre de repérer d'éventuels compagnons, comme ce fut le cas pour le système β Pictoris (MOUILLET et al., 1997, AUGEREAU et al., 2001, LAGRANGE et al., 2009). Les mesures de mouvements propres obtenues avec Hipparcos et Gaia peuvent également mettre en évidence la présence d'un compagnon sub-stellaire autour d'une étoile. En effet, grâce aux PMA mesurées, il est possible de contraindre la masse du compagnon pouvant induire ces variations en fonction de sa séparation. Comme les durées d'observations considérées pour Hipparcos et Gaia sont d'environ 1000 jours, un compagnon d'une masse donnée va induire une PMA maximale à une séparation d'environ 2-3 ua. Avec ces estimations, il est donc possible d'orienter les observations vers les étoiles dont la mesure du PMA indique la présence d'un potentiel compagnon sub-stellaire. L'utilisation de ces mesures a déjà permis de détecter plusieurs compagnons sub-stellaires en imagerie comme HD33632 AB (CURRIE et al., 2020), HIP21152 B (KUZUHARA et al., 2022), HD176535 AB (LI et al., 2023) ou AF Lep b (FRANSON et al., 2023b, MESA et al., 2023, DE ROSA et al., 2023). Pour notre étude, nous avons utilisé le code Gaia-PMEX (Kiefer et al. in prep), qui permet de simuler le PMA produit par un compagnon en fonction de ces différents paramètres orbitaux et de sa masse et de comparer ces valeurs aux mesures de PMA réelles calculées par KERVELLA et al., 2022, pour rechercher des compagnons sub-stellaires qui n'auraient pas été identifiés dans les archives du spectrographe HARPS. Nous avons ainsi pu sélectionner un échantillon de 116 étoiles pour lesquelles la PMA mesurée indique la présence d'un compagnon potentiellement sub-stellaire avec un niveau de confiance supérieure à 2σ . Comme pour l'étude publiée dans PHILIPOT et al., 2023, j'ai récupéré et réanalysé (avec DPASS et notre MCMC présentés précédemment) toutes les données de VR et d'astrométrie, relative et absolue, disponibles pour chacune de ces étoiles. Cela m'a permis de mettre en évidence la présence de 117 compagnons dans 100 systèmes différents. Cependant, comme dans la Section 2, je n'ai étudié en détail que les 80 systèmes pour lesquels je n'ai détecté qu'un seul compagnon ou avec un compagnon interne dont l'impact sur la PMA mesurée est négligeable.

Pour 27 de ces objets, les données disponibles ne permettent pas de caractériser correctement les

paramètres orbitaux et la masse du compagnon. En effet, comme nous l’avons vu précédemment, lorsque les données de VR ne couvrent aucun extremum de la courbe de variation des VR du compagnon, les solutions obtenues pour les différents paramètres en sortie du MCMC restent extrêmement dispersées, même avec l’ajout des données d’astrométrie absolue. Par exemple, dans le cas de HD24633 (Figure 3.2), les données de VR et de mouvements propres sont compatibles avec des valeurs de demi-grand axes et de masses allant de 15 à 90 ua et de 150 à 950 M_{Jup} (intervalle de confiance de 3σ).

Néanmoins, si la présence d’une simple pente dans les données de VR ne permet pas de caractériser un compagnon, elle indique généralement la présence d’un compagnon très massif qui pourrait être observable en imagerie. Nous avons donc recherché dans les archives des instruments SPHERE (BEUZIT et al., 2019) et NAOS+CONICA (NACO, ROUSSET et al., 2003, LENZEN et al., 2003) installés au VLT la présence de compagnons qui n’auraient pas encore été publiés. Nous avons ainsi pu détecter six compagnons stellaires que j’ai ensuite pu caractériser, en couplant ces mesures d’astrométrie relative avec les VR et les mouvements propres.

J’ai également identifié quatre compagnons internes dont la masse minimum est inférieure à 13 M_{Jup} . Cependant, la période orbitale de ces compagnons est inférieure aux durées d’observations d’Hipparcos et de Gaia. Les variations de mouvement propre induites par ces objets vont donc être moyennées sur la période d’observation. Dans ces cas, le couplage des données de VR et de mouvements propres ne permet pas de contraindre leur inclinaison orbitale et leur masse réelle. Il est cependant possible d’utiliser les mesures d’excès de bruit obtenues avec Gaia pour obtenir une estimation de la masse maximale du compagnon. Pour cela, nous avons utilisé GASTON (KIEFER et al., 2019, KIEFER et al., 2021) qui est un algorithme permettant de simuler l’excès de bruit astrométrique qui serait induit par la présence d’un compagnon en fonction de ces différents paramètres orbitaux et de sa masse. Ces valeurs d’excès de bruit simulé seront ensuite comparées à celles mesurées par Gaia. Comme les données de VR nous permettent de déterminer précisément la plupart des paramètres orbitaux (a , P , e , T_P , ω) et la masse minimum du compagnon, il est alors possible d’utiliser GASTON afin d’estimer l’inclinaison orbitale, la longitude du noeud ascendant et la masse réelle de l’objet. Malheureusement, dans le cas des compagnons de masses planétaires, l’excès de bruit induit par la planète n’est pas suffisant pour contraindre avec exactitude leur masse. Il est néanmoins possible d’obtenir une estimation de la valeur maximale. Nous avons ainsi pu confirmer que trois des compagnons étudiés (HD44219 b, HD111998 b et HD215497 b) sont de masse planétaire avec un indice de confiance de 3σ .

Au total, nous avons pu caractériser et confirmer la nature de 53 compagnons, dont 27 compagnons sub-stellaires. De plus, nous avons pu découvrir parmi ces objets, six nouvelles planètes, trois nouvelles naines brunes et douze nouveaux compagnons stellaires. Les six nouvelles planètes identifiées sont des planètes géantes, un peu plus massives que Jupiter, orbitant au-delà de la ligne des glaces : HD75302 b ($a = 5.3^{+0.2}_{-0.1}$ ua et $M = 5.4^{+0.5}_{-0.4}$ M_{Jup}), HD108202 b ($a = 3.7 \pm 0.1$ ua et $M = 3.0^{+0.7}_{-0.5}$ M_{Jup}), HD135625 b ($a = 5.4 \pm 0.1$ ua et $M = 2.3^{+0.8}_{-0.3}$ M_{Jup}), HD185283 b ($a = 4.6^{+0.2}_{-0.1}$ ua et $M = 1.3^{+0.3}_{-0.1}$ M_{Jup}), HIP10337 b ($a = 5.9 \pm 0.1$ ua et $M = 4.8 \pm 0.6$ M_{Jup}), HIP54597 b ($a = 4.0 \pm 0.1$ ua et $M = 2.4^{+0.4}_{-0.2}$ M_{Jup}). Parmi les trois nouvelles naines brunes, HD73256 C et HD165131 B sont des naines brunes de faible masse, respectivement 16 ± 1 et 19^{+2}_{-1} M_{Jup} , avec

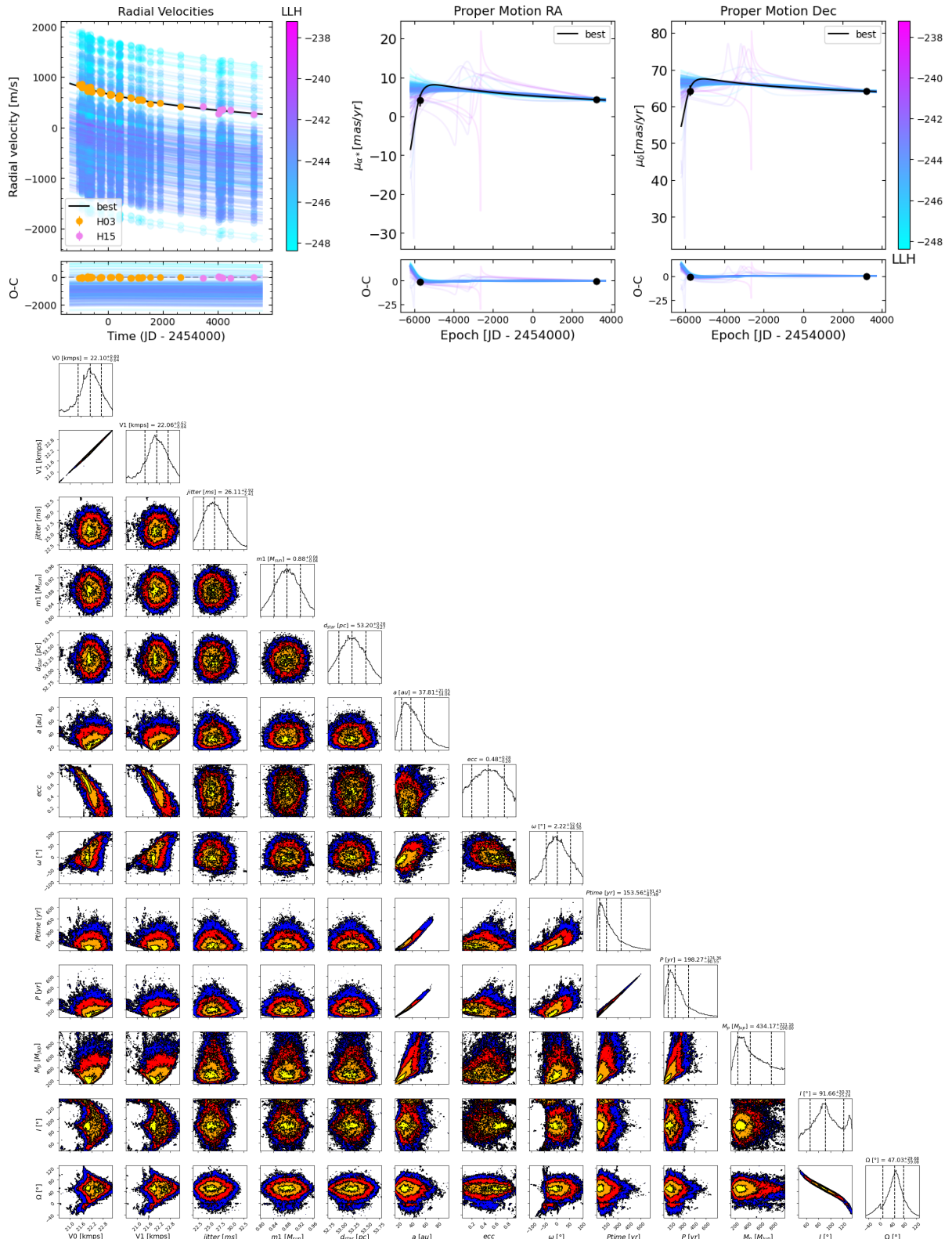


FIGURE 3.2 – Ajustement des paramètres de HD24633 B avec l’algorithme MCMC. *Haut, Gauche* : Ajustement des données VR. *Haut, Droite* : Ajustement des mesures de mouvements propres en ascension droite (*gauche*) et en déclinaison (*droite*). Dans chaque figure, les points noirs correspondent aux mesures obtenues avec Hipparcos (*gauche*) et Gaia (*droite*). Dans chaque figure, la ligne noire correspond à la solution avec la valeur de log-likelihood la plus petite et la color-bar indique la log-likelihood de chaque ajustement. *Bas* : Corner plot montrant la distribution des différents paramètres orbitaux et de la masse de HD24633 B.

un demi-grand axe de 3.8 ± 0.1 et $3.59_{-0.07}^{+0.06}$ ua. La troisième, GJ660.1 C, est une naine brune massive orbitant avant la ligne des glaces de son système ($a = 1.12 \pm 0.02$). Malheureusement, l'échantillonnage des données de VR ne permet pas de contraindre précisément l'excentricité et la masse du compagnon. De plus, avec une période de 618.6 ± 0.1 j, les mesures de mouvements propres ne permettent pas de contraindre l'inclinaison orbitale du système. En utilisant **GASTON**, nous avons néanmoins pu estimer sa masse réelle à $78_{-16}^{+38} M_{Jup}$. Il n'est donc pas possible, avec les données actuelles, de déterminer si GJ660.1 C est une naine brune massive ou une étoile de faible masse.

Ce travail a également permis de montrer que l'étude des PMA des étoiles permet d'augmenter le taux de détection de compagnons sub-stellaires en vitesses radiales.

3.2 Article (publié) : Approche multi-techniques pour identifier et/ou contraindre les compagnons sub-stellaires

1

1. Les corner plots sont disponibles dans la version publiée de l'article

Multi techniques approach to identify and/or constrain radial velocity sub-stellar companions

F. Philipot^{1,*}, A.-M. Lagrange^{1,2}, F. Kiefer¹, P. Rubini³, P. Delorme², and A. Chomez^{1,2}

¹ LESIA, Observatoire de Paris, Université PSL, CNRS, 5 Place Jules Janssen, 92190 Meudon, France

² Univ. Grenoble Alpes, CNRS, IPAG, 38000 Grenoble, France

³ Pixyl S.A. La Tronche, France

Received 7 April 2023 / Accepted XXX

ABSTRACT

Context. Although more than one thousand sub-stellar companions have already been detected with the radial velocity (RV) method, many new companions remain to be detected in the public RV archives.

Aims. We wish to use the archival data obtained with the ESO/HARPS spectrograph to search for sub-stellar companions.

Methods. We use the astrometric acceleration measurements of stars obtained with the Hipparcos and Gaia satellites to identify anomalies that could be explained by the presence of a companion. Once hints for a companion are found, we combine the RV data with absolute astrometry and, when available, relative astrometry data, using a Markov Chain Monte Carlo (MCMC) algorithm to determine the orbital parameters and mass of the companion.

Results. We find and characterize three new brown dwarfs (GJ660.1 C, HD73256 B, and HD165131 B) and six new planets (HD75302 b, HD108202 b, HD135625 b, HD185283 b, HIP10337 b, and HIP54597 b) with separations between 1 and 6 au and masses between 0.6 and 100 M_{Jup} . We also constrain the orbital inclination of ten known sub-stellar companions and determine their true mass. Finally, we identify twelve new stellar companions. This shows that the analysis of proper motion anomalies allows for optimizing the RV search for sub-stellar companions and their characterization.

Key words. Techniques: radial velocities – Techniques: high angular resolution – Techniques: absolute astrometry – Stars: brown dwarfs – Stars: giant planet – Stars: low mass star

1. Introduction

Since the first discovery of a planet orbiting a solar-type star (Mayor & Queloz 1995), various radial velocity (RV) surveys have detected hundreds of extra-solar planets and brown dwarfs (Mayor et al. (2011), Hébrard et al. (2016), Wittenmyer et al. (2020), Rosenthal et al. (2021)). In the long term, these surveys aim at estimating the minimum mass and radial distributions of these companions and comparing these values with results obtained by different population synthesis models (Mordasini (2018), Emsenhuber et al. (2021)).

Despite the many detections, numerous RV data available in the public archives have never been published and could potentially contain the signals of unknown companions. The proper motion acceleration measurements published in Gaia data release 3 for more than 1.4 billion stars can be used to select the targets with the highest probability of having a companion. Indeed, the study of the star's proper motion accelerations has recently allowed the detection in high contrast imaging (hereafter HCI) of a few sub-stellar companions (e.g., Bonavita et al. (2022a), Swimmer et al. (2022), Franson et al. (2023), Kuzuhara et al. (2022)).

Absolute astrometry based on position and proper motion measurements obtained with Gaia (Gaia Collaboration 2020) and Hipparcos (Perryman et al. (1997), van Leeuwen (2007)) can furthermore remove the indetermination on

the companion orbital inclination that is left with the RV method. For instance, using only the RV data, Kane et al. (2019) reported a planet candidate with a minimum mass of about 10 M_{Jup} while, combining the RV data with absolute astrometry, Li et al. (2021) found a highly inclined orbit and a true mass of about 20 M_{Jup} . Since the first Gaia data release, the combination of these two techniques has allowed us to improve the characterization of tens of sub-stellar companions (Grandjean et al. (2019), Brandt et al. (2019), Kiefer et al. (2019), Damasso et al. (2020), Venner et al. (2021), Brandt et al. (2021a), Brandt et al. (2021b), Kiefer et al. (2021), Li et al. (2021), Feng et al. (2022), Philipot et al. (2023)).

However, the precise mass of a companion can only be determined if the orbital parameters are properly constrained, which remains difficult when the orbital period (P) is much larger than the RV baseline Lagrange et al. (2023). In the case of poorly constrained periods, the addition of relative astrometry from HCI or interferometry allows us to significantly improve the characterization of the companion. This is, for instance, the case of HD 211847 B which was first reported using only RV data as a low-mass brown dwarf candidate with very poorly constrained orbital parameters and minimum mass (Sahlmann et al. 2011), then reported as a massive brown dwarf adding absolute astrometry (Feng et al. 2022) and finally identified as a low-mass star by adding relative astrometry data (Philipot et al. (2023)).

* Please send any request to florian.philipot@obspm.fr

In this paper, we study the proper motion anomalies of the stars observed with the HARPS/ESO spectrograph, with the aim of detecting new sub-stellar companions. We also combine the available RV data and absolute astrometry with Hipparcos and Gaia measurements plus, when available, relative astrometry to further constrain the orbital and mass properties of the newly detected and the already known sub-stellar and stellar companions identified.

In Section 2, we describe the selection of our sample. In Section 3, we present the RV, astrometric, and HCI data and the algorithm used to perform the orbital fits. We then provide the orbital parameters and masses of the new companions, as well as the update of these parameters for the known companions, in Sections 4 and 5, respectively. In Section 6, we summarize the results obtained for stellar mass companions. Finally, we summarize the results and conclude in Section 6.

2. Sample

2.1. Proper motion anomaly for stars observed by HARPS-South

We first select the 734 stars observed with the High Accuracy Radial Velocity Planet Searcher (HARPS) spectrograph mounted on the ESO 3.6 m telescope at La Silla (Mayor et al. 2003) that are listed in the HARPS-RVBANK archive (Trifonov et al. 2020) with more than 30 RV data points spread on a temporal baseline greater than 1000 days. Secondly, we use the astrometric acceleration of stars (so-called proper motion anomaly, Kervella et al. (2019)) determined by the difference in proper motion (hereafter PM) between the average Hipparcos-Gaia PM (24.5 yr time baseline) and the "instantaneous" PM published in the Gaia data release 3 (hereafter DR3) to select systems with the highest probability of hosting a sub-stellar companion. To do so, we select the stars with a proper motion anomaly (hereafter PMA) by 2σ larger than the noise. We simulate many samples of Gaia DR3 measurements for single stars of similar G -magnitudes and $G_b - G_r$ colors, out of which we fit a PMA solely based on pure noise. For any of the 734 stars, we obtain PMA distributions of those stars as if they were single. The percentile of the PMA, measured in Kervella et al. (2022), within these distributions determines by how many σ they exceed the noise. To focus our study on the detection of sub-stellar companions, we then exclude systems for which the predicted mass of a companion orbiting at 10 au that could account for the measured PMA value is larger than $200 M_{\text{Jup}}$. We obtain a sample of 116 stars.

2.2. Selection of systems with a substellar companion

For the selected sample of stars, we then retrieve all the RV measurements available in the public archives of twelve different spectrographs (see below) and analyze them to identify the presence of companion(s). For this step, we use the DPASS genetic algorithm¹ (Lagrange et al. 2019) to detect periodicity in the data and make a rapid estimate of the orbital properties and the minimum mass of the com-

panion(s). Thus, we find 20 multiple systems (two or more companions) and 80 single systems (one companion).

Then, we select the systems for which the orbital parameters of the companion are properly determined and the mass is lower than about $80 M_{\text{Jup}}$, corresponding to sub-stellar companions. To do so, we combine the RV data with astrometry to determine the orbital inclination of the companion and obtain its true mass. We use an MCMC algorithm to estimate the uncertainties of the different parameters. In the first step, we use the orvara algorithm (Brandt et al. 2021) which allows combining the RV data with the absolute astrometry and the available HCI data. orvara converges faster than most other algorithms (Brandt et al. 2021) and allows us to quickly estimate the orbital parameters and mass of the companion and exclude stellar companions. However, Lagrange et al. (2023) have shown that, when the orbital period is not well covered by the RV data points, MCMC algorithms have difficulties exploring very eccentric solutions. Therefore, we then use our MCMC algorithm (described in Section 3.4) based on the MCMC sampling tool used by Lagrange et al. (2023) to allow a better exploration of the possible solutions.

In 27 cases, the coupling of the different methods does not properly constrain the orbit of companions, mainly due to the poor coverage of their periods by RV data. We also report 25 stellar companions, for which the orbital parameters and the mass can be retrieved in Table C.3. Finally, we obtain a sample of 27 sub-stellar companions for which it is possible to estimate all orbital parameters and true masses.

3. Data available on the sample systems

3.1. Radial velocity data

We use the archival data obtained with the HARPS spectrograph available in the ESO archives². To characterize as well as possible the different systems, we combine the HARPS data with all other publicly available RV data points. We retrieve from the literature the data obtained with the University College London Echelle Spectrograph (UCLES, Diego et al. (1990)), the Lick Observatory Hamiltion Echelle Spectrometer (Lick, Vogt (1987)), the Automated Planet Finder (APF, Vogt et al. (2014)), the Coudé Echelle Spectrometer (CES, Enard (1982)) long camera (LC) and very long camera (VLC), the Magellan Inamori Kyocera Echele spectrograph (MIKE, Bernstein et al. (2003)), the Carnegie Planet Finder Spectrograph (PFS, Crane et al. (2010)), the High-Resolution Spectrograph (HRS, Tull (1998)), and the High-Resolution Echelle Spectrometer (HIRES, Vogt et al. (1994)). We retrieve from the DACE archive³ the data obtained with the CORALIE echelle spectrograph (Queloz et al. 1999) and from the OHP archive⁴ the data obtained with the ELODIE (Baranne et al. 1996) and SOPHIE (Perruchot et al. 2008) spectrographs. For the 53 systems with a characterized companion, the considered RV datasets are listed in Appendix B (Table B.1).

Due to a major optical fiber upgrade in 2015 (Lo Curto et al. 2015), an RV offset may be present between HARPS data obtained before and after this upgrade. We, therefore,

¹ DPASS uses an evolutionary algorithm to fit RV data with one or more Keplerian orbits. This algorithm converges to the solution corresponding to the smallest rms of the RV residuals.

² <http://archive.eso.org>

³ <https://dace.unige.ch>

⁴ <http://atlas.obs-hp.fr>

separate these data into two different sets as if they were obtained from two different instruments. We label "H03" the data sets obtained before May 19, 2015 and "H15" the data sets obtained after June 3, 2015. As for HARPS, a major upgrade has been performed on the HIRES (Tal-Or et al. 2019) and SOPHIE (Bouchy et al. 2013) spectrographs and two major upgrades has been performed on the CORALIE spectrograph (Ségransan et al. 2010). We label "Hir94" and "Hir04" the HIRES data sets obtained before and after August 7, 2004, respectively, "SOPHIE" and "SOPHIE+" the SOPHIE data sets obtained before and after June 17, 2011, respectively, and "C98", "C07", and "C14" the CORALIE data sets obtained before June 2007, between June 2007 and November 2014, and after November 2014, respectively.

3.2. Relative astrometry data

Whenever possible, we use high-contrast imaging data available in the literature as well as new relative astrometry measurements obtained from observations in the NAOS+CONICA (NACO; Rousset et al. (2003), Lenzen et al. (2003)) and SPHERE (Beuzit et al. 2019) archives. The observing logs for the analyzed observations are summarized in Table 1.

For the NACO observations, even when they are quite shallow, these HCI data are precious to identify large separation stellar companions that could mimic the astrometric signature of closer-in sub-stellar objects. Given the low contrast and wide separation of such stellar companions, we carried out a very simple reduction, **by just stacking and subtracting one to another raw data cubes acquired at two different offset positions within the same observation, which subtracts the dark and thermal background**. In spite of this simple reduction, we detect five high S/N stellar companions (Fig. 1) in the systems HD1388, HD78612, HD93351, and HD207700. Since we choose to use only non-coronographic observation even when deeper coronographic data did exist, we are also able to measure very accurately the position of the host star and of the high S/N stellar companions, using Moffatian fit of their diffraction-limited core.

For the SPHERE observations, we detect a massive stellar companion in the system HD21175. This companion is outside the field of view of IFS, hence only IRDIS data are used. All the pre-reduction step (dark and background subtraction, flat-field correction, bad pixel correction, and centering) are performed on the SPHERE data center (Delorme et al. 2017) using tools provided in the ESO data reduction and handling pipeline (Pavlov et al. 2008). Due to the stellar nature of the companion, its point spread function (PSF) on the residual image provided by ADI-based algorithms using the science sequence is completely saturated and prevents any fitting of it. Thus, we choose to extract the astrometry of the companion using the off-axis unsaturated PSF frames of the primary star taken before and after the coronographic sequence. We created a 4D dataset containing only the PSF frames. We used a simple No-ADI algorithm embedded into the SPECAL software (Galicher et al. 2018) installed in the SPHERE data center. The astrometry and photometry are extracted by SPECAL from the residual stack produced by the No-ADI reduction, taking into account the neutral density filter used during the off-axis calibration frames (ND_3.5).

The separations and position angles (hereafter SEP and PA) found for the new detections can be retrieved in Table 2. For GJ680, HD101198, HD111031, HD195564, HD221146, and HIP113201, we use the separations and position angles published in the literature. All considered relative astrometry values are summarized in Table B.2.

3.3. Absolute astrometry data

We use the position and proper motion values from the Hipparcos-Gaia Catalog of Accelerations (HGCA) published by Brandt (2021) from Hipparcos and Gaia early DR3 (Gaia Collaboration et al. (2016), Gaia Collaboration et al. (2021)) measurements to determine the stellar acceleration of each selected target. For each star, the difference between the position measurements obtained by Hipparcos and Gaia divided by the mean interval between the two measurements (~ 25 years), gives a more accurate tangential proper motion. The corresponding values are provided in Table A.1.

3.4. Orbit fitting

We use our MCMC algorithm presented in Philipot et al. (2023) to fit the RV and/or relative astrometry and/or absolute astrometry data assuming Keplerian orbits. Our tool is based on the emcee 3.0 python package (Foreman-Mackey et al. 2013), and the HTOF package (Brandt et al. 2021) to fit the Hipparcos/Gaia intermediate astrometric data. It follows large sections of the ORVARA code (Brandt et al. 2021) for the likelihood computation. In particular:

$$LLH_{sep,pa}^2 = -0.5 * \left[\frac{\Delta_{sep}^2}{\sigma_{sep}^2 (1 - \rho_{sep,pa}^2)} + \frac{\Delta_{pa}^2}{\sigma_{pa}^2 (1 - \rho_{sep,pa}^2)} + \frac{2\rho_{sep,pa} * \Delta_{sep} * \Delta_{pa}}{\sigma_{sep} \sigma_{pa} (1 - \rho_{sep,pa}^2)} \right] \quad (1)$$

$$LLH_{RV}^2 = -0.5 * \left[\frac{\Delta_{RV}^2}{\sigma_{RV}^2 + jitter^2} + \log(\sigma_{err}^2 + jitter^2) \right] \quad (2)$$

$$LLH_{HG}^2 = (\mu_{H,o} - \bar{\mu} - p\mu_H)^T C_H^{-1} (\mu_{H,o} - \bar{\mu} - p\mu_H) + (\mu_{HG,o} - \bar{\mu} - p\mu_{HG})^T C_{HG}^{-1} (\mu_{HG,o} - \bar{\mu} - p\mu_{HG}) + (\mu_{G,o} - \bar{\mu} - p\mu_G)^T C_G^{-1} (\mu_{G,o} - \bar{\mu} - p\mu_G) \quad (3)$$

where Δ_{sep} , Δ_{pa} , and Δ_{RV} are the difference between the measured and predicted separations, position angle, and RV. $\rho_{sep,pa}$ is the correlation coefficient between the separation and the position angle measurement. σ_{sep} , σ_{pa} , and σ_{err} correspond to the uncertainty on the measured separation, the PA, and the RV, respectively. σ_{RV} is the variance of the RV, and jitter is the stellar jitter measured. For the likelihood of the proper motions measurements, $\mu_{x,o}$ and μ_x correspond to the predicted and observed proper motion, p is the parallax, C_x^{-1} is the inverse of the covariance

Table 1: Characteristics of the reduced HCI observations.

Star	Date Obs.	Instrument	Filter	NDIT×DIT(s)×Nframe*	Seeing (")	Airmass	τ_0 (ms) ^a	Program ID
HD1388	2006-07-24	NACO	DB_Hsdi	40x4x1	1.74	1.03	0.0008	077.C-0293(A)
HD78612	2006-01-04	NACO	DB_Hsdi	25x7x1	1.00	1.034	0.0037	076.C-0762(A)
HD93351	2012-06-15	NACO	Ks	200x0.15x1	0.81	1.377	0.0018	089.C-0641(A)
HD207700	2012-06-14	NACO	ND_L'	200x0.2x5	-1.00	1.517	0.0019	089.C-0641(A)
HD21175	2016-10-04	SPHERE	DB_H23	16x8x2	0.75	1.090	0.0019	098.C-0739(A)

Notes: *: NDIT is the number of sub integration within a DIT, DIT is the detector integration time per frame. τ_0 corresponds to the coherence time.

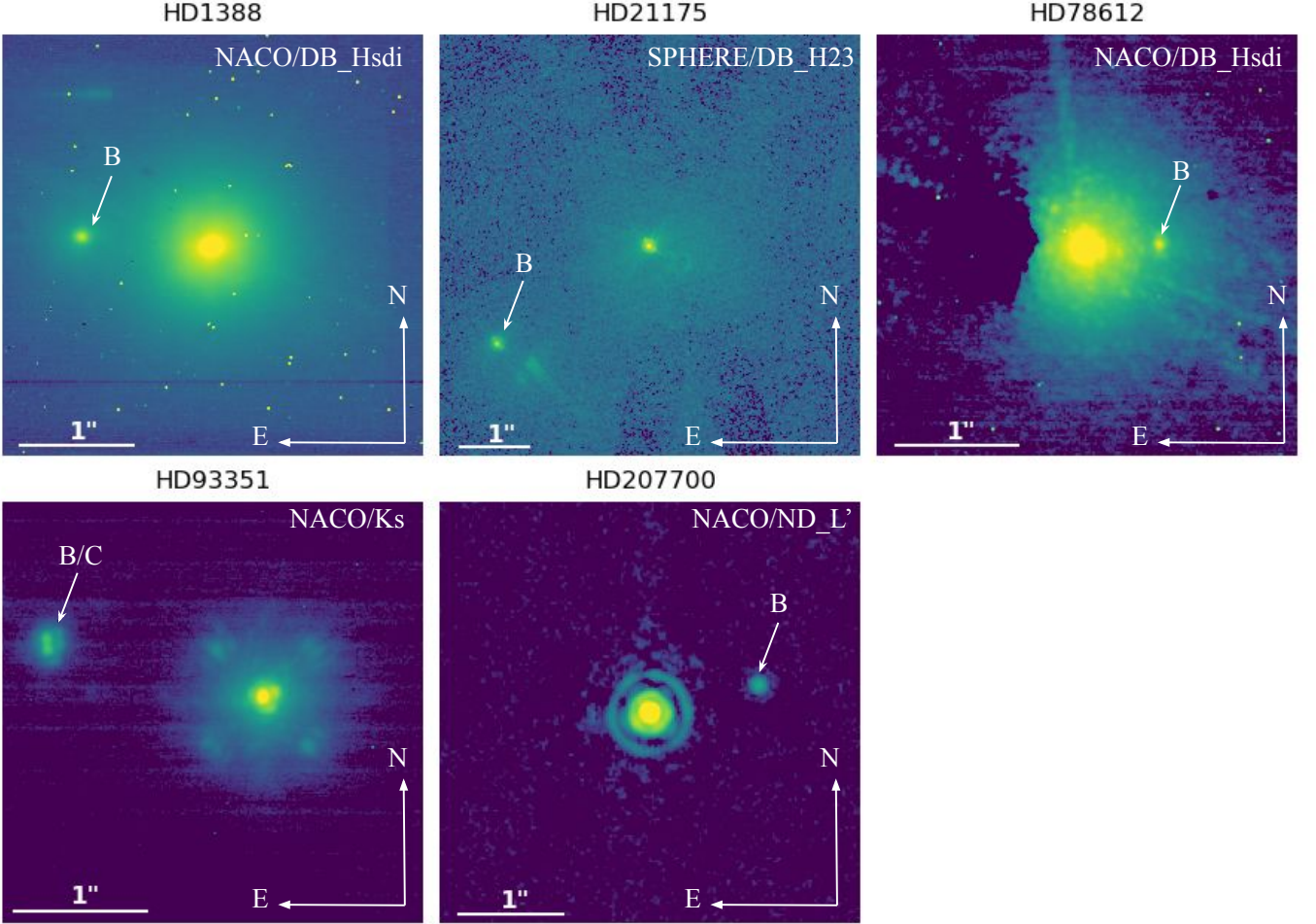


Fig. 1: Images of new stellar companions detected in HCI. The observations considered come from the NACO and SPHERE ESO archives.

Table 2: New relative astrometry.

Companion	JD - 2400000	SEP (mas)	PA (deg)
HD1388 B	53940.39	1490 ± 10	85.6 ± 1
HD21175 B	57665.35	2628.0 ± 2.5	122.75 ± 0.08
HD78612 B	53739.29	613 ± 5	272.3 ± 1
HD93351 B/C	56093.02	1684 ± 30	76.3 ± 1
HD207700 B	56092.36	1090 ± 20	284.2 ± 1

Notes: Since the companion of HD93351 is binary, we consider the average separation in RA and DEC of the two companions.

matrix, and $\bar{\mu}$ corresponds to the center-of-mass motion of the system's barycenter.

Unlike Orvara or other similar packages, our code uses modular arithmetic computations for angles, wherever appropriate, to alleviate artifacts at the range boundaries. To minimize multi-modality effects, the MCMC code uses a mix of move functions, in particular the Differential Evolution (DE) move function suggested in the Emcee package documentation for these situations (Foreman-Mackey et al. 2013).

We considered ten free parameters for each system: the host star mass, the parallax⁵, the semi-major axis (a), the eccentricity (ecc), the orbital inclination (I), the longitude of ascending node (Ω), the argument of periastron (ω), the periastron passage time (P_{time})⁶, the companion mass, and a stellar jitter. It is important to note that in the fitting process, we consider $\sqrt{ecc} \cos \omega$ and $\sqrt{ecc} \sin \omega$ instead of ecc and ω . In addition, to combine data from different instruments, we added an instrumental offset for each instrument as a free parameter of the model (see above). We considered uniform priors for all fitting parameters, except for the host star mass and the distance of the system for which we considered Gaussian priors and for the orbital inclination, for which we considered a $\sin(I)$ prior.

When the orbital period of a companion is much shorter than Gaia DR3 observing window (1038 days), the PMA does not allow us to constrain the orbital inclination. In such cases, we fit Keplerian orbits with our MCMC, considering only the RV data points. We then use GASTON (Kiefer et al. 2019, 2021), updated to the improved Gaia DR3 accuracy, to model the DR3 astrometric excess noise (hereafter AEN) with a motion of the system’s photocenter induced by the orbiting RV companion at an optimal orbital inclination. This leads to a new estimate of the true mass of the companion. The principle of GASTON is to assume the presence of this companion and i) simulate Gaia’s observations of the system with many possible orbits of the photocenter, ii) fit out the 5-parameters linear model, as performed by Gaia, that includes position, proper motion, and parallax, iii) calculate the AEN from the residuals, and iv) compare the DR3 AEN to the outcomes of the simulations and perform an optimization of the orbital inclination. The GASTON method has been improved since the EDR3 release. It now accounts for the dependence of the noise intrinsic to Gaia’s acquisitions and data reductions (instrumental jitter, spacecraft’s attitude, and modeling) on magnitude (G -band) and color ($G_b - G_r$) (Lindegren et al. 2021). It also accounts for a parallax offset due to the orbital motion and produces a corrected parallax.

4. New companions

4.1. Brown dwarfs

4.1.1. GJ660.1

GJ660.1 is a binary system composed of a M1V star (GJ660.1 A) and another low mass star of type $M9.5 \pm 0.3$ (GJ660.1 B, Aganze et al. (2016)). The projected separation between the two M dwarfs is estimated at 122 ± 9 au (Schneider et al. 2011). For this system, 59 RV data points were obtained with the HARPS spectrograph between 2009 and 2019 for GJ660.1 A. A periodicity is clearly present in the periodogram of the data with a peak at about 615 days. Using DPASS, we find the best solution, corresponding to an additional brown dwarf candidate with a minimum mass of $16 M_{Jup}$ and a period of 620 days (Fig. D.1).

The significant AEN in the Gaia DR3 data for GJ660.1 of 2.633 mas (83σ larger than noise) is dominated by orbital signals with a period shorter than 100 yr ($a < 16$ au).

⁵ The host star mass and the parallax considered are those reported by Kervella et al. (2022).

⁶ The periastron passage time is calculated considering an initial time at BJD-2454000

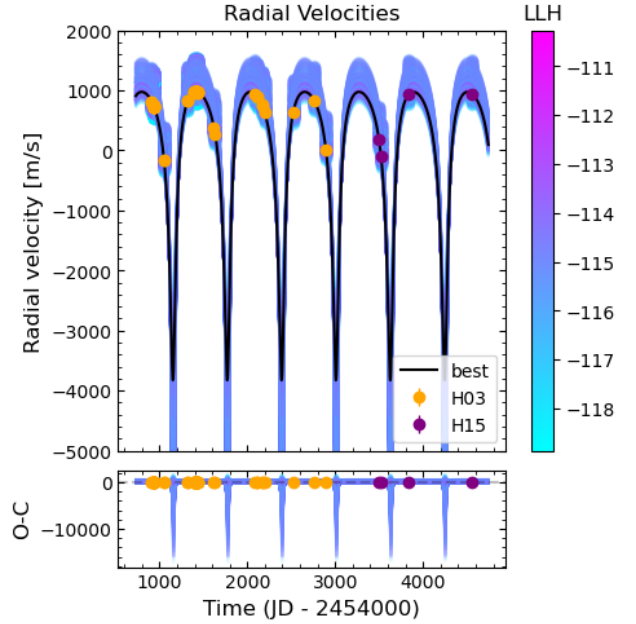


Fig. 2: Fit of the GJ660.1 A RV measurements. The black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

The effect of GJ660.1 B is thus negligible, and we assume that the AEN is only due to GJ660.1 C. We used Gaston to fit the AEN considering the RV solution found with our MCMC algorithm (Fig. 2), considering 300000 iterations (burn-in = 50000) and 1000 walkers, and varying the orbital inclination and the longitude of ascending node. We find a semi-major axis of 1.12 ± 0.02 au ($P = 618.6 \pm 0.1$ d), an eccentricity of $0.65^{+0.11}_{-0.08}$, a minimum mass of $59^{+34}_{-15} M_{Jup}$, and an inclination of $87^{+39}_{-43}^\circ$. This leads to a true mass within $78^{+38}_{-16} M_{Jup}$. The posteriors obtained for each free parameter of the MCMC are reported in Table 3. Note that, even if the orbital period is properly covered by the RV data, additional measurements near the periastron are necessary to better constrain the mass and eccentricity of GJ660.1 C and define the precise nature of the companion.

Looking at the periodogram of the RV data, corrected for the signal of GJ660.1 C, we observe a significant peak at about 200 days. No correlation between RV variations and bisector velocity span (BVS) variations that may explain this peak is observed. This signal could therefore correspond to the presence of an additional companion located at 0.5 au ($P = 206$ d) with a minimum mass of $0.3 M_{Jup}$ (Fig. D.1). It should be noted that, given the mass and semi-major axis of this candidate companion, the AEN induced by it would be negligible compared with that induced by GJ 660.1 C.

4.1.2. HD73256

82 RV data points were obtained for the G8IV star HD73256, 26 RV HARPS measurements were obtained between 2003 and 2012, 38 RV CORALIE measurements were obtained between 2001 and 2003, and 18 RV HIRES measurements were obtained between 2004 and 2016. Udry et al. (2003a) reported a Hot Jupiter with a minimum mass of $1.87 \pm 0.49 M_{Jup}$ and a period of 2.54858 ± 0.00016 days,

considering the CORALIE data points. Considering all the RV data points available, a periodicity appears in the periodogram of the data with a strong peak around 2.5 days corresponding to the companion identified by Udry et al. (2003a). Once the planet signal is removed, a periodicity appears in the periodogram with a peak around 3000 d. Using DPASS, we find the best two-planet solution with an inner planet orbital parameters and minimum mass close to those reported by Udry et al. (2003a) and a new, outer giant planet candidate with a minimum mass of $10 M_{\text{Jup}}$ and a period of 2777 days (Fig. D.2). After removing both planets' signals, a periodicity is again present around 14 days, which corresponds to the rotation period of the host star (Udry et al. 2003a).

As the orbital period of HD73256 b is much smaller than the duration of Gaia DR3, the proper motion induced by the inner planet can be neglected. Thus, we fit simultaneously all the RV data points available, corrected for the signal of the inner planet, with the absolute astrometry (Fig. 3) with our MCMC, considering 300000 iterations (burn-in = 50000) and 1000 walkers. We find a semi-major axis of 3.8 ± 0.1 au ($P = 2690^{+60}_{-102}$ d) and an eccentricity of 0.16 ± 0.07 and constrain the orbital inclination of HD73256 c to either $29^{+5}_{-3}^\circ$ or $152^{+8}_{-7}^\circ$. We find a true mass of $16 \pm 1 M_{\text{Jup}}$, corresponding to a low-mass brown dwarf. The posteriors obtained for each free parameter of the MCMC are reported in Table 3.

4.1.3. HD165131

69 RV data points were obtained with the HARPS spectrograph between 2006 and 2021 for the G3/5V star HD165131. A periodicity is clearly present in the periodogram of the data, with a peak at about 2350 days. Using DPASS, we find the best solution corresponding to a brown dwarf candidate with a minimum mass of $18 M_{\text{Jup}}$ and a period of 2344 days (Fig. D.5).

By simultaneously fitting RV HARPS measurements and absolute astrometry with our MCMC (fig. 4), considering 300000 iterations after 50000 iterations, 1000 walkers, we characterize the orbital parameters of the companion and constrain the orbital inclination to either $70^{+11}_{-9}^\circ$ or $109^{+10}_{-12}^\circ$. We find a semi-major axis of $3.59^{+0.06}_{-0.07}$ au ($P = 2343 \pm 2$ d), an eccentricity of 0.672 ± 0.003 and a true mass of $19^{+2}_{-1} M_{\text{Jup}}$. The posteriors obtained for each free parameter of the MCMC are reported in Table 3.

4.2. New planets

4.2.1. HD75302

82 RV data points were obtained for this G5V star HD75302, 35 RV HARPS measurements were obtained between 2012 and 2018, 26 RV ELODIE measurements were obtained between 1997 and 2005, and 21 RV SOPHIE measurements were obtained between 2008 and 2018. A periodicity appears in the periodogram of the data, with a weak peak around 2000 days (Fig. D.10). Using DPASS, we find the best solution corresponding to an eccentric planet candidate with a period of 4300 days, a minimum mass of $5.3 M_{\text{Jup}}$, and an eccentricity of 0.88. However, we observe a significant correlation between RV variations and bisector velocity span (BVS) variations (Fig. D.9) indicating a pos-

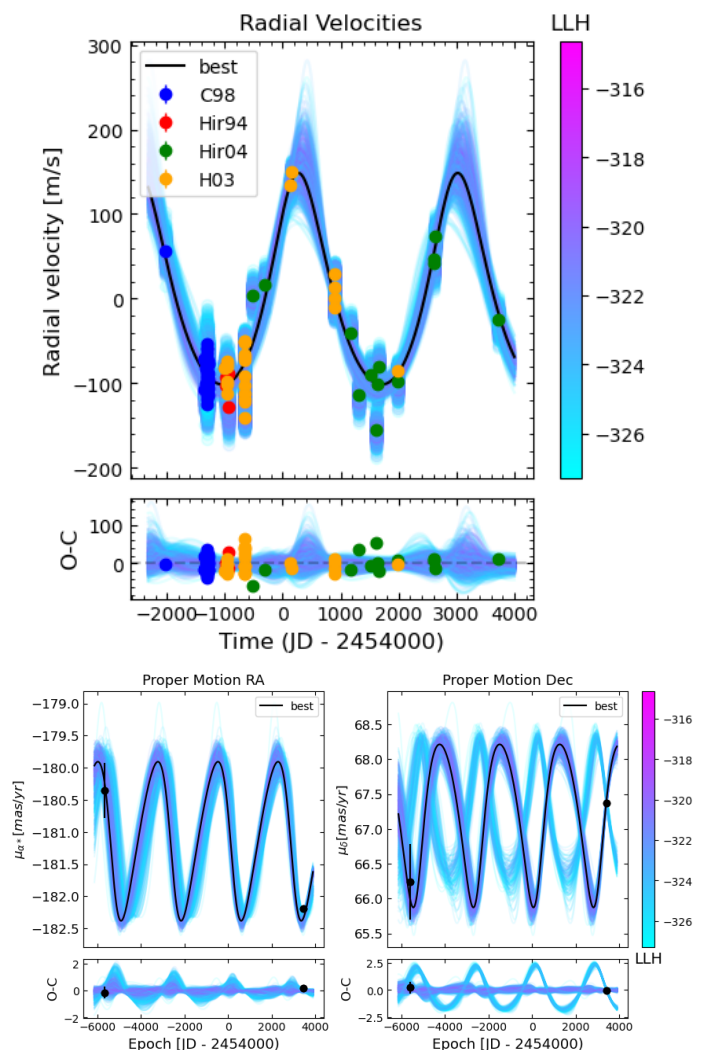


Fig. 3: *Top*: Fit of the HD73256 RV measurements after subtracted the signal of the inner planet. *Bottom*: Fit of the HD73256 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

sible stellar activity signal. Correcting the RV data with the linear regression between RVs and the bisector velocity span (Melo et al. 2007), we obtain a new RV dataset for which a strong peak is present in the periodogram around 3000 days. Considering these data corrected for the stellar activity, we find the best solution for the companion corresponding to a less massive and eccentric planet ($m_p \sin i = 2.7 M_{\text{Jup}}$ and $e = 0.44$) but with a similar period (fig. D.11).

Combining the corrected RV data with absolute astrometry with our MCMC (fig. 5), considering 300000 iterations (burn-in = 50000) and 1000 walkers, we find a well-constrained orbital solution for HD75302 b and we constrain its orbital inclination to either $29 \pm 5^\circ$ or $150^{+5}_{-6}^\circ$. We find a semi-major axis of $5.3^{+0.2}_{-0.1}$ au ($P = 4356^{+173}_{-112}$ d), an eccentricity of $0.39^{+0.10}_{-0.11}$ and a true mass of $5.4^{+0.5}_{-0.4} M_{\text{Jup}}$. The posteriors obtained for each free parameter of the MCMC are reported in Table 4.

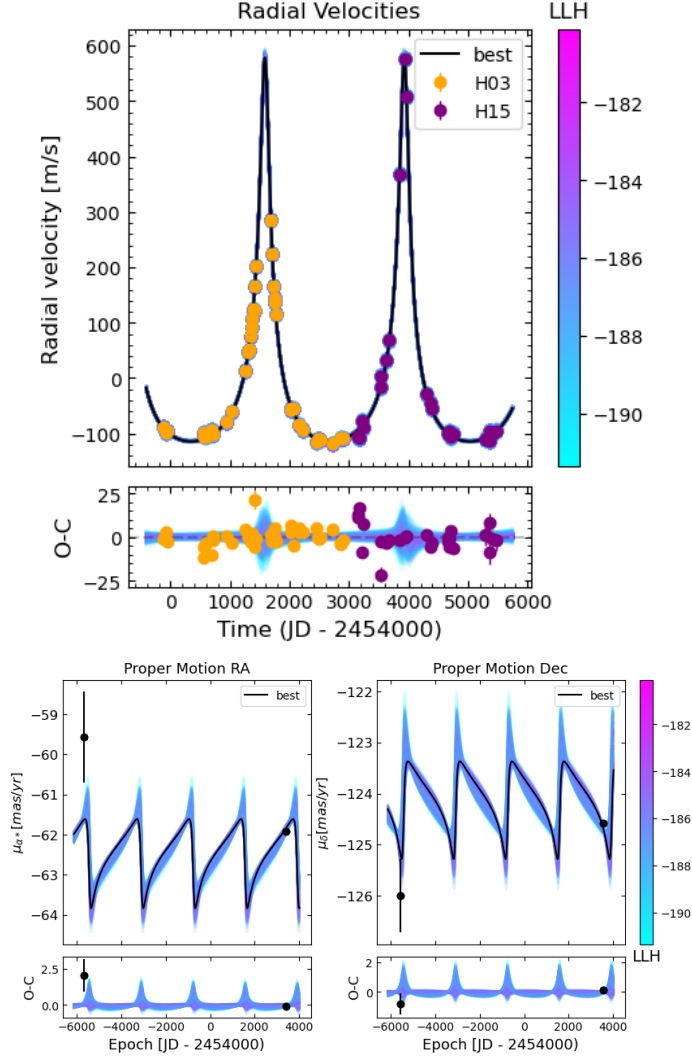


Fig. 4: *Top*: Fit of the HD165131 RV measurements. *Bottom*: Fit of the HD165131 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

4.2.2. HD108202

42 RV data points were obtained with the HARPS spectrograph between 2005 and 2022 for the K4/5V star HD108202. A periodicity is present in the periodogram of the data, with a peak of around 3000 days. Using DPASS, we find the best solution corresponding to a giant planet candidate with a minimum mass of $2.4 M_{\text{Jup}}$ and a period of 2990 days (Fig. D.3).

By simultaneously fitting RV data and absolute astrometry with our MCMC (fig. 6), considering 200000 iterations (burn-in = 50000) and 1000 walkers, we characterize the orbital parameters of the companion. We find an orbital inclination of either 56^{+19}_{-13} or 130^{+14}_{-24} , a semi-major axis of 3.7 ± 0.1 au ($P = 2990^{+54}_{-51}$ d), an eccentricity of $0.52^{+0.04}_{-0.03}$ and a true mass of $3.0^{+0.7}_{-0.5} M_{\text{Jup}}$. The posteriors obtained for each free parameter of the MCMC are reported in Table 4.

Table 3: Summary of posteriors for new brown dwarfs.

Parameter	GJ660.1 C	HD73256 C	HD165131 B
a (au)	1.12 ± 0.02	3.8 ± 0.1	$3.59^{+0.06}_{-0.07}$
P (days)	618.6 ± 0.1	2690^{+60}_{-102}	2343 ± 2
Ecc	$0.65^{+0.11}_{-0.08}$	0.16 ± 0.07	0.672 ± 0.003
I ($^{\circ}$)	87^{+39}_{-43} *	29^{+5}_{-3} or 152^{+8}_{-7}	93^{+39}_{-43}
Mass (M_{Jup})	78^{+38}_{-16} *	16 ± 1	19^{+2}_{-1}
Ω ($^{\circ}$)	112^{+122}_{-123} *	303^{+5}_{-6} or 269^{+8}_{-7}	141^{+20}_{-19}
ω ($^{\circ}$)	188^{+1}_{-2}	300^{+37}_{-53}	3.1 ± 0.4
P_{time} (days)	540^{+2}_{-3}	244^{+134}_{-179}	1588 ± 2
$\sqrt{eccos(\omega)}$	$-0.80^{+0.06}_{-0.07}$	$0.42^{+0.08}_{-0.12}$	$0.818^{+0.002}_{-0.001}$
$\sqrt{eccsin(\omega)}$	$-0.12^{+0.02}_{-0.01}$	$-0.07^{+0.13}_{-0.14}$	0.044 ± 0.006
Jitter (m/s)	$3.4^{+0.6}_{-0.5}$	23^{+3}_{-2}	5.6 ± 0.6
rms (m/s)	$4.6^{+1.6}_{-0.2}$	$24.2^{+3.8}_{-1.6}$	$6.3^{+0.2}_{-0.1}$
	H03 = -50500^{+141}_{-224}	H03 = 59 ± 6	H03 = 46204 ± 1
Instrumental offset (m/s)	H15 = -50505^{+142}_{-224}	C98 = 74^{+13}_{-16}	H15 = 46218^{+1}_{-2}
		Hir94 = 101 ± 13	
		Hir04 = 34 ± 9	

Notes: The median and 1σ confidence interval are given for each parameter. *Values obtained with Gaston.

4.2.3. HD135625

99 RV data points were obtained with the HARPS spectrograph between 2004 and 2021 for the G3IV/V star HD135625. A periodicity is clearly present in the periodogram of the data, with a strong peak at about 4500 days. Using DPASS, we find the best solution corresponding to a giant planet candidate with a minimum mass of $2 M_{\text{Jup}}$ and a period of 4060 days (Fig. D.4).

By simultaneously fitting RV data and absolute astrometry with our MCMC (fig. 7), considering 200000 iterations (burn-in = 30000) and 1000 walkers, we characterize the orbital parameters of the companion. Absolute astrometry does not allow us to properly constrain the orbital inclination. We can only exclude the solutions corresponding to a high inclined orbit and we find an orbital inclination of 93^{+39}_{-43} . We find a semi-major axis of 5.4 ± 0.1 au ($P = 4055^{+45}_{-44}$ d), an eccentricity of $0.16^{+0.04}_{-0.03}$, and a true mass of $2.3^{+0.8}_{-0.3} M_{\text{Jup}}$. The posteriors obtained for each free parameter of the MCMC are reported in Table 4.

4.2.4. HD185283

78 RV data points were obtained with the HARPS spectrograph between 2004 and 2021 for the K3V star HD185283. A periodicity is clearly present in the periodogram of the data, with a strong peak at about 4500 days. Using DPASS, we find the best solution corresponding to a giant planet candidate with a minimum mass of $1.5 M_{\text{Jup}}$ and a period of 4000 days (Fig. D.6).

By simultaneously fitting RV data and absolute astrometry with our MCMC (fig. 8), considering 300000 iterations (burn-in = 30000) and 1000 walkers, we characterize the orbital parameters of the companion and we constrain the orbital inclination to be of 91^{+30}_{-31} . We find a semi-major axis of $4.6^{+0.2}_{-0.1}$ au ($P = 4060^{+148}_{-112}$ d), an eccentricity of $0.07^{+0.05}_{-0.04}$, and a true mass of $1.3^{+0.3}_{-0.1} M_{\text{Jup}}$. The posteriors obtained for each free parameter of the MCMC are reported in Table 4.

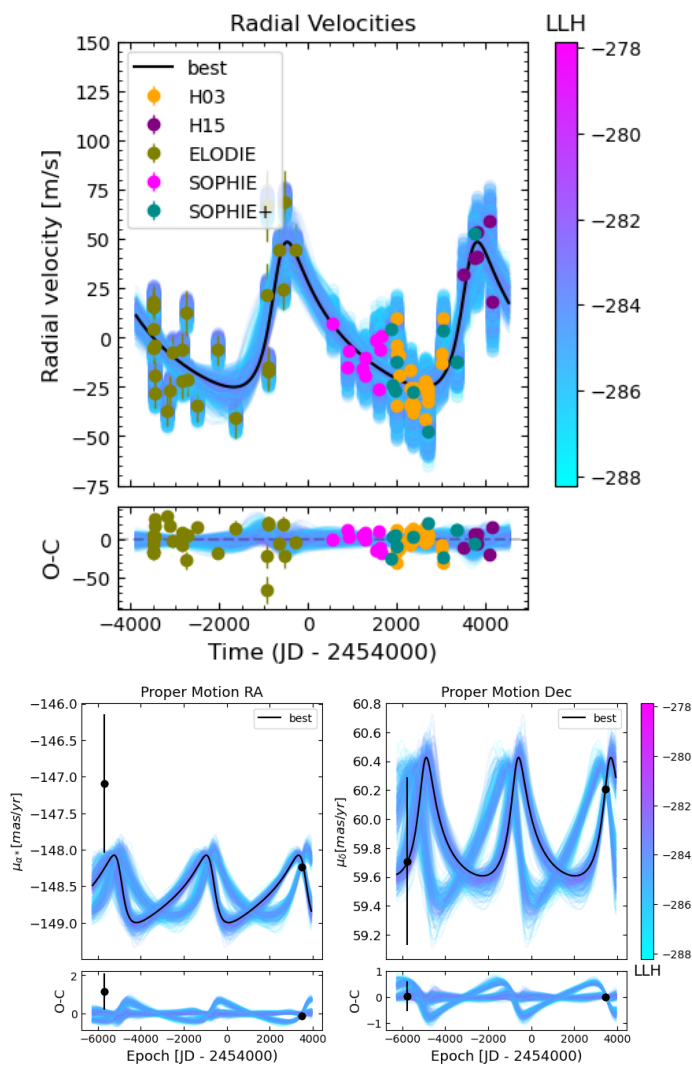


Fig. 5: *Top*: Fit of the HD75302 RV measurements. *Bottom*: Fit of the HD75302 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

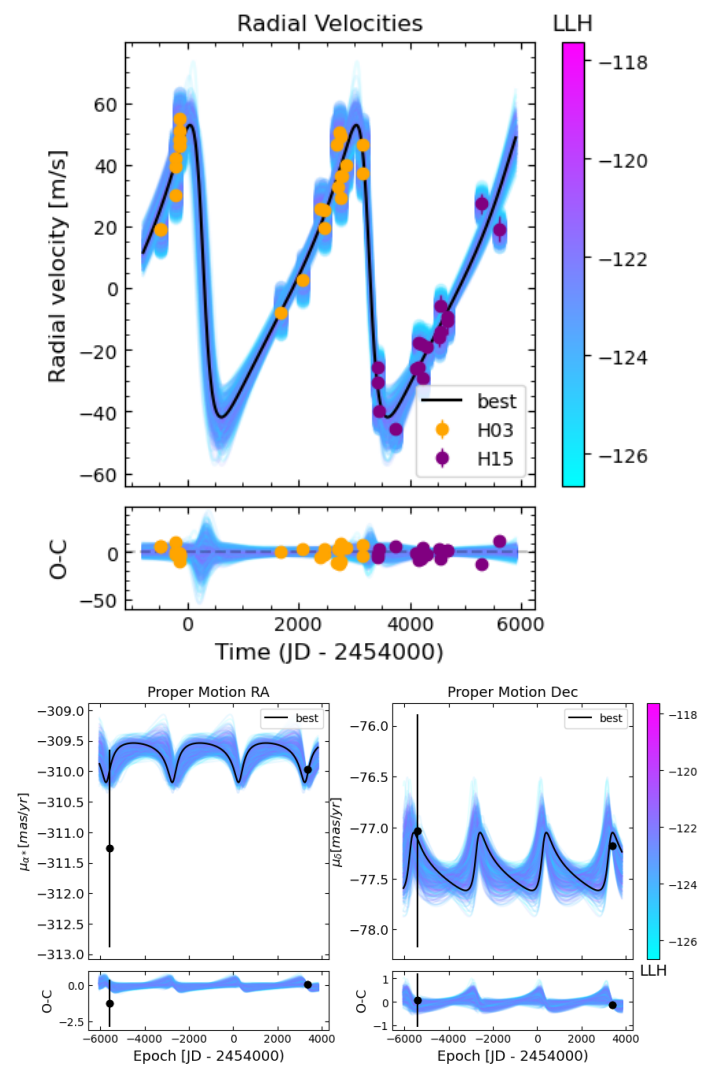


Fig. 6: *Top*: Fit of the HD108202 RV measurements. *Bottom*: Fit of the HD108202 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

4.2.5. HIP10337

108 RV data points were obtained for the K7V star HIP10337, 90 RV HARPS measurements were obtained between 2005 and 2022, and 18 RV HIRES measurements were obtained between 2008 and 2014. A periodicity is present in the periodogram of the data, with a large peak at about 8000 days. Using DPASS, we find the best solution corresponding to a giant planet candidate with a minimum mass of $2.9 M_{\text{Jup}}$ and a period of 6400 days (Fig. D.7).

By simultaneously fitting RV data and absolute astrometry with our MCMC (fig. 9), considering 300000 iterations (burn-in = 30000) and 1000 walkers, we characterize the orbital parameters of the companion and we constrain the orbital inclination to either 33^{+5}_{-4} or 146^{+4}_{-5} . We find a semi-major axis of 5.9 ± 0.1 au ($P = 6240^{+151}_{-156}$ d), an eccentricity of 0.43 ± 0.05 , and a true mass of $4.8 \pm 0.6 M_{\text{Jup}}$. The pos-

teriors obtained for each free parameter of the MCMC are reported in Table 4.

4.2.6. HIP54597

69 RV data points were obtained with HARPS between 2006 and 2022 for the K5V star HIP54597. A periodicity is clearly present in the periodogram of the data, with a strong peak at about 3300 days. Using DPASS, we find the best solution corresponding to a giant planet candidate with a minimum mass of $2.3 M_{\text{Jup}}$ and a period of 3270 days (Fig. D.8).

By simultaneously fitting RV data and absolute astrometry with our MCMC (fig. 10), considering 300000 iterations (burn-in = 30000) and 1000 walkers, we characterize the orbital parameters of the companion and we constrain the orbital inclination to either 62^{+16}_{-13} or 116^{+13}_{-14} . We find a

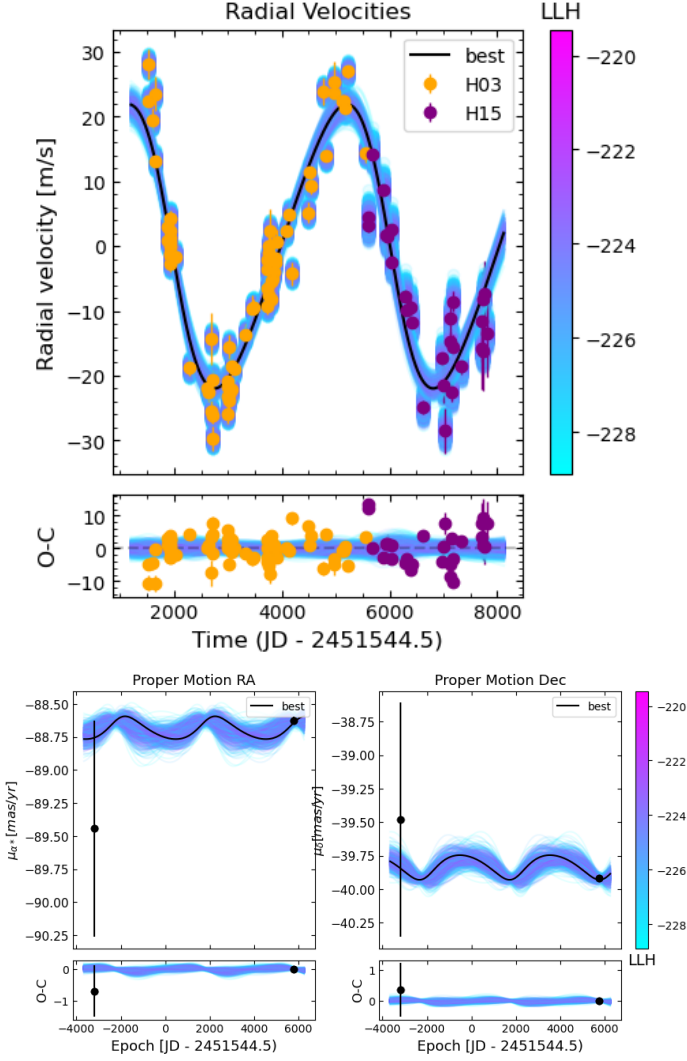


Fig. 7: *Top*: Fit of the HD135625 RV measurements. *Bottom*: Fit of the HD135625 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

semi-major axis of 4.0 ± 0.1 au ($P = 3274^{+47}_{-46}$ d), an eccentricity of $0.03^{+0.03}_{-0.02}$, and a true mass of $2.4^{+0.4}_{-0.2}$ M_{Jup} . The posteriors obtained for each free parameter of the MCMC are reported in Table 4.

4.3. Long-term stellar activity

The long-term magnetic activity of the host star can lead to variations in the RVs over periods similar to the orbital periods of the companions detected in our study (2-15 years, Meunier et al. (2019)). In order to estimate the amplitude of these RV variations, Meunier & Lagrange (2019) simulated the impact of the magnetic activity for F-G-K type stars considering a $\text{Log}R'_{HK}$ between -5.1 and -4.6. They show that long-term magnetic activity can induce an RV jitter between 1 m/s for quiet stars and up to 10 m/s for the most active stars. These RV variations can thus sig-

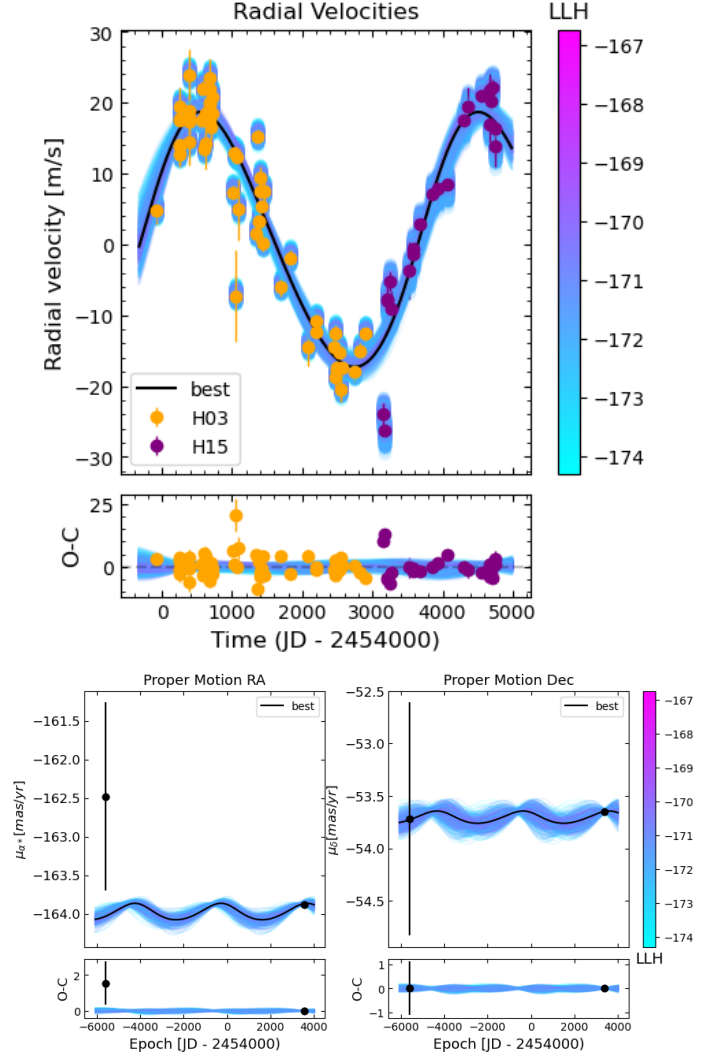


Fig. 8: *Top*: Fit of the HD185283 RV measurements. *Bottom*: Fit of the HD185283 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

nificantly impact the detection of sub-Jupiter planets with a minimum mass lower than typically $0.6 M_{\text{Jup}}$ (Lagrange et al. 2023). All the newly detected companions have a minimum mass higher than $1.5 M_{\text{Jup}}$, corresponding to RV amplitudes higher than 40 m/s, well above the expected activity signal.

Concerning eventual short-term activity, we did not note a significant correlation between BVS and VR for any of these systems (except for HD75302, see above). This result is consistent with the fact that these companions orbit around mature stars ($>$ typ. 1 Gyr) whose stellar jitter is generally smaller than for young systems (Tran et al. 2021).

Table 4: Summary of posteriors for new planets.

Parameter	HD75302 b	HD108202 b	HD135625 b	HD185283 b	HIP10337 b	HIP54597 b
a (au)	$5.3^{+0.2}_{-0.1}$	3.7 ± 0.1	5.4 ± 0.1	$4.6^{+0.2}_{-0.1}$	5.9 ± 0.1	4.0 ± 0.1
P (days)	4356^{+173}_{-112}	2990^{+54}_{-51}	4055^{+45}_{-44}	4060^{+148}_{-112}	6240^{+151}_{-156}	3274^{+47}_{-46}
Ecc	$0.39^{+0.10}_{-0.11}$	$0.52^{+0.04}_{-0.03}$	$0.16^{+0.04}_{-0.03}$	$0.07^{+0.05}_{-0.04}$	0.43 ± 0.05	$0.03^{+0.03}_{-0.02}$
I ($^\circ$)	29 ± 5 or 150^{+5}_{-6}	56^{+19}_{-13} or 130^{+14}_{-24}	93^{+39}_{-43}	91^{+30}_{-31}	33^{+5}_{-4} or 146^{+4}_{-5}	62^{+16}_{-13} or 116^{+13}_{-14}
Mass (M_{Jup})	$5.4^{+0.5}_{-0.4}$	$3.0^{+0.7}_{-0.5}$	$2.3^{+0.8}_{-0.3}$	$1.3^{+0.3}_{-0.1}$	4.8 ± 0.6	$2.4^{+0.4}_{-0.2}$
Ω ($^\circ$)	211 ± 11 or 246^{+11}_{-10}	308^{+10}_{-9} or 320 ± 8	141^{+20}_{-19}	238^{+20}_{-21}	49 ± 14 or 261 ± 14	118^{+31}_{-21} or 204^{+20}_{-23}
ω ($^\circ$)	307^{+22}_{-37}	78^{+9}_{-8}	89 ± 12	281 ± 38	174 ± 9	164^{+123}_{-103}
P_{time} (days)	3607^{+160}_{-245}	266^{+67}_{-57}	1946^{+125}_{-126}	136^{+378}_{-399}	6193^{+195}_{-156}	482^{+672}_{-712}
$\sqrt{eccos(\omega)}$	$0.38^{+0.19}_{-0.23}$	0.14 ± 0.11	$0.01^{+0.08}_{-0.09}$	$0.16^{+0.09}_{-0.14}$	$-0.61^{+0.08}_{-0.05}$	$-0.08^{+0.13}_{-0.28}$
$\sqrt{eccsin(\omega)}$	$-0.46^{+0.15}_{-0.10}$	0.70 ± 0.03	$0.39^{+0.04}_{-0.05}$	$-0.18^{+0.16}_{-0.10}$	$0.20^{+0.10}_{-0.13}$	$-0.04^{+0.15}_{-0.12}$
Jitter (m/s)	$13.9^{+1.5}_{-1.3}$	$6.5^{+1.0}_{-0.8}$	$4.2^{+0.4}_{-0.3}$	3.7 ± 0.4	12 ± 1	$7.3^{+0.7}_{-0.6}$
rms (m/s)	$17.0^{+1.4}_{-0.8}$	$7.1^{+1.3}_{-0.5}$	$4.7^{+0.2}_{-0.1}$	$4.5^{+0.2}_{-0.1}$	$12.1^{+0.9}_{-0.4}$	7.2 ± 0.2
Instrumental offset (m/s)	H03 = 20614 ± 6 H15 = 20804^{+11}_{-9} ELODIE = 12147 ± 4 SOPHIE = 20524^{+5}_{-6} SOPHIE+ = 20566^{+6}_{-5}	H03 = -5776^{+4}_{-3} H15 = -5766^{+2}_{-3}	H03 = -14961 ± 1 H15 = -14949 ± 1	H03 = 51782 ± 1 H15 = 51792^{+1}_{-2}	H03 = 3203 ± 2 H15 = 3201 ± 1 Hir04 = 4^{+3}_{-4}	H03 = 51754^{+1}_{-2} H15 = 51762^{+1}_{-2}

Notes: The median and 1σ confidence interval are given for each parameter.

5. Improved parameters of known RV companions

5.1. Long-period companions ($P > 1000$ d)

By combining RV and absolute astrometry data, we properly characterize 14 sub-stellar companions that have already been reported in the literature. We significantly improve the characterization and determine the exact nature of ten companions, and we obtain similar results to those previously reported for four companions: HD140901 c, HD169830 c, HD221420 B, and HIP70849 b.

5.1.1. HD16905

52 RV data points were obtained with the HARPS spectrograph between 2003 and 2020 for the K3V star HD16905. By coupling HARPS RV measurements, obtained before February 2018 (Julian day: 2458160), with absolute astrometry, Feng et al. (2022) reported an eccentric massive giant planet with a mass of $9.1^{+1.3}_{-1.4} M_{\text{Jup}}$, an orbital inclination of $19.7^{+3.3}_{-1.9}^\circ$, a semi-major axis of $6.4^{+1.6}_{-0.4}$ au and an eccentricity of $0.67^{+0.06}_{-0.07}$.

Fitting all the RV data available and the absolute astrometry data with our MCMC (fig. D.12), considering 300000 iterations (burn-in = 50000) and 1000 walkers, we find significantly different solutions, with a semi-major axis of $8.8^{+0.4}_{-0.3}$ au ($P = 10256^{+618}_{-522}$ d), a mass of $11.3^{+0.6}_{-0.7} M_{\text{Jup}}$, and an orbital inclination of either $43 \pm 3^\circ$ or $136 \pm 3^\circ$.

5.1.2. HD28254

72 RV data points were obtained with the HARPS spectrograph between 2003 and 2021 for the G5V star HD28254. Naef et al. (2010) reported a very eccentric giant planet candidate with a minimum mass of $1.16^{+0.10}_{-0.06} M_{\text{Jup}}$, a semi-major axis of $2.15^{+0.04}_{-0.05}$ au and an eccentricity of $0.81^{+0.05}_{-0.02}$ based on the RV HARPS data obtained before April 2009 (Julian day: 2454931).

The baseline of RV data used by Naef et al. (2010) fully covers the period of HD28254 b. Combining all HARPS RV measurements available with absolute astrometry with our MCMC (fig. D.13), considering 600000 iterations (burn-in = 100000) and 1000 walkers, we find a solution with a semi-major axis very close to that reported by Naef et al. (2010) but more eccentric: $a = 2.45^{+0.03}_{-0.04}$ au ($P = 1333 \pm 4$ d) and $ecc = 0.95^{+0.03}_{-0.04}$. We also estimate the orbital inclination at either $21^{+38}_{-11}^\circ$ or 162^{+7}_{-27} and the true mass between 1.5 and $6.5 M_{\text{Jup}}$. Hence, HD28254 b is a giant planet.

5.1.3. HD62364

87 RV data points were obtained with the HARPS spectrograph between 2004 and 2021 for the F7V star HD62364. By coupling the HARPS RV measurements obtained before February 2018 (Julian day: 2458160) with absolute astrometry, Feng et al. (2022) reported two companions: a first, $17.4^{+1.6}_{-1.7} M_{\text{Jup}}$ brown dwarf at $18.9^{+1.6}_{-1.1}$ au and a second $24.9^{+2.7}_{-2.9} M_{\text{Jup}}$ brown dwarf at $36.98^{+3.0}_{-2.8}$ au.

By fitting the RV data considering a one companion system with DPASS, using 3 years of additional HARPS RV measurements, we find a significantly different result: a single companion at approximately 6.4 au and no additional signal in the RV residuals. Moreover, when considering a two-companions system, we find an offset between the HARPS RV measurements obtained before and after the fiber upgrade of about 78 m/s while the average offset for a star of this spectral type is smaller than 20 m/s (Lo Curto et al. 2015), which is in agreement with the offset of 17 m/s found for a one-companion system. We conclude that there is no evidence for the presence of a second companion.

Combining all the RV data points available and the absolute astrometry data with our MCMC, considering a one-companion system (fig. D.14) and 300000 iterations (burn-in = 30000), 1000 walkers, we find an eccentric brown dwarf with a mass of $19^{+2}_{-1} M_{\text{Jup}}$, a semi-major axis of 6.4 ± 0.1

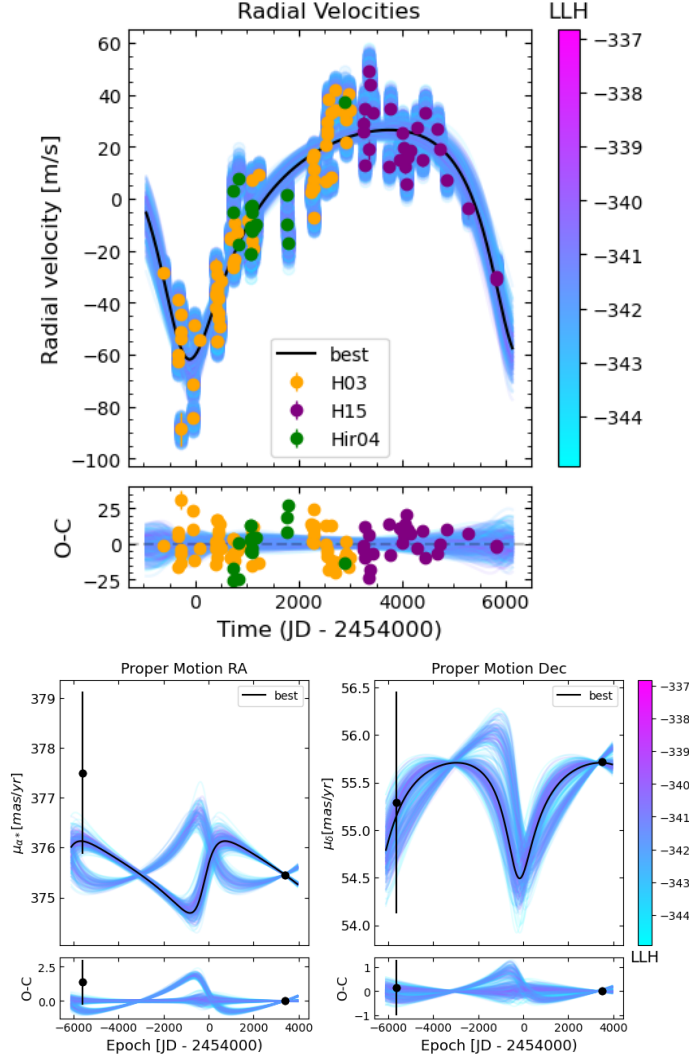


Fig. 9: *Top*: Fit of the HIP10337 RV measurements. *Bottom*: Fit of the HIP10337 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

au ($P = 5172 \pm 30$ d), an eccentricity of $0.610^{+0.004}_{-0.005}$ and an orbital inclination of either $42 \pm 2^\circ$ or $131 \pm 2^\circ$.

5.1.4. HD89839

98 RV data points were obtained with HARPS between 2004 and 2021 for the F7V star HD89839. Moutou et al. (2011) reported a giant planet candidate based on the RV HARPS measurements obtained before June 2010 (Julian day: 2455353). However, this dataset does not fully cover the orbit of the companion, which is consequently poorly characterized. The reported orbital parameters are therefore poorly constrained, with a semi-major axis of $6.8^{+3.3}_{-2.4}$ au and an eccentricity of 0.32 ± 0.20 . The available data allow us to reasonably well constrain the amplitude of RV variations, corresponding to a minimum mass of $3.9 \pm 0.4 M_{\text{Jup}}$.

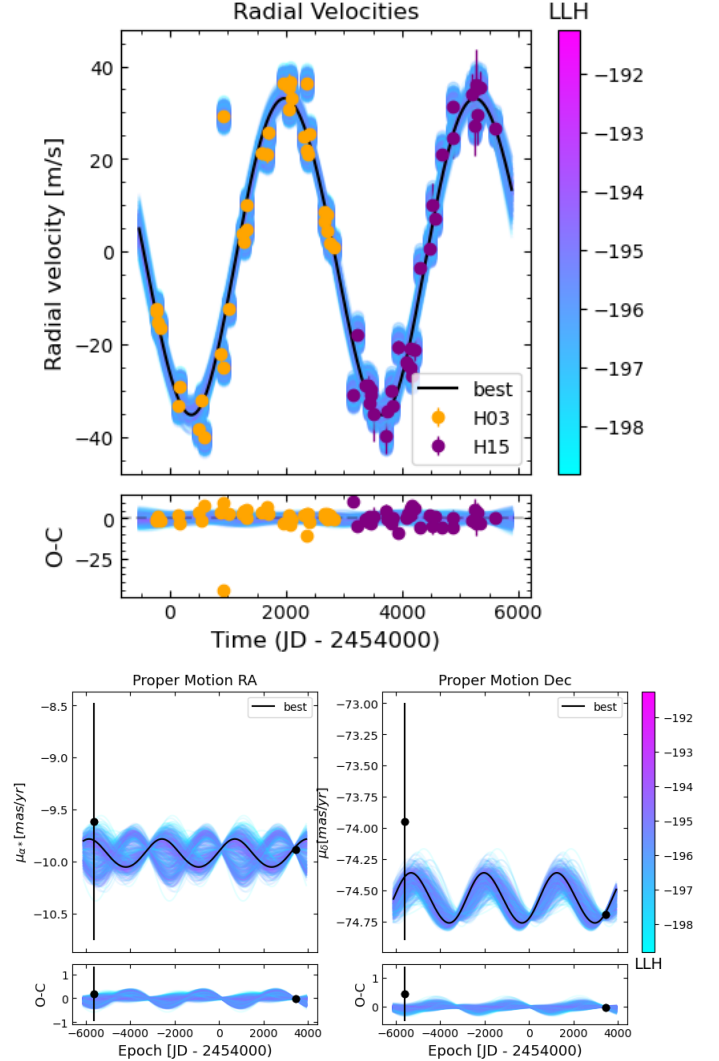


Fig. 10: *Top*: Fit of the HIP54597 RV measurements. *Bottom*: Fit of the HIP54597 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

The additional data points obtained between 2010 and 2021 now allow us to properly constrain the orbital parameters of HD89839 b and, by simultaneously fitting all the RV data points available with the absolute astrometry with our MCMC (Fig. D.15), considering 300000 iterations (burn-in = 30000) and 1000 walkers, we constrain the orbital inclination to either $53^{+16}_{-9}^\circ$ or $129^{+9}_{-15}^\circ$. Thus, we find a semi-major axis of 4.9 ± 0.1 au ($P = 3448 \pm 26$ d), an eccentricity of 0.20 ± 0.02 , and a true mass of $5.2 \pm 0.8 M_{\text{Jup}}$. Hence, HD89839 b is a giant planet.

5.1.5. HD114783

282 RV data points were obtained for the K1V star HD114783, 91 RV HARPS measurements were obtained between 2004 and 2016, 157 RV HIRES measurements were obtained between 1998 and 2019, and 34 RV HRS mea-

measurements were obtained between 2004 and 2007. Firstly, Vogt et al. (2002) reported a giant planet candidate with a minimum mass of $1 M_{\text{Jup}}$ and a period of 501 days. Bryan et al. (2016) reported an outer companion with a minimum mass of $0.611_{-0.053}^{+0.056} M_{\text{Jup}}$ and a period of 4319_{-130}^{+151} days. Considering the RV HIRES measurements, Rosenthal et al. (2021) reported a two planets system at 1.164 ± 0.016 au and $4.97_{-0.11}^{+0.12}$ au ($P = 4344_{-14}^{+33}$ d) with a minimum mass of $1.033_{-0.033}^{+0.034} M_{\text{Jup}}$ and $0.660_{-0.047}^{+0.046} M_{\text{Jup}}$ respectively.

As the orbital period of HD114783 b is much smaller than the duration of Gaia DR3, the proper motion induced by the planet can be neglected. Thus, we fit simultaneously all the RV data points available, corrected for the signal of the inner planet, with the absolute astrometry with our MCMC (Fig. D.16), considering 300000 iterations (burn-in = 100000) and 1000 walkers. We find orbital parameters close to those reported by Rosenthal et al. (2021) with a semi-major axis of 5.0 ± 0.1 au ($P = 4352_{-76}^{+88}$ d) and an eccentricity of $0.05_{-0.03}^{+0.04}$. We constrain the orbital inclination of HD114783 c to either $21_{-4}^{+7}^\circ$ or $159_{-6}^{+4}^\circ$. We find a true mass of $2.0 \pm 0.4 M_{\text{Jup}}$. Hence, HD114783 c is a giant planet.

5.1.6. HD140901

443 RV data points were obtained for the G7IV star HD140901, 52 RV HARPS measurements were obtained between 2004 and 2007, 321 RV AAT measurements were obtained between 1998 and 2014, and 70 RV PFS measurements were obtained between 2011 and 2022. Considering all the RV data points available and the absolute astrometry, Feng et al. (2022) reported a massive planet with a semi-major axis of $7.42_{-0.58}^{+0.32}$ au, an inclination of $169.4_{-55.4}^{+2.2}^\circ$, a mass of $6.3_{-5.0}^{+1.3} M_{\text{Jup}}$ and an eccentricity of $0.61_{-0.04}^{+0.03}$. They also reported the presence of an inner planet with a minimum mass of $0.049_{-0.008}^{+0.002} M_{\text{Jup}}$ located at $0.085_{-0.004}^{+0.003}$ au. However, the study did not detail the analysis of the system. Although a significant peak is present in the periodogram of the data around 10 days, once the signal of the external planet subtracted, the amplitude of the dispersion of the RV measurements is greater than the signal induced by the potential planet. It is not possible to confirm the presence of the planet.

In any case, as the orbital period of the planet candidate is much smaller than the duration of Gaia DR3, the proper motion induced by this potential planet is negligible. Thus, fitting simultaneously the same RV dataset as Feng et al. (2022) and the absolute astrometry with our MCMC (Fig. D.17), considering 400000 iterations (burn-in = 100000) and 1000 walkers, we find a semi-major axis of $11.8_{-2.5}^{+4.1}$ au ($P = 14386_{-4415}^{+8099}$ d), an inclination of either $40_{-11}^{+18}^\circ$ or $138_{-21}^{+12}^\circ$, a mass of $1.8 \pm 0.5 M_{\text{Jup}}$ and an eccentricity of $0.77_{-0.07}^{+0.06}$. This solution is within the error bars associated with the values found by Feng et al. (2022) and confirms that HD140901 b is a giant planet.

5.1.7. HD143361

120 RV data points were obtained for the G6V star HD143361, 47 RV HARPS measurements were obtained between 2007 and 2019, 44 RV CORALIE measurements

were obtained between 2010 and 2014, and 29 RV MIKE measurements were obtained between 1998 and 2005. Jenkins et al. (2017) reported a giant planet candidate with a minimum mass of $3.48 \pm 0.24 M_{\text{Jup}}$, a semi-major axis of 1.98 ± 0.07 au and an eccentricity of 0.193 ± 0.015 , considering the RV MIKE and CORALIE measurements and the RV HARPS measurements obtained before June 2013 (Julian day: 2456462).

Fitting simultaneously all the RV data points available with the absolute astrometry with our MCMC (Fig. D.18), considering 300000 iterations (burn-in = 50000) and 1000 walkers, we find orbital parameters close to those reported by Jenkins et al. (2017) with a semi-major axis of 2.05 ± 0.03 au ($P = 1040 \pm 1$) and an eccentricity of $0.198_{-0.006}^{+0.007}$. We constrain the orbital inclination of HD143361 b to either $50_{-12}^{+19}^\circ$ or $128_{-27}^{+18}^\circ$. Thus, we find a true mass between 3.9 and $6.3 M_{\text{Jup}}$. Hence, HD143361 b is a giant planet.

5.1.8. HD167677

44 RV data points were obtained with HARPS between 2005 and 2019 for this G5V star HD167677. Moutou et al. (2011) reported a giant planet candidate with a minimum mass of $1.36 \pm 0.12 M_{\text{Jup}}$, a semi-major axis of 2.90 ± 0.12 au and an eccentricity of 0.17 ± 0.07 . They considered the RV HARPS measurements obtained before October 2010 (Julian day: 2455495) which properly cover the period of the companion.

Fitting simultaneously all the HARPS RV measurements available with the absolute astrometry with our MCMC (Fig. D.19), considering 200000 iterations (burn-in = 50000) and 1000 walkers, we find orbital parameters close to those reported by Moutou et al. (2011) with a semi-major axis of 2.9 ± 0.1 au ($P = 1804 \pm 73$ d) and an eccentricity of $0.35_{-0.15}^{+0.25}$. We constrain the orbital inclination of HD167677 b to either $20_{-6}^{+14}^\circ$ or $155_{-12}^{+6}^\circ$. Thus, we find a true mass of $3.7_{-1.1}^{+1.6} M_{\text{Jup}}$. Hence, HD167677 b is a giant planet.

5.1.9. HD169830

277 RV data points were obtained for the F7V star HD169830, 86 RV HARPS measurements were obtained between 2004 and 2009, 106 RV CORALIE measurements were obtained between 1999 and 2003, and 85 RV HIRES measurements were obtained between 2000 and 2019. Firstly, Naef et al. (2001) reported a giant planet candidate with a minimum mass of $2.94 \pm 0.12 M_{\text{Jup}}$, a semi-major axis of 0.82 au, and an eccentricity of 0.35 ± 0.04 , considering the RV CORALIE measurements obtained before May 2000 (Julian day: 2451668). A second giant planet candidate was then identified by Mayor et al. (2004a) and characterized by Rosenthal et al. (2021), considering all available RV data points. They found a minimum mass of $3.51 \pm 0.12 M_{\text{Jup}}$, a semi-major axis of $3.283_{-0.036}^{+0.035}$ au and an eccentricity of 0.257 ± 0.019 , for HD169830 c. Recently, combining all the RV data points with absolute astrometry, Feng et al. (2022) reported an orbital inclina-

tion of $24.47_{-7.21}^{+12.74^\circ}$ and a true mass of $7.67_{-2.76}^{+1.94}$ M_{Jup} , for HD169830 c⁷.

Fitting simultaneously the same RV dataset as Feng et al. (2022), corrected for the signal of HD169830 b, and the absolute astrometry with our MCMC (Fig. D.20), considering 300000 iterations (burn-in = 50000) and 1000 walkers, we find a semi-major axis of $3.29_{-0.05}^{+0.04}$ au ($P = 1832 \pm 7$ d), an inclination of either $23_{-6}^{+12^\circ}$ or $158_{-9}^{+5^\circ}$, a mass of $8.9_{-2.6}^{+2.8}$ M_{Jup} and an eccentricity of $0.23_{-0.02}^{+0.03}$. This solution is within the error bars associated with the values found by Feng et al. (2022) and confirms that HD169830 c is a giant planet.

5.1.10. HD196050

131 RV data points were obtained for the G3V star HD196050 A, 56 RV HARPS measurements were obtained between 2004 and 2021, 31 RV CORALIE measurements were obtained between 1999 and 2003, and 44 RV UCLES measurements were obtained between 1998 and 2005. Based on NACO high contrast imaging observations, Eggenberger et al. (2007) reported a binary companion orbiting at about 500 au from HD196050 A and composed of an M1.5-M4.5 low mass star with a mass of $0.29 \pm 0.02 M_{\odot}$ and an M2.5-M5.5 low-mass star with a mass of $0.19 \pm 0.02 M_{\odot}$. Given the separation and mass of the HD196050 B/C pair, their movement will induce negligible variations in RV and proper motion. Jones et al. (2002) reported a giant planet candidate with a minimum mass of $2.8 \pm 0.5 M_{\text{Jup}}$, a semi-major axis of 2.4 ± 0.5 au and an eccentricity of 0.19 ± 0.09 , considering the RV UCLES measurements obtained before June 2002 (Julian day: 2452455). Considering the RV CORALIE measurements, Mayor et al. (2004b) reported orbital parameters and minimum mass for HD196050 Ab close to those reported by Jones et al. (2002).

Fitting simultaneously all the RV data points available with the absolute astrometry with our MCMC (Fig. D.21), considering 300000 iterations (burn-in = 30000) and 1000 walkers, we improve the orbital parameters with a semi-major axis of 2.65 ± 0.03 au ($P = 1392 \pm 4$ d) and an eccentricity of 0.20 ± 0.01 . We constrain the orbital inclination of HD196050 Ab to either $42_{-7}^{+11^\circ}$ or $141_{-12}^{+7^\circ}$. Thus, we find a semi-major axis of 2.65 ± 0.03 au, an eccentricity of 0.20 ± 0.01 , and a true mass of $4.7 \pm 0.8 M_{\text{Jup}}$. Hence, HD196050 Ab is a giant planet.

5.1.11. HD204961

238 RV data points were obtained for the M2/3V star HD204961, 183 RV HARPS measurements were obtained between 2003 and 2019, 39 RV AAT measurements were obtained between 1998 and 2013, and 16 RV PFS measurements were obtained between 2011 and 2013. Bailey et al. (2009) reported a giant planet candidate with a minimum mass of $0.64 \pm 0.06 M_{\text{Jup}}$ and a period of 3416 ± 131 days. An inner super-earth was reported by Wittenmyer et al. (2014) with a minimum mass of $5.4 \pm 1 M_{\text{Earth}}$. However, the signal corresponding to this potential inner planet was

⁷ As the orbital period of HD169830 b is much smaller than the duration of Gaia DR3, the proper motion induced by this planet is negligible.

then identified as corresponding to the rotation period of the host star by ?.

Fitting simultaneously all the RV data points available with the absolute astrometry with our MCMC (Fig. D.22), considering 300000 iterations (burn-in = 30000) and 1000 walkers. We find orbital parameters close to those reported by Gorrini et al. (2022) with a semi-major axis of 3.7 ± 0.1 au ($P = 3853_{-47}^{+51}$ d) and an eccentricity of 0.05 ± 0.03 . We constrain the orbital inclination of HD204961 b to either $51 \pm 3^\circ$ or $134 \pm 3^\circ$. We find a true mass of $0.99_{-0.08}^{+0.09}$ M_{Jup} . Hence, HD204961 b is a giant planet.

5.1.12. HD216437

160 RV data points were obtained for the G1V star HD216437, 100 RV HARPS measurements were obtained between 2007 and 2021, 31 RV CORALIE measurements were obtained between 1999 and 2003, and 39 RV UCLES measurements were obtained between 1998 and 2005. Jones et al. (2002) reported a giant planet candidate with a minimum mass of $2.1 \pm 0.3 M_{\text{Jup}}$, a semi-major axis of 2.4 ± 0.5 au and an eccentricity of 0.33 ± 0.09 , considering the RV UCLES measurements obtained before June 2002 (Julian day: 2452456). Considering the RV CORALIE measurements, Mayor et al. (2004b) reported orbital parameters and minimum mass for HD216437 b close to those reported by Jones et al. (2002).

Fitting simultaneously all the RV data points available with the absolute astrometry with our MCMC (Fig. D.23), considering 400000 iterations (burn-in = 100000) and 1000 walkers, we improve the orbital parameters and constrain the orbital inclination of HD216437 b to either $36_{-6}^{+8^\circ}$ or $148_{-7}^{+5^\circ}$. Thus, we find a semi-major axis of 2.57 ± 0.04 au ($P = 1359 \pm 1$ d), an eccentricity of 0.31 ± 0.01 , and a true mass of $4.2 \pm 0.7 M_{\text{Jup}}$. Hence, HD216437 b is a giant planet.

5.1.13. HD221420

203 RV data points were obtained for the G1V star HD221420, 77 RV HARPS measurements were obtained between 2003 and 2018, 88 RV AAT measurements were obtained between 1998 and 2015, and 38 RV PFS measurements were obtained between 2012 and 2021. Kane et al. (2019) reported a giant planet candidate with a minimum mass of $9.7_{-1.0}^{+1.1}$ M_{Jup} , a semi-major axis of 18.5 ± 2.3 au, and an eccentricity of $0.42_{-0.07}^{+0.05}$, considering the RV AAT measurements. Recently, combining the RV AAT and HARPS measurements with absolute astrometry, Li et al. (2021) reported an orbital inclination of either $17.8_{-2.8}^{+2.9^\circ}$ or $162.2_{-2.9}^{+2.8^\circ}$ and a true mass of $20.6_{-1.6}^{+2.0}$ M_{Jup} , corresponding to a brown dwarf. Moreover, they obtained a better constraint on the other orbital parameters and found a semi-major axis of $9.99_{-0.70}^{+0.74}$ au and an eccentricity of $0.162_{-0.030}^{+0.035}$.

Fitting simultaneously the all available RV data points with the absolute astrometry with our MCMC (Fig. D.24), considering 300000 iterations (burn-in = 50000) and 1000 walkers, we find a semi-major axis of 10.1 ± 0.7 au ($P = 10066_{-1125}^{+929}$ d), an inclination of either $14 \pm 1^\circ$ or $162 \pm 2^\circ$, a mass of $22 \pm 2 M_{\text{Jup}}$ and an eccentricity of $0.12_{-0.03}^{+0.04}$. This solution is within the error bars associated with the values found by Li et al. (2021) and confirms that HD221420 B is a brown dwarf.

5.1.14. HIP70849 b

59 RV data points were obtained with HARPS between 2006 and 2021 for the K7V star HIP70849. Ségransan et al. (2011) reported the detection of a very poorly constraint companion with a minimum mass between 3 and 15 M_{Jup} , a semi-major axis between 4.5 and 36 au, and an eccentricity between 0.47 and 0.96 (3σ confidence interval), considering the RV HARPS measurements obtained before June 2010 (Julian day: 2455374). In Philipot et al. (2023), we already used our MCMC (Fig. D.25) to combine available HARPS data points with absolute astrometry, considering 300000 iterations (burn-in = 30000) and 1000 walkers. We found a semi-major axis of $3.99^{+0.06}_{-0.07}$ au ($P = 3649 \pm 18$ d), an inclination of $96 \pm 16^\circ$, a mass of $4.5^{+0.4}_{-0.3} M_{\text{Jup}}$ and an eccentricity of $0.65^{+0.02}_{-0.01}$, confirming that HIP70849 b is a giant planet. In this study, as we consider the same dataset and the same fitting tools as Philipot et al. (2023), we obtain the same solution.

5.2. Short-period companions ($P < 1000$ d)

Four companions (HD44219 b, HD100777 b, HD111998 b, and HD215497 c) have an orbital period smaller than the duration of Gaia data as delivered in the DR3. It is, therefore, not possible to determine their inclination and, therefore, their true mass precisely from the variations of proper motion. We have therefore fitted only the radial velocities with I fixed at 90° and ω fixed at 0° to obtain the other orbital parameters and the minimum mass of the four companions. We then use GASTON to estimate the maximum orbital inclination and the maximum mass, which can explain the AEN measured by the Gaia DR3.

5.2.1. HD44219

65 RV data points were obtained with HARPS between 2003 and 2021 for the G3V star HD44219. Naef et al. (2010) reported a giant planet candidate with a minimum mass of $0.58^{+0.06}_{-0.04} M_{\text{Jup}}$, a semi-major axis of 1.19 ± 0.02 au, and an eccentricity of $0.61^{+0.07}_{-0.09}$, considering the HARPS data points obtained before April 2009 (Julian day: 2454932).

Fitting all the HARPS data points available with our MCMC, considering 200000 iterations (burn-in = 50000) and 1000 walkers (Fig. D.26), we find orbital parameters close to those reported by Naef et al. (2010) with a semi-major axis of $1.26^{+0.02}_{-0.07}$ au ($P = 472^{+3}_{-4}$ d) and an eccentricity of $0.41^{+0.12}_{-0.14}$. Using Gaston, we could estimate that the orbital inclination of HD44219 b is between 4° and 176° (confidence interval at 3σ) and, thus, that the maximum mass of the planet is $11 M_{\text{Jup}}$. Hence, HD44219 b is a giant planet.

5.2.2. HD100777

37 RV data points were obtained with HARPS between 2004 and 2007 for the G8V star HD100777. Naef et al. (2007) reported a giant planet candidate with a minimum mass of $1.16 \pm 0.03 M_{\text{Jup}}$, a semi-major axis of 1.03 ± 0.03 au, and an eccentricity of 0.36 ± 0.02 , considering the all the available HARPS data.

Fitting the same dataset as the one considering by Naef et al. (2007) with our MCMC, considering 200000 itera-

tions (burn-in = 50000) and 1000 walkers (Fig. D.26), we find orbital parameters close to those reported by Naef et al. (2007) with a semi-major axis of $1.06^{+0.02}_{-0.01}$ au ($P = 383 \pm 1$ d) and an eccentricity of 0.38 ± 0.02 . Using Gaston, we could estimate that the orbital inclination of HD100777 b is between 4° and 176° (confidence interval at 3σ) and, thus, that the maximum mass of the planet is $18 M_{\text{Jup}}$. Hence, the use of the NEA measured by Gaia does not allow us to determine with certainty the nature of the companion. Moreover, it is important to note that the PMA does not seem to agree with that induced by HD100777 b. This difference could be explained by the presence of an external companion. However, there is no significant signal present in the RV data. This can be due to the short RV temporal baseline (~ 1200 d).

5.2.3. HD111998

150 RV data points were obtained with the HARPS spectrograph between 2006 and 2014 for HD111998. As HD111998 is a fast-rotating F6V star, the HARPS DRS is not able to properly compute the radial velocity of the star. For this reason, Borgniet et al. (2017) used the SAFIR (Spectroscopic data via Analysis of the Fourier Interspectrum Radial velocities) software (Galland et al. 2005) to compute the RV. They reported a giant planet candidate with a minimum mass of $4.51 \pm 0.50 M_{\text{Jup}}$, a semi-major axis of 1.82 ± 0.07 au, and an eccentricity of 0.03 ± 0.04 .

Fitting the same dataset as the one considering by Borgniet et al. (2017) with our MCMC, considering 300000 iterations (burn-in = 100000) and 1000 walkers (Fig. D.26), we find orbital parameters close to those reported by Borgniet et al. (2017) with a semi-major axis of $1.91^{+0.02}_{-0.03}$ au ($P = 810^{+6}_{-5}$ d) and an eccentricity of $0.13^{+0.05}_{-0.04}$. Using Gaston, we could estimate that the orbital inclination of HD111998 b is between 23° and 154° (confidence interval at 3σ) and, thus, that the maximum mass of the planet is $12.8 M_{\text{Jup}}$. Moreover, it is important to note that as for HD100777, the PMA measured for HD111998 does not seem to agree with that induced by the HD111998 b. This difference could be due to an additional companion, which could explain the long-term trend reported in Borgniet et al. (2017).

5.2.4. HD215497

115 RV data points were obtained with HARPS between 2004 and 2009 for the K3V star HD215497. Lo Curto et al. (2010a) reported a Super-earth candidate with a minimum mass of $6.6 M_{\text{Earth}}$, a semi-major axis of 0.047 au and an eccentricity of 0.16 ± 0.09 and a giant planet candidate with a minimum mass of $0.33 M_{\text{Jup}}$, a semi-major axis of 1.28 au, and an eccentricity of 0.49 ± 0.04 , considering all the available HARPS data points.

HD215467 b is not massive enough to induce a significant PMA or AEN. We have therefore considered only HD215497 c. Fitting the HARPS data points, corrected for the signal of HD215497 b, with our MCMC, considering 400000 iterations (burn-in = 100000) and 1000 walkers (Fig. D.26), we find a semi-major axis of 1.31 ± 0.02 au ($P = 566 \pm 4$ d), a minimum mass of $0.35 \pm 0.02 M_{\text{Jup}}$, and an eccentricity of $0.47^{+0.03}_{-0.04}$, the solution found by Lo Curto et al. (2010a) is within the error bars associated with our

values. Using Gaston, we could estimate that the orbital inclination of HD215467 c is between 4° and 176° (confidence interval at 3σ) and, thus, that the maximum mass of the planet is $5.0 M_{\text{Jup}}$. Hence, HD215497 c is a giant planet.

6. Stellar companions

Among the 116 selected stars, we detect and confirm the nature of 27 stellar companions, including 12 new detections (Table C.3). These companions orbit between 0.56 and 90 au and have masses between 0.1 and $1.1 M_\odot$ (uncertainties included).

Even if the addition of absolute astrometry can allow us to lift the $\sin(I)$ indetermination and determine the true mass of a companion, the fit of the variations of the proper motion of a star does not always allow us to choose between a prograde and a retrograde orbit for the companion. For almost all the systems presented in this study, when the orbital period is properly constrained, we find very close semi-major axes and masses for the prograde and retrograde solutions. One exception is the system HIP39470 for which the 32 RV data obtained with HARPS between 2004 and 2019 do not fully cover the orbital period of the companion. Thanks to the significant PMA of the star, adding the absolute astrometry allows us to significantly improve the constraints on the companion's orbital parameters compared to the RV alone. However, considering a prograde and a retrograde solution ($I = 22^{+2}_-3^\circ$ and $I = 170 \pm 1^\circ$ respectively), we find two different solutions with a semi-major axis of 8.8 ± 0.2 or 7.6 ± 0.1 au and a mass of $0.138^{+0.007}_{-0.008}$ or $0.147 \pm 0.005 M_\odot$ respectively. In the two cases, we find that the new companion HIP39470 B is a stellar companion. The epoch astrometry of Gaia, expected with the fourth data release (end of 2025), or HCI observation, when possible, could constrain the exact orbital inclination of the companions and significantly improve the characterization of HIP39470 B.

The study of these stellar mass companions shows us the importance of properly determining the orbital inclination of a companion. Indeed, using only RV data, the minimum masses found for three of these companions were in the brown dwarfs' regime. Indeed, we find a minimum mass of about 37 and $52 M_{\text{Jup}}$ for the new companions HD56380 B and HD221638 B and Moutou et al. (2009) reported a minimum mass of about $18 M_{\text{Jup}}$ for HD131664 B. However, coupling the RV data with absolute astrometry, we find an inclination of either $6.1 \pm 0.1^\circ$ or $173.6 \pm 0.1^\circ$, either $31 \pm 1^\circ$ or $150 \pm 1^\circ$, and either $9.3 \pm 0.3^\circ$ or $170.4 \pm 0.3^\circ$, respectively, corresponding to a true mass of 0.39 ± 0.02 , 0.132 ± 0.006 , and $0.109 \pm 0.005 M_\odot$ (410 ± 19 , 138 ± 6 , and $114 \pm 5 M_{\text{Jup}}$), respectively. These three companions are thus, in reality, low-mass stars. Note that Feng et al. (2021) had already identified HD131664 B as a stellar companion by coupling RV HARPS measurements with absolute astrometry.

Moreover, in most cases, when the period of the companion is much larger than the available RV baseline, the orbital parameters and the mass of the companion cannot be properly characterized. In these cases, the addition of relative astrometry significantly improves the constraint on the orbit of the companion and, consequently, its mass. Good examples are the cases of GJ680 B and HD111031 B. Feng et al. (2022) have combined RV data points, obtained with HARPS between 2004 and 2012, for GJ680, and with HIRES between 1997 and 2016, for HD111031,

and absolute astrometry. They report a semi-major axis of $10.1^{+1.8}_{-1.7}$ and $13.1^{+0.8}_{-1.1}$ au and a true mass of $25.1^{+6.2}_{-11.1}$ and $54.2^{+5.3}_{-6.1} M_{\text{Jup}}$ respectively, corresponding to brown dwarfs. However, GJ680 B was detected in HCI in May 2005 and May 2007 with the NACO instrument (Ward-Duong et al. 2015) and HD111031 B was detected in HCI in February 2018 with the NESSI instrument (Dalba et al. 2021). In this study, we consider the same RV dataset for GJ680 and we consider the RV HARPS measurements obtained between 2004 and 2013, the RV HIRES data obtained between 1997 and 2020, the RV APF measurements obtained between 2013 and 2020, and the RV LICK measurements obtained in 2001, for HD111031. Combining these RV data with absolute astrometry and relative astrometry data, we find significantly different results from those published by Feng et al. (2022) for the two companions. We find semi-major axes of 32^{+9}_{-6} and 21.1 ± 0.6 au and true masses of 0.178 ± 0.004 and $0.129 \pm 0.003 M_\odot$ (186 ± 4 and $135 \pm 3 M_{\text{Jup}}$) respectively, corresponding to low mass stars instead of brown dwarf.

As seen above, the algorithm used for this study, based on the MCMC sampling tool used by Lagrange et al. (2023), allows us to obtain a better exploration of the mass and orbital values compatible with the data. For example, in the case of GJ680 B, whose orbit is poorly constrained, we obtain, by considering only RV and absolute astrometry data, solutions corresponding to a 1σ (resp. 3σ) confidence interval for the semi-major axis and the companion mass between 16 and 28 au (resp. 12 and 35 au) and between 70 and $160 M_{\text{Jup}}$ (resp. 50 and $190 M_{\text{Jup}}$), respectively. We notice that the solutions found by adding the HCI observations are well explored by the MCMC, but it is not possible without the imaging to conclude on the orbital parameters and the mass of the companion.

Finally, thanks to the HCI observations of HD93351 obtained with NACO, we find that the companion is actually a stellar binary with a combined mass of $0.70 \pm 0.05 M_\odot$. However, the combination of RV, HCI, and absolute astrometry data does not allow us to properly determine the orbital parameters of the binary. We can only obtain an estimation for the semi-major axis with a solution at 83^{+18}_{-19} au.

7. Conclusion

Using the PMA of the stars as given by Gaia DR3 and Hipparcos observed with HARPS RV data points spread over at least 1000 days, we identified good candidates to host long-period sub-stellar companions, which allowed us to optimize our search for sub-stellar companions. We detected at least one companion, stellar or sub-stellar, for 86% of the selected stars, including systems hosting multiple companions as well as those with companion's orbit poorly constrained. Moreover, 23% of the systems are composed of at least one confirmed sub-stellar companion (41% considering companions detected in multiple systems with a minimum mass smaller than $80 M_{\text{Jup}}$). This is significantly higher than the detection rates obtained in the case of the large RV surveys (Mayor et al. (2011), Wittenmyer et al. (2020), Rosenthal et al. (2021)), which do not use selection criteria to optimize the detection of sub-stellar companions.

Among our sample, we have detected three new brown dwarfs (GJ660.1 C, HD73256 C, and HD165131 B) and

six new planets (HD75302 b, HD108202 b, HD135625 b, HD185283 b, HIP10337 b, and HIP54597 b). As already demonstrated in the direct imaging study (Bonavita et al. (2022a), Swimmer et al. (2022), Kuzuhara et al. (2022)), we confirm that the study of the PMA allows optimizing the selection of targets for the search of sub-stellar companions. However, this method remains sensitive only to massive objects (typically $> 1 M_{\text{Jup}}$) and is not adapted for the detection of low-mass planets (super-Earths, mini-Neptune).

The combination of RV data with absolute astrometry data allows us to properly characterize the orbital parameters of these ten new companions, and in particular their orbital inclination. We thus determine their true mass and thus their exact nature. Moreover, by applying the same method, we are able to improve the characterization and determine precisely the true mass of 10 known sub-stellar companions and, using GASTON, we are able to confirm the planetary nature of three known candidate planets (Fig. 11). We determined the properties of 25 stellar companions, including 12 new detections. We show also that five companions previously reported as brown dwarfs are indeed low-mass stars: GJ680 B, HD56380 B, HD111031 B, HD131664 B, and HD221638 B.

The coupling of Hipparcos/Gaia measurements with RV data does not always allow for accurately characterizing the orbit of a companion, in particular when its period is not completely covered by the RV data. The addition of HCI data allows better constraining the orbit of the companion and, consequently, measuring its mass. However, most of the companions revealed in this study have not been detected or observed in imaging. Thus, the orbital parameters nor the exact nature of 27 of the 80 single companions found in our sample cannot be determined.

In summary, we conclude that studying the PMA of stars allows optimizing the search for sub-stellar companions in RV that can then be properly characterized by combining RV, absolute astrometry, and, when available, relative astrometry data. However, this method is not sensitive to low-mass planets and therefore does not allow searching for Earth-like planets.

Acknowledgements. This study was funded by a grant from PSL/OCAV. This project has also received funding from the European Research Council (ERC) under the European Union's Horizon 2020 research and innovation programme (COBREX; grant agreement n° 885593). This work presents results from the European Space Agency (ESA) space mission Gaia. Gaia data are being processed by the Gaia Data Processing and Analysis Consortium (DPAC). Funding for the DPAC is provided by national institutions, in particular the institutions participating in the Gaia MultiLateral Agreement (MLA). The Gaia mission website is <https://www.cosmos.esa.int/gaia>. The Gaia archive website is <https://archives.esac.esa.int/gaia>. This publications makes use of the The Data & Analysis Center for Exoplanets (DACE), which is a facility based at the University of Geneva (CH) dedicated to extrasolar planets data visualisation, exchange and analysis. DACE is a platform of the Swiss National Centre of Competence in Research (NCCR) PlanetS, federating the Swiss expertise in Exoplanet research. The DACE platform is available at <https://dace.unige.ch>. This work has made use of the SPHERE Data Center, jointly operated by OSUG/IPAG (Grenoble), PYTHEAS/LAM/CeSAM (Marseille), OCA/Lagrange (Nice), Observatoire de Paris/LESIA (Paris), and Observatoire de Lyon (OSUL/CRAL). This research has made use of the SIMBAD database and VizieR catalogue access tool, operated at CDS, Strasbourg, France. Based on data retrieved from the SOPHIE archive at Observatoire de Haute-Provence (OHP), available at atlas.obs-hp.fr/sophie. Based on spectral data retrieved from the ELODIE archive at Observatoire de Haute-Provence (OHP). Based on observations collected at the European Southern Observatory un-

der ESO programmes. We finally thank our anonymous referee, whose feedback helped us to improve the quality of this study.

References

- Aganze, C., Burgasser, A. J., Faherty, J. K., et al. 2016, *AJ*, 151, 46
 Ammler-von Eiff, M. & Reiners, A. 2012, *A&A*, 542, A116
 Astudillo-Defru, N., Delfosse, X., Bonfils, X., et al. 2017, *A&A*, 600, A13
 Bailey, J., Butler, R. P., Tinney, C. G., et al. 2009, *ApJ*, 690, 743
 Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., et al. 1996, *A&AS*, 119, 373
 Bernstein, R., Shectman, S. A., Gunnels, S. M., Mochnicki, S., & Athey, A. E. 2003, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 4841, *Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes*, ed. M. Iye & A. F. M. Moorwood, 1694–1704
 Beuzit, J. L., Vigan, A., Mouillet, D., et al. 2019, *A&A*, 631, A155
 Biller, B. A., Grandjean, A., Messina, S., et al. 2022, *A&A*, 658, A145
 Bonavita, M., Fontanive, C., Gratton, R., et al. 2022a, *MNRAS*, 513, 5588
 Bonavita, M., Gratton, R., Desidera, S., et al. 2022b, *A&A*, 663, A144
 Borgniet, S., Lagrange, A. M., Meunier, N., & Galland, F. 2017, *A&A*, 599, A57
 Boro Saikia, S., Marvin, C. J., Jeffers, S. V., et al. 2018, *A&A*, 616, A108
 Bouchy, F., Diaz, R. F., Hébrard, G., et al. 2013, *A&A*, 549, A49
 Bowler, B. P., Cochran, W. D., Endl, M., et al. 2021, *AJ*, 161, 106
 Brandt, G. M., Brandt, T. D., Dupuy, T. J., Li, Y., & Michalik, D. 2021a, *AJ*, 161, 179
 Brandt, G. M., Dupuy, T. J., Li, Y., et al. 2021b, *AJ*, 162, 301
 Brandt, G. M., Michalik, D., Brandt, T. D., et al. 2021, *The Astronomical Journal*, 162, 230
 Brandt, T. D. 2021, *ApJS*, 254, 42
 Brandt, T. D., Dupuy, T. J., & Bowler, B. P. 2019, *AJ*, 158, 140
 Brandt, T. D., Dupuy, T. J., Li, Y., et al. 2021, *AJ*, 162, 186
 Brandt, T. D., Dupuy, T. J., Li, Y., et al. 2021, *The Astronomical Journal*, 162, 186
 Bryan, M. L., Knutson, H. A., Howard, A. W., et al. 2016, *ApJ*, 821, 89
 Butler, R. P., Vogt, S. S., Laughlin, G., et al. 2017, *AJ*, 153, 208
 Butler, R. P., Wright, J. T., Marcy, G. W., et al. 2006, *ApJ*, 646, 505
 Costa Silva, A. R., Delgado Mena, E., & Tsantaki, M. 2020, *A&A*, 634, A136
 Crane, J. D., Shectman, S. A., Butler, R. P., et al. 2010, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 7735, *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy III*, ed. I. S. McLean, S. K. Ramsay, & H. Takami, 773553
 Dalba, P. A., Kane, S. R., Howell, S. B., et al. 2021, *AJ*, 161, 123
 Damasso, M., Sozzetti, A., Lovis, C., et al. 2020, *A&A*, 642, A31
 Delgado Mena, E., Moya, A., Adibekyan, V., et al. 2019, *A&A*, 624, A78
 Delorme, P., Meunier, N., Albert, D., et al. 2017, in *SF2A-2017: Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics*, ed. C. Reyl  p, P. Di Matteo, F. Herpin, E. Lagarde, A. Lan  on, Z. Meliani, & F. Royer, Di
 Diego, F., Charalambous, A., Fish, A. C., & Walker, D. D. 1990, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 1235, *Instrumentation in Astronomy VII*, ed. D. L. Crawford, 562–576
 dos Santos, L. A., Mel  endez, J., Bedell, M., et al. 2017, *MNRAS*, 472, 3425
 Eggenberger, A., Udry, S., Chauvin, G., et al. 2007, *A&A*, 474, 273
 Ehrenreich, D., Lagrange, A. M., Montagnier, G., et al. 2010, *A&A*, 523, A73
 Emsenhuber, A., Mordasini, C., Burn, R., et al. 2021, *A&A*, 656, A69
 Enard, D. 1982, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 331, *Instrumentation in Astronomy IV*, 232–242
 Feng, F., Butler, R. P., Jones, H. R. A., et al. 2021, *MNRAS*, 507, 2856
 Feng, F., Butler, R. P., Vogt, S. S., et al. 2022, *ApJS*, 262, 21
 Fischer, D. A., Marcy, G. W., & Spronck, J. F. P. 2014, *ApJS*, 210, 5
 Foreman-Mackey, D., Hogg, D. W., Lang, D., & Goodman, J. 2013, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 125, 306
 Franson, K., Bowler, B. P., Bonavita, M., et al. 2023, *AJ*, 165, 39
 Gaia Collaboration. 2020, *VizieR Online Data Catalog*, 1/350

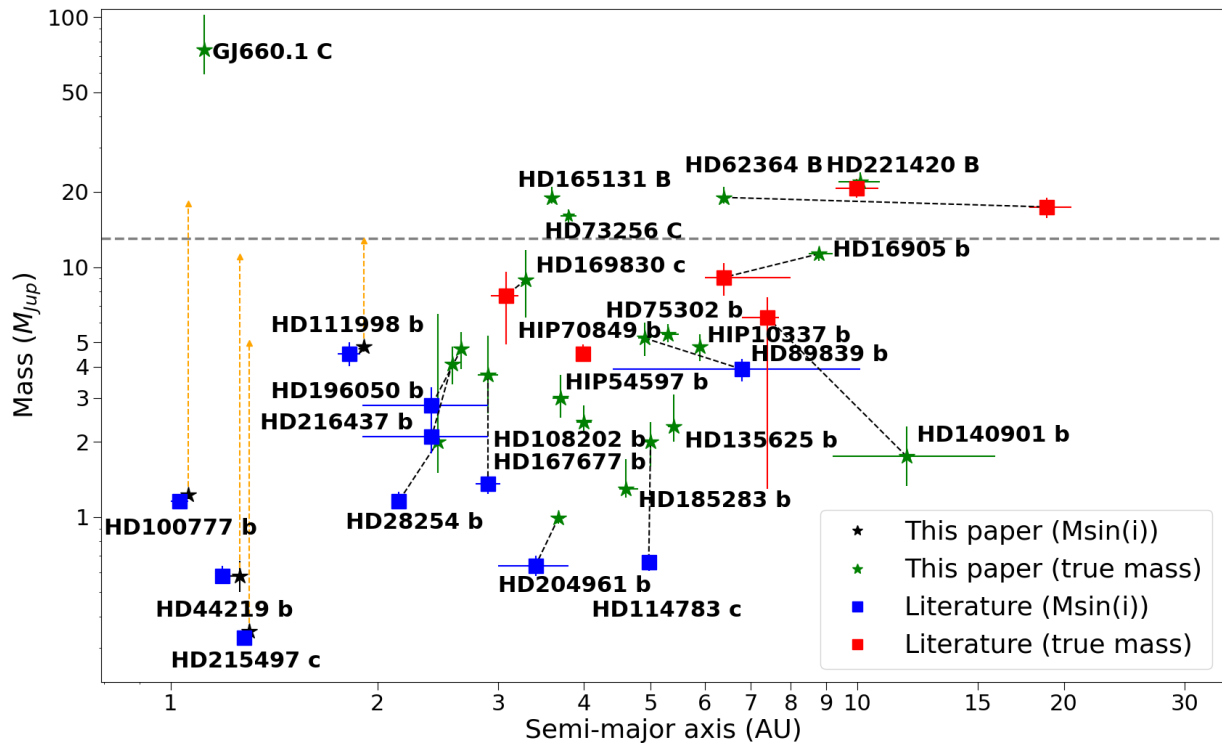


Fig. 11: Semi-major axis and masses of the different sub-stellar companions. For known companions, the black dotted lines allow comparing the solutions obtained in this study, represented by a star, with those obtained in previous studies, represented by a square. The orange arrow corresponds to the maximum mass of the planet at 3σ found with Gaston. The gray dotted horizontal line corresponds to the deuterium burning limit ($\sim 13 M_{\text{Jup}}$).

- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. 2021, *A&A*, 649, A1
- Gaia Collaboration, Prusti, T., de Bruijne, J. H. J., et al. 2016, *A&A*, 595, A1
- Galicher, R., Boccaletti, A., Mesa, D., et al. 2018, *Astronomy & Astrophysics*, 615, A92
- Galland, F., Lagrange, A. M., Udry, S., et al. 2005, *A&A*, 443, 337
- Ghazaryan, S., Alecian, G., & Hakobyan, A. A. 2019, *MNRAS*, 487, 5922
- Gomes da Silva, J., Santos, N. C., Adibekyan, V., et al. 2021, *A&A*, 646, A77
- Gondoin, P. 2020, *A&A*, 641, A110
- Gorrini, P., Astudillo-Defru, N., Dreizler, S., et al. 2022, *A&A*, 664, A64
- Grandjean, A., Lagrange, A. M., Beust, H., et al. 2019, *A&A*, 629, C1
- Hartmann, M. & Hatzes, A. P. 2015, *A&A*, 582, A84
- Hébrard, G., Arnold, L., Forveille, T., et al. 2016, *A&A*, 588, A145
- Hojjatpanah, S., Figueira, P., Santos, N. C., et al. 2019, *A&A*, 629, A80
- Hojjatpanah, S., Oshagh, M., Figueira, P., et al. 2020, *A&A*, 639, A35
- Jenkins, J. S., Jones, H. R. A., Tuomi, M., et al. 2017, *MNRAS*, 466, 443
- Jones, H. R. A., Paul Butler, R., Marcy, G. W., et al. 2002, *MNRAS*, 337, 1170
- Kane, S. R., Dalba, P. A., Li, Z., et al. 2019, *AJ*, 157, 252
- Kervella, P., Arenou, F., Mignard, F., & Thévenin, F. 2019, *A&A*, 623, A72
- Kervella, P., Arenou, F., & Thévenin, F. 2022, *A&A*, 657, A7
- Kiefer, F., Hébrard, G., Lecavelier des Etangs, A., et al. 2021, *A&A*, 645, A7
- Kiefer, F., Hébrard, G., Sahlmann, J., et al. 2019, *A&A*, 631, A125
- Kuzuhara, M., Currie, T., Takarada, T., et al. 2022, *ApJ*, 934, L18
- Lagrange, A. M., Meunier, N., Rubini, P., et al. 2019, *Nature Astronomy*, 3, 1135
- Lagrange, A. M., Philipot, F., Rubini, P., et al. 2023, arXiv e-prints, arXiv:2305.00047
- Lenzen, R., Hartung, M., Brandner, W., et al. 2003, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 4841, Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes, ed. M. Iye & A. F. M. Moorwood, 944–952
- Li, Y., Brandt, T. D., Brandt, G. M., et al. 2021, *AJ*, 162, 266
- Liebing, F., Jeffers, S. V., Reiners, A., & Zechmeister, M. 2021, *A&A*, 654, A168
- Lindgren, L., Klioner, S. A., Hernández, J., et al. 2021, *A&A*, 649, A2
- Llorente de Andrés, F., Chavero, C., de la Reza, R., Roca-Fàbrega, S., & Cifuentes, C. 2021, *A&A*, 654, A137
- Lo Curto, G., Mayor, M., Benz, W., et al. 2010a, *A&A*, 512, A48
- Lo Curto, G., Mayor, M., Benz, W., et al. 2010b, *A&A*, 512, A48
- Lo Curto, G., Pepe, F., Avila, G., et al. 2015, *The Messenger*, 162, 9
- Maldonado, J., Micela, G., Baratella, M., et al. 2020, *A&A*, 644, A68
- Mayor, M., Marmier, M., Lovis, C., et al. 2011, arXiv e-prints, arXiv:1109.2497
- Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., et al. 2003, *The Messenger*, 114, 20
- Mayor, M. & Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 355
- Mayor, M., Udry, S., Naef, D., et al. 2004a, *A&A*, 415, 391
- Mayor, M., Udry, S., Naef, D., et al. 2004b, *A&A*, 415, 391
- Melo, C., Santos, N. C., Gieren, W., et al. 2007, *A&A*, 467, 721
- Meunier, N. & Lagrange, A. M. 2019, *A&A*, 628, A125
- Meunier, N., Lagrange, A. M., Boulet, T., & Borgniet, S. 2019, *A&A*, 627, A56
- Mordasini, C. 2018, in *Handbook of Exoplanets*, ed. H. J. Deeg & J. A. Belmonte, 143
- Moutou, C., Mayor, M., Lo Curto, G., et al. 2011, *A&A*, 527, A63
- Moutou, C., Mayor, M., Lo Curto, G., et al. 2009, *A&A*, 496, 513
- Naef, D., Mayor, M., Benz, W., et al. 2007, *A&A*, 470, 721
- Naef, D., Mayor, M., Lo Curto, G., et al. 2010, *A&A*, 523, A15
- Naef, D., Mayor, M., Pepe, F., et al. 2001, *A&A*, 375, 205
- Pavlov, A., Möller-Nilsson, O., Feldt, M., et al. 2008, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 7019, Advanced Software and Control for Astronomy II, ed. A. Bridger & N. M. Radziwill, 701939
- Perruchot, S., Kohler, D., Bouchy, F., et al. 2008, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 7014, Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy II, ed. I. S. McLean & M. M. Casali, 70140J
- Perryman, M. A. C., Lindgren, L., Kovalevsky, J., et al. 1997, *A&A*, 323, L49

- Philipot, F., Lagrange, A. M., Rubini, P., Kiefer, F., & Chomez, A. 2023, *A&A*, 670, A65
- Queloz, D., Mayor, M., Weber, L., et al. 1999, arXiv e-prints, astro
- Reiners, A. & Zechmeister, M. 2020, *ApJS*, 247, 11
- Rice, M. & Brewer, J. M. 2020, *ApJ*, 898, 119
- Rigaut, F., Salmon, D., Arsenault, R., et al. 1998, *PASP*, 110, 152
- Rosenthal, L. J., Fulton, B. J., Hirsch, L. A., et al. 2021, *ApJS*, 255, 8
- Rousset, G., Lacombe, F., Puget, P., et al. 2003, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 4839, *Adaptive Optical System Technologies II*, ed. P. L. Wizinowich & D. Bonaccini, 140–149
- Sahlmann, J., Ségransan, D., Queloz, D., et al. 2011, *A&A*, 525, A95
- Santos, N. C., Mayor, M., Bonfils, X., et al. 2011, *A&A*, 526, A112
- Schneider, A., Melis, C., Song, I., & Zuckerman, B. 2011, *ApJ*, 743, 109
- Scott, N. J., Howell, S. B., Horch, E. P., & Everett, M. E. 2018, *PASP*, 130, 054502
- Ségransan, D., Mayor, M., Udry, S., et al. 2011, *A&A*, 535, A54
- Ségransan, D., Udry, S., Mayor, M., et al. 2010, *A&A*, 511, A45
- Service, M., Lu, J. R., Campbell, R., et al. 2016, *PASP*, 128, 095004
- Sousa, S. G., Adibekyan, V., Delgado-Mena, E., et al. 2018, *A&A*, 620, A58
- Stanford-Moore, S. A., Nielsen, E. L., De Rosa, R. J., Macintosh, B., & Czekala, I. 2020, *ApJ*, 898, 27
- Stelzer, B., Marino, A., Micela, G., López-Santiago, J., & Liefke, C. 2013, *MNRAS*, 431, 2063
- Swimmer, N., Currie, T., Steiger, S., et al. 2022, *AJ*, 164, 152
- Tal-Or, L., Trifonov, T., Zucker, S., Mazeh, T., & Zechmeister, M. 2019, *MNRAS*, 484, L8
- Tran, Q. H., Bowler, B. P., Cochran, W. D., et al. 2021, *AJ*, 161, 173
- Trifonov, T., Tal-Or, L., Zechmeister, M., et al. 2020, *A&A*, 636, A74
- Tull, R. G. 1998, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 3355, *Optical Astronomical Instrumentation*, ed. S. D’Odorico, 387–398
- Udry, S., Mayor, M., Clausen, J. V., et al. 2003a, *A&A*, 407, 679
- Udry, S., Mayor, M., Clausen, J. V., et al. 2003b, *A&A*, 407, 679
- van Leeuwen, F. 2007, *A&A*, 474, 653
- Venner, A., Vanderburg, A., & Pearce, L. A. 2021, *AJ*, 162, 12
- Vogt, S. S. 1987, *PASP*, 99, 1214
- Vogt, S. S., Allen, S. L., Bigelow, B. C., et al. 1994, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 2198, *Instrumentation in Astronomy VIII*, ed. D. L. Crawford & E. R. Craine, 362
- Vogt, S. S., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2002, *ApJ*, 568, 352
- Vogt, S. S., Radovan, M., Kibrick, R., et al. 2014, *PASP*, 126, 359
- Ward-Duong, K., Patience, J., De Rosa, R. J., et al. 2015, *MNRAS*, 449, 2618
- Wittenmyer, R. A., Endl, M., Cochran, W. D., Levison, H. F., & Henry, G. W. 2009, *ApJS*, 182, 97
- Wittenmyer, R. A., Tuomi, M., Butler, R. P., et al. 2014, *ApJ*, 791, 114
- Wittenmyer, R. A., Wang, S., Horner, J., et al. 2020, *MNRAS*, 492, 377
- Yee, S. W., Petigura, E. A., & von Braun, K. 2017, *ApJ*, 836, 77
- Zechmeister, M., Kürster, M., Endl, M., et al. 2013, *A&A*, 552, A78

Appendix A: Target list

Table A.1: Proper motion values from HGCA of the 116 selected stars.

Star	σ PMA ^a	M_b min at 10au (M_{Jup})	Parallax ^b (pc)	μ_{Hip}^{α} (mas/yr)	μ_{Hip}^{δ} (mas/yr)	μ_{EDR3}^{α} (mas/yr)	μ_{EDR3}^{δ} (mas/yr)	$\mu_{Hip-EDR3}^{\alpha}$ (mas/yr)	$\mu_{Hip-EDR3}^{\delta}$ (mas/yr)	No. of companion(s)
GJ660.1	> 4	11.8	43.297 ± 0.397	192.695 ± 0.525	-704.419 ± 0.354	184.702 ± 4.626	-693.716 ± 3.139	190.922 ± 0.129	-702.635 ± 0.080	1
GJ676	> 4	3.4	62.609 ± 0.034	-258.759 ± 0.046	-185.119 ± 0.034	-260.087 ± 1.371	-185.157 ± 0.831	-258.838 ± 0.048	-185.880 ± 0.033	4
GJ680	> 4	16.4	103.345 ± 0.024	74.069 ± 0.033	470.166 ± 0.020	83.508 ± 3.523	454.994 ± 2.580	77.747 ± 0.082	464.975 ± 0.057	1
HD142	> 4	11.7	38.213 ± 0.041	575.099 ± 0.024	-40.874 ± 0.033	575.297 ± 0.447	-39.223 ± 0.469	575.093 ± 0.012	-39.845 ± 0.013	2
HD457	> 4	6.1	18.102 ± 0.025	113.112 ± 0.025	-18.873 ± 0.028	112.462 ± 0.592	-19.548 ± 0.678	112.791 ± 0.018	-18.826 ± 0.018	1*
HD1388	> 4	28.5	37.176 ± 0.029	401.642 ± 0.043	-0.238 ± 0.024	396.154 ± 0.824	-0.481 ± 0.457	398.610 ± 0.021	-0.437 ± 0.016	1
HD7449	> 4	37.4	25.9132 ± 0.0287	-164.544 ± 0.053	-134.382 ± 0.039	-161.045 ± 0.621	-138.692 ± 0.464	-163.019 ± 0.022	-136.855 ± 0.017	2
HD11195	3.4	4.2	17.4998 ± 0.0184	-6.488 ± 0.028	14.994 ± 0.025	-6.833 ± 0.508	15.066 ± 0.502	-6.512 ± 0.018	14.763 ± 0.018	0
HD11397	> 4	119	18.4075 ± 0.0196	132.287 ± 0.027	-352.861 ± 0.020	126.848 ± 1.338	-363.072 ± 1.007	131.014 ± 0.045	-358.017 ± 0.033	1*
HD13350	2.0	0.1	54.6825 ± 0.0354	310.909 ± 0.064	1049.061 ± 0.082	311.667 ± 0.397	1050.236 ± 0.444	310.720 ± 0.013	1049.658 ± 0.012	0
HD13357	2.0	0.1	12.1502 ± 0.0157	-30.155 ± 0.022	-195.200 ± 0.020	-30.826 ± 1.055	-195.625 ± 0.919	-30.082 ± 0.029	-195.058 ± 0.031	0
HD13612	> 4	17.3	26.1678 ± 0.0274	366.258 ± 0.043	-67.275 ± 0.030	376.253 ± 9.264	-72.567 ± 6.630	367.067 ± 0.684	-66.783 ± 0.411	1*
HD15337	> 4	13.2	22.2922 ± 0.0160	-73.581 ± 0.021	-211.935 ± 0.020	-72.014 ± 1.023	-210.732 ± 0.920	-72.829 ± 0.034	-211.474 ± 0.031	1*
HD16160	> 4	75.3	35.8970 ± 0.1225	114.381 ± 0.209	-199.348 ± 0.131	99.098 ± 2.307	-187.790 ± 1.360	105.221 ± 0.079	-190.355 ± 0.046	2
HD16548	> 4	108.2	18.9061 ± 0.0226	261.625 ± 0.042	-62.568 ± 0.028	273.099 ± 0.730	-51.351 ± 0.795	266.536 ± 0.025	-61.001 ± 0.023	1
HD16905	> 4	5.1	25.1176 ± 0.0123	36.720 ± 0.024	-184.705 ± 0.018	37.464 ± 0.966	-183.811 ± 0.898	37.153 ± 0.029	-184.468 ± 0.029	1
HD19467	3.0	2.3	22.0344 ± 0.0177	36.061 ± 0.026	-80.180 ± 0.020	36.537 ± 1.713	-78.766 ± 1.067	36.267 ± 0.045	-80.069 ± 0.028	1*
HD19641	> 4	20	19.0259 ± 0.0216	-25.024 ± 0.024	114.795 ± 0.030	-25.973 ± 0.673	117.150 ± 0.749	-25.519 ± 0.020	115.886 ± 0.021	1*
HD20010	> 4	43	71.4337 ± 0.1320	359.565 ± 0.112	619.186 ± 0.161	371.142 ± 0.427	611.897 ± 0.550	364.729 ± 0.015	616.214 ± 0.017	1*
HD21019	2.8	0.1	26.7913 ± 0.0912	1.295 ± 0.246	-219.292 ± 0.170	2.035 ± 0.751	-219.220 ± 0.511	1.799 ± 0.022	-219.483 ± 0.014	1*
HD21175	> 4	59	56.5570 ± 0.0270	63.985 ± 0.033	35.175 ± 0.049	40.646 ± 0.780	42.888 ± 0.778	53.036 ± 0.026	39.153 ± 0.025	1
HD24633	> 4	32.4	18.7655 ± 0.0884	4.290 ± 0.147	64.156 ± 0.111	4.088 ± 1.494	64.266 ± 1.419	5.886 ± 0.042	65.529 ± 0.035	1*
HD27894	> 4	7	22.8888 ± 0.0121	182.473 ± 0.017	270.012 ± 0.023	182.047 ± 0.915	272.210 ± 1.075	182.032 ± 0.030	270.376 ± 0.033	0
HD28254	2.2	0.1	15.2528 ± 0.0183	181.376 ± 0.027	-164.130 ± 0.026	182.195 ± 1.058	-163.440 ± 0.488	181.367 ± 0.032	-164.082 ± 0.019	1
HD38459	> 4	2.9	26.5541 ± 0.0114	-19.555 ± 0.021	-39.926 ± 0.021	-20.643 ± 0.894	-40.680 ± 0.962	-19.706 ± 0.030	-40.138 ± 0.030	0
HD39091	2.7	2.3	18.2833 ± 0.0216	74.236 ± 0.026	-214.258 ± 0.023	75.863 ± 1.357	-213.220 ± 0.847	74.058 ± 0.042	-214.357 ± 0.024	0
HD40397	> 4	20	41.5366 ± 0.0210	74.849 ± 0.029	-200.354 ± 0.027	70.996 ± 0.789	-203.208 ± 0.541	73.753 ± 0.024	-202.096 ± 0.017	1
HD42581	> 4	7.7	138.3400 ± 0.3177	1778.585 ± 0.589	1477.306 ± 0.340	1807.221 ± 1.454	1443.037 ± 0.713	1792.759 ± 0.033	1450.768 ± 0.022	0
HD42659	> 4	42	7.7597 ± 0.0308	-0.118 ± 0.033	-18.771 ± 0.036	0.465 ± 0.617	-17.998 ± 0.513	0.284 ± 0.017	-18.558 ± 0.016	1
HD42936	> 4	0.9	17.8589 ± 0.0131	323.791 ± 0.013	-281.239 ± 0.017	324.151 ± 0.515	-281.307 ± 0.860	323.830 ± 0.017	-280.993 ± 0.026	2
HD43197	3.7	5.7	16.0171 ± 0.0106	147.648 ± 0.013	16.600 ± 0.015	148.028 ± 1.432	13.923 ± 1.615	147.878 ± 0.044	16.381 ± 0.052	2
HD44219	2.2	0.1	31.2191 ± 0.0240	-8.694 ± 0.036	-260.642 ± 0.035	-7.903 ± 0.734	-260.163 ± 0.791	-8.445 ± 0.022	-260.600 ± 0.017	1
HD46569	> 4	87	27.1217 ± 0.0476	102.014 ± 0.074	104.577 ± 0.074	102.415 ± 0.418	104.925 ± 0.423	107.769 ± 0.014	103.583 ± 0.014	1
HD49095	> 4	74	41.7838 ± 0.0270	-217.138 ± 0.038	-317.283 ± 0.038	-204.905 ± 0.450	-304.276 ± 0.461	-212.357 ± 0.013	-310.692 ± 0.015	0
HD56380	> 4	162	18.7261 ± 0.2264	48.032 ± 0.304	113.332 ± 0.388	66.521 ± 2.491	105.182 ± 2.474	57.329 ± 0.080	104.799 ± 0.083	1
HD61383	> 4	136	18.8219 ± 0.0241	226.754 ± 0.034	-126.880 ± 0.026	228.806 ± 0.875	-122.982 ± 0.509	230.681 ± 0.025	-122.299 ± 0.015	1
HD61986	> 4	5.7	32.9777 ± 0.0239	-148.238 ± 0.034	60.209 ± 0.028	-147.092 ± 0.945	59.709 ± 0.581	-148.613 ± 0.028	59.841 ± 0.014	0
HD62364	> 4	16	18.8811 ± 0.0229	-123.632 ± 0.045	-8.469 ± 0.039	-124.392 ± 0.536	-9.721 ± 0.541	-123.989 ± 0.018	-9.190 ± 0.017	1
HD63454	> 4	2.0	23.3044 ± 0.0283	114.008 ± 0.043	-72.063 ± 0.037	112.003 ± 1.660	-73.320 ± 1.260	114.225 ± 0.059	-72.085 ± 0.044	2
HD65277	> 4	5.0	56.6412 ± 0.0254	-157.142 ± 0.032	7.580 ± 0.022	-155.772 ± 1.537	3.088 ± 1.089	-158.025 ± 0.043	6.923 ± 0.032	1*
HD67200	2.2	0.1	17.6470 ± 0.0197	-88.625 ± 0.028	-39.919 ± 0.024	-89.442 ± 0.818	-39.482 ± 0.872	-88.698 ± 0.028	-39.832 ± 0.025	1*
HD68161	> 4	152	3.7118 ± 0.0994	-9.131 ± 0.143	-1.733 ± 0.154	-9.992 ± 0.443	-1.443 ± 0.379	-9.854 ± 0.014	-1.243 ± 0.013	0
HD72659	> 4	11	19.2582 ± 0.0271	-112.313 ± 0.036	-96.386 ± 0.024	-112.566 ± 0.689	-98.187 ± 0.601	-112.625 ± 0.024	-97.048 ± 0.016	2
HD73256	> 4	14	27.2441 ± 0.0217	-182.193 ± 0.024	67.373 ± 0.029	-180.349 ± 0.430	66.238 ± 0.542	-181.090 ± 0.013	67.182 ± 0.019	2
HD74957	> 4	27	20.5730 ± 0.0153	64.486 ± 0.025	78.146 ± 0.022	59.966 ± 0.706	76.040 ± 0.669	62.862 ± 0.023	77.328 ± 0.022	1*
HD75302	> 4	5.7	34.6094 ± 0.0239	27.283 ± 0.029	112.918 ± 0.034	27.126 ± 0.665	112.245 ± 0.590	27.068 ± 0.021	112.434 ± 0.020	1
HD78612	> 4	101	24.4502 ± 0.0210	-368.061 ± 0.028	-108.564 ± 0.021	-355.978 ± 0.782	-108.083 ± 0.621	-362.803 ± 0.024	-109.072 ± 0.020	1
HD85390	2.4	0.1	65.5889 ± 0.0342	-415.507 ± 0.053	-213.991 ± 0.032	-415.899 ± 0.630	-214.685 ± 0.548	-415.721 ± 0.019	-213.898 ± 0.014	2
HD88072	2.4	2.2	29.9081 ± 0.0377	-262.971 ± 0.080	-3.649 ± 0.093	-263.271 ± 0.511	-3.995 ± 0.392	-263.333 ± 0.018	-3.496 ± 0.014	1*
HD88218	> 4	30	31.5137 ± 0.0307	-445.632 ± 0.036	18.774 ± 0.040	-443.157 ± 0.447	16.019 ± 0.521	-444.675 ± 0.014	16.690 ± 0.016	1*
HD89839	3.3	2.4	21.9392 ± 0.0275	-39.173 ± 0.037	-120.068 ± 0.031	-38.414 ± 1.088	-119.640 ± 0.458	-39.236 ± 0.033	-120.267 ± 0.018	1
HD93351	> 4	10	17.9129 ± 0.0168	88.176 ± 0.021	-142.442 ± 0.021	87.116 ± 1.324	-143.170 ± 0.942	87.655 ± 0.045	-142.596 ± 0.029	2
HD96116	> 4	128	17.5165 ± 0.0164	18.249 ± 0.022	-39.264 ± 0.019	30.843 ± 0.823	-35.226 ± 0.686	23.825 ± 0.026	-38.921 ± 0.025	1
HD97037	> 4	15	30.8043 ± 0.0212	-238.340 ± 0.039	-173.313 ± 0.025	-240.783 ± 0.558	-171.223 ± 0.559	-239.437 ± 0.020	-172.792 ± 0.017	1*
HD100777	> 4	7.8	20.1590 ± 0.0285	-11.535 ± 0.038	35.586 ± 0.031	-11.575 ± 0.990	34.643 ± 0.852	-11.268 ± 0.033	35.034 ± 0.030	1
HD101198	> 4	42	37.2450 ± 0.0730	91.849 ± 0.104	125.335 ± 0.069	99.625 ± 0.453	125.765 ± 0.337	95.408 ± 0.018	126.203 ± 0.012	1
HD103743	2.2	0.1	28.2336 ± 0.0231	-171.869 ± 0.038	-8.144 ± 0.026	-171.494 ± 7.262	-11.607 ± 4.054	-171.894 ± 0.382	-8.165 ± 0.241	0
HD104731	> 4	33	40.4345 ± 0.0884	318.554 ± 0.079	-111.120 ± 0.076	323.541 ± 0.384	-111.825 ± 0.371	321.144 ± 0.012	-111.265 ± 0.011	0
HD106906	3.5	9.2	9.7673 ± 0.0185	-39.066 ± 0.020	-12.698 ± 0.022	-38.695 ± 0.617	-12.303 ± 0.651	-39.222 ± 0.019	-12.684 ± 0.021	2
HD107094	> 4	19	18.6573 ± 0.0234	-3.315 ± 0.025	-45.172 ± 0.022	-8.639 ± 0.741	-44.534 ± 0.643	-2.702 ± 0.027	-46.030 ± 0.022	1
HD108063	2.0	0.1	19.0734 ± 0.0231	-135.319 ± 0.027	-22.538 ± 0.018	-135.004 ± 0.451	-22.583 ± 0.432	-135.170 ± 0.014	-22.539 ± 0.014	1*
HD108202	2.3	0.4	25.8379 ± 0.0177	-309.967 ± 0.032	-77.177 ± 0.022	-311.265 ± 1.621	-77.031 ± 1.142	-309.702 ± 0.061	-77.415 ± 0.045	1
HD110537	> 4	4.3	21.2496 ± 0.1143	-0.716 ± 0.182	-382.755 ± 0.176	0.561 ± 0.896	-383.939 ± 0.940	-1.046 ± 0.028	-382.604 ± 0.028	1*
HD111031	> 4	39	32.0310 ± 0.0219	-279.627 ± 0.034	46.791 ± 0.026	-282.073 ± 0.633	54.801 ± 0.454	-281.564 ± 0.022	49.571 ± 0.016	1
HD111232	> 4	5.5	24.4620 ± 0.0455	108.284 ± 0.077	-50.040 ± 0.081	108.246 ± 0.657	-49.514 ± 0.569	108.551 ± 0.025	-49.692 ± 0.021	2
HD111998	2.4	1.8	19.7872 ± 0.0205	-191.118 ± 0.019	-65.020 ± 0.021	-190.718 ± 0.513	-65.308 ± 0.649	-191.179 ± 0.017	-65.216 ± 0.021	1
HD114174	> 4	37	37.8677 ± 0.0243	85.533 ± 0.037	-680.324 ± 0.037	84.368 ± 0.759	-670.201 ± 0.603	84.993 ± 0.024	-676.775 ± 0.018	1*
HD114330	2.0	0.1	11.1834 ± 0.4110	-35.252 ± 0.752	-33.302 ± 0.552	-35.625 ± 0.990	-32.322 ± 0.829	-36.673 ± 0.049	-32.368 ± 0.038	0
HD114783	2.9	1.1	47.5529 ± 0.0291	-138.362 ± 0.047	10.284 ± 0.030	-138.541 ± 0.817	9.834 ± 0.851	-138.488 ± 0.028	10.508 ± 0.025	2
HD125276	> 4	1.1	55.5900 ± 0.0531	-359.037 ± 0.062	364.426 ± 0.056	-356.395 ± 0.887	366.796 ± 0.737	-357.805 ± 0.026	365.366 ± 0.019	0
HD128571	> 4	6.1	17.0083 ± 0.0184	-71.750 ± 0.017	19.160 ± 0.025	-71.718 ± 0.503	19			

Table A.2: Table A.1 continued.

Star	σ PMA ^a	M_b at 10au (M_{Jup})	Parallax ^b (mas)	μ_{Hip}^{α} (mas/yr)	μ_{Hip}^{δ} (mas/yr)	μ_{EDR3}^{α} (mas/yr)	μ_{EDR3}^{δ} (mas/yr)	$\mu_{Hip-EDR3}^{\alpha}$ (mas/yr)	$\mu_{Hip-EDR3}^{\delta}$ (mas/yr)	No. of companion(s)
HD129191	> 4	11	18.4622 ± 0.0242	26.520 ± 0.042	-152.832 ± 0.035	26.278 ± 1.394	-152.293 ± 1.540	26.058 ± 0.039	-152.433 ± 0.038	1*
HD131664	> 4	99	19.1360 ± 0.0829	8.008 ± 0.105	22.284 ± 0.126	14.979 ± 0.710	28.685 ± 0.740	11.370 ± 0.022	25.899 ± 0.023	1
HD131977	> 4	3.7	169.8843 ± 0.0653	1031.472 ± 0.093	-1723.619 ± 0.075	1035.702 ± 1.343	-1725.446 ± 1.007	1032.968 ± 0.051	-1724.781 ± 0.033	0
HD135625	2.0	0.1	18.9018 ± 0.0191	72.385 ± 0.026	-16.574 ± 0.027	72.305 ± 0.974	-17.487 ± 0.728	72.283 ± 0.023	-16.433 ± 0.016	1
HD140901	2.0	0.1	26.2048 ± 0.0179	-4.040 ± 0.019	-176.046 ± 0.025	-3.664 ± 0.508	-176.463 ± 0.808	-4.053 ± 0.015	-176.132 ± 0.022	1
HD142070	> 4	81	5.5771 ± 0.0307	-14.315 ± 0.043	-24.244 ± 0.033	-15.266 ± 1.073	-25.030 ± 1.016	-13.895 ± 0.031	-23.580 ± 0.023	0
HD143361	3.0	3.0	14.5456 ± 0.0202	-156.561 ± 0.026	-120.231 ± 0.019	-157.333 ± 1.362	-119.387 ± 1.039	-156.630 ± 0.040	-120.369 ± 0.027	2
HD150139	2.3	0.1	20.5407 ± 0.0251	139.201 ± 0.044	-143.615 ± 0.037	138.903 ± 0.807	-142.494 ± 0.594	139.101 ± 0.031	-143.648 ± 0.023	1*
HD156079	> 4	4.4	17.5648 ± 0.0239	-69.179 ± 0.031	-165.076 ± 0.023	-69.736 ± 0.909	-164.554 ± 0.561	-68.923 ± 0.028	-165.238 ± 0.015	0
HD156274	> 4	9.9	113.7513 ± 0.0725	1029.609 ± 0.117	106.935 ± 0.101	1036.484 ± 1.039	109.036 ± 0.520	1033.069 ± 0.039	107.932 ± 0.021	1*
HD165131	> 4	15	17.2691 ± 0.0317	-61.918 ± 0.043	-124.587 ± 0.030	-59.570 ± 1.126	-125.994 ± 0.717	-62.476 ± 0.036	-124.074 ± 0.023	1
HD166724	3.2	1.6	37.4641 ± 0.0253	-43.140 ± 0.040	72.728 ± 0.037	-43.593 ± 0.393	73.244 ± 0.361	-43.414 ± 0.013	72.873 ± 0.012	1*
HD167677	3.2	3.0	16.7894 ± 0.0166	33.127 ± 0.020	12.219 ± 0.017	33.530 ± 1.050	12.868 ± 0.828	33.235 ± 0.035	12.392 ± 0.027	1
HD169830	2.0	0.1	27.1461 ± 0.1469	-0.341 ± 0.221	16.103 ± 0.158	-0.721 ± 0.881	15.434 ± 0.537	0.064 ± 0.023	16.374 ± 0.014	2
HD171587	2.0	0.1	28.5668 ± 0.0217	126.024 ± 0.029	-193.681 ± 0.025	126.315 ± 0.938	-194.794 ± 0.733	125.979 ± 0.034	-193.715 ± 0.023	0
HD174429	3.1	2.1	21.1621 ± 0.0223	16.272 ± 0.025	-85.519 ± 0.024	17.353 ± 1.217	-83.766 ± 0.830	16.081 ± 0.035	-85.590 ± 0.025	0
HD179346	> 4	53	18.0318 ± 0.0942	-7.800 ± 0.126	-53.982 ± 0.116	-9.922 ± 0.877	-52.875 ± 0.720	-4.943 ± 0.030	-53.287 ± 0.021	0
HD181433	> 4	2.1	37.0511 ± 0.0211	-230.723 ± 0.018	235.806 ± 0.025	-230.886 ± 0.841	235.382 ± 0.996	-230.958 ± 0.030	235.640 ± 0.029	3
HD183414	2.2	0.2	36.1158 ± 0.0264	1.440 ± 0.037	-174.330 ± 0.042	2.701 ± 0.701	-174.656 ± 0.464	1.268 ± 0.023	-174.389 ± 0.015	0
HD185283	2.3	0.8	31.9046 ± 0.0217	-163.887 ± 0.022	-53.650 ± 0.017	-162.481 ± 1.218	-53.718 ± 1.109	-163.982 ± 0.033	-53.707 ± 0.025	1
HD191797	> 4	58	22.7336 ± 0.0272	-8.443 ± 0.038	51.173 ± 0.033	-12.621 ± 2.324	54.340 ± 1.456	-5.479 ± 0.051	48.047 ± 0.033	1
HD195145	> 4	3.1	16.6547 ± 0.0305	4.132 ± 0.052	-4.200 ± 0.050	1.989 ± 0.769	-4.698 ± 0.481	4.050 ± 0.021	-4.430 ± 0.012	0
HD195564	> 4	21	40.4241 ± 0.0497	309.736 ± 0.068	109.910 ± 0.051	307.694 ± 0.651	107.216 ± 0.518	308.366 ± 0.021	108.386 ± 0.012	1
HD196050	> 4	6.1	22.2309 ± 0.0234	-219.316 ± 0.041	-179.612 ± 0.039	-219.148 ± 0.675	-180.370 ± 0.547	-219.413 ± 0.026	-179.984 ± 0.023	1
HD196385	> 4	24	20.9103 ± 0.0239	73.036 ± 0.031	-16.412 ± 0.024	73.293 ± 0.772	-15.056 ± 0.445	73.633 ± 0.022	-15.383 ± 0.012	1*
HD202206	3.2	2.2	22.2420 ± 0.0740	352.541 ± 0.107	-31.590 ± 0.064	350.543 ± 0.977	-32.314 ± 0.509	352.754 ± 0.031	-31.388 ± 0.022	2
HD204313	> 4	11	20.7705 ± 0.0343	42.751 ± 0.054	-270.443 ± 0.034	42.551 ± 0.747	-271.125 ± 0.483	42.234 ± 0.027	-270.727 ± 0.018	3
HD204961	> 4	0.7	201.3252 ± 0.0237	-45.917 ± 0.032	-816.875 ± 0.025	-45.677 ± 1.028	-817.318 ± 0.656	-46.049 ± 0.030	-816.302 ± 0.025	1
HD207700	> 4	11	26.0873 ± 0.0172	-196.563 ± 0.025	-437.609 ± 0.030	-195.605 ± 0.674	-438.053 ± 0.573	-195.753 ± 0.019	-437.915 ± 0.018	1
HD207869	3.1	1.6	19.5789 ± 0.0118	-156.358 ± 0.014	-248.956 ± 0.017	-157.311 ± 0.951	-249.431 ± 0.807	-156.228 ± 0.032	-248.970 ± 0.030	0
HD210797	> 4	13	15.4128 ± 0.0210	258.946 ± 0.027	-122.008 ± 0.024	258.354 ± 1.303	-118.366 ± 1.076	258.487 ± 0.037	-121.500 ± 0.036	1*
HD212036	> 4	69	19.1167 ± 0.0803	21.555 ± 0.105	-234.978 ± 0.116	29.075 ± 1.182	-224.715 ± 1.505	22.904 ± 0.036	-231.443 ± 0.033	1
HD215257	> 4	6.0	23.6251 ± 0.0251	150.456 ± 0.035	333.617 ± 0.033	150.934 ± 0.889	331.705 ± 0.653	150.716 ± 0.026	333.292 ± 0.020	1*
HD215497	2.0	0.1	24.6569 ± 0.0152	-54.666 ± 0.016	-61.147 ± 0.019	-53.881 ± 0.939	-60.575 ± 0.933	-54.665 ± 0.031	-61.222 ± 0.033	2
HD216437	2.8	1.7	26.9269 ± 0.0154	52.792 ± 0.025	215.141 ± 0.027	51.858 ± 0.767	214.317 ± 0.865	52.863 ± 0.026	214.857 ± 0.028	1
HD218396	2.1	3.5	28.2075 ± 0.0230	-179.085 ± 0.037	-6.549 ± 0.023	-196.276 ± 10.121	-9.146 ± 5.480	-179.244 ± 0.344	-6.934 ± 0.226	0
HD219834	> 4	0.1	173.5740 ± 0.0170	-135.692 ± 0.015	-719.178 ± 0.023	-137.136 ± 0.575	-713.779 ± 0.834	-136.426 ± 0.018	-715.027 ± 0.028	0
HD221146	> 4	29	27.5348 ± 0.0247	-10.513 ± 0.033	-24.287 ± 0.024	-11.763 ± 1.093	-28.467 ± 0.843	-11.268 ± 0.030	-25.794 ± 0.022	1
HD221420	> 4	16.3	32.1023 ± 0.0325	16.306 ± 0.056	0.736 ± 0.058	15.885 ± 0.437	1.647 ± 0.385	14.973 ± 0.014	0.455 ± 0.012	1
HD221638	> 4	40	19.1599 ± 0.0269	56.624 ± 0.041	72.839 ± 0.042	52.210 ± 0.623	77.925 ± 0.609	55.789 ± 0.019	74.527 ± 0.019	1
HD222237	> 4	3.7	87.3724 ± 0.0187	143.736 ± 0.030	-736.907 ± 0.032	141.756 ± 0.524	-736.300 ± 0.507	142.849 ± 0.018	-736.651 ± 0.017	1*
HD223238	2.5	0.1	17.8497 ± 0.0171	-1.916 ± 0.016	-202.994 ± 0.018	-2.808 ± 1.100	-202.424 ± 1.016	-1.814 ± 0.037	-203.140 ± 0.035	0
HIP9603	> 4	109	18.8225 ± 0.0866	-111.175 ± 0.143	257.497 ± 0.147	-110.184 ± 0.933	245.727 ± 0.990	-119.933 ± 0.033	255.468 ± 0.033	1
HIP10337	> 4	1.9	42.1225 ± 0.0167	375.454 ± 0.019	55.718 ± 0.020	377.499 ± 1.622	55.290 ± 1.164	375.597 ± 0.051	55.414 ± 0.040	1
HIP39470	> 4	91	22.6284 ± 0.0325	16.231 ± 0.044	-82.449 ± 0.047	9.228 ± 1.155	-82.499 ± 1.131	18.669 ± 0.039	-76.357 ± 0.041	1
HIP54597	2.3	0.1	19.3611 ± 0.0183	40.676 ± 0.019	53.190 ± 0.025	41.256 ± 0.462	54.595 ± 0.690	40.793 ± 0.016	53.317 ± 0.022	1
HIP70849	> 4	4.6	41.4618 ± 0.0175	-44.051 ± 0.023	-201.577 ± 0.028	-47.003 ± 2.099	-203.284 ± 1.890	-44.428 ± 0.060	-202.047 ± 0.044	1
HIP113201	> 4	132	68.7356 ± 0.0272	341.147 ± 0.037	-219.108 ± 0.034	343.238 ± 2.100	-218.067 ± 3.265	341.100 ± 0.055	-219.083 ± 0.063	1

Appendix B: Data considered for orbital fits

Appendix C: Additional results

Table A.3: Characteristics of the 53 stars with characterized companions.

Name	HIP	Mass ¹ (M _⊙)	Distance ¹ (pc)	Spectral ² type	V ² (mag)	logR' _{HK}	Vsin(I) (km/s)	Age (Gyr)	χ ² ²²
GJ660.1	84212	0.43 ± 0.01	23.10 ± 0.21	M1V	11.62	-5.30 ⁷	-	> 2 ²³	69
GJ680	86057	0.47 ± 0.01	9.676 ± 0.003	M3V	10.13	-5.16 ⁷	3.0 ¹²	8.1 ± 4.2 ²⁴	8601
HD1388	1444	1.18 ± 0.06	26.90 ± 0.02	G0V	6.50	-4.98 ⁶	3.1 ¹³	5.0 ± 1.3 ³	4141
HD16160	12114	0.80 ± 0.04	7.23 ± 0.02	K3V	5.60 ³	-4.87 ³	4.7 ¹³	6.1 ± 5.5 ³	6078
HD16548	12350	1.31 ± 0.07	52.81 ± 0.07	G5V	6.98	-5.13 ³	5.2 ¹³	5.0 ± 0.1 ³	11460
HD16905	12436	0.85 ± 0.04	39.80 ± 0.02	K3V	9.46	-4.72 ³	1.5 ¹⁴	6.5 ± 5.5 ³	184
HD21175	15799	0.86 ± 0.04	17.68 ± 0.01	K0V	6.90	-4.74 ⁶	1.8 ¹⁴	3.7 ^{+3.3} _{-1.7} ⁶	69960
HD28254	20606	1.10 ± 0.05	55.16 ± 0.08	G5V	7.68	-5.17 ³	2.3 ⁵	6.2 ± 1.6 ³	10.3
HD42659	29365	2.20 ± 0.11	128.5 ± 0.6	A3	6.75	-	19.0 ¹⁵	-	15
HD44219	30114	1.20 ± 0.06	52.84 ± 0.06	G3V	7.70	-5.04 ³	2.2 ¹³	8.6 ± 1.9 ³	23
HD46569	31079	1.50 ± 0.07	36.87 ± 0.07	F8V	5.57	-4.93 ⁶	5.9 ¹⁶	2.2 ± 0.5 ³	6232
HD56380	34961	0.98 ± 0.05	53.1 ± 0.3	G8V	9.20	-5.00 ³	0.5 ¹⁴	12.2 ± 1.1 ²⁵	3697
HD61383	37233	1.17 ± 0.06	53.05 ± 0.08	G3V	7.57	-5.02 ³	2.7 ¹³	11.4 ± 0.2 ¹³	36110
HD62364	36941	1.30 ± 0.06	52.95 ± 0.08	F7V	7.31	-4.95 ³	3.6 ¹³	3.9 ± 0.8 ³	364
HD73256	42214	1.00 ± 0.05	36.68 ± 0.04	G8IV	8.06	-4.46 ⁵	3.50 ¹³	0.96 ± 0.93 ³	2040
HD75302	43297	1.06 ± 0.05	30.29 ± 0.03	G5V	7.46 ⁴	-4.62 ⁶	0.46 ¹⁷	2.1 ^{+2.6} _{-1.1} ⁶	299
HD78612	44896	1.20 ± 0.06	40.85 ± 0.04	G3V	7.15	-4.98 ³	1.6 ¹³	10.3 ± 2.7 ³	20060
HD89839	50653	1.30 ± 0.06	50.10 ± 0.07	F7V	7.64	-4.94 ³	4.2 ¹⁴	1.8 ± 0.5 ³	56
HD93351	52720	0.98 ± 0.05	55.72 ± 0.05	G6V	9.14	-4.98 ³	-	4.3 ± 3.9 ¹³	143
HD96116	54102	1.08 ± 0.05	57.05 ± 0.06	G3V	8.69	-4.69 ³	1.7 ¹³	1.5 ± 1.1 ³	28020
HD100777	56572	1.08 ± 0.05	49.52 ± 0.08	G8V	8.42	-5.09 ³	1.8 ¹³	7.8 ± 1.7 ³	173
HD101198	56802	1.33 ± 0.07	26.82 ± 0.03	F6.5V	5.48	-4.87 ⁶	5 ¹⁸	3.8 ± 0.7 ³	1529
HD107094	60051	0.98 ± 0.05	53.54 ± 0.07	G5V	9.13	-4.83 ³	1.8 ¹³	12.4 ± 4.4 ³	1225
HD108202	60648	0.74 ± 0.04	38.65 ± 0.03	K4/5V	10.22	-4.50 ³	-	4.668 ± 4.666 ³	28
HD111031	62345	1.17 ± 0.06	31.19 ± 0.02	G5V	6.87	-5.09 ³	1.9 ¹³	4.3 ± 1.0 ³	8191
HD111998	62875	1.40 ± 0.07	33.39 ± 0.05	F6V	6.11	-4.58 ⁶	20.0 ¹⁸	1.7 ^{+3.4} _{-0.9} ⁶	27
HD114783	64457	0.90 ± 0.04	21.01 ± 0.02	K1V	7.55	-4.97 ³	2.0 ¹³	4.5 ± 4.1 ³	33
HD131664	73408	1.16 ± 0.06	52.2 ± 0.3	G3V	8.13	-4.85 ⁵	3.0 ¹³	5.0 ± 4.4 ³	1823
HD135625	74856	1.28 ± 0.06	56.58 ± 0.07	G3IV/V	7.71	-4.99 ⁶	4.5 ¹³	4.3 ± 0.7 ³	7
HD140901	77358	1.06 ± 0.05	15.24 ± 0.01	G7IV	6.01	-4.79 ⁶	2.0 ¹³	2.8 ± 1.4 ³	18
HD143361	78521	1.06 ± 0.05	68.62 ± 0.10	G6V	9.16	-5.01 ⁵	0.68 ⁵	7.3 ± 2.2 ³	21
HD165131	88595	1.10 ± 0.06	57.8 ± 0.1	G3/5V	8.41	-4.98 ³	2.3 ¹⁹	3.2 ± 0.8 ³	264
HD167677	89583	1.00 ± 0.05	54.59 ± 0.07	G5V	8.92	-4.98 ³	0.7 ¹⁹	11.5 ± 1.7 ²⁵	22
HD169830	90485	1.40 ± 0.07	36.8 ± 0.2	F7V	5.90	-4.95 ⁵	3.4 ¹³	2.2 ± 0.6 ³	12
HD179346	94370	1.16 ± 0.06	55.4 ± 0.3	G0V	8.05	-4.84 ³	3.8 ¹³	0.379 ± 0.344 ³	496
HD185283	96861	0.80 ± 0.04	31.32 ± 0.02	K3V	8.95	-4.94 ³	0.9 ¹⁴	6.5 ± 5.1 ³	9

Notes: ¹Kervella et al. (2022). ²Trifonov et al. (2020). ³Gomes da Silva et al. (2021). ⁴Reiners & Zechmeister (2020). ⁵Liebing et al. (2021). ⁶Stanford-Moore et al. (2020). ⁷Astudillo-Defru et al. (2017). ⁸Yee et al. (2017). ⁹Gondoin (2020). ¹⁰Boro Saikia et al. (2018). ¹¹Hojjatpanah et al. (2020). ¹²Stelzer et al. (2013). ¹³Llorente de Andrés et al. (2021). ¹⁴Hojjatpanah et al. (2020). ¹⁵Ghazaryan et al. (2019). ¹⁶Ammler-von Eiff & Reiners (2012). ¹⁷Rice & Brewer (2020). ¹⁸Borgniet et al. (2017). ¹⁹Costa Silva et al. (2020). ²⁰Hojjatpanah et al. (2019). ²¹Sousa et al. (2018). ²²Brandt (2021). ²³Schneider et al. (2011). ²⁴Maldonado et al. (2020). ²⁵Delgado Mena et al. (2019). ²⁶Ségransan et al. (2011). ²⁷Biller et al. (2022)

Table A.4: Table A.3 continued.

Name	HIP	Mass ¹ (M _⊙)	Distance ¹ (pc)	Spectral ² type	V ² (mag)	logR' _{HK}	Vsin(<i>I</i>) (km/s)	Age (Gyr)	χ ² ²²
HD191797	99695	0.85 ± 0.04	43.94 ± 0.06	K0V	9.50	-4.37 ³	3.6 ¹³	4.2 ± 4.1 ³	6461
HD195564	101345	1.24 ± 0.06	24.71 ± 0.04	G2.5IV	5.65	-5.18 ³	1.9 ¹³	7.5 ± 1.7 ³	1054
HD196050	101806	1.27 ± 0.06	50.49 ± 0.05	G3V	7.49	-4.98 ⁵	3.3 ¹³	4.0 ± 1.0 ³	655
HD196050	101806	1.27 ± 0.06	50.49 ± 0.05	G3V	7.49	-4.98 ⁵	3.3 ¹³	5.0 ± 1.3 ³	655
HD204961	106440	0.45 ± 0.01	4.966 ± 0.001	M2/3V	8.67	-5.18 ⁷	2.1 ²⁰	8.1 ± 4.2 ²⁴	278
HD207700	108158	1.16 ± 0.06	38.31 ± 0.03	G4V	7.43	-5.10 ⁵	1.2 ¹³	10.3 ± 2.5 ³	655
HD212036	110440	1.08 ± 0.05	52.2 ± 0.3	G5V	8.47	-4.86 ⁶	1.3 ¹⁴	6.9 ± 1.4 ³	894
HD215497	112441	0.92 ± 0.05	40.53 ± 0.02	K3V	8.95	-5.07 ³	-	6.0 ± 5.1 ³	4
HD216437	113137	1.22 ± 0.06	26.68 ± 0.02	G1V	6.05	-5.04 ⁹	3.7 ¹³	4.9 ± 1.0 ¹³	46
HD221146	115951	1.24 ± 0.06	36.27 ± 0.04	G1V	6.89	-4.98 ⁵	2.9 ¹³	4.0 ± 1.1 ³	2220
HD221420	116250	1.34 ± 0.07	31.14 ± 0.04	G1V	6.89	-5.28 ³	0.7 ¹³	3.7 ± 1.1 ³	541
HD221638	116350	1.20 ± 0.06	52.15 ± 0.09	F6V	7.55	-4.86 ³	7.2 ¹³	2.6 ± 1.0 ³	1586
HIP9603	9603	0.60 ± 0.01	27.8 ± 0.1	K7V	11.10	-	-	-	6339
HIP10337	10337	0.69 ± 0.01	23.725 ± 0.010	K7V	9.83	-4.43 ¹⁰	3.2 ⁵	4.0 ^{+9.5} _{-2.8} ⁸	62
HIP39470	39470	0.69 ± 0.01	44.16 ± 0.07	M0	10.83	-	-	5.1 ± 4.6 ²⁵	10660
HIP54597	54597	0.80 ± 0.04	39.51 ± 0.02	K5V	9.82	-5.04 ¹¹	0.5 ¹⁴	4.3 ± 4.0 ¹³	9
HIP70849	70849	0.65 ± 0.01	24.10 ± 0.01	K7V	10.38	-4.48 ¹⁰	0.3 ²¹	1 - 5 ²⁶	119
HIP113201	113201	0.53 ± 0.01	23.5 ± 0.2	M4V	11.51	-4.42 ⁷	-	1.2 ± 0.1 ²⁷	4869

Table B.1: RV data considered for orbital fits.

Star	Instrument	ΔT (days)	N_{obs}	Reference	Star	Instrument	ΔT (days)	N_{obs}	Reference
GJ660.1	HARPS	3649	59	ESO archive	HD140901	HARPS	1293	52	ESO archive
GJ680	HARPS	3008	39	ESO archive	HD140901	HARPS	1293	52	ESO archive
HD1388	HARPS	5082	212	ESO archive	HD140901	AAT	5878	321	Feng et al. (2022)
HD1388	HIRES	8357	53	Rosenthal et al. (2021)	HD140901	PFS	3994	70	Feng et al. (2022)
HD16160	HARPS	1776	229	ESO archive	HD143361	HARPS	4667	59	ESO archive
HD16160	HIRES	4858	146	Rosenthal et al. (2021)	HD143361	CORALIE	2012	45	Jenkins et al. (2017)
HD16160	APF	2216	252	Rosenthal et al. (2021)	HD143361	MIKE	2155	17	Jenkins et al. (2017)
HD16160	LICK	8153	81	Rosenthal et al. (2021)	HD165131	HARPS	5596	69	ESO archive
HD16548	HARPS	6333	52	ESO archive	HD167677	HARPS	5205	44	ESO archive
HD16548	LICK	1349	9	Fischer et al. (2014)	HD169830	HARPS	1920	86	ESO archive
HD16905	HARPS	6263	52	ESO archive	HD169830	CORALIE	1506	106	Mayor et al. (2004a)*
HD21175	HARPS	1147	61	ESO archive	HD169830	HIRES	6959	85	Rosenthal et al. (2021)
HD28254	HARPS	6338	72	ESO archive	HD179346	HARPS	5861	44	ESO archive
HD42659	HARPS	1535	49	Hartmann & Hatzes (2015)	HD185283	HARPS	4827	78	ESO archive
HD44219	HARPS	6353	65	ESO archive	HD191797	HARPS	5523	42	ESO archive
HD46569	HARPS	1297	63	ESO archive	HD195564	HARPS	4363	95	ESO archive
HD46569	LC	1925	53	Zechmeister et al. (2013)	HD195564	HIRES	7936	56	Rosenthal et al. (2021)
HD46569	VLC	2040	54	Zechmeister et al. (2013)	HD195564	APF	1856	299	Rosenthal et al. (2021)
HD56380	HARPS	6287	96	ESO archive	HD196050	HARPS	6243	56	ESO archive
HD61383	HARPS	6293	63	ESO archive	HD196050	CORALIE	1256	31	Mayor et al. (2004a)*
HD62364	HARPS	6233	87	ESO archive	HD196050	UCLES	2513	44	Butler et al. (2006)*
HD73256	HARPS	2986	26	ESO archive	HD204961	HARPS	5864	183	ESO archive
HD73256	CORALIE	755	38	Udry et al. (2003b)*	HD204961	UCLES	3519	32	Bailey et al. (2009)*
HD73256	HIRES	4700	18	Butler et al. (2017)*	HD207700	HARPS	3260	36	ESO archive
HD75302	HARPS	2160	35	ESO archive	HD212036	HARPS	5152	51	ESO archive
HD75302	ELODIE	3218	26	OHP archive	HD215497	HARPS	1842	99	Lo Curto et al. (2010b)
HD75302	SOPHIE	3227	20	OHP archive	HD216437	HARPS	5031	100	ESO archive
HD78612	HARPS	3073	31	ESO archive	HD216437	CORALIE	1405	21	Mayor et al. (2004a)*
HD89839	HARPS	6191	98	ESO archive	HD216437	UCLES	2801	39	Butler et al. (2006)*
HD93351	HARPS	6537	40	ESO archive	HD221146	HARPS	3612	69	ESO archive
HD96116	HARPS	6296	40	ESO archive	HD221146	HRS	6957	50	Bowler et al. (2021)
HD100777	HARPS	1231	37	ESO archive	HD221420	HARPS	5493	77	ESO archive
HD101198	HARPS	1988	91	Borgniet et al. (2017)	HD221420	AAT	6515	88	Feng et al. (2022)
HD107094	HARPS	6566	98	ESO archive	HD221420	PFS	3323	38	Feng et al. (2022)
HD108202	HARPS	6088	42	ESO archive	HD221638	HARPS	5670	57	ESO archive
HD111031	HARPS	3337	40	ESO archive	HIP9603	HARPS	5790	39	ESO archive
HD111998	HARPS	2992	150	Borgniet et al. (2017)	HIP10337	HARPS	6435	90	ESO archive
HD114783	HARPS	4415	91	ESO archive	HIP10337	HIRES	2161	18	Butler et al. (2017)*
HD114783	HIRES	7849	157	Rosenthal et al. (2021)	HIP39470	HARPS	5554	32	ESO archive
HD114783	HRS	826	34	Wittenmyer et al. (2009)	HIP54597	HARPS	5836	69	ESO archive
HD131664	HARPS	6100	65	ESO archive	HIP70849	HARPS	5521	59	ESO archive
HD135625	HARPS	6292	99	ESO archive	HIP113201	HARPS	3259	66	ESO archive

Notes: *Data retrieved from the DACE archives.

Table B.2: Relative astrometry considered for orbital fits.

Companion	JD - 2400000	SEP (mas)	PA (deg)	Instrument	Reference
GJ680 B	53491.03	3760 ± 50	325.4 ± 0.3	NACO	Ward-Duong et al. (2015)
GJ680 B	54235.64	3940 ± 50	323.7 ± 0.3	NACO	Ward-Duong et al. (2015)
HD1388 B	57999.50	1845.9 ± 1.3	85.8 ± 0.6	NESSI ^a	Dalba et al. (2021)
HD1388 B	53940.39	1490 ± 10	85.6 ± 1	NACO	This paper
HD21175 B	57665.35	2628.0 ± 2.5	122.75 ± 0.08	SPHERE	This paper
HD78612 B	53739.29	613 ± 5	272.3 ± 1	NACO	This paper
HD93351 B/C	56093.02	1684 ± 30	76.3 ± 1	NACO	This paper
HD101198 B	54421.70	891.2 ± 13.6	250.36 ± 1.16	PUEO ^b	Ehrenreich et al. (2010)
HD101198 B	54948.30	926.4 ± 6.3	251.23 ± 0.55	NACO	Ehrenreich et al. (2010)
HD101198 B	54948.30	927.0 ± 10.6	250.93 ± 0.86	NACO	Ehrenreich et al. (2010)
HD111031 B	58151.50	1055.8 ± 1.3	121.3 ± 0.6	NESSI	Dalba et al. (2021)
HD195564 B	58006.70	1113.0 ± 1.3	49.4 ± 0.6	NESSI	Dalba et al. (2021)
HD195564 B	58006.70	1104.9 ± 1.3	49.8 ± 0.6	NESSI	Dalba et al. (2021)
HD207700 B	56092.36	1090 ± 20	284.2 ± 1	NACO	This paper
HD221146 B	53262.30	1723.0 ± 5.0	28.6 ± 0.1	NIRC2 ^c	Bowler et al. (2021)
HD221146 B	53571.14	1720.0 ± 5.0	28.5 ± 0.2	NIRC2	Bowler et al. (2021)
HD221146 B	58041.14	1623.0 ± 5.0	25.10 ± 0.14	NIRC2	Bowler et al. (2021)
HD221146 B	58480.47	1600.0 ± 5.0	24.33 ± 0.12	NIRC2	Bowler et al. (2021)
HD221146 B	58480.47	1604.0 ± 5.0	24.26 ± 0.14	NIRC2	Bowler et al. (2021)
HD221146 B	58676.11	1592.0 ± 5.0	24.4 ± 0.2	NIRC2	Bowler et al. (2021)
HIP113201 B	57649.13	161.21 ± 0.38	182.36 ± 0.13	SPHERE	Bonavita et al. (2022b)
HIP113201 B	57676.03	167.80 ± 0.53	180.90 ± 0.53	SPHERE	Bonavita et al. (2022b)
HIP113201 B	57709.01	172.61 ± 1.36	177.72 ± 0.13	SPHERE	Bonavita et al. (2022b)
HIP113201 B	57906.44	198.44 ± 1.76	162.72 ± 0.51	SPHERE	Bonavita et al. (2022b)
HIP113201 B	58621.39	285.49 ± 1.29	123.59 ± 0.26	SPHERE	Bonavita et al. (2022b)

Notes: ^a Scott et al. (2018). ^b Rigaut et al. (1998). ^c Service et al. (2016).

Table C.1: Summary of posteriors obtained with our MCMC algorithm for known planets.

Parameter	HDI6905 b	HD28254 b	HD44219 b*	HD62364 B	HD89839 b	HD100777 b*	HD11998 b*	HD114783 c	HD140901 b
a (au)	$8.8^{+0.4}_{-0.3}$	$2.45^{+0.03}_{-0.04}$	$1.26^{+0.02}_{-0.07}$	6.4 ± 0.1	4.9 ± 0.1	$1.06^{+0.02}_{-0.01}$	$1.91^{+0.02}_{-0.03}$	5.0 ± 0.1	$11.8^{+4.1}_{-2.5}$
P (days)	10256^{+618}_{-522}	1333 ± 4	472^{+3}_{-4}	5172 ± 30	3448 ± 26	383 ± 1	810^{+6}_{-5}	4352^{+88}_{-76}	14386^{+8099}_{-4415}
Ecc	$0.68^{+0.02}_{-0.01}$	$0.95^{+0.03}_{-0.04}$	$0.41^{+0.12}_{-0.14}$	$0.610^{+0.004}_{-0.005}$	0.20 ± 0.02	0.38 ± 0.02	$0.13^{+0.05}_{-0.04}$	$0.05^{+0.04}_{-0.03}$	$0.77^{+0.06}_{-0.07}$
I (°)	43 ± 3 or 136 ± 3	21^{+38}_{-11} or 162^{+7}_{-27}	fix to 90	42 ± 2 or 131 ± 2	53^{+16}_{-9} or 129^{+9}_{-15}	fix to 90	fix to 90	21^{+7}_{-4} or 159^{+4}_{-6}	40^{+18}_{-11} or 138^{+12}_{-21}
Mass (M_{Jup})	$11.3^{+0.6}_{-0.7}$	$3.8^{+3.0}_{-2.2}$	$0.58^{+0.09}_{-0.08}$ (< 11.0)	19^{+2}_{-1}	5.2 ± 0.8	1.23 ± 0.05 (< 18.0)	4.8 ± 0.2 (< 12.8)	$1.9^{+0.5}_{-0.4}$	1.8 ± 0.5
Ω (°)	353^{+8}_{-5} or 125 ± 5	248^{+53}_{-33} or 163^{+38}_{-36}	fix to 0	136 ± 3 or 273 ± 5	195^{+9}_{-10} or 175 ± 9	fix to 0	fix to 0	307^{+14}_{-11} or 355^{+11}_{-9}	153^{+14}_{-16} or 81^{+22}_{-17}
ω (°)	248 ± 1	289^{+20}_{-18}	145^{+23}_{-34}	0 ± 1	171^{+4}_{-5}	204^{+4}_{-3}	190^{+22}_{-17}	153^{+46}_{-48}	299^{+8}_{-9}
P_{time}	1856 ± 8	246^{+10}_{-10}	147^{+42}_{-27}	3570 ± 5	1788^{+45}_{-47}	224 ± 3	521^{+45}_{-36}	1618^{+583}_{-555}	1182^{+47}_{-46}
$\sqrt{ecc} \cos(\omega)$	-0.31 ± 0.02	$0.32^{+0.30}_{-0.29}$	$-0.33^{+0.24}_{-0.17}$	0.778 ± 0.003	$-0.44^{+0.2}_{-0.3}$	-0.56 ± 0.02	$-0.34^{+0.09}_{-0.07}$	$-0.17^{+0.17}_{-0.10}$	$0.42^{+0.12}_{-0.13}$
$\sqrt{ecc} \sin(\omega)$	-0.766 ± 0.007	$-0.90^{+0.14}_{-0.06}$	$0.38^{+0.16}_{-0.26}$	$0.01^{+0.01}_{-0.02}$	$0.07^{+0.04}_{-0.03}$	$-0.25^{+0.04}_{-0.03}$	$-0.06^{+0.09}_{-0.11}$	$0.08^{+0.12}_{-0.13}$	$-0.70^{+0.07}_{-0.06}$
Jitter (m/s)	$2.9^{+0.5}_{-0.3}$	$2.9^{+0.4}_{-0.3}$	$9.7^{+1.0}_{-0.9}$	$4.0^{+0.5}_{-0.4}$	4.3 ± 0.4	2.4 ± 0.4	18.7 ± 1.2	$3.2^{+0.1}_{-0.2}$	9.2 ± 0.3
rms (m/s)	$3.6^{+0.8}_{-0.2}$	$5.8^{+0.1}_{-0.1}$	10.8 ± 0.3	$4.9^{+0.2}_{-0.2}$	$5.7^{+0.1}_{-0.1}$	2.6 ± 0.02	$19.4^{+0.6}_{-0.3}$	3.9 ± 0.1	$9.4^{+0.2}_{-0.1}$
Instrumental offset (m/s)	$H03 = 64804 \pm 2$ $H15 = 64817 \pm 1$	$H03 = -9324 \pm 1$ $H15 = -9308^{+2}_{-1}$	$H03 = -24155^{+1}_{-2}$ $H15 = -24211^{+6}_{-5}$	$H03 = 35510 \pm 1$ $H15 = 35525 \pm 2$	$H03 = 31758 \pm 1$ $H15 = 31770^{+2}_{-1}$	$H03 = 1250 \pm 1$	$H03 = -3 \pm 3$	$H03 = 0 \pm 1$ $H15 = 0^{+2}_{-1}$ $HRS = 0 \pm 1$ $Hir94 = 0 \pm 1$ $Hir04 = 0 \pm 1$	$H03 = -6701 \pm 2$ $AAT = -3 \pm 1$ $PFS = -6 \pm 2$

Notes: The median and 1σ confidence interval are given for each parameter. * corresponds to the solutions found considering only the RV data points. The reported masses are therefore the minimum masses and the maximum masses estimated with Gaston, with a confidence index of 3σ , are noted between parenthesis for these companions.

Table C.2: Table C.1 continued.

Parameter	HDI43361 b	HD167677 b	HD169830 c	HD196050 b	HD204961 b	HD215497 c*	HD216437 b	HD221420 B	HIP70849 b
a (au)	2.05 ± 0.03	2.9 ± 0.1	$3.29^{+0.04}_{-0.05}$	2.65 ± 0.03	3.7 ± 0.1	1.31 ± 0.02	2.57 ± 0.04	10.1 ± 0.7	$3.99^{+0.06}_{-0.07}$
P (days)	1040 ± 1	1804 ± 73	1832 ± 7	1392 ± 4	3853^{+51}_{-47}	566 ± 4	1359 ± 1	10066^{+929}_{-1125}	3649 ± 18
Ecc	$0.198^{+0.007}_{-0.006}$	$0.35^{+0.25}_{-0.15}$	$0.23^{+0.03}_{-0.02}$	0.20 ± 0.01	0.05 ± 0.03	$0.47^{+0.03}_{-0.04}$	0.31 ± 0.01	$0.12^{+0.04}_{-0.03}$	$0.65^{+0.02}_{-0.01}$
I (°)	50^{+19}_{-12} or 128^{+18}_{-27}	20^{+14}_{-6} or 155^{+6}_{-12}	23^{+12}_{-6} or 158^{+5}_{-9}	42^{+11}_{-7} or 141^{+7}_{-12}	51 ± 3 or 134 ± 3	fix to 90	36^{+8}_{-6} or 148^{+5}_{-7}	14 ± 1 or 162 ± 2	96 ± 16
Mass (M_{Jup})	$4.9^{+1.4}_{-0.9}$	$3.7^{+1.6}_{-1.1}$	$8.9^{+2.8}_{-2.6}$	4.7 ± 0.8	$0.99^{+0.09}_{-0.08}$	0.35 ± 0.02 (< 5.0)	4.2 ± 0.7	22 ± 2	$4.5^{+0.4}_{-0.3}$
Ω (°)	352^{+30}_{-18} or 3.91^{+23}_{-16}	236 ± 24	158^{+24}_{-20} or 291^{+25}_{-28}	5^{+13}_{-8} or 18^{+8}_{-7}	61^{+17}_{-13} or 265^{+12}_{-15}	fix to 0	129 ± 8 or 101^{+6}_{-6}	272 ± 3 or 241 ± 3	35 ± 6
ω (°)	242 ± 2	283 ± 25	305 ± 10	178 ± 6	207^{+22}_{-31}	42 ± 4	65 ± 2	217^{+24}_{-10}	182 ± 1
P_{time} (days)	725^{+7}_{-6}	488^{+198}_{-180}	614^{+40}_{-44}	962^{+23}_{-26}	2696^{+454}_{-338}	431^{+6}_{-7}	667 ± 8	2624^{+513}_{-220}	2719^{+14}_{-13}
$\sqrt{ecc} \cos(\omega)$	$-0.21^{+0.02}_{-0.01}$	$0.09^{+0.30}_{-0.23}$	$0.36^{+0.06}_{-0.07}$	$-0.44^{+0.01}_{-0.02}$	$-0.16^{+0.14}_{-0.08}$	0.51 ± 0.04	0.23 ± 0.02	$-0.28^{+0.15}_{-0.07}$	-0.81 ± 0.01
$\sqrt{ecc} \sin(\omega)$	-0.39 ± 0.01	$-0.56^{+0.15}_{-0.12}$	-0.35 ± 0.05	$0.02^{+0.04}_{-0.05}$	$-0.13^{+0.11}_{-0.07}$	$0.46^{+0.02}_{-0.04}$	$0.50^{+0.02}_{-0.01}$	$-0.21^{+0.03}_{-0.05}$	$-0.03^{+0.01}_{-0.02}$
Jitter (m/s)	$2.1^{+0.3}_{-0.2}$	9 ± 1	$10.4^{+0.6}_{-0.5}$	$3.9^{+0.5}_{-0.4}$	2.3 ± 0.1	1.5 ± 0.2	2.4 ± 0.2	3.4 ± 0.2	$6.7^{+0.8}_{-0.7}$
rms (m/s)	8.0 ± 0.1	$9.3^{+2.2}_{-0.7}$	$10.7^{+0.2}_{-0.1}$	6.7 ± 0.1	$3.7^{+0.8}_{-0.3}$	2.1 ± 0.1	4.3 ± 0.1	$4.5^{+2.7}_{-0.5}$	$6.9^{+0.3}_{-0.2}$
Instrumental offset (m/s)	$H03 = 444.4^{+0.4}_{-0.5}$ $H15 = 434^{+1}_{-2}$ $C07 = 3 \pm 2$	$H03 = -57241^{+3}_{-3}$ $H15 = -57232 \pm 4$	$H03 = -6 \pm 2$ $C98 = -1^{+2}_{-1}$ $Hir94 = -2 \pm 3$	$H03 = 61417 \pm 1$ $H15 = 61427^{+2}_{-1}$ $C98 = 61348^{+2}_{-1}$	$H03 = 13352 \pm 1$ $H15 = 13350 \pm 1$ $AAT = 0 \pm 1$ $UCLES = 0 \pm 1$	$H03 = 49307 \pm 1$ $H15 = -2209 \pm 1$ $UCLES = 0 \pm 1$	$H03 = -2227 \pm 1$ $H15 = -2209 \pm 1$ $UCLES = 0 \pm 1$	$H03 = 26582^{+4}_{-5}$ $H15 = 26591^{+4}_{-5}$ $AAT = 43^{+4}_{-5}$	$H03 = 53 \pm 1$ $H15 = 65^{+2}_{-1}$ $C98 = -2276 \pm 1$ $PFS = 25^{+4}_{-6}$

Table C.3: Orbital parameters and mass of single stellar companions.

Star	a (au)	Mass (M_{\odot})	Ecc	I ($^{\circ}$)	Ω ($^{\circ}$)	ω ($^{\circ}$)	P_{time} (years)	Methods	Discovery reference
GJ680	32^{+9}_{-6}	0.178 ± 0.004	$0.75^{+0.11}_{-0.13}$	167^{+4}_{-10}	171^{+18}_{-14}	60^{+22}_{-20}	188^{+02}_{-08}	RV+HG+HCI	Ward-Duong et al. (2015)
HD1388	77^{+10}_{-10}	$0.474^{+0.006}_{-0.005}$	$0.43^{+0.05}_{-0.05}$	91 ± 2	86 ± 1	283^{+13}_{-13}	501^{+103}_{-103}	RV+HG+HCI	Dalba et al. (2021)
HD16160	17.1 ± 0.3	0.099 ± 0.004	0.635 ± 0.003	47 ± 1	307 ± 1	133.5 ± 0.3	11.54 ± 0.01	RV+HG	Feng et al. (2021)
HD16548	30^{+11}_{-8}	$0.51^{+0.07}_{-0.06}$	0.66 ± 0.06	24^{+5}_{-4}	125^{+13}_{-10}	4^{+9}_{-10}	105^{+73}_{-43}	RV+HG	This paper
HD21175	43^{+6}_{-4}	1.05 ± 0.05	0.23 ± 0.13	27^{+6}_{-6}	93^{+28}_{-61}	284^{+247}_{-247}	134^{+24}_{-24}	RV+HG+HCI	This paper
HD42659	$0.561^{+0.007}_{-0.008}$	0.50 ± 0.02	$0.15^{+0.02}_{-0.01}$	fix to 90	fix to 0	227^{+9}_{-8}	0.05 ± 0.01	RV	Hartmann & Hatzes (2015)
HD46569	10.4 ± 0.2	0.29 ± 0.01	0.580 ± 0.004	45 ± 1 or 138 ± 1	252 ± 3 or 313 ± 3	278.7 ± 0.3	$19.4^{+0.5}_{-0.6}$	RV+HG	Zechmeister et al. (2013)
HD56380	4.79 ± 0.07	0.40 ± 0.01	0.650 ± 0.001	6.1 ± 0.1	314 ± 1	24.0 ± 0.1	$4.758^{+0.002}_{-0.001}$	RV+HG	This paper
HD61383	12.7 ± 0.2	$0.227^{+0.007}_{-0.006}$	0.33 ± 0.02	87 ± 4	222 ± 2	169^{+2}_{-1}	28.4 ± 0.2	RV+HG	This paper
HD78612	$18.2^{+3.5}_{-1.6}$	0.29 ± 0.01	$0.42^{+0.13}_{-0.17}$	48^{+11}_{-9}	95.9 ± 0.8	11^{+22}_{-9}	37^{+17}_{-8}	RV+HG+HCI	This paper
HD96116	23^{+5}_{-3}	$0.41^{+0.08}_{-0.05}$	$0.40^{+0.07}_{-0.08}$	55 ± 10	86^{+2}_{-3}	67^{+22}_{-16}	73^{+26}_{-16}	RV+HG	dos Santos et al. (2017)
HD101198	26^{+2}_{-2}	0.50 ± 0.02	$0.64^{+0.12}_{-0.12}$	108 ± 3	227 ± 5	147 ± 6	70^{+6}_{-6}	RV+HG+HCI	Borgniet et al. (2017)
HD107094	54^{+9}_{-8}	0.28 ± 0.1	0.81 ± 0.03	95.4 ± 0.4	278^{+5}_{-6}	257 ± 1	357^{+93}_{-72}	RV+HG	Santos et al. (2011)
HD111031	21.1 ± 0.6	0.129 ± 0.003	0.71 ± 0.01	137^{+4}_{-3}	325^{+2}_{-1}	49^{+3}_{-2}	53^{+4}_{-3}	RV+HG+HCI	Feng et al. (2022)
HD131664	3.4 ± 0.1	0.132 ± 0.006	0.69 ± 0.01	9.3 ± 0.3 or 170.4 ± 0.3	268 ± 1 or 182 ± 2	$151.7^{+0.5}_{-0.4}$	0.01 ± 0.01	RV+HG	Moutou et al. (2009)
HD179346	9.4 ± 0.2	0.192 ± 0.007	0.624 ± 0.002	67 ± 1	150^{+2}_{-1}	$126.3^{+0.2}_{-0.1}$	7.413 ± 0.003	RV+HG	This paper
HD191797	5.4 ± 0.1	0.139 ± 0.005	0.78 ± 0.01	91 ± 6	315 ± 1	212 ± 1	0.46 ± 0.01	RV+HG	This paper
HD195564	73^{+17}_{-12}	$0.42^{+0.02}_{-0.01}$	$0.94^{+0.02}_{-0.01}$	61^{+7}_{-4}	263^{+24}_{-11}	270 ± 10	$29.0^{+1.9}_{-0.7}$	RV+HG+HCI	Dalba et al. (2021)
HD207700	40^{+9}_{-7}	0.13 ± 0.01	$0.28^{+0.29}_{-0.19}$	154^{+10}_{-16}	79^{+4}_{-30}	318^{+75}_{-66}	77^{+90}_{-32}	RV+HG+HCI	This paper
HD212036	4.1 ± 0.1	$0.164^{+0.006}_{-0.005}$	0.51 ± 0.01	104^{+7}_{-7}	35^{+4}_{-7}	$181.11^{+0.06}_{-0.05}$	6.886 ± 0.001	RV+HG	This paper
HD221146	$38.0^{+3.3}_{-1.3}$	$0.633^{+0.009}_{-0.008}$	$0.89^{+0.02}_{-0.07}$	142^{+12}_{-15}	350^{+18}_{-69}	126^{+10}_{-66}	173^{+23}_{-10}	RV+HG+HCI	Bowler et al. (2021)
HD221638	7.2 ± 0.2	0.108 ± 0.005	0.68 ± 0.02	149 ± 1	124^{+2}_{-2}	$196.7^{+0.8}_{-0.8}$	16.71 ± 0.06	RV+HG	This paper
HIP9603	15 ± 3	0.21 ± 0.02	0.63 ± 0.05	45 ± 1	71 ± 5	188 ± 3	12.80 ± 0.04	RV+HG	This paper
HIP39470	8.8 ± 0.2 or 7.6 ± 0.1	$0.138^{+0.007}_{-0.008}$ or 0.147 ± 0.005	$0.33^{+0.05}_{-0.06}$ or 0.26 ± 0.04	22^{+2}_{-3} or 170 ± 1	260 ± 2 or 142 ± 2	151 ± 3 or 150 ± 4	18.2 ± 0.5 or 16.4 ± 0.4	RV+HG	This paper
HIP113201	9.7 ± 0.2	0.118 ± 0.002	0.69 ± 0.01	144.8 ± 0.4	201 ± 2	317 ± 1	8.96 ± 0.02	RV+HG+HCI	Biller et al. (2022)

Notes: HG corresponds to (*Hipparcos/Gaia*) absolute astrometry data. For HD42659 B, the reported mass is the minimum mass.

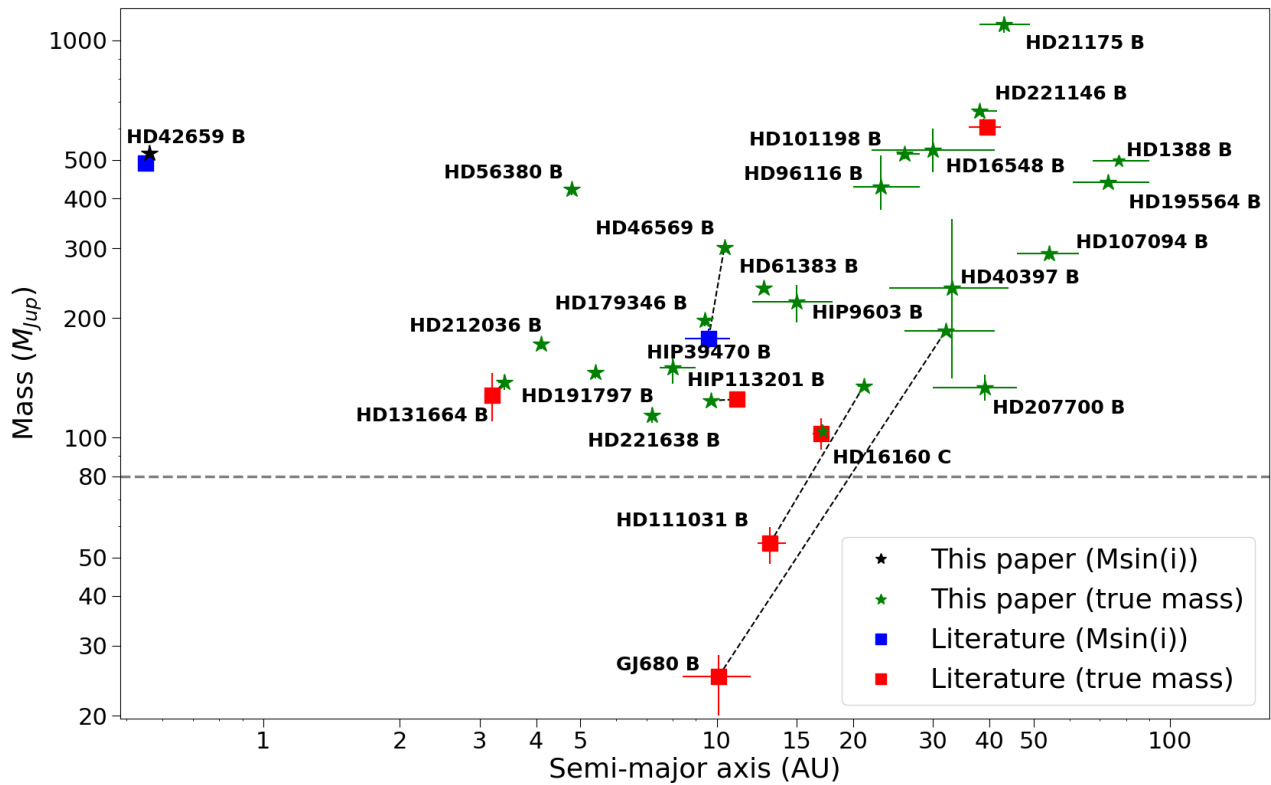


Fig. C.1: Semi-major axis and masses of the different stellar companions. For known companions, when previous characterization is available, the dotted lines allow comparing the solutions obtained in this study with those obtained in previous studies. The grey dotted line corresponds to the hydrogen burning limit ($\sim 80 M_{Jup}$).

Appendix D: additional figures

Appendix D.1: new companions

Appendix D.1.1: DPASS results

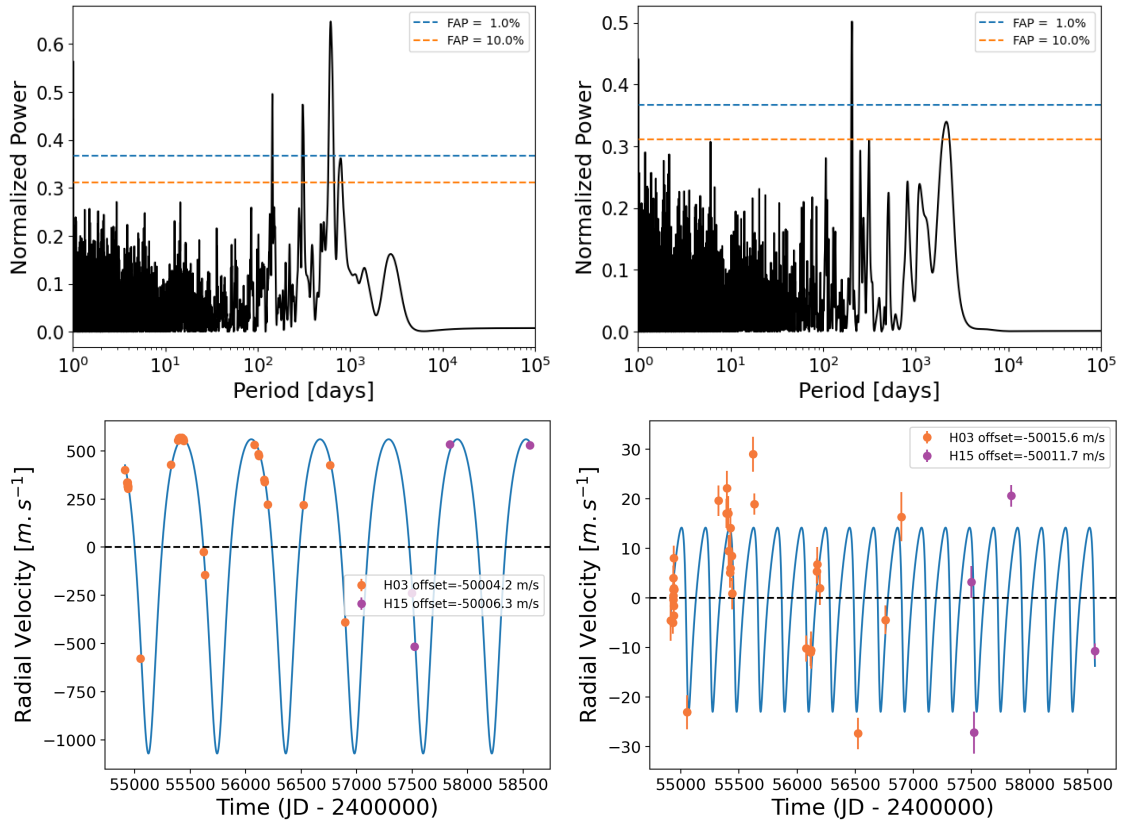


Fig. D.1: *Top left:* Periodogram of the GJ660.1 A RV measurements. *Top right:* Periodogram of the RV residuals. *Bottom left:* Best fit of the GJ660.1 A RV measurements obtained with DPASS. *Bottom right:* Best fit of the GJ660.1 A RV measurements, corrected for the signal of GJ660.1 C, obtained with DPASS.

Appendix D.1.2: HD75302

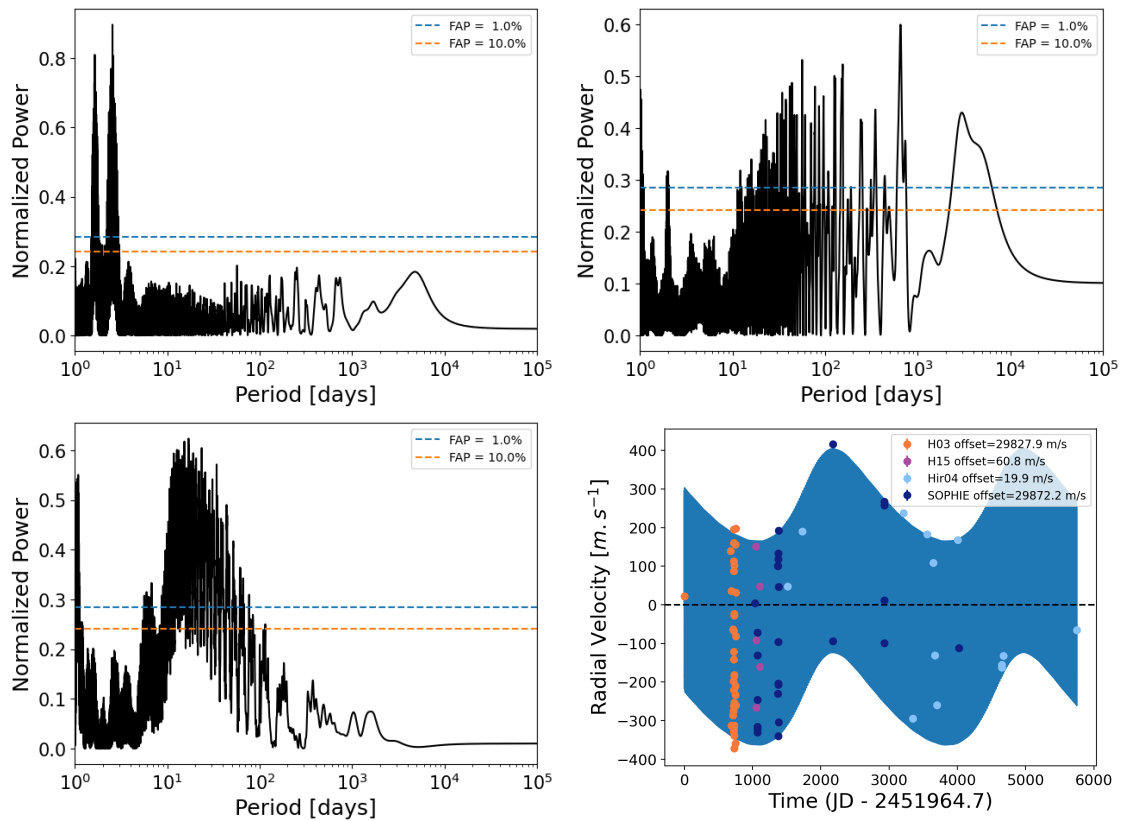


Fig. D.2: *Top left*: Periodogram of the HD73256 RV measurements. *Top right*: Periodogram of the HD73256 RV measurements, corrected for the signal of HD73256 b. *Bottom left*: Periodogram of the RV residuals. *Bottom right*: Fit of the HD73256 RV measurements obtained with DPASS, considering a two companions orbital fit with a period of 2.5 d and 2785 d, respectively.

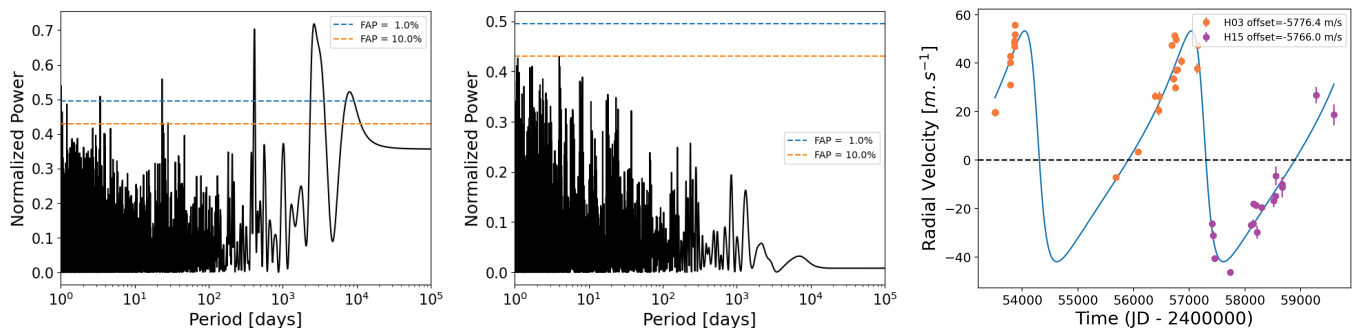


Fig. D.3: *Left*: Periodogram of the HD108202 RV measurements. *Middle*: Periodogram of the RV residuals. *Right*: Best fit of the HD108202 RV measurements obtained with DPASS.

Appendix D.2: Plots for known sub-stellar companions

Appendix D.2.1: Long-period companions

Appendix D.2.2: short-period companions

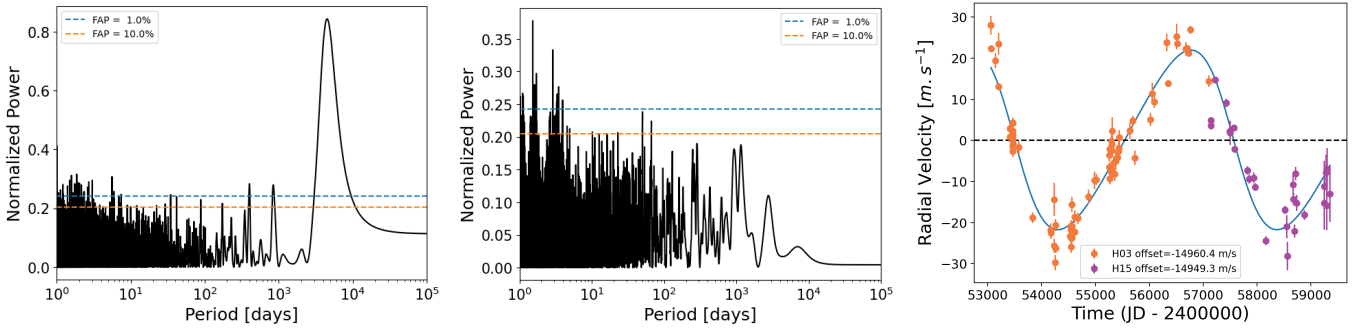


Fig. D.4: *Left*: Periodogram of the HD135625 RV measurements. *Middle*: Periodogram of the RV residuals. *Right*: Best fit of the HD135625 RV measurements obtained with DPASS.

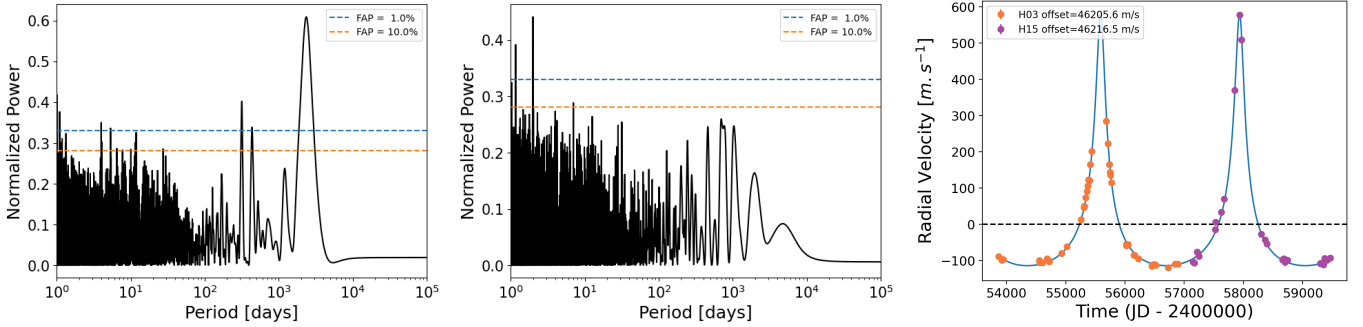


Fig. D.5: *Left*: Periodogram of the HD165131 RV measurements. *Middle*: Periodogram of the RV residuals. *Right*: Best fit of the HD165131 RV measurements obtained with DPASS.

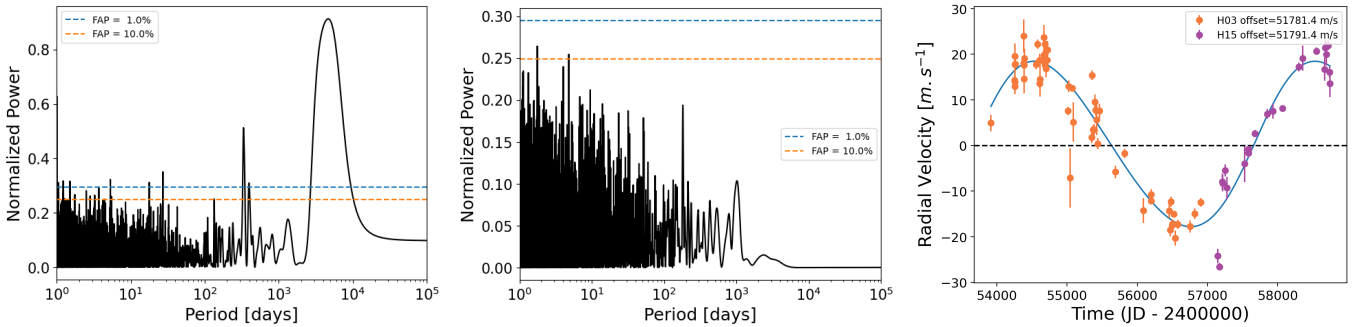


Fig. D.6: *Left*: Periodogram of the HD185283 RV measurements. *Middle*: Periodogram of the RV residuals. *Right*: Best fit of the HD185283 RV measurements obtained with DPASS.

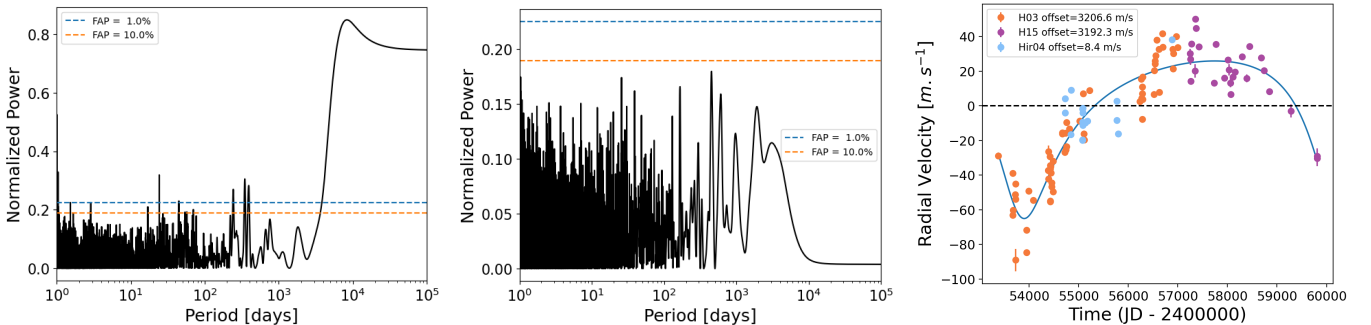


Fig. D.7: *Left*: Periodogram of the HIP10337 RV measurements. *Middle*: Periodogram of the RV residuals. *Right*: Best fit of the HIP10337 RV measurements obtained with DPASS.

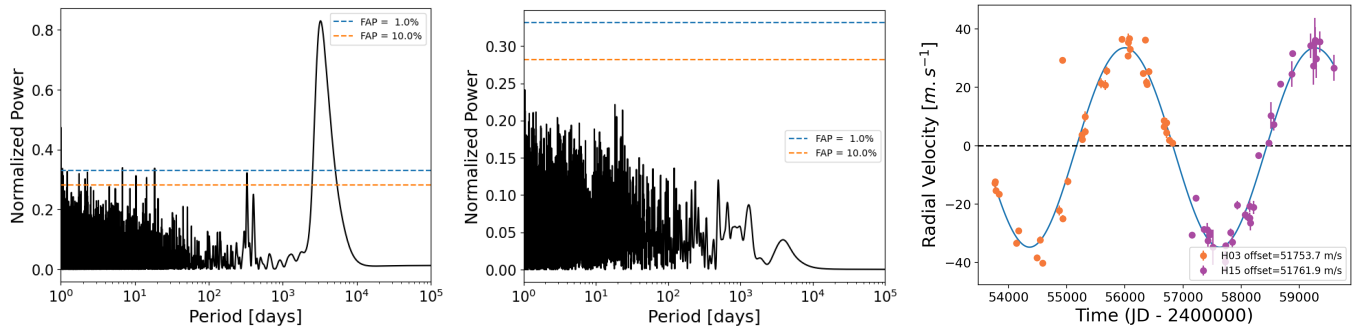


Fig. D.8: *Left*: Periodogram of the HIP54597 RV measurements. *Middle*: Periodogram of the RV residuals. *Right*: Best fit of the HIP54597 RV measurements obtained with DPASS.

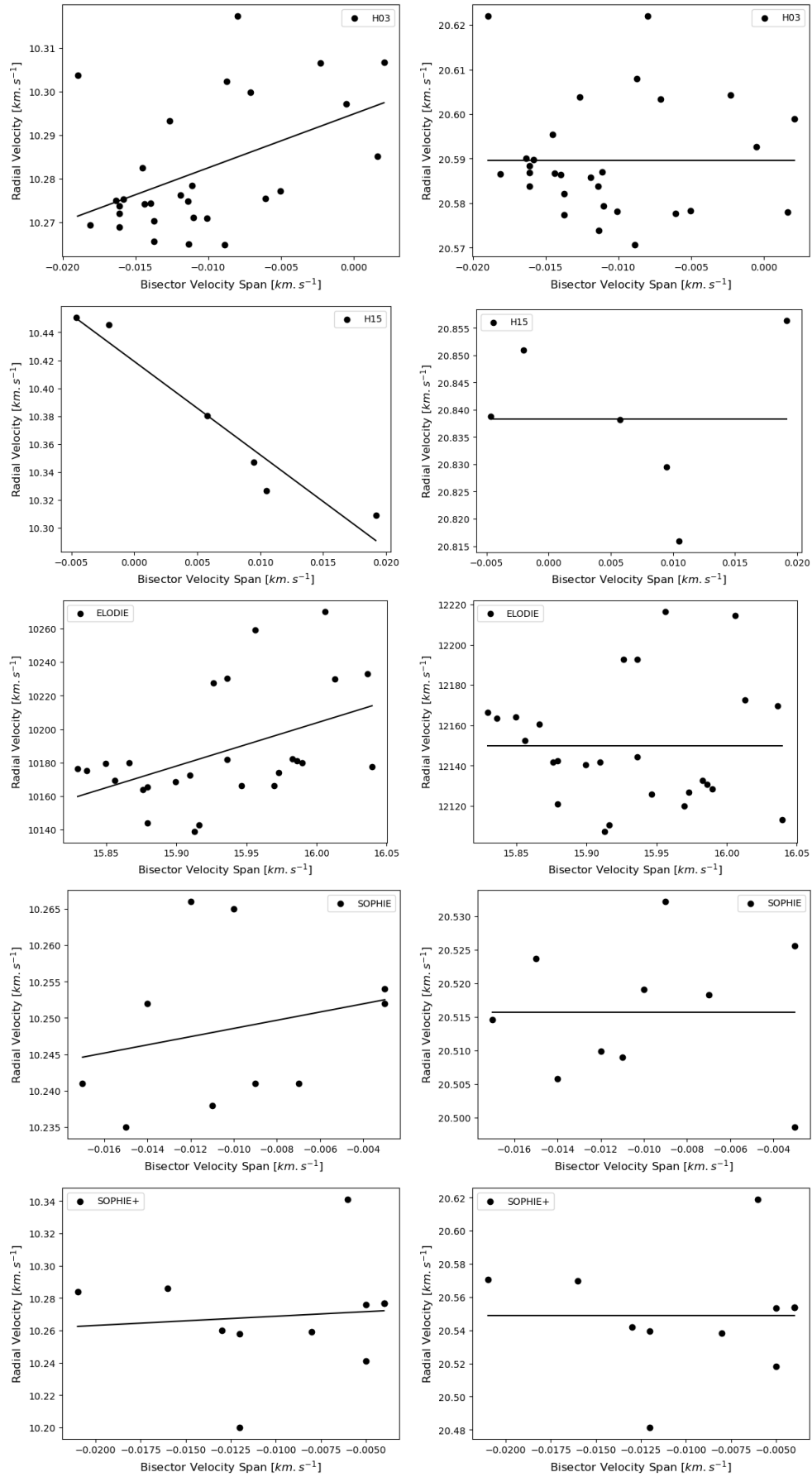


Fig. D.9: Radial velocity vs. bisector velocity span of HD75302 before (*left*) and after (*right*) RV correction of the star's short-term activity. The black line corresponds to the best linear fit. The RV and BVS data, from *top to bottom*, correspond to the data obtained with the instruments H03, H15, ELODIE, SOPHIE, and SOPHIE+.

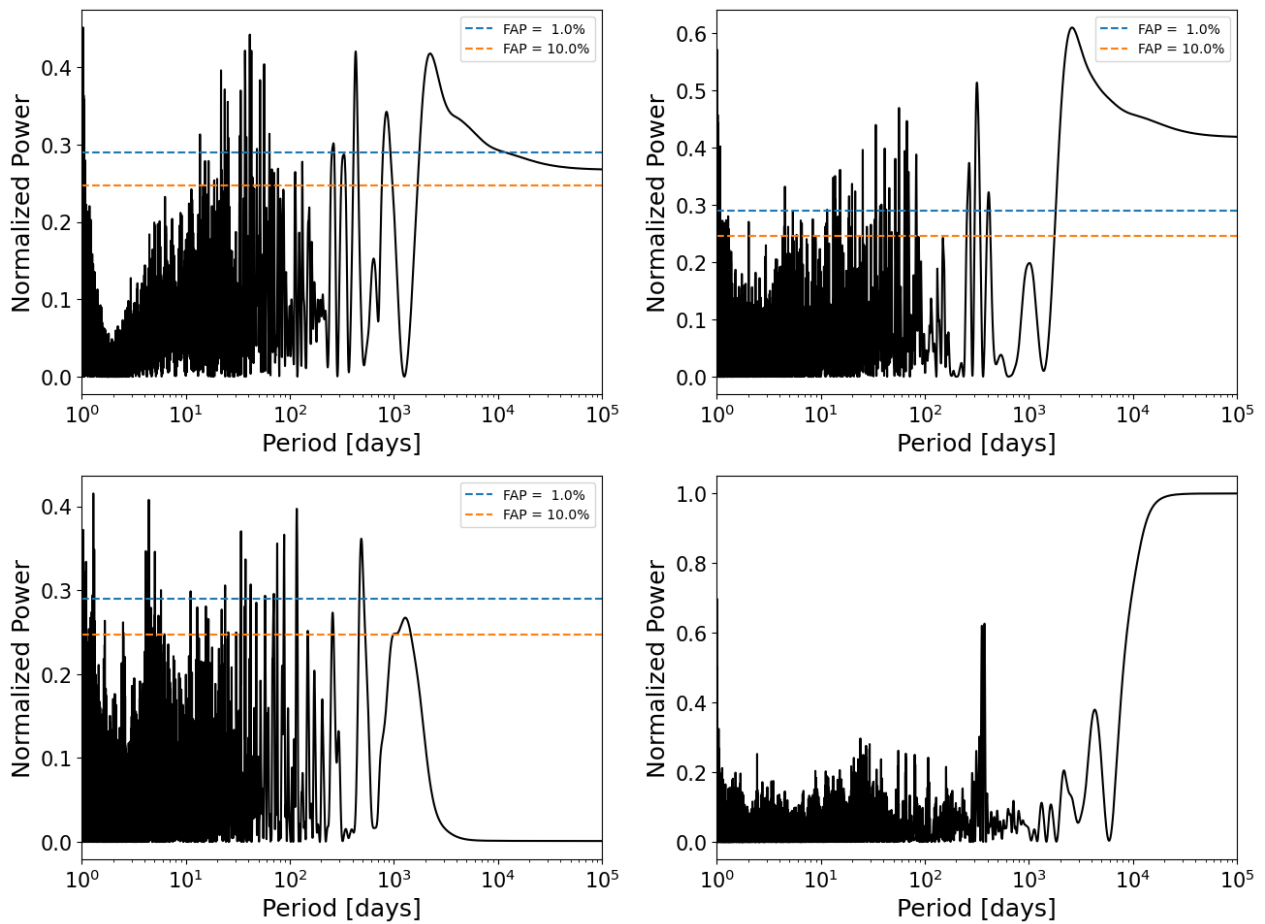


Fig. D.10: *Top left*: Periodogram of the HD75302 RV measurements. *Top right*: Periodogram of the HD75302 RV measurements after correction of the star's short-term activity. *Bottom left*: Periodogram of the RV corrected residuals. *Bottom right*: Sampling window periodogram of the RV measurements.

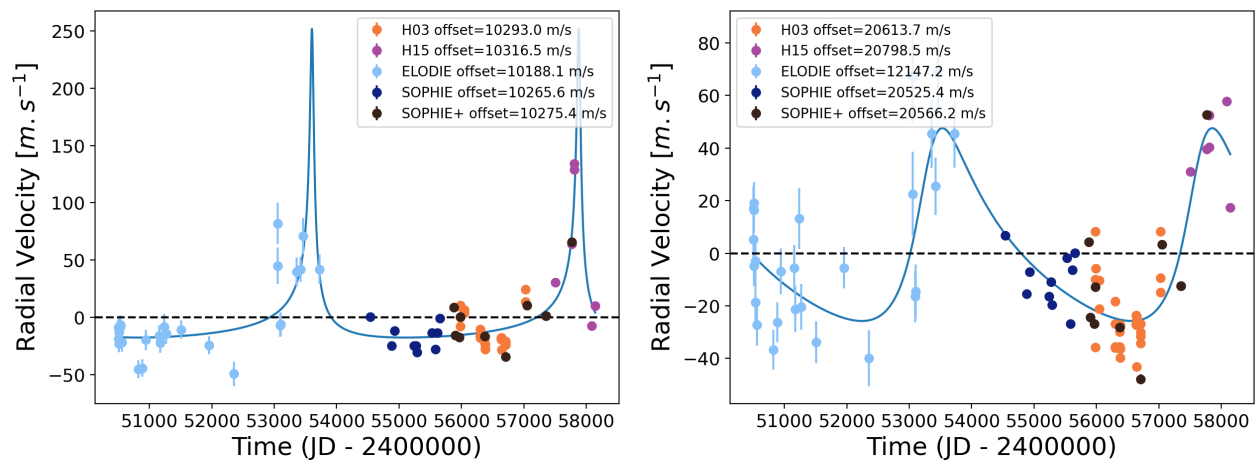


Fig. D.11: Fit of the HD75302 RV measurements before (*left*) and after (*right*) correction of the star's short-term activity.

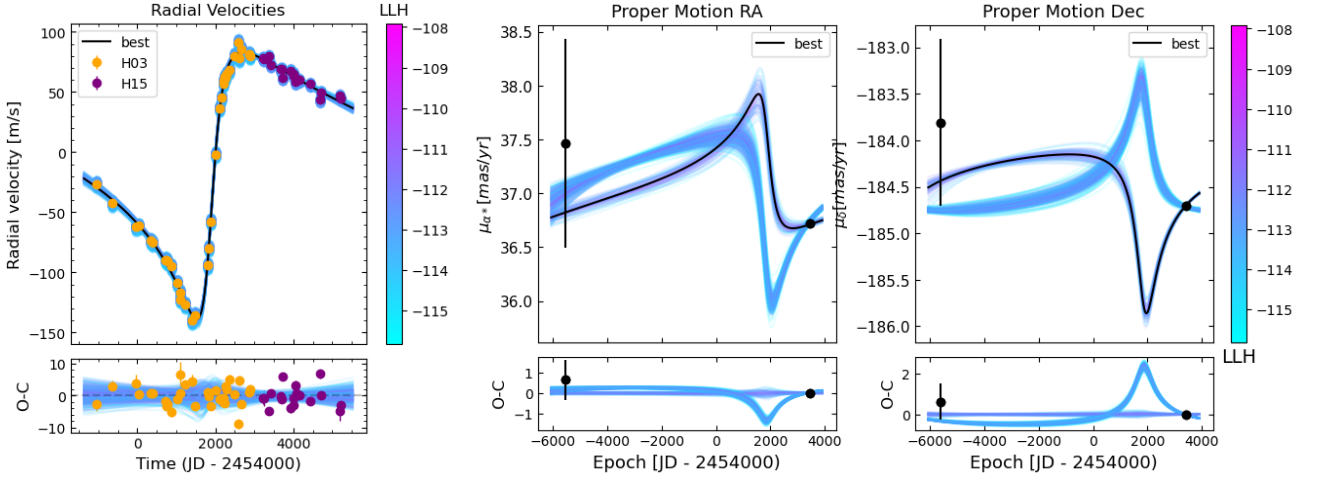


Fig. D.12: *Left*: Fit of the HD16905 RV measurements. *Right*: Fit of the HD16905 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

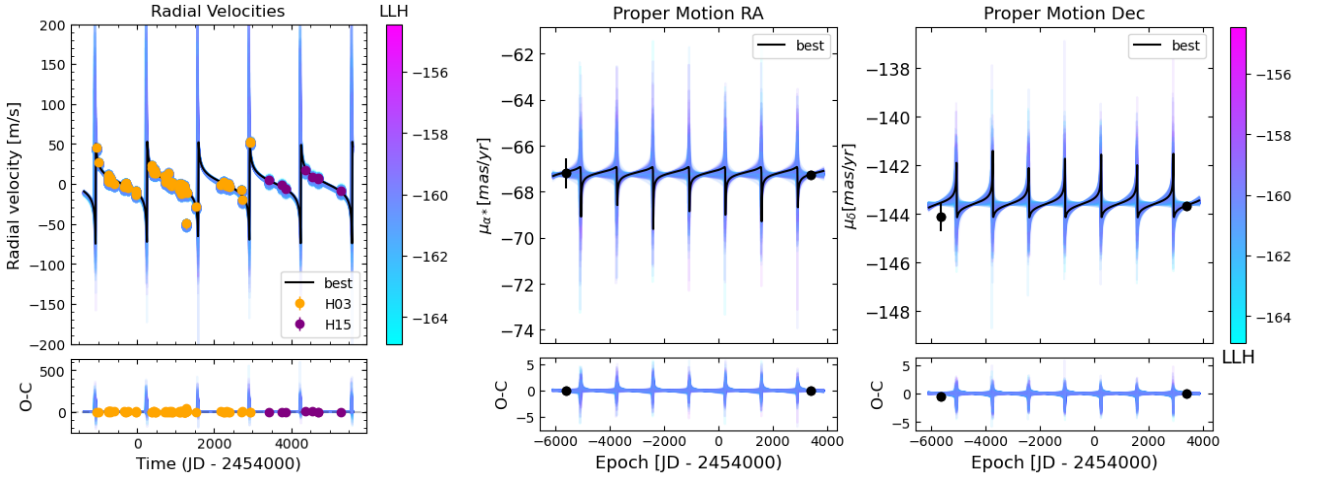


Fig. D.13: *Left*: Fit of the HD28254 RV measurements. *Right*: Fit of the HD28254 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

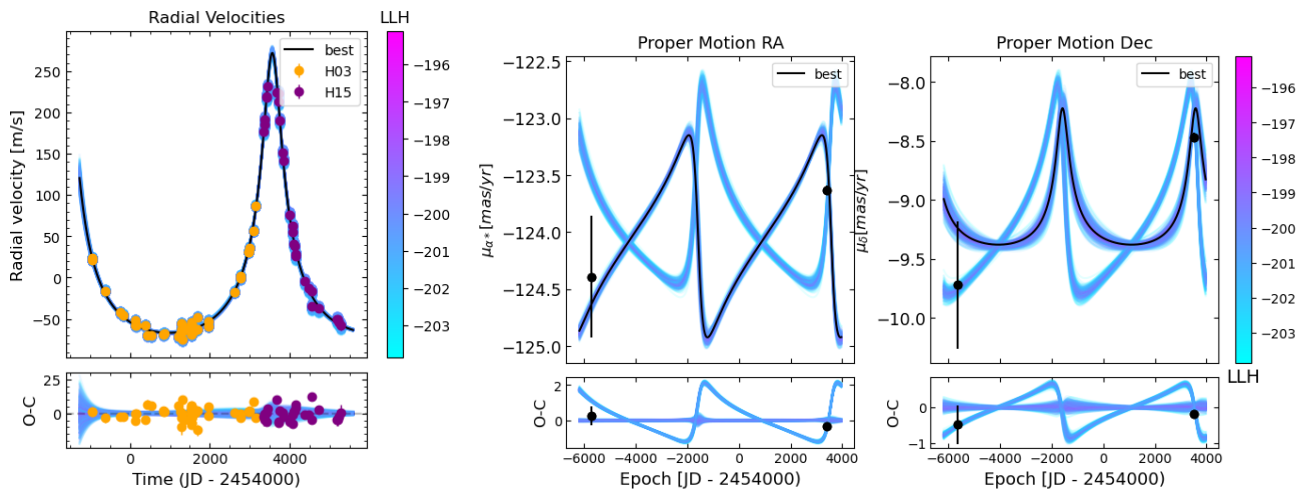


Fig. D.14: *Left*: Fit of the HD62364 RV measurements. *Right*: Fit of the HD62364 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

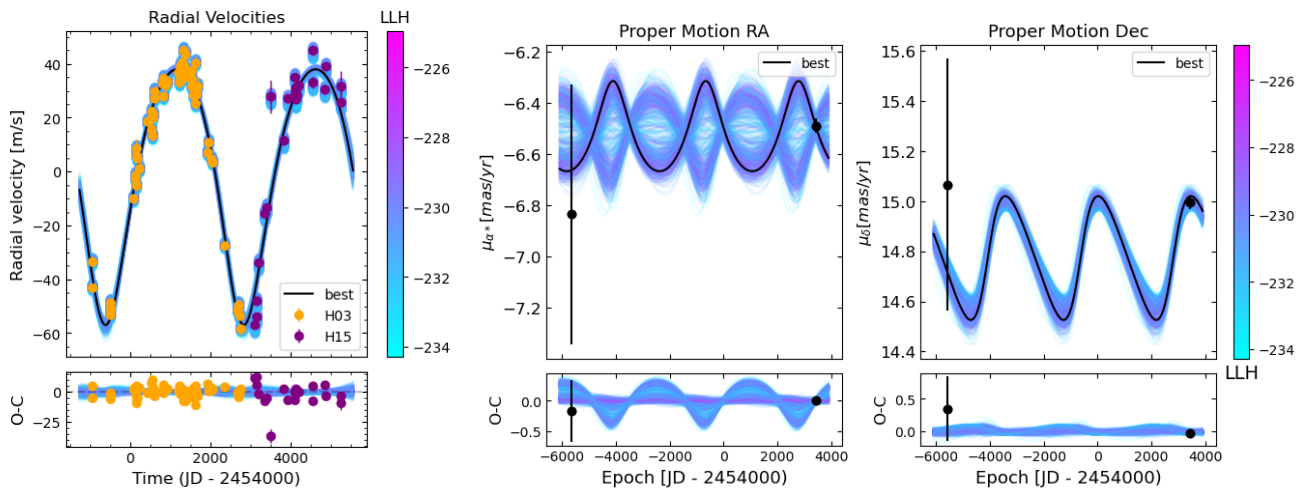


Fig. D.15: *Left*: Fit of the HD89839 RV measurements. *Right*: Fit of the HD89839 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

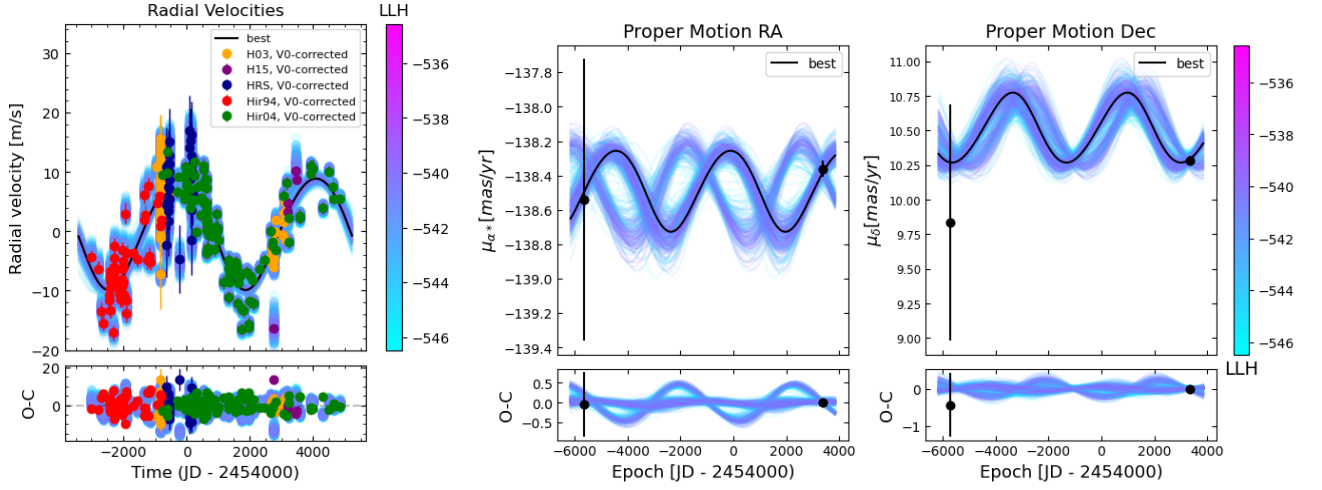


Fig. D.16: *Left*: Fit of the HD114783 RV measurements after subtracted the signal of the inner planet. *Right*: Fit of the HD114783 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

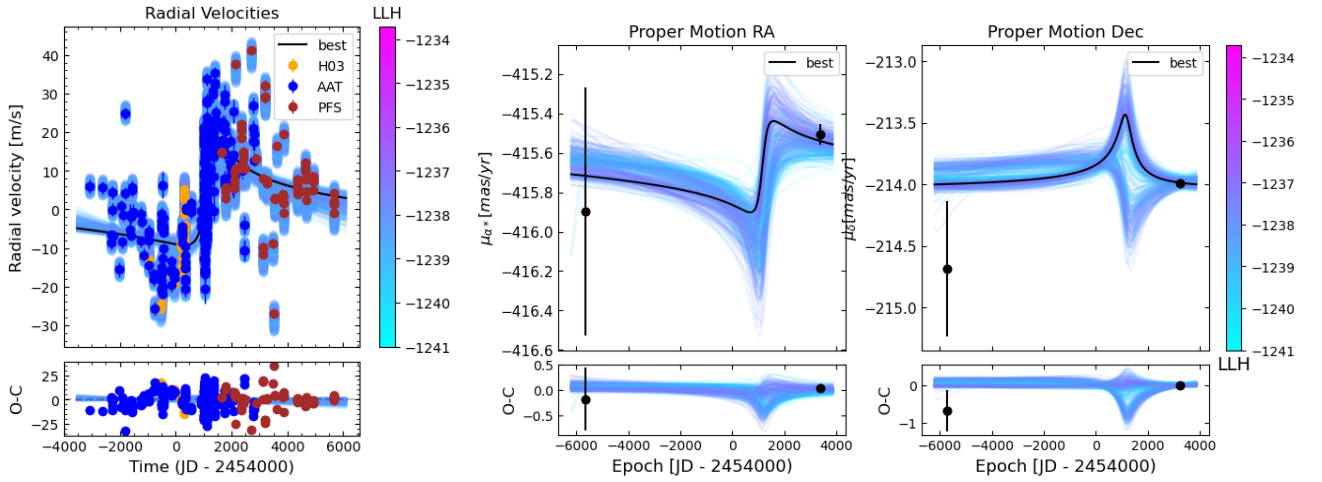


Fig. D.17: *Left*: Fit of the HD140901 RV measurements. *Right*: Fit of the HD140901 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

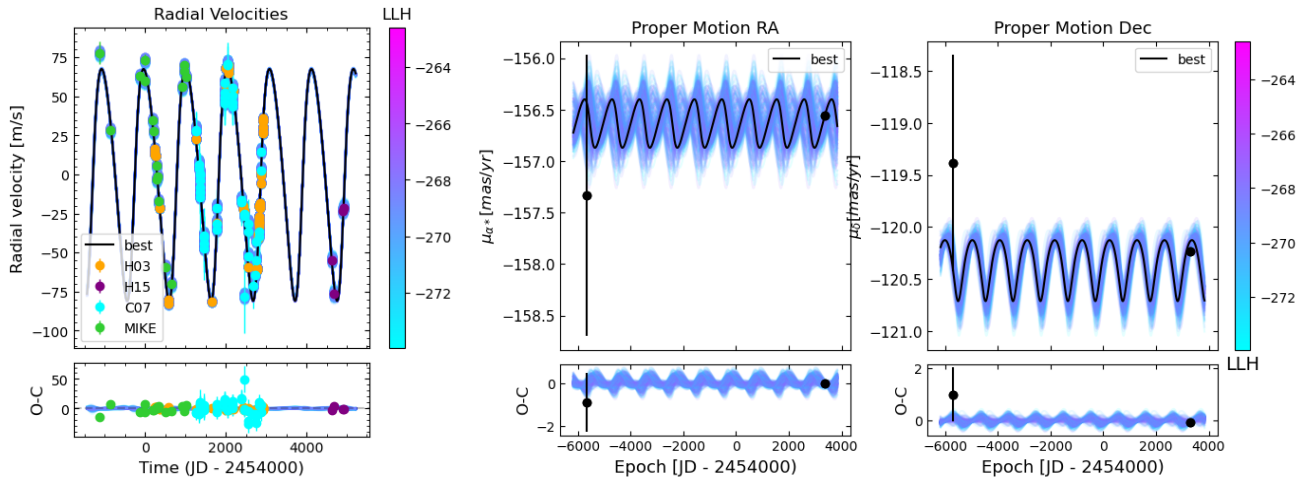


Fig. D.18: *Left*: Fit of the HD143361 RV measurements. *Right*: Fit of the HD143361 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

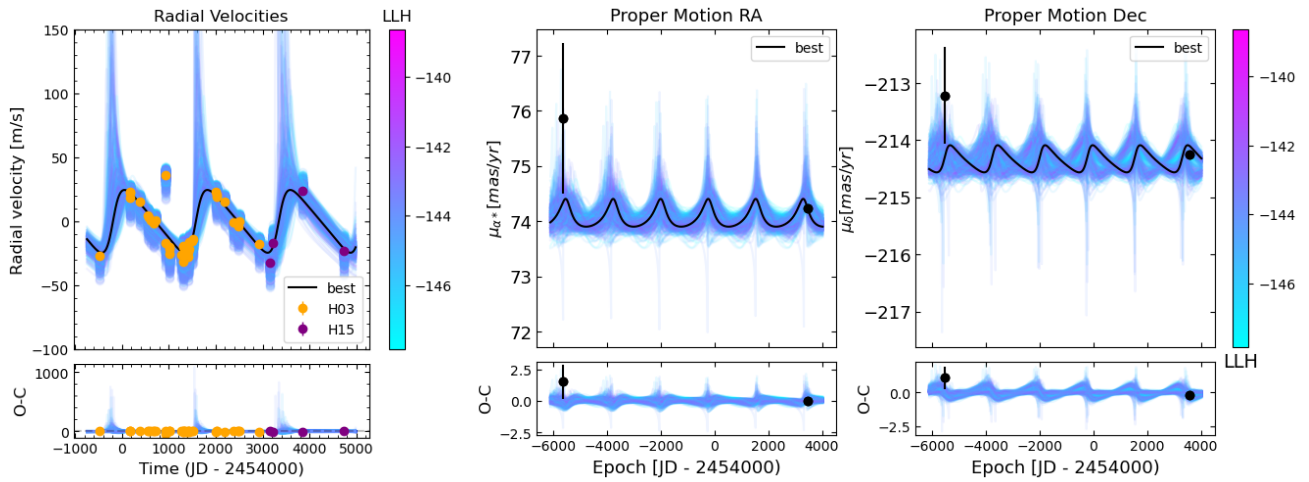


Fig. D.19: *Left*: Fit of the HD167677 RV measurements. *Right*: Fit of the HD167677 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

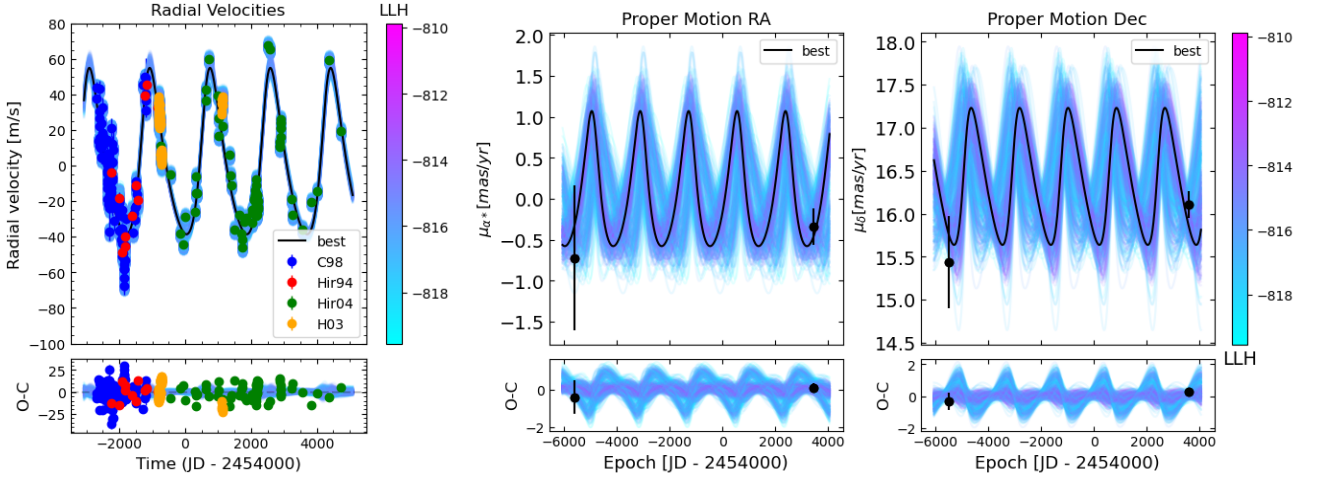


Fig. D.20: *Left*: Fit of the HD169830 RV measurements after subtracted the signal of the inner planet. *Right*: Fit of the HD169830 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

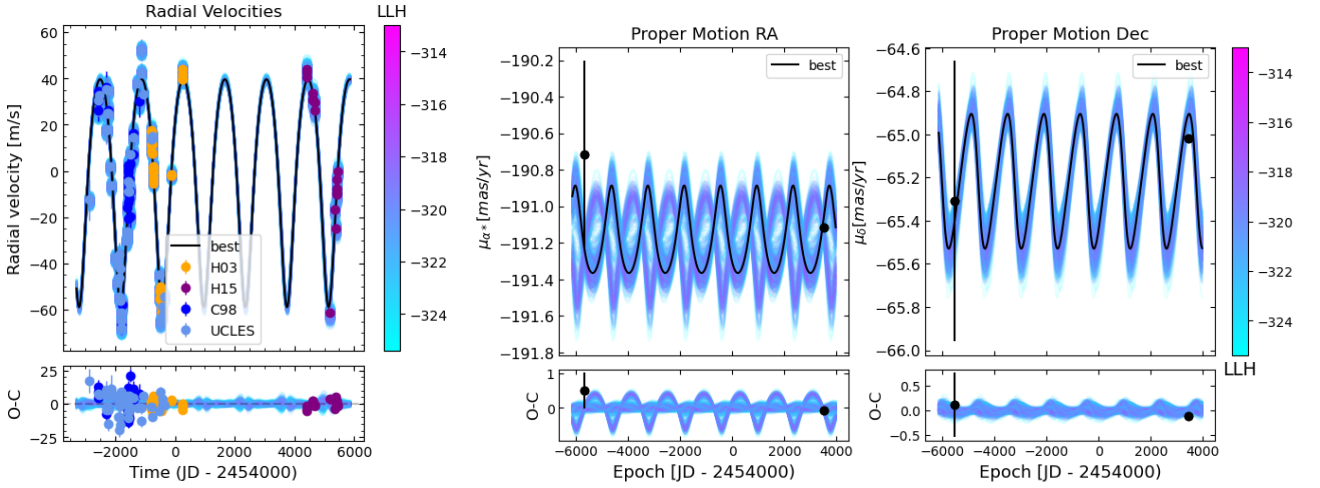


Fig. D.21: *Left*: Fit of the HD196050 RV measurements. *Right*: Fit of the HD196050 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

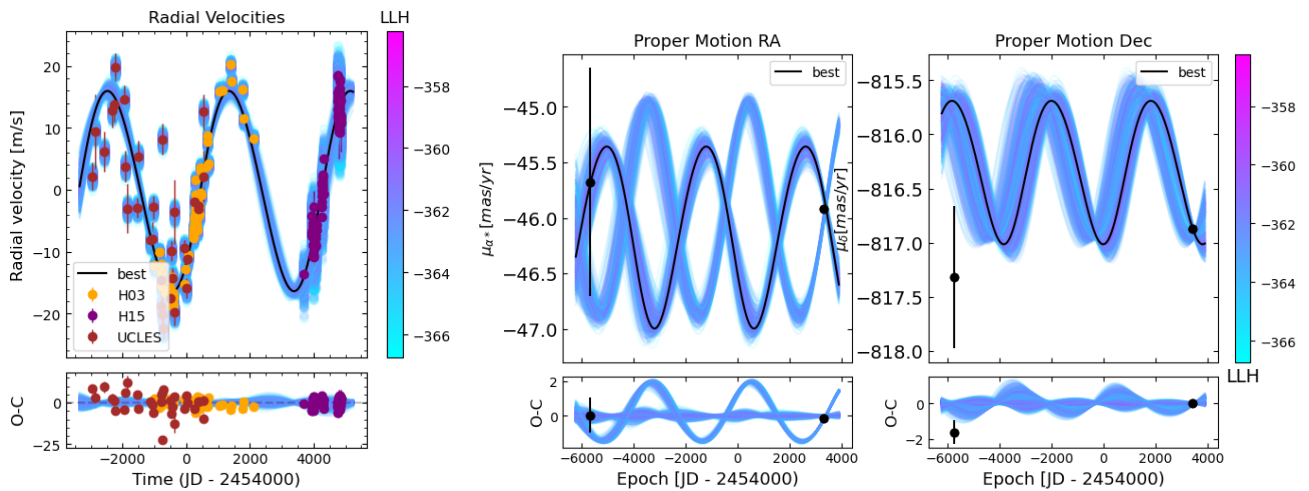


Fig. D.22: *Left*: Fit of the HD204961 RV measurements. *Right*: Fit of the HD204961 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

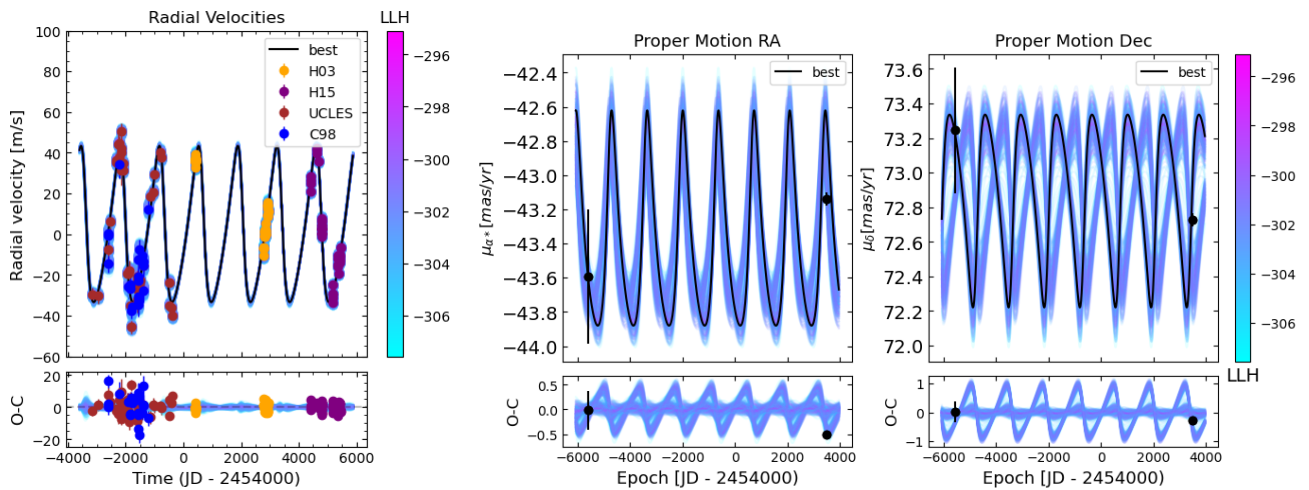


Fig. D.23: *Left*: Fit of the HD216437 RV measurements. *Right*: Fit of the HD216437 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

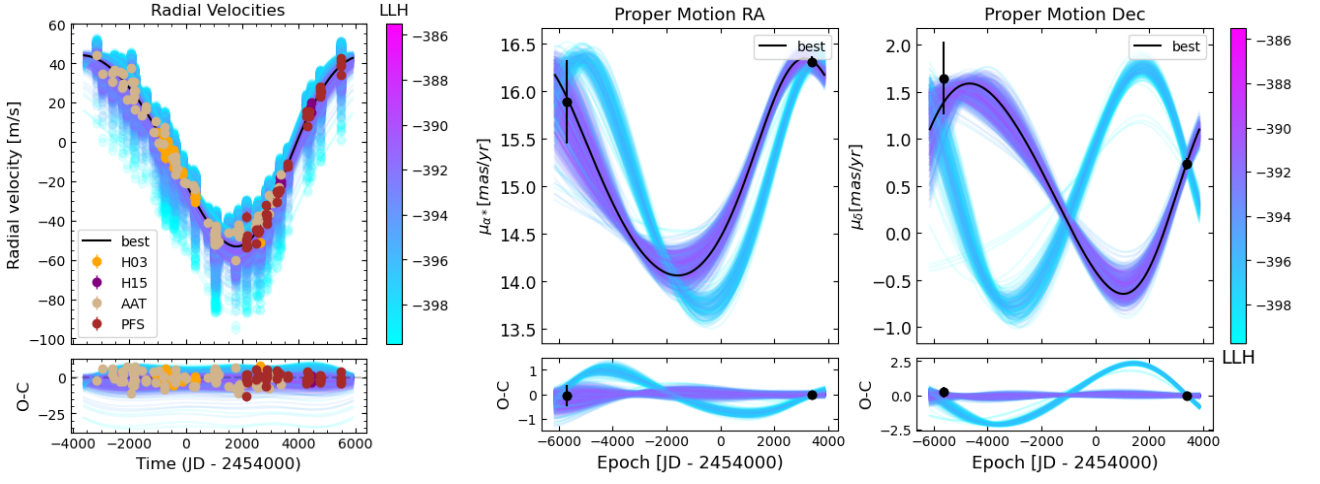


Fig. D.24: *Left*: Fit of the HD221420 RV measurements. *Right*: Fit of the HD221420 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

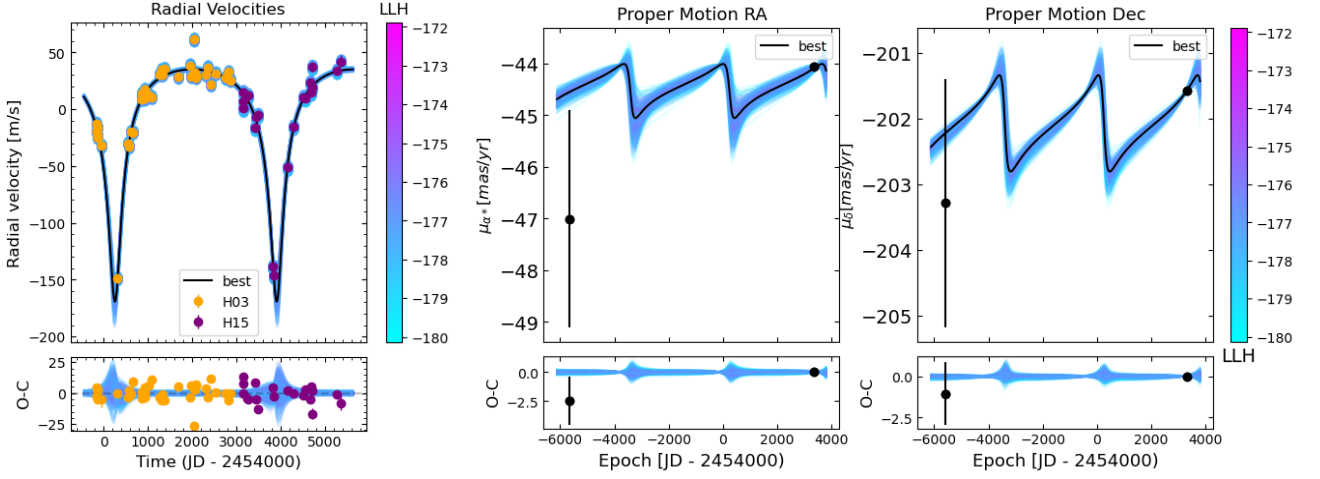


Fig. D.25: *Left*: Fit of the HIP70849 RV measurements. *Right*: Fit of the HIP70849 astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the Hipparcos and Gaia EDR3 proper motion measurements. In each plot, the black curve corresponds to the best fit. The color bar indicates the log-likelihood corresponding to the different fits plotted.

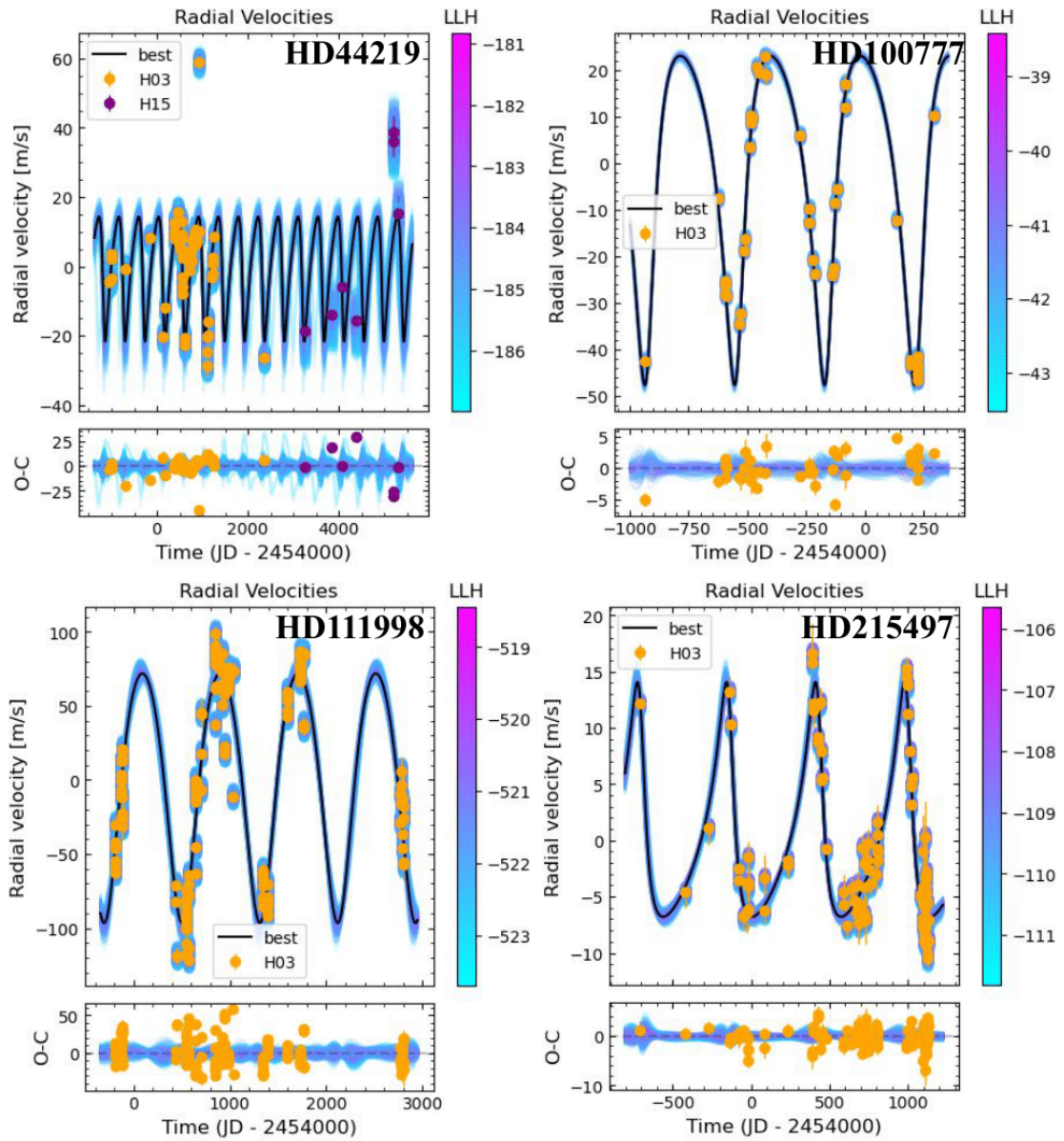


Fig. D.26: Fit of RV data points of the stars hosting short-period planets with MCMC. The stars shown are, from left to right and top to bottom, HD44219, HD100777, HD111998, and HD215497.

Chapitre 4

Caractérisation et détection de compagnons sub-stellaires dans des systèmes multiples

Sommaire

1	Le couplage des méthodes de détection	82
2	Caractérisation des compagnons à longues périodes	83
2.1	Sélection et limites de l'échantillon	83
2.2	Article (publié) : Amélioration de la caractérisation de compagnons seuls à longues périodes	86
3	Détection et caractérisation de compagnons sub-stellaires dans les archives HARPS	103
3.1	L'apport des mesures Gaia et Hipparcos à la recherche des exoplanètes	103
3.2	Article (publié) : Approche multi-techniques pour identifier et/ou contraindre les compagnons sub-stellaires	106

Dans les précédentes études, nous nous sommes concentrés sur la caractérisation des compagnons uniques ou des systèmes multiples avec un compagnon interne induisant une variation du mouvement propre de l'étoile négligeable. En effet, dans un système multiple, les variations de mouvements propres observées sont le résultat de la composition des mouvements des différents compagnons. Étant donné que seules trois mesures sont disponibles, les mouvements propres "instantanés" mesurés par Hipparcos et Gaia et le mouvement propre long-terme entre ces deux mesures, il est très difficile d'isoler les variations dues à chaque compagnon individuellement. Cela va ainsi entraîner des dégénérescences et les MCMC peuvent alors avoir des difficultés à converger vers des solutions bien contraintes pour l'inclinaison orbitale et la longitude du noeud ascendant. C'est tout particulièrement le cas dans les systèmes composés de deux compagnons de masses similaires situés relativement proche l'un de l'autre (a entre typiquement 2 et 10 ua).

1 GJ849 : un système à deux planètes géantes

Le système GJ849 illustre bien ce problème. Ce système planétaire est composé de deux planètes géantes en orbite autour d'une étoile de type M3.5V de $0.47 \pm 0.01 M_{\odot}$ (KERVELLA et al., 2022). Ce système est l'un des rares cas avec deux compagnons externes et où les deux périodes orbitales sont entièrement couvertes par les données de VR, ce qui permet de déterminer précisément les paramètres orbitaux et la masse minimum des deux compagnons. GJ849 b est une planète avec une masse minimum de $0.89 \pm 0.04 M_{Jup}$ située à 2.41 ± 0.02 ua (BUTLER et al., 2006) et GJ849 c est une planète avec une masse minimum de $1.079 \pm 0.05 M_{Jup}$ située à $4.97_{-0.07}^{+0.08}$ ua (KATHERINA FENG et al., 2015). Afin d'essayer de déterminer l'inclinaison orbitale des deux planètes et leur masse réelle, j'ai utilisé les 22 ans de données de VR (HARPS+HIRES) couplées aux mesures de mouvements propres Hipparcos/Gaia. On peut voir sur la figure 4.1 que les données de mouvements propres peuvent être ajustées par un grand nombre de configurations différentes. On trouve ainsi une large distribution pour l'inclinaison des deux planètes avec des valeurs allant de 35 à 150° pour les deux planètes (intervalle de confiance à 3σ). Néanmoins, ce résultat confirme le statut planétaire des deux objets avec une masse comprise entre 0.8 et 1.9 M_{Jup} pour GJ832 b et 1.0 et 2.2 M_{Jup} pour GJ832 c (intervalle de confiance à 3σ).

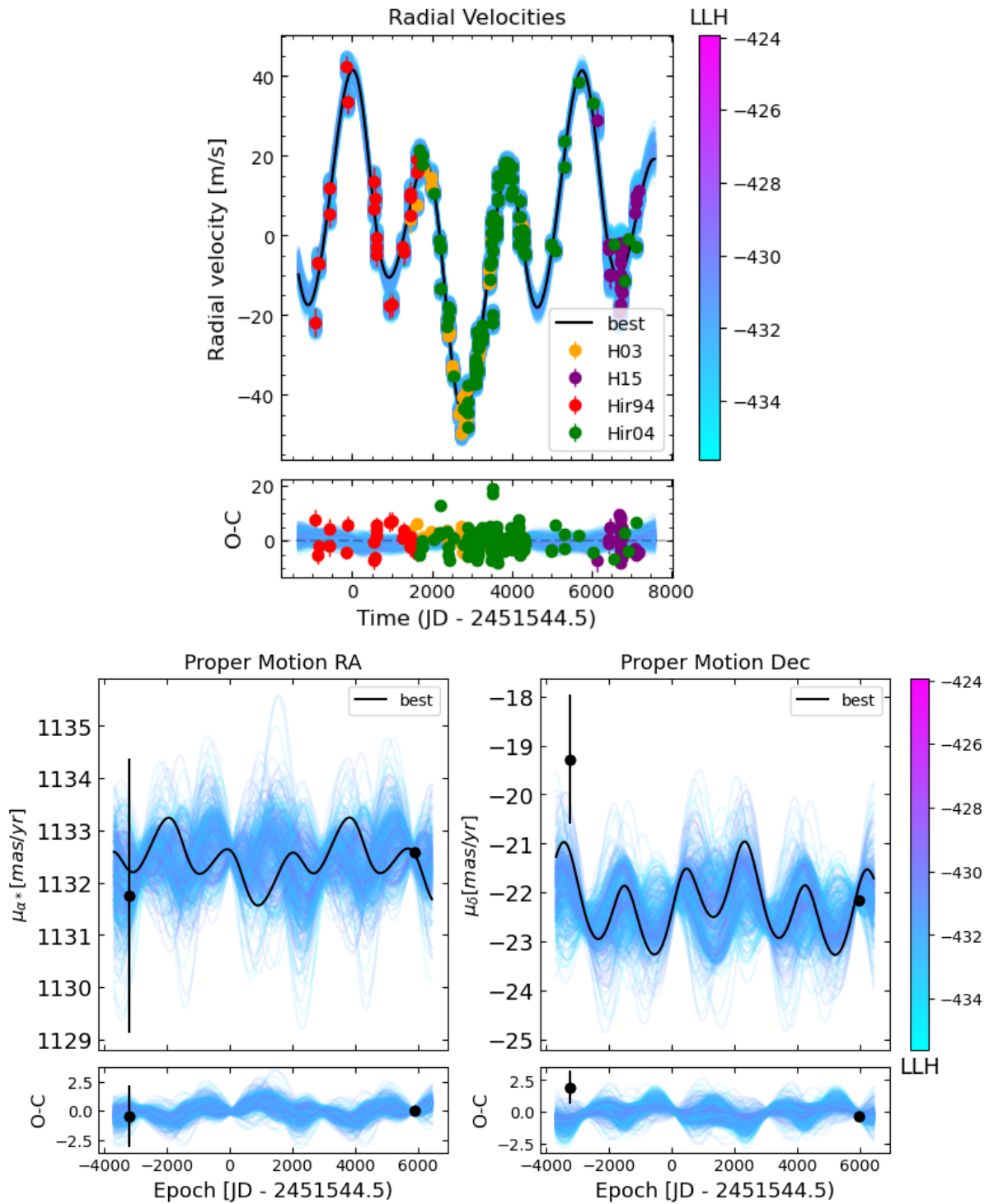


FIGURE 4.1 – Ajustement des paramètres de GJ849 b et c avec notre algorithme MCMC. *Haut* : Ajustement des données de VR. *Bas* : Ajustement des mesures de mouvements propres en ascension droite (*gauche*) et en déclinaison (*droite*). Dans chaque figure, les points noirs correspondent aux mesures obtenues avec Hipparcos (*gauche*) et Gaia (*droite*). Dans chaque figure, la ligne noire correspond à la solution avec la valeur de log-likelihood la plus petite et la color-bar indique la log-likelihood de chaque ajustement.

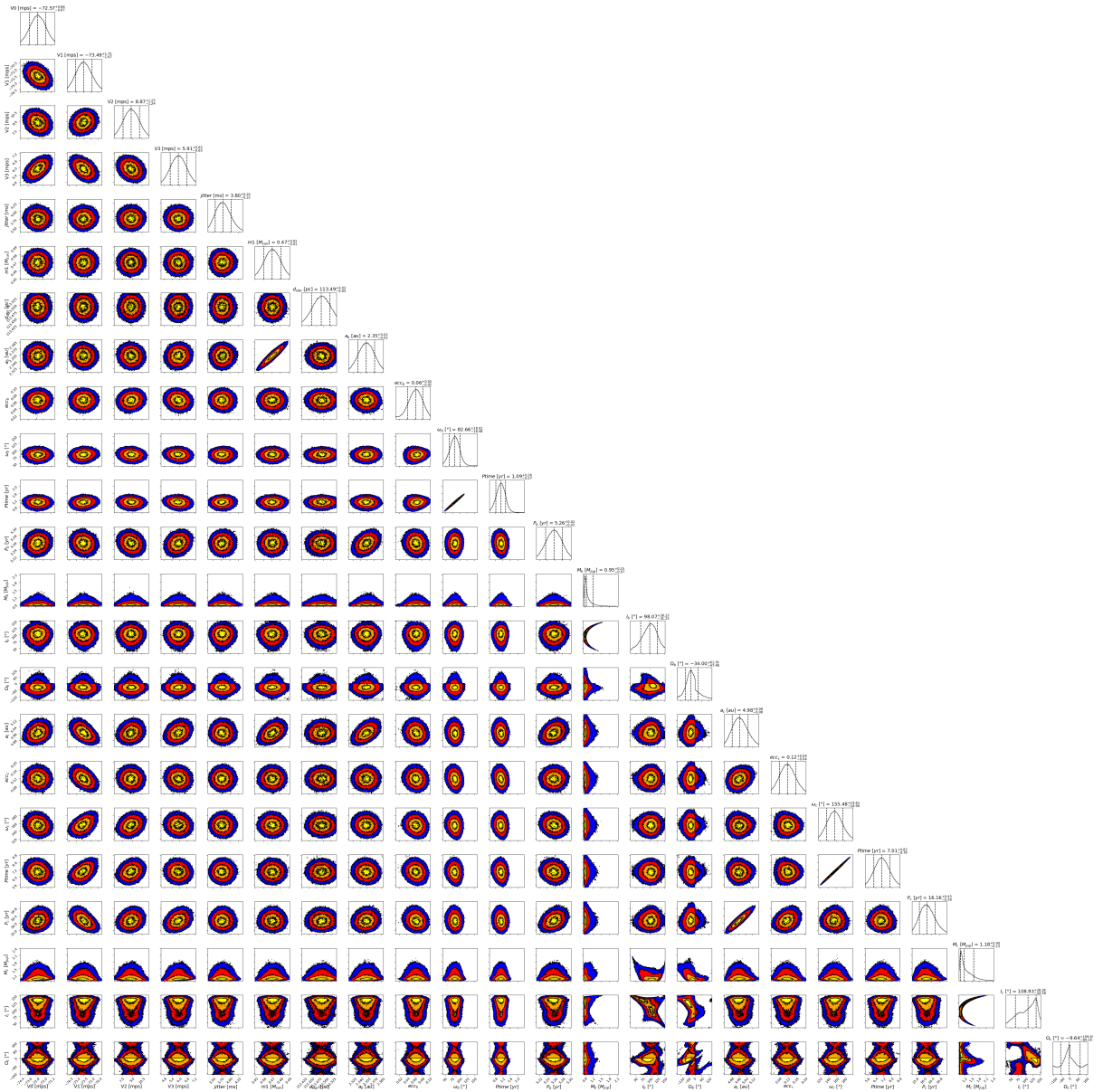


FIGURE 4.2 – Corner plot montrant la distribution des différents paramètres orbitaux et de la masse de GJ842 b et c.

2 HD7449 : un système avec une planète géante interne et un compagnon stellaire externe

2.1 Détection des compagnons grâce aux vitesses radiales

Lorsque deux compagnons induisent des variations de mouvements propres significativement différentes (à cause de masses très différentes par exemple), il est possible de séparer plus facilement les deux signaux et ainsi mieux contraindre l'inclinaison des deux compagnons. Un bon exemple est le cas de HD7449 A que nous avons présenté rapidement dans la Section 3.2 du Chapitre 2. Autour de cette étoile de type F9.5V, deux compagnons ont été détectés grâce aux VR (MAYOR et al., 2011). Considérant uniquement les données de VR, WITTENMYER et al., 2019 ont déterminé que HD7449 Ab était une planète interne très excentrique ($e = 0.92 \pm 0.02$) d'une masse minimum de $0.51 \pm 0.11 M_{Jup}$ située à 2.38 ± 0.04 ua et que HD7449 B était une naine brune avec une masse minimum de $19.2 \pm 4.2 M_{Jup}$ et située à 12.7 ± 0.6 ua, l'excentricité étant fixée à 0. Cependant, la courbe de variations de VR induites par HD7449 B est très mal contrainte par les données de VR (contrairement à celle de HD7449 b), ce qui ne permet pas de déterminer avec précision les propriétés orbitales et la masse du compagnon externe. De plus, un compagnon pouvant expliquer les variations de VR à longue période a été identifié en imagerie dans deux études séparées (RODIGAS et al., 2016 et MOUTOU et al., 2017) et la photométrie correspondrait plutôt à une étoile de faible masse d'environ $180 M_{Jup}$.

2.2 Couplage des données de vitesses radiales avec l'astrométrie absolue

Les deux compagnons étant de masses très différentes, les deux signaux présents dans les mesures de mouvements propres peuvent être plus simplement dissociés, malgré le fait que les données de VR ne couvrent qu'un extremum de la courbe de VR de HD7449 B. Ainsi, en couplant les données de VR avec l'astrométrie absolue (Figures 4.3 et 4.8), il est possible de contraindre l'inclinaison orbitale du compagnon externe, le PMA qu'il induit étant largement supérieur à celui induit par la planète interne. Je trouve ainsi une inclinaison de 60_{-14}^{+19} ° et une masse réelle de $115 \pm 19 M_{Jup}$, confirmant que le compagnon externe est en réalité une étoile de faible masse. Cependant, l'orbite de HD7449 B étant encore assez mal contrainte, les données ne permettent pas de déterminer l'inclinaison de la planète pour laquelle je trouve une inclinaison comprise entre 19 et 159°.

2.3 L'apport des mesures d'astrométrie relative

Dans une étude récente, FENG et al., 2022 prennent également en compte les données d'astrométrie relative obtenues avec l'instrument MagAO sur le Telescope Magellan Clay (RODIGAS et al., 2016) et avec l'instrument SPHERE sur le VLT (MOUTOU et al., 2017) pour HD7449 B. L'ajout de ces observations apporte une contrainte plus importante sur l'orbite de HD7449 B, ce qui peut permettre de séparer plus facilement les variations de mouvements propres induites par chaque compagnon. Ils ont alors trouvé, pour HD7449 Ab, un demi-grand axe de 2.44 ± 0.06 ua et une inclinaison orbitale de $171.6_{-3.7}^{-2.6}$ qui correspondrait à une masse réelle de $8.1_{-2.7}^{+3.1} M_{Jup}$ et,

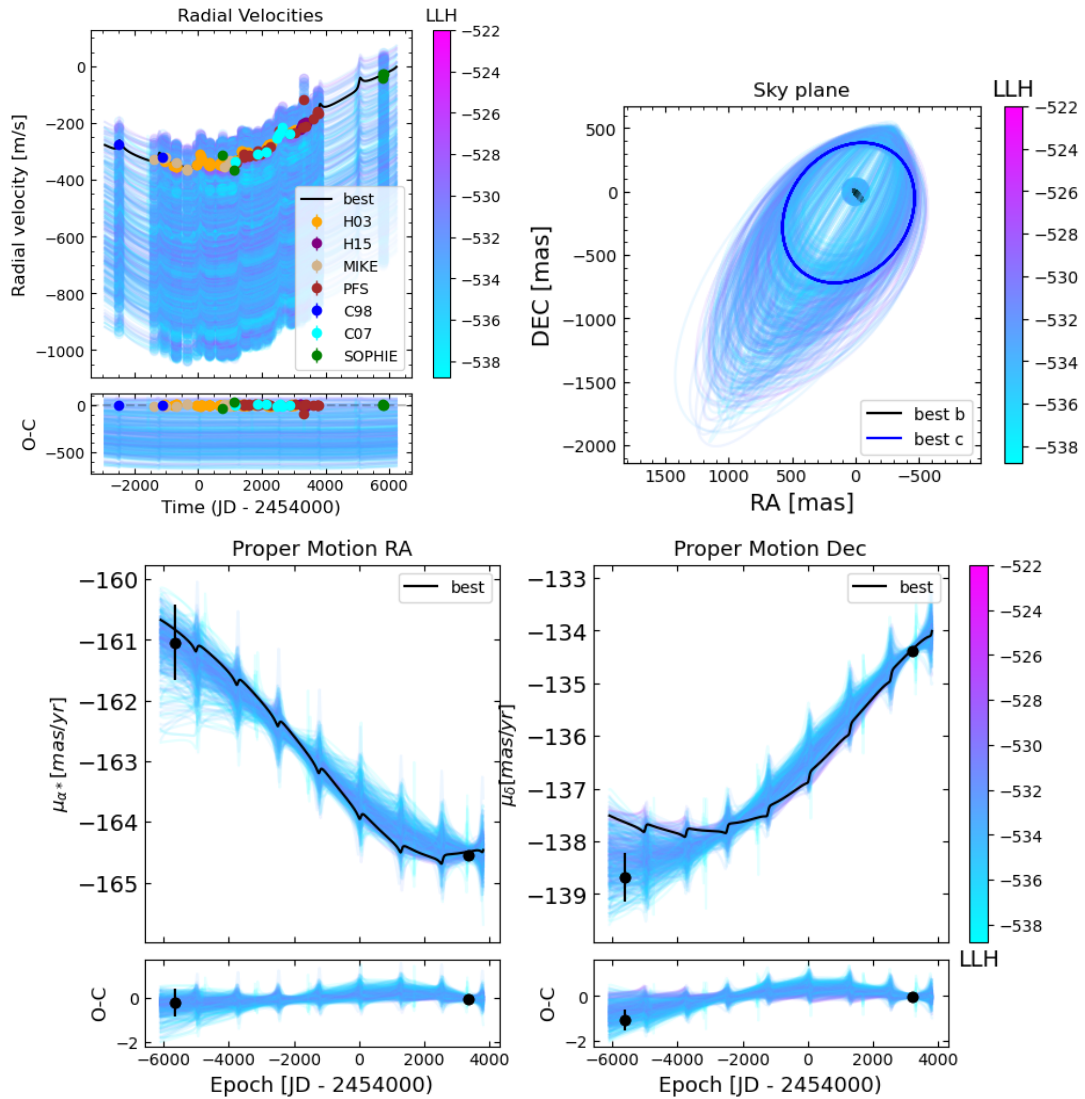


FIGURE 4.3 – Ajustement des paramètres de HD7449 Ab et B avec l’algorithme MCMC. *Haut, Gauche* : Ajustement des données de VR. *Haut, Droite* : Modélisation de l’orbite de HD7449 Ab et B. *Bas* : Ajustement des mesures de mouvements propres en ascension droite (*gauche*) et en déclinaison (*droite*). Dans chaque figure, les points noirs correspondent aux mesures obtenues avec Hipparcos (*gauche*) et Gaia (*droite*). Dans chaque figure, la ligne noire correspond à la solution avec la valeur de log-likelihood la plus petite et la color-bar indique la log-likelihood de chaque ajustement.

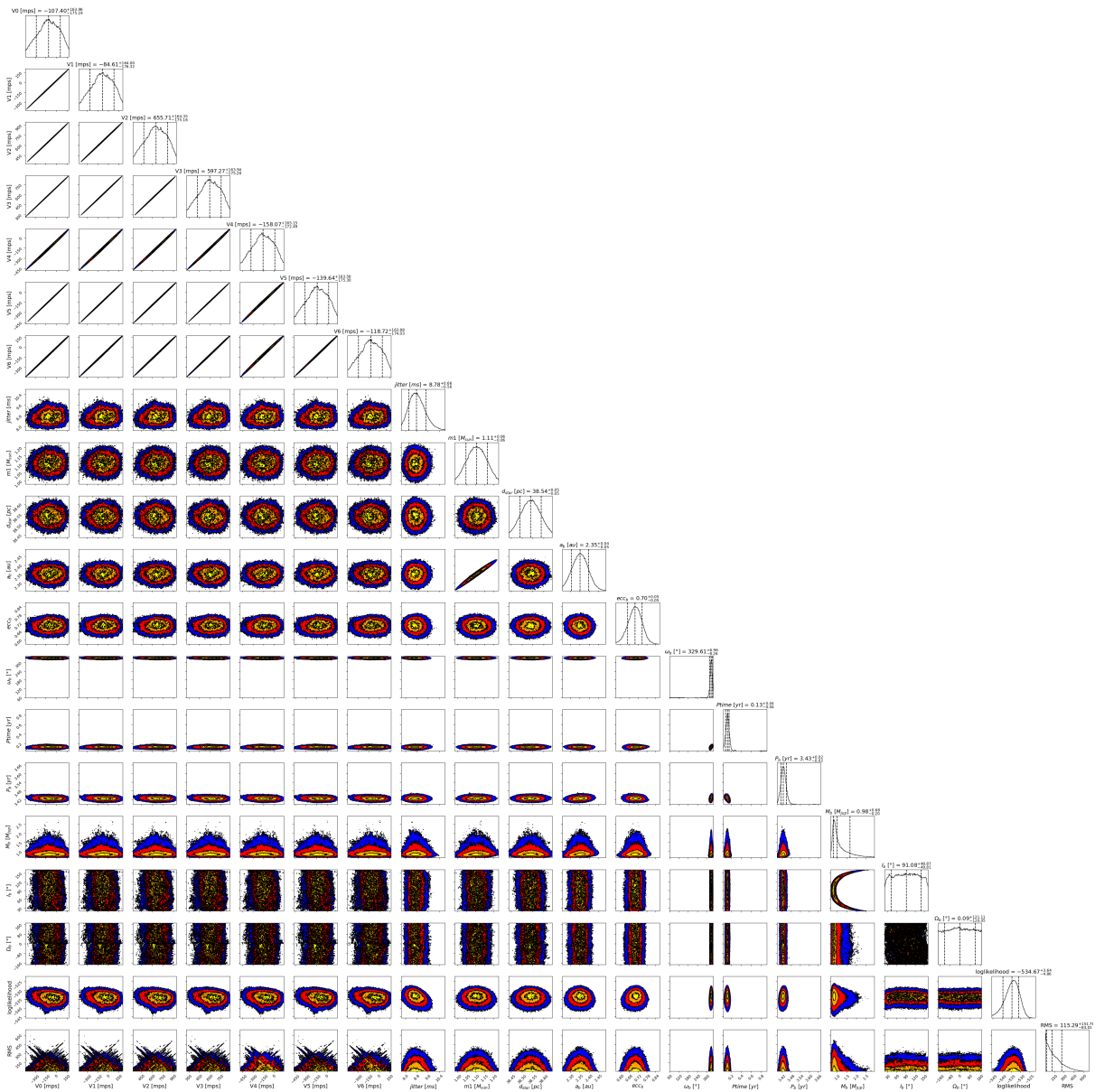


FIGURE 4.4 – Corner plot montrant la distribution des différents paramètres orbitaux et de la masse de HD7449 Ab en considérant les données de VR et de mouvement propre.

2. HD7449 : un système avec une planète géante interne et un compagnon stellaire externe

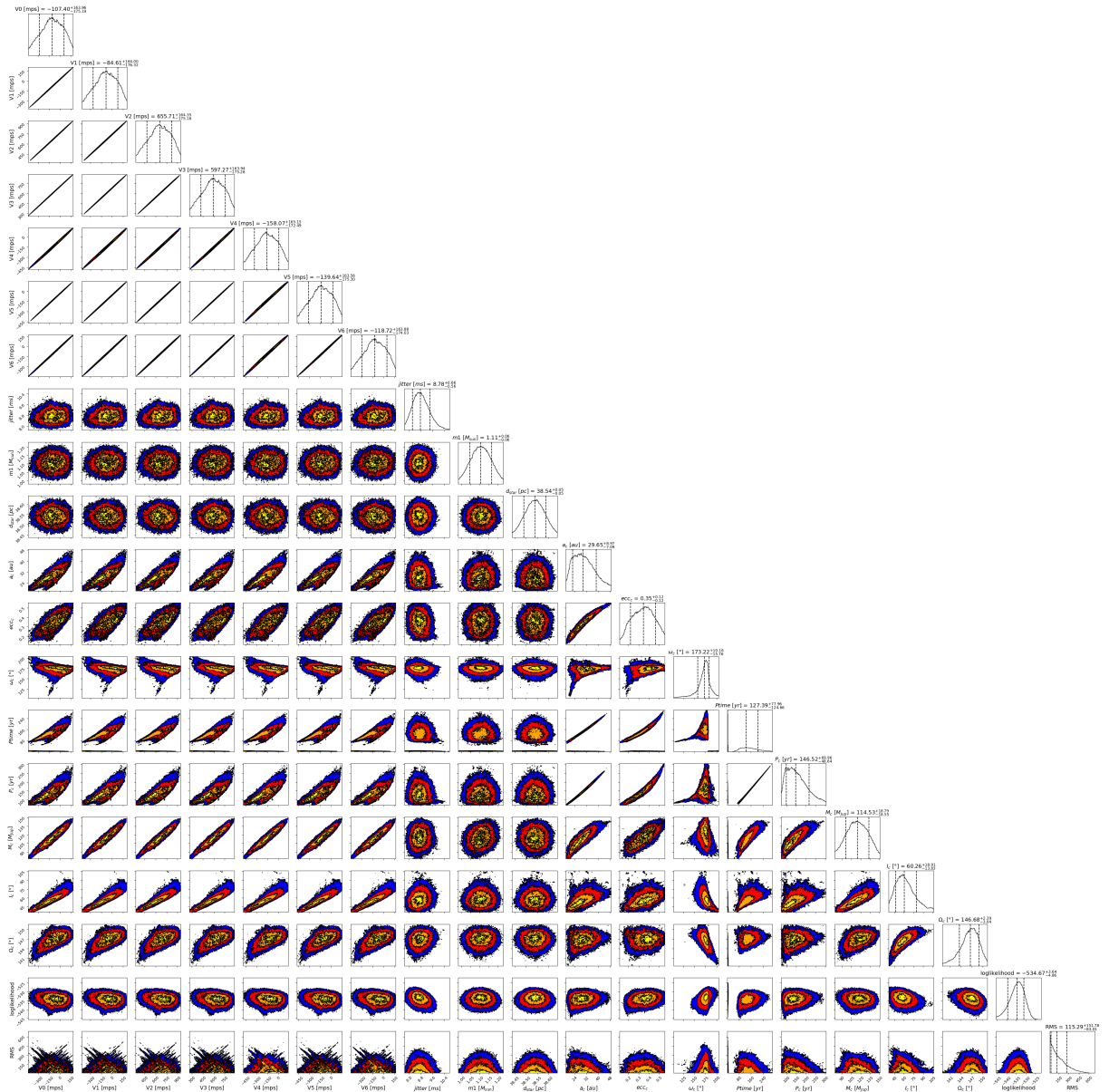


FIGURE 4.5 – Corner plot montrant la distribution des différents paramètres orbitaux et de la masse de HD7449 B en considérant les données de VR et de mouvement propre.

pour HD7449 B, un demi-grand axe de $34.7^{+5.5}_{-4.8}$ ua et une inclinaison de $68.4^{+4.1}_{-3.9}$ °, correspondant à une masse de $178^{+16.6}_{-13.7} M_{Jup}$. Les deux compagnons seraient donc sur des orbites fortement décalées. Cette mesure de la masse dynamique de HD7449 C correspond parfaitement aux valeurs estimées par MOUTOU et al., 2017 à partir des données photométriques en considérant un âge pour le système de 2 Ga. Il y aurait donc un désalignement important entre l'orbite de la planète et celle du compagnon stellaire. Cependant, en ajustant les données de VR (en ajoutant les nouvelles données obtenues avec SOPHIE) et d'astrométrie absolue et relative avec notre MCMC (Figures 4.6 et 4.8), j'ai pu constater que les données actuelles sont également compatibles avec un grand nombre de configurations différentes pour l'orbite de HD7449 Ab dont des orbites alignées ($\sim 70^\circ$). Il n'est donc pas possible avec les données actuelles de déterminer l'inclinaison de HD7449 Ab et le décalage entre les orbites des deux compagnons, publié par FENG et al., 2022, ne peut pas être confirmé. Des observations en imagerie supplémentaires sont nécessaires pour améliorer encore les contraintes sur l'orbite de HD7449 B afin de mieux dissocier le signal des deux compagnons dans les mesures de mouvements propres.

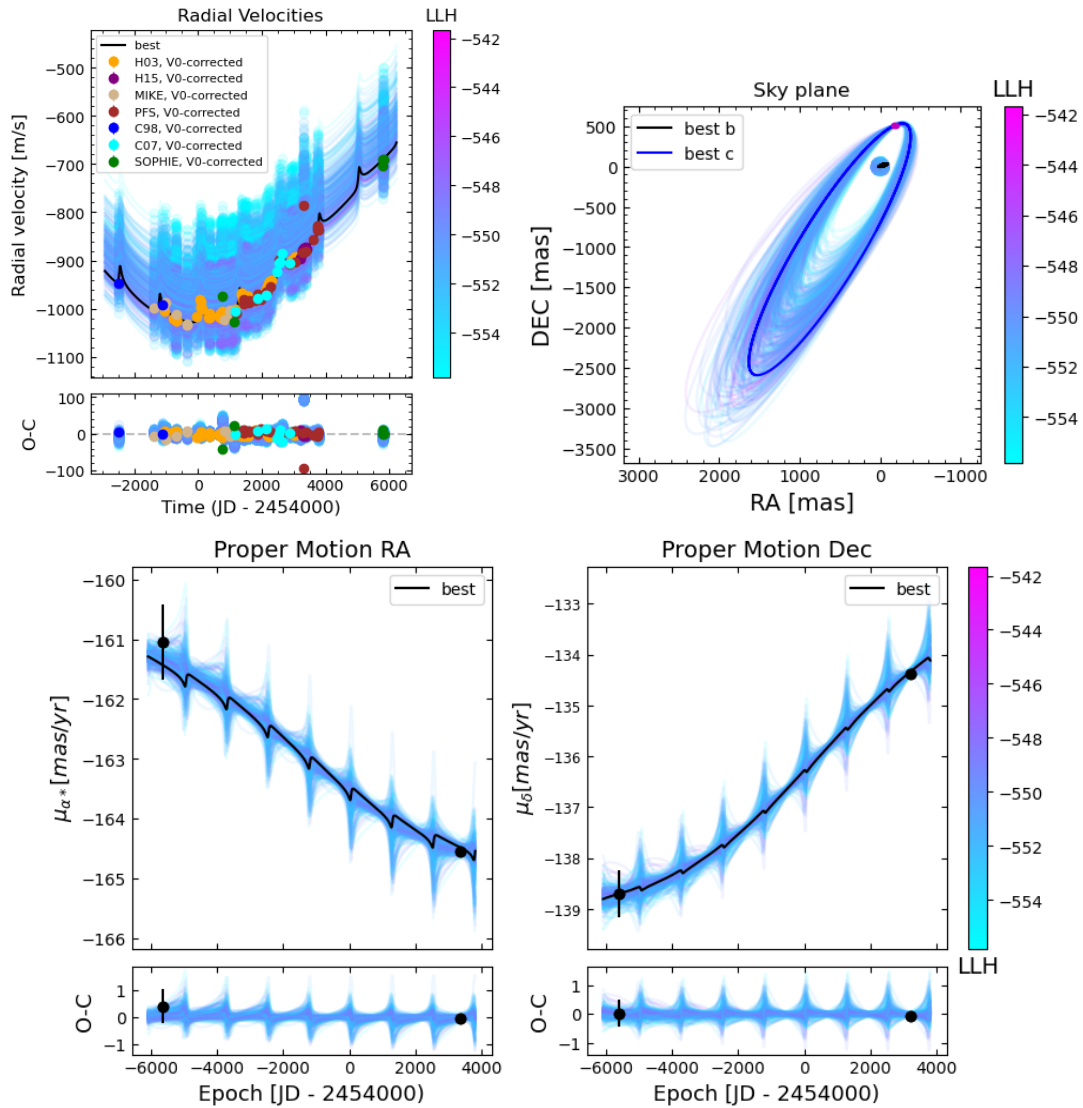


FIGURE 4.6 – Ajustement des paramètres de HD7449 Ab et B avec l’algorithme MCMC. *Haut, Gauche* : Ajustement des données de VR. *Haut, Droite* : Modélisation de l’orbite de HD7449 Ab et B. Les points violets correspondent aux mesures d’astrométrie relative de HD7449 B. *Bas* : Ajustement des mesures de mouvements propres en ascension droite (*gauche*) et en déclinaison (*droite*). Dans chaque figure, les points noirs correspondent aux mesures obtenues avec Hipparcos (*gauche*) et Gaia (*droite*). Dans chaque figure, la ligne noire correspond à la solution avec la valeur de log-likelihood la plus petite et la color-bar indique la log-likelihood de chaque ajustement.

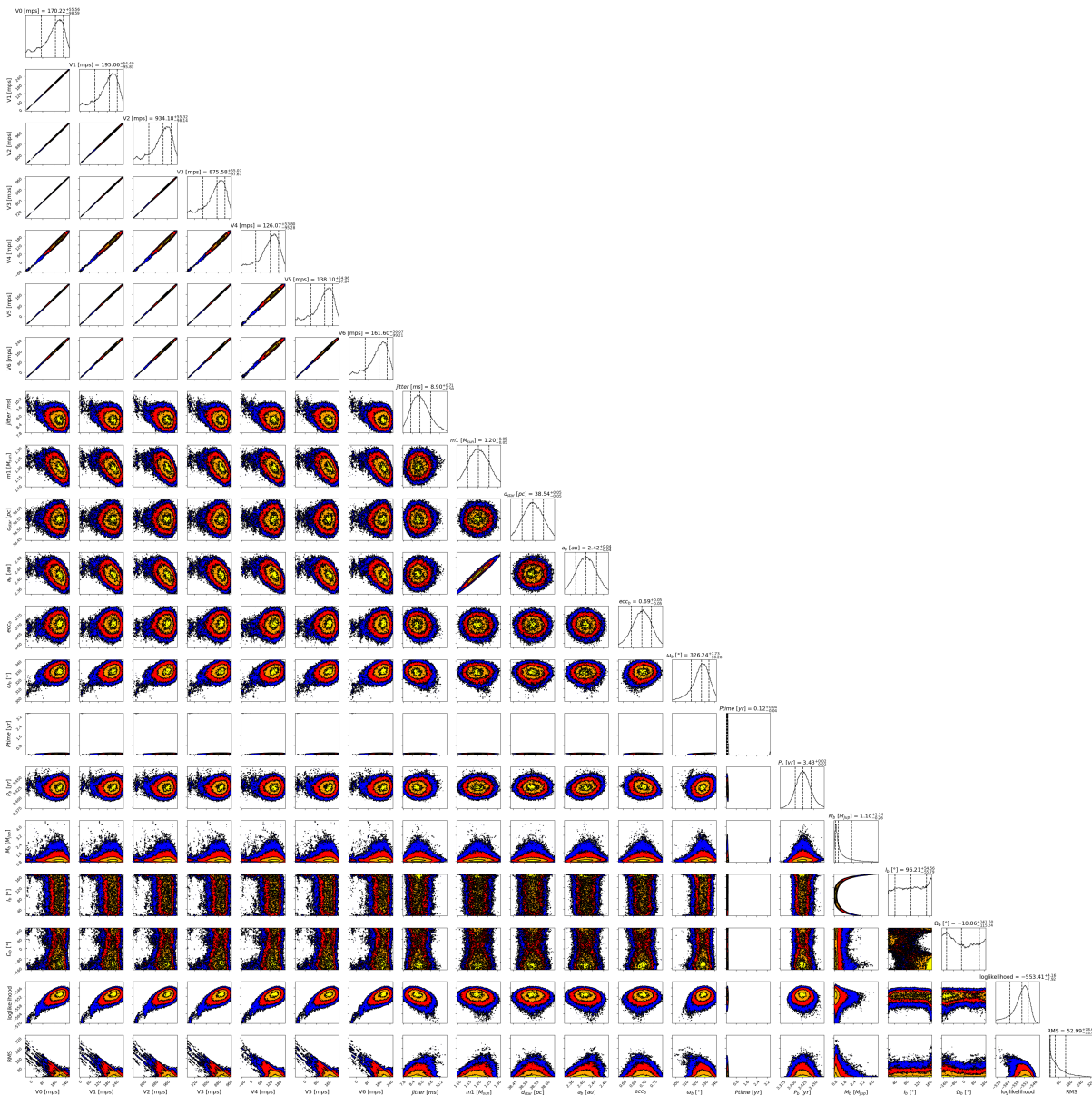


FIGURE 4.7 – Corner plot montrant la distribution des différents paramètres orbitaux et de la masse de HD7449 Ab en considérant les données de VR, de mouvement propre et d’imagerie.

2. HD7449 : un système avec une planète géante interne et un compagnon stellaire externe

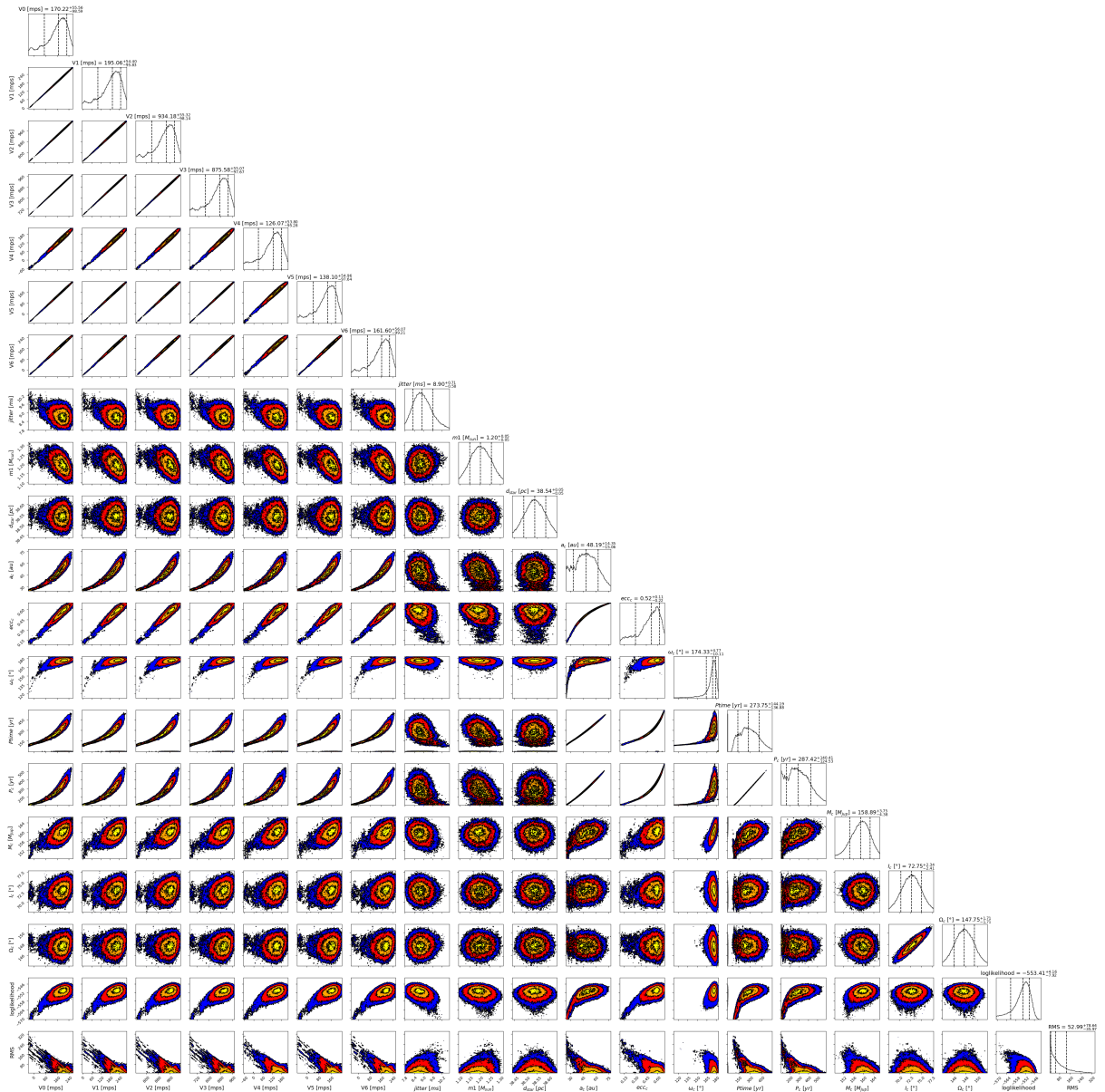


FIGURE 4.8 – Corner plot montrant la distribution des différents paramètres orbitaux et de la masse de HD7449 B en considérant les données de VR, de mouvement propre et d’imagerie.

3 HD142 : l'influence d'une binaire stellaire lointaine

Enfin, la présence d'une binaire stellaire plus lointaine peut également impacter significativement la caractérisation d'un compagnon plus proche. C'est par exemple le cas du système binaire HD142 composé d'une étoile de type F7V de $1.25 \pm 0.01 M_{\odot}$ (BONFANTI et al., 2016), HD142 A, et d'une étoile de type K8.5-M1.5 de $0.56 \pm 0.02 M_{\odot}$, HD142 B, séparées d'environ 100 ua (ZURLO et al., 2018). Considérant uniquement des données de VR, TINNEY et al., 2002, puis WITTENMYER et al., 2012, rapportèrent la présence de deux planètes géantes en orbite autour de HD142 A. HD142 Ab est une planète avec une masse minimum $1.25 \pm 0.15 M_{Jup}$ située à 1.02 ± 0.03 ua et HD142 Ac est une planète avec une masse minimum $5.3 \pm 0.7 M_{Jup}$ située à 6.8 ± 0.5 ua.

Ce système planétaire a été récemment caractérisé par FENG et al., 2022 en combinant les données de VR, ajoutant de nouvelles mesures par rapport à WITTENMYER et al., 2012, avec l'astrométrie absolue. La planète interne ayant une période bien inférieure à la durée des observations Hipparcos et Gaia ($P \simeq 350$ j), les variations de mouvements propres induites par le mouvement de la planète peuvent être négligées. C'est pourquoi, seule la planète externe a pu être caractérisée en couplant les données de VR et astrométriques par cette étude. Ils ont ainsi trouvé un demi-grand axe de 9.8 ± 0.5 ua, une inclinaison orbitale de 90_{-12}^{+10} ° et une masse réelle de $10.9_{-0.9}^{+1.3} M_{Jup}$. Cependant, les auteurs ont considéré un système à un compagnon (HD142 Ac) sans prendre en compte la binaire stellaire (HD142 B). J'ai donc utilisé *ORVARA*, qui permet de prendre en compte les mesures astrométriques de HD142 B obtenues avec Gaia, en prenant également en compte les données d'astrométrie relative de HD142 B disponibles (ZURLO et al., 2018). J'obtiens ainsi une inclinaison similaire à celle trouvée par FENG et al., 2022 pour HD142 Ac, mais je trouve une masse et un demi-grand axe significativement différents avec $a = 7.8_{-0.2}^{+0.3}$ ua et $M_c = 7.8_{-0.3}^{+0.4} M_{Jup}$ (Figure 4.9).

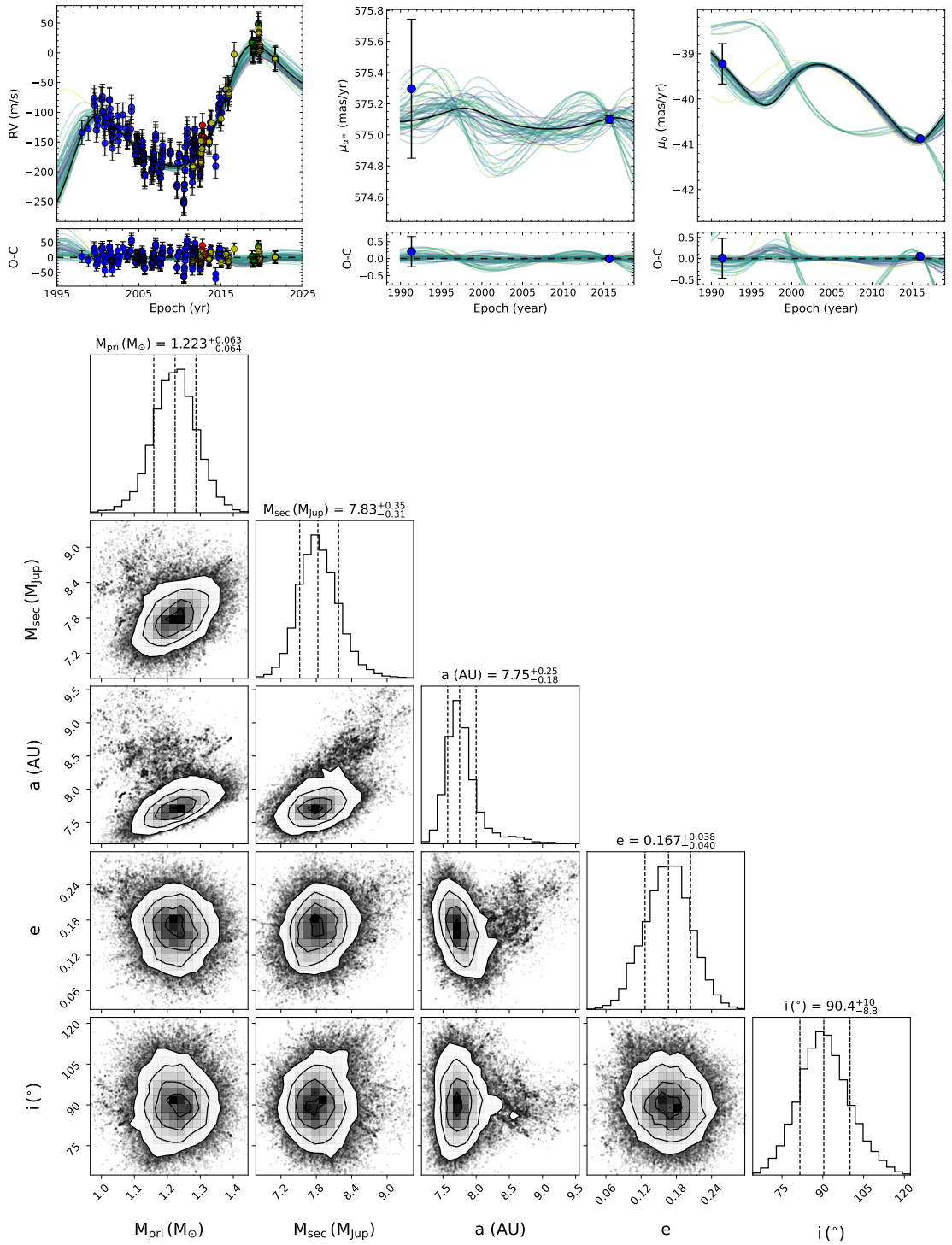


FIGURE 4.9 – Ajustement des paramètres de HD142 Ac avec l’algorithme ORVARA en considérant l’influence de HD142 B. *Haut, Gauche* : Ajustement des données de VR de HD142 A, une fois le signal de HD142 Ab sous-soustrait. *Haut, Milieu* : Ajustement des mesures de mouvements propres de HD142 A en ascension droite. *Haut, Droite* : Ajustement des mesures de mouvements propres en déclinaison. *Bas* : Corner plot montrant la distribution des différents paramètres orbitaux et de la masse de HD142 Ac. Dans chaque figure, la ligne noire correspond à la solution avec la valeur de log-likelihood la plus petite.

4 Détection et caractérisation de compagnons dans des systèmes multiples

Les différents exemples présentés dans ce Chapitre illustrent la difficulté de caractériser des compagnons dans des systèmes multiples. En effet, lorsque plusieurs compagnons sont responsables des variations de mouvements propres observées, il n'est pas possible, avec uniquement les mesures de VR et de mouvements propres, de déterminer précisément leur inclinaison orbitale et leur masse réelle. Il est alors essentiel de déterminer avec précision l'orbite d'un des deux compagnons grâce, par exemple, à des observations en imagerie pour pouvoir dissocier les deux signaux. Par la suite, la publication de la Gaia DR4 va apporter des mesures astrométriques obtenues durant près de 5 ans et demi (~ 2000 j) pour près de 1.5 milliard d'étoiles. Ces observations vont donc couvrir une période temporelle supérieure à la période orbitale des compagnons internes et l'échantillonnage régulier de ces données devrait permettre de séparer le signal induit par le mouvement des différents compagnons. Cela devrait ainsi lever les dégénérescences et améliorer la caractérisation de ces systèmes multiples.

En plus d'impacter la caractérisation de systèmes connus, la présence de plusieurs compagnons peut également influencer la recherche de nouveaux compagnons sub-stellaires. En effet, comme nous l'avons fait dans la Section 3 du Chapitre 3, il est possible d'utiliser les mesures d'astrométrie absolue obtenues avec Hipparcos et Gaia pour sélectionner des étoiles ayant une forte probabilité d'abriter un compagnon sub-stellaire. Cela pourra permettre d'optimiser les futures grandes campagnes d'observations, en VR comme en imagerie. Notre équipe a donc développé un outil permettant de simuler, pour une étoile donnée, la PMA et l'excès de bruit Gaia induit par un potentiel compagnon en fonction de ces paramètres orbitaux et de sa masse (Kiefer et al. in prep). Ces valeurs théoriques seront ensuite comparées aux valeurs mesurées afin d'estimer les caractéristiques du compagnon pouvant expliquer les variations observées. Il est donc possible d'utiliser cet outil afin de sélectionner des étoiles dont la PMA et/ou l'excès de bruit peuvent être dus à la présence d'un compagnon sub-stellaire.

Pour les systèmes abritant un unique compagnon, on peut constater que nous avons obtenu des estimations de masses et de demi-grand axes compatibles avec les caractéristiques réelles du compagnon (voir l'exemple de HD75302 b dans la Figure 4.10). Cependant, ces résultats s'avèrent plus compliqués à interpréter dans le cas de systèmes multiples, en particulier avec un compagnon stellaire. En effet, on peut voir sur la Figure 4.10 que, pour des systèmes comme HD142 et HD7449, la binaire stellaire seule explique en grande partie la PMA et l'excès de bruit mesurés. Ainsi, en se basant uniquement sur ces informations, il est difficile de savoir si un compagnon sub-stellaire supplémentaire est présent dans le système. On peut également remarquer dans le cas du système planétaire GJ849, où les deux planètes ont des masses similaires ($\sim 1 M_{Jup}$), les cartes de $a/Masse$ obtenues sont compatibles uniquement avec le demi-grand axe et la masse de GJ849 b. En effet, la planète interne ayant une période orbitale proche de la période d'observation d'Hipparcos et de Gaia, son mouvement va avoir une plus grande influence sur les variations astrométriques de l'étoile mesurées que celui de GJ849 c, qui a une période d'environ 16 ans.

À l'inverse, des divergences entre les valeurs mesurées et théoriques peuvent indiquer la présence d'un potentiel compagnon supplémentaire. Par exemple, dans le cas du système HD100777, les données de VR ont permis de détecter une planète interne à environ 1 ua (NAEF et al., 2007), pour laquelle, grâce à l'étude de l'excès de bruit astrométrique Gaia, nous avons pu estimer une masse maximale d'environ $10 M_{Jup}$. Les caractéristiques de cette planète sont donc compatibles avec les mesures d'excès de bruit obtenus avec Gaia mais pas avec les mesures de PMA. Cette différence pourrait s'expliquer par la présence d'un compagnon supplémentaire située à une plus grande séparation, qui n'aurait pas été détecté en VR à cause de la faible couverture temporelle des données de VR (~ 1000 j).

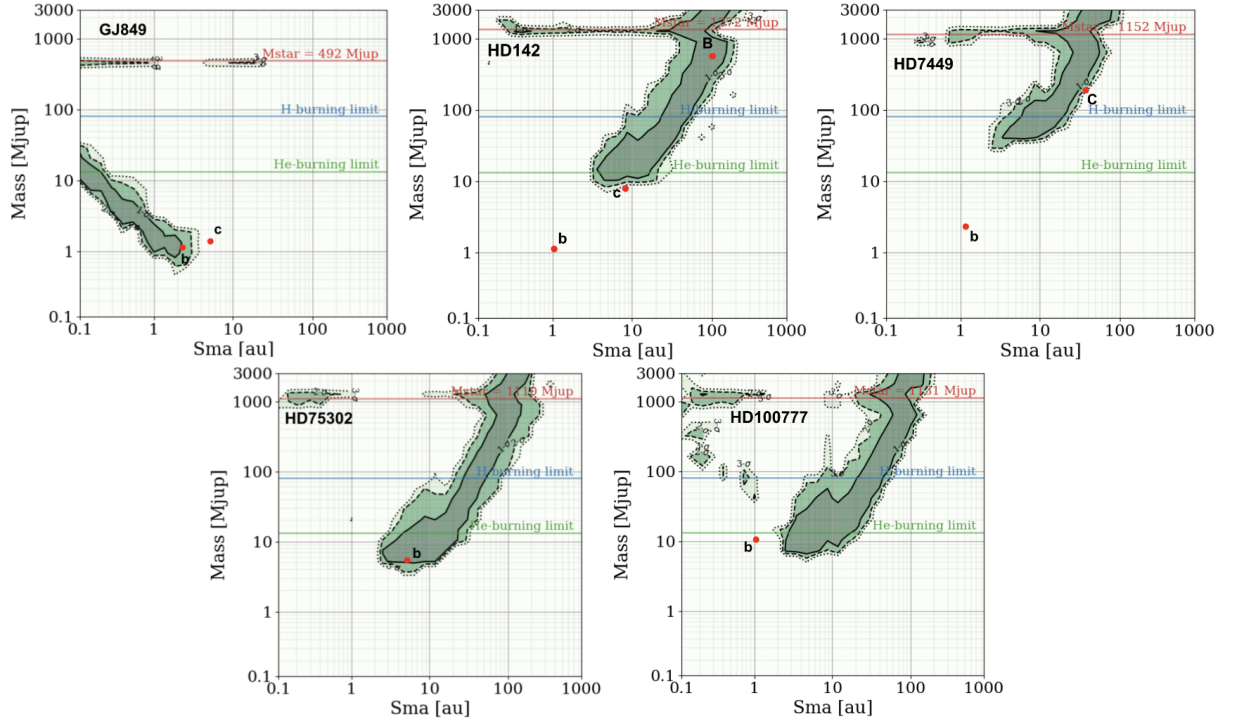


FIGURE 4.10 – Cartes de demi-grand axes/masses pouvant expliquer l'excès de bruit ainsi que la PMA mesurés. Les zones en vert foncé, vert et vert clair correspondent aux valeurs de a /masses théoriques compatibles avec les valeurs mesurées à 1, 2 et 3σ , respectivement. Les cartes correspondent aux valeurs mesurées pour les étoiles GJ849, HD142, HD7449, HD75302, HD100777 (de gauche à droite et de haut en bas).

Chapitre 5

Conclusions et perspectives

Sommaire

1	GJ849 : un système à deux planètes géantes	149
2	HD7449 : un système avec une planète géante interne et un compagnon stellaire externe	152
2.1	Détection des compagnons grâce aux vitesses radiales	152
2.2	Couplage des données de vitesses radiales avec l'astrométrie absolue	152
2.3	L'apport des mesures d'astrométrie relative	152
3	HD142 : l'influence d'une binaire stellaire lointaine	160
4	Détection et caractérisation de compagnons dans des systèmes multiples	162

1 Conclusions

Des connaissances précises sur la nature et de la répartition des exoplanètes sont essentielles pour l'étude de leur formation et de leur évolution. Si, autour des étoiles matures, les distributions radiales et en masse des planètes géantes situées en deçà de la ligne de glaces sont plutôt bien contraintes grâce aux observations en transits et en vitesses radiales, l'étude des planètes situées au-delà de cette limite s'avère plus compliquée à cause des limites des différentes méthodes de détection. L'objectif principal de cette thèse fût donc d'essayer de mieux comprendre les contraintes liées à l'étude de ces planètes à longues périodes, en particulier celles détectées en VR, et de trouver des moyens d'améliorer leur caractérisation.

Dans ce but, nous nous sommes intéressés dans un premier temps à la distribution radiale des planètes géantes détectées en VR au-delà de la ligne des glaces. En réanalysant les mesures de VR des systèmes abritant une planète à longue période, nous avons pu constater que les durées d'observations disponibles aujourd'hui ne permettent pas de déterminer précisément les paramètres orbitaux ainsi que la masse minimum des planètes situées au-delà de 7-8 ua. Nous avons également observé que l'activité stellaire long-terme peut significativement impacter la caractérisation des planètes, voire masquer les variations de VR induites par les planètes moins massives que Saturne. De plus, les différentes études statistiques visant à déterminer la distribution radiales des planètes au-delà de la ligne des glaces d'eau font de fortes hypothèses lors

des calculs d'exhaustivités, comme sur une distribution uniforme en masse ou une distribution Beta en excentricité, qui ne peuvent pas être vérifiées au vu des données disponibles. Tout cela a ainsi mené à une sous-estimation des incertitudes sur les calculs d'occurrences, en particulier pour les planètes à longues périodes. Nous avons donc démontré que les résultats publiés par ces études n'étaient pas assez robustes pour déterminer avec exactitude la distribution radiale des planètes externes et qu'il n'est donc pas possible, avec les données actuelles, de contraindre les variations du taux d'occurrence des planètes géantes au-delà de la ligne des glaces. Cette étude nous a également montré que, dans le cas de ces compagnons lointains, l'utilisation des données de VR seules n'est généralement pas suffisante pour déterminer la nature du compagnon.

Nous nous sommes alors penchés sur le couplage des vitesses radiales avec d'autres méthodes, en particulier l'astrométrie relative et/ou absolue, dont l'efficacité pour contraindre les paramètres orbitaux et la masse réelle d'un compagnon a déjà été montrée par différentes études. Dans la continuité de notre première étude, nous avons appliqué cette combinaison de méthodes afin d'améliorer la caractérisation des compagnons à longues périodes connus. Ce travail nous a ainsi permis de montrer les avantages, mais aussi les limites, du couplage des VR avec d'autres types de mesures. En particulier, nous avons constaté que l'ajout des mesures de mouvement propres n'était pas suffisant pour caractériser correctement des systèmes multiples ou des compagnons mal contraints par les données de VR. Dans ces cas-là, des observations en imagerie sont alors essentielles pour mieux contraindre l'orbite des compagnons. Malgré ces limites, nous avons pu améliorer significativement les mesures des paramètres orbitaux et de la masse de sept compagnons à longues périodes. Cela a par exemple permis de confirmer la nature planétaire de HIP70849 b, dont la masse minimum était très mal contrainte par les précédentes études, et de montrer que HD211847 B, qui avait été précédemment rapportée comme étant une naine brune massive, est en réalité une étoile de faible masse.

En plus d'améliorer la caractérisation des compagnons détectés en VR ou en imagerie, les mesures de mouvements propres obtenues avec Hipparcos et Gaia peuvent également être utilisées dans le but d'optimiser la recherche de nouveaux compagnons sub-stellaires. L'efficacité de cette méthode avait déjà été prouvée par le passé pour rechercher de nouveaux compagnons en imagerie, mais n'avait jamais été appliquée directement à la recherche de compagnons en VR. Nous avons donc étudié les mesures de PMA pour les étoiles présentes dans le catalogue de l'instrument HARPS afin de rechercher des compagnons qui n'auraient pas encore été identifiés. Cette étude nous a ainsi permis de découvrir et de caractériser 21 nouveaux compagnons incluant douze compagnons stellaires, trois naines brunes et six planètes géantes. De la même manière que pour l'étude des compagnons à longues périodes, nous avons également pu améliorer significativement les contraintes sur l'orbite et la masse de 14 compagnons sub-stellaires précédemment détectés en VR. Grâce à la sélection d'un échantillon d'étoiles avec une PMA significative, nous avons ainsi pu observer un taux d'étoiles abritant au moins un compagnon sub-stellaire beaucoup plus important que dans le cas des précédentes campagnes d'observations (41% contre moins de 20%). Si le couplage des données de VR avec l'astrométrie absolue s'avère très efficace pour caractériser les systèmes avec un seul compagnon, nous avons également pu montrer que la présence de plusieurs compagnons va fortement compliquer l'étude d'un système, en particulier pour la

mesure des inclinaisons orbitales. En effet, les variations de mouvements propres observées pour l'étoile hôte étant la somme des variations induites par chaque compagnon, cela va entraîner des dégénérescences lors de l'ajustement des données avec un MCMC. Il est donc nécessaire de caractériser avec précision l'orbite d'au moins l'un des compagnons, grâce à des observations en imagerie par exemple, pour pouvoir dissocier le signal induit par celui-ci de celui induit par l'autre compagnon.

Le travail effectué durant cette thèse a donc permis de mieux comprendre les limites de l'utilisation des données de vitesses radiales pour l'étude des compagnons situés au-delà de la ligne des glaces. De plus, cette méthode étant limitée par la durée des observations disponibles et ne permettant de déterminer uniquement la masse minimum d'un compagnon, elle ne permet pas à elle-seule de déterminer avec précision les propriétés d'un compagnon. Malgré tout, cette méthode reste l'une des plus efficaces pour détecter des planètes autour d'étoiles matures. En revanche, il sera essentiel à l'avenir de coupler ces mesures à d'autres méthodes d'observations. En particulier dans le cas des études statistiques pour lesquelles une caractérisation complète des compagnons est essentielle. Nous avons également pu démontrer la pertinence d'utiliser les mesures de PMA pour optimiser la détection de compagnons sub-stellaires lors des campagnes d'observations.

2 Perspectives

La comparaison des résultats obtenus par des études statistiques à partir de différentes méthodes de détection est compliquée et doit être considérée avec prudence. Chaque méthode présente des biais de détection qui rendent difficile cette comparaison. Par exemple, la superposition des courbes de distributions radiales des planètes géantes obtenues en imagerie et en VR peut, en théorie, permettre d'obtenir une étude de la distribution allant de quelques dixièmes à plusieurs centaines d'ua. Néanmoins, l'imagerie observant majoritairement des planètes géantes massives présentes dans des systèmes jeunes (« 1 Ga) et les VR permettant principalement de détecter des planètes autour d'étoiles matures (> 1 Ga), la combinaison des études réalisées avec les deux méthodes demande de faire des hypothèses fortes sur l'évolution de systèmes planétaires. Il serait donc très intéressant d'obtenir un échantillon significatif de systèmes observés à la fois en imagerie et en VR pour éviter ces biais. À l'heure actuelle, bien que plusieurs naines brunes aient été observées en VR et en imagerie (BRANDT et al., 2019, HINKLEY et al., 2023, LI et al., 2023, FRANSON et al., 2023a...), il n'existe qu'une planète caractérisée avec les deux méthodes : β Pictoris c (LAGRANGE et al., 2020). Avec la mise en orbite du JWST et l'arrivée prochaine de la nouvelle génération de télescopes terrestres comme l'ELT ou le TGM, il devrait être possible de détecter des planètes en orbite autour d'étoiles plus âgées, permettant d'observer des planètes précédemment détectées en VR. Le système ϵ Indi, abritant une planète d'environ $3 M_{Jup}$ détectée en VR, a d'ailleurs déjà été observé avec le JWST lors du Cycle 2. Les mesures astrométriques obtenues avec Gaia devraient être moins dépendantes de l'âge de l'étoile et devraient également permettre d'effectuer des études statistiques sur les planètes géantes qui pourront se superposer à celles effectuées avec les autres méthodes.

Les mesures effectuées par Gaia, couplée à celle d’Hipparcos, pourront également permettre d’augmenter significativement le nombre de compagnons sub-stellaire détectés lors des futures campagnes d’observations, en vitesses radiales comme en imagerie. Dans ce but, j’ai ainsi participé à une proposition soumise à l’ESO par notre équipe, dirigée (P.I Anne-Marie Lagrange), ayant pour but d’effectuer un large programme d’observations avec SPHERE et/ou GRAVITY de 39 étoiles jeunes montrant un excès de bruit astrométrique et une PMA compatible avec la présence d’un compagnon sub-stellaire. Cette proposition a malheureusement été refusée pour le semestre P112.

Néanmoins, comme nous l’avons vu dans le Chapitre 4, l’utilisation des mesures de mouvements propres peut s’avérer beaucoup plus complexe dans le cas de systèmes avec plusieurs compagnons et va demander de grandes contraintes sur l’orbite d’au moins un des compagnons afin de séparer au mieux les variations induites par les différents compagnons. Pour cela, le couplage avec les données de VR n’est pas suffisant, car ces données n’apportent aucune contrainte sur l’inclinaison orbitale. Il est donc essentiel d’obtenir des observations en imagerie. Malheureusement, la plupart des compagnons présents dans ces systèmes multiples restent indétectables par les instruments d’imagerie actuels. À travers nos différentes études, nous avons cependant pu identifier quelques systèmes détectés en VR dans lesquels au moins un des compagnons serait observable. Nous avons donc soumis deux propositions d’observations dans le but d’observer les systèmes GJ676 et HD111232 (disponibles en annexe). La première proposition avait pour but d’observer la planète la plus externe du système GJ676 grâce à l’instrument MIRI du JWST et la seconde visait à observer la planète et la naine brune présentes autour de l’étoile HD111232 avec les instruments GRAVITY et SPHERE du VLT. Les deux propositions ont malheureusement été refusées, mais elles pourraient être soumises à nouveau lors des prochains cycles.

En plus des contraintes que peuvent apporter des observations en imagerie, la publication des données de la Gaia DR4, prévue au plus tôt pour la fin d’année 2025, devrait apporter des améliorations conséquentes pour l’étude des planètes géantes. En effet, à partir de cette publication, l’ensemble des mesures astrométriques effectuées par Gaia devraient être disponibles, soit près de cinq ans et demi d’observations. En plus d’un grand nombre de nouvelles détections attendues, ces données devraient permettre d’apporter de fortes contraintes sur la caractérisation de la majorité des systèmes connus, en particulier pour les systèmes multiples et les compagnons internes. Néanmoins, au vu de la précision des mesures de Gaia, la plupart planètes peu massives (typiquement $< 1 M_{Jup}$) risquent de rester inaccessibles, à l’exception probable des planètes en orbite autour d’étoile de type M proches.

Bibliographie

- ALIBERT, Y., C. MORDASINI et W. BENZ (2011). « Extrasolar planet population synthesis : III. Formation of planets around stars of different masses ». *Astronomy & Astrophysics* 526, A63 (cf. p. 178).
- ALLARD, F., D. HOMEIER et B. FREYTAG (2012). « Models of very-low-mass stars, brown dwarfs and exoplanets ». *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series A* 370.1968, p. 2765-2777 (cf. p. 22).
- ANDREWS, Sean M. et Jonathan P. WILLIAMS (2005). « Circumstellar Dust Disks in Taurus-Auriga : The Submillimeter Perspective ». *The Astrophysical Journal* 631.2, p. 1134-1160 (cf. p. 25).
- ANGLADA-ESCUDE, Guillem et al. (2016). « A terrestrial planet candidate in a temperate orbit around Proxima Centauri ». *nat* 536.7617, p. 437-440 (cf. p. 8).
- APPENZELLER, I. et al. (1998). « Successful commissioning of FORS1 - the first optical instrument on the VLT. » *The Messenger* 94, p. 1-6 (cf. p. 16).
- AUGEREAU, J. C., R. P. NELSON, A. M. LAGRANGE, J. C. B. PAPALOIZOU et D. MOUILLET (2001). « Dynamical modeling of large scale asymmetries in the β Pictoris dust disk ». *Astronomy & Astrophysics* 370.2, p. 447-455 (cf. p. 103).
- BAGLIN, A. et al. (2006). « Scientific Objectives for a Minisat : CoRoT ». *The CoRoT Mission Pre-Launch Status - Stellar Seismology and Planet Finding*. Sous la dir. de M. FRIDLUND, A. BAGLIN, J. LOCHARD et L. CONROY. T. 1306. ESA Special Publication, p. 33 (cf. p. 12).
- BALLARD, Sarah et al. (2011). « THE KEPLER-19 SYSTEM : A TRANSITING 2.2 R_{\oplus} PLANET AND A SECOND PLANET DETECTED VIA TRANSIT TIMING VARIATIONS ». *The Astrophysical Journal* 743.2, p. 200 (cf. p. 13).
- BARAFFE, I., G. CHABRIER, T. S. BARMAN, F. ALLARD et P. H. HAUSCHILDT (2003). « Evolutionary models for cool brown dwarfs and extrasolar giant planets. The case of HD 209458 ». *Astronomy & Astrophysics* 402.2, p. 701-712 (cf. p. 29, 30).
- BARANNE, A. et al. (1996). « ELODIE : A spectrograph for accurate radial velocity measurements. » *aps* 119, p. 373-390 (cf. p. 7).
- BARNES, Sydney A. (2007). « Ages for Illustrative Field Stars Using Gyrochronology : Viability, Limitations, and Errors ». *The Astrophysical Journal* 669.2, p. 1167-1189 (cf. p. 30).
- BEAULIEU, J. -P. et al. (2006). « Discovery of a cool planet of 5.5 Earth masses through gravitational microlensing ». *nat* 439.7075, p. 437-440 (cf. p. 13, 15).
- BECKLIN, E. E. et B. ZUCKERMAN (1988). « A low-temperature companion to a white dwarf star ». *nat* 336.6200, p. 656-658 (cf. p. 2, 24).
- BENNETT, David P. et Sun Hong RHIE (1996). « Detecting Earth-Mass Planets with Gravitational Microlensing ». *apj* 472, p. 660 (cf. p. 13).
- BESSEL, F. W. (1844). « On the variations of the proper motions of Procyon and Sirius ». *mnras* 6, p. 136-141 (cf. p. 2).
- BEUZIT, J.-L. et al. (2019). « SPHERE : the exoplanet imager for the Very Large Telescope ». *Astronomy & Astrophysics* 631, A155 (cf. p. 20, 104).
- BHATTACHARYA, Aparna et al. (2023). « Confirmation of Color-dependent Centroid Shift Measured After 1.8 Years with HST ». *The Astronomical Journal* 165.5, p. 206 (cf. p. 13).
- BONAVITA, M et al. (2022). « Results from The COPAINS Pilot Survey : Four new brown dwarfs and a high companion detection rate for accelerating stars ». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, stac1250 (cf. p. 18).

- BONAVITA, M. et al. (2012). « MESS (multi-purpose exoplanet simulation system) : A Monte Carlo tool for the statistical analysis and prediction of exoplanet search results ». *Astronomy & Astrophysics* 537, A67 (cf. p. 193).
- BOND, I. A. et al. (2004). « OGLE 2003-BLG-235/MOA 2003-BLG-53 : A Planetary Microlensing Event ». *The Astrophysical Journal* 606.2, p. L155-L158 (cf. p. 13, 15).
- BONFANTI, A., S. ORTOLANI et V. NASCIMBENI (2016). « Age consistency between exoplanet hosts and field stars ». *Astronomy & Astrophysics* 585, A5 (cf. p. 160).
- BOSS, A. P. (1997). « Giant planet formation by gravitational instability. » *Science* 276, p. 1836-1839 (cf. p. 28).
- BOSS, Alan P. (2002). « Evolution of the Solar Nebula. V. Disk Instabilities with Varied Thermodynamics ». *apj* 576.1, p. 462-472 (cf. p. 28).
- BOSS, Alan P. et al. (2007). « Working Group on Extrasolar Planets ». *Transactions of the International Astronomical Union, Series A* 26A, p. 183-186 (cf. p. 3).
- BOWLER, Brendan P. (2016). « Imaging Extrasolar Giant Planets ». *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 128.968, p. 102001 (cf. p. 42, 44).
- BOWLER, Brendan P., Sarah C. BLUNT et Eric L. NIELSEN (2020). « Population-level Eccentricity Distributions of Imaged Exoplanets and Brown Dwarf Companions : Dynamical Evidence for Distinct Formation Channels ». *The Astronomical Journal* 159.2, p. 63 (cf. p. 47).
- BOWLER, Brendan P. et al. (2021). « The McDonald Accelerating Stars Survey (MASS) : Discovery of a Long-period Substellar Companion Orbiting the Old Solar Analog HD 47127 ». *The Astrophysical Journal Letters* 913.2, p. L26 (cf. p. 82).
- BRANDT, G. Mirek et al. (2021a). « Improved Dynamical Masses for Six Brown Dwarf Companions Using Hipparcos and Gaia EDR3 ». *The Astronomical Journal* 162.6, p. 301 (cf. p. 82).
- BRANDT, Timothy D., Trent J. DUPUY et Brendan P. BOWLER (2019). « Precise Dynamical Masses of Directly Imaged Companions from Relative Astrometry, Radial Velocities, and *Hipparcos* – *Gaia* DR2 Accelerations ». *The Astronomical Journal* 158.4, p. 140 (cf. p. 82, 166).
- BRANDT, Timothy D. et al. (2021b). « orvara : An Efficient Code to Fit Orbits Using Radial Velocity, Absolute, and/or Relative Astrometry ». *The Astronomical Journal* 162.5, p. 186 (cf. p. 35, 83).
- BURN, R. et al. (2021). « The New Generation Planetary Population Synthesis (NGPPS) : IV. Planetary systems around low-mass stars ». *Astronomy & Astrophysics* 656, A72 (cf. p. 43, 178).
- BURROWS, A. et al. (1997). « A Nongray Theory of Extrasolar Giant Planets and Brown Dwarfs ». *apj* 491.2, p. 856-875 (cf. p. 29, 30).
- BUTLER, R. Paul et al. (2006). « A Long-Period Jupiter-Mass Planet Orbiting the Nearby M Dwarf GJ 8491 ». *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 118.850, p. 1685-1689 (cf. p. 149).
- CAMERON, A. G. W. (1962). « The formation of the sun and planets ». *icarus* 1.1, p. 13-69 (cf. p. 25).
- (1978). « Physics of the Primitive Solar Accretion Disk ». *Moon and Planets* 18.1, p. 5-40 (cf. p. 27).
- CAMPBELL, Bruce, G. A. H. WALKER et S. YANG (1988). « A Search for Substellar Companions to Solar-type Stars ». *apj* 331, p. 902 (cf. p. 2).
- CASSAN, A. et al. (2012). « One or more bound planets per Milky Way star from microlensing observations ». *Nature* 481.7380, p. 167-169 (cf. p. 43).
- CHABRIER, G., A. JOHANSEN, M. JANSON et R. RAFIKOV (2014). « Giant Planet and Brown Dwarf Formation ». *Protostars and Planets VI*. Sous la dir. d'Henrik BEUTHER, Ralf S. KLESSEN, Cornelis P. DULLEMOND et Thomas HENNING, p. 619-642 (cf. p. 3).
- CHABRIER, Gilles et Isabelle BARAFFE (1997). « Structure and evolution of low-mass stars ». *ap* 327, p. 1039-1053 (cf. p. 23).
- CHAMBERS, John E. (2009). « Planetary Migration : What Does It Mean for Planet Formation ? » *Annual Review of Earth and Planetary Sciences* 37.1, p. 321-344 (cf. p. 32, 34).
- CHARBONNEAU, David, Timothy M. BROWN, David W. LATHAM et Michel MAYOR (2000). « Detection of Planetary Transits Across a Sun-like Star ». *apjl* 529.1, p. L45-L48 (cf. p. 12, 14).
- CHARNAY, B. et al. (2018). « A Self-consistent Cloud Model for Brown Dwarfs and Young Giant Exoplanets : Comparison with Photometric and Spectroscopic Observations ». *The Astrophysical Journal* 854.2, p. 172 (cf. p. 22).

- CHAUVIN, G. et al. (2004). « A giant planet candidate near a young brown dwarf : Direct VLT/NACO observations using IR wavefront sensing ». *Astronomy & Astrophysics* 425.2, p. L29-L32 (cf. p. 4, 19).
- CHAUVIN, G. et al. (2005). « A companion to AB Pic at the planet/brown dwarf boundary ». *Astronomy & Astrophysics* 438.3, p. L29-L32 (cf. p. 19).
- CHOMEZ, A. et al. (2023). *Preparing an unsupervised massive analysis of SPHERE high contrast data with the PACO algorithm* (cf. p. 20).
- CLANTON, Christian et B. Scott GAUDI (2014). « SYNTHESIZING EXOPLANET DEMOGRAPHICS FROM RADIAL VELOCITY AND MICROLENSING SURVEYS. II. THE FREQUENCY OF PLANETS ORBITING M DWARFS ». *The Astrophysical Journal* 791.2, p. 91 (cf. p. 43).
- CLOSE, Laird M. et al. (2010). « The Magellan Telescope Adaptive Secondary AO System : a visible and mid-IR AO facility ». *Adaptive Optics Systems II*. Sous la dir. de Brent L. ELLERBROEK, Michael HART, Norbert HUBIN et Peter L. WIZINOWICH. T. 7736. Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, p. 773605 (cf. p. 20).
- CRIDA, A. et A. MORBIDELLI (2007). « Cavity opening by a giant planet in a protoplanetary disc and effects on planetary migration ». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 377.3, p. 1324-1336 (cf. p. 33).
- CRIDA, Aurélien, Frédéric MASSET et Alessandro MORBIDELLI (2009). « LONG RANGE OUTWARD MIGRATION OF GIANT PLANETS, WITH APPLICATION TO FOMALHAUT b ». *The Astrophysical Journal* 705.2, p. L148-L152 (cf. p. 33).
- CUMMING, Andrew et al. (2008). « The Keck Planet Search : Detectability and the Minimum Mass and Orbital Period Distribution of Extrasolar Planets ». *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 120.867, p. 531-554 (cf. p. 40, 42).
- CURIEL, Salvador, Gisela N. ORTIZ-LEÓN, Amy J. MIODUSZEWSKI et Joel SANCHEZ-BERMUDEZ (2022). « 3D Orbital Architecture of a Dwarf Binary System and Its Planetary Companion ». *The Astronomical Journal* 164.3, p. 93 (cf. p. 16).
- CURRIE, Thayne et al. (2020). « SCEXAO/CHARIS Direct Imaging Discovery of a 20 au Separation, Low-mass Ratio Brown Dwarf Companion to an Accelerating Sun-like Star * ». *The Astrophysical Journal Letters* 904.2, p. L25 (cf. p. 103).
- CURRIE, Thayne et al. (2021). « A new type of exoplanet direct imaging search : a SCEXAO/CHARIS survey of accelerating stars ». *Techniques and Instrumentation for Detection of Exoplanets X*. Sous la dir. de Stuart B. SHAKLAN et Garreth J. RUANE. T. 11823. Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, p. 1182304 (cf. p. 18).
- DAMASSO, M. et al. (2020). « A precise architecture characterization of the π Mensae planetary system ». *Astronomy & Astrophysics* 642, A31 (cf. p. 82).
- DE ROSA, Robert J. et al. (2023). « Direct imaging discovery of a super-Jovian around the young Sun-like star AF Leporis ». *Astronomy & Astrophysics* 672, A94 (cf. p. 103).
- DESIDERA, S. et al. (2021). « The SPHERE infrared survey for exoplanets (SHINE). I. Sample definition and target characterization ». *Astronomy and Astrophysics* 651, A70 (cf. p. 103).
- DESORT, M., A.-M. LAGRANGE, F. GALLAND, S. UDRY et M. MAYOR (2007). « Search for exoplanets with the radial-velocity technique : quantitative diagnostics of stellar activity ». *Astronomy & Astrophysics* 473.3, p. 983-993 (cf. p. 10).
- DÍAZ, R. F. et al. (2016). « The HARPS search for southern extra-solar planets : XXXVIII. Bayesian re-analysis of three systems. New super-Earths, unconfirmed signals, and magnetic cycles ». *Astronomy & Astrophysics* 585, A134 (cf. p. 11).
- DODSON-ROBINSON, Sarah E., Dimitri VERAS, Eric B. FORD et C. A. BEICHMAN (2009). « THE FORMATION MECHANISM OF GAS GIANTS ON WIDE ORBITS ». *The Astrophysical Journal* 707.1, p. 79-88 (cf. p. 27, 28).
- DUMUSQUE, X. et al. (2011). « The HARPS search for southern extra-solar planets : XXX. Planetary systems around stars with solar-like magnetic cycles and short-term activity variation ». *Astronomy & Astrophysics* 535, A55 (cf. p. 11).
- EDGAR, Richard. G. (2007). « Giant Planet Migration in Viscous Power-Law Disks ». *The Astrophysical Journal* 663.2, p. 1325-1334 (cf. p. 33).
- EMSENHUBER, Alexandre et al. (2021). « The New Generation Planetary Population Synthesis (NGPPS) : II. Planetary population of solar-like stars and overview of statistical results ». *Astronomy & Astrophysics* 656, A70 (cf. p. 40, 43).

- FENG, Fabo et al. (2019). « Detection of the nearest Jupiter analogue in radial velocity and astrometry data ». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 490.4, p. 5002-5016 (cf. p. 85).
- FENG, Fabo et al. (2022). « 3D Selection of 167 Substellar Companions to Nearby Stars ». *The Astrophysical Journal Supplement Series* 262.1, p. 21 (cf. p. 82, 85, 152, 156, 160, 188).
- FERNANDES, Rachel B., Gijs D. MULDER, Ilaria PASCUCI, Christoph MORDASINI et Alexandre ESMENHUBER (2019). « Hints for a Turnover at the Snow Line in the Giant Planet Occurrence Rate ». *The Astrophysical Journal* 874.1, p. 81 (cf. p. 39-42, 44, 45, 47).
- FLASSEUR, Olivier, Loïc DENIS, Éric THIÉBAUT et Maud LANGLOIS (2018). « Exoplanet detection in angular differential imaging by statistical learning of the nonstationary patch covariances : The PACO algorithm ». *Astronomy & Astrophysics* 618, A138 (cf. p. 193).
- (2020a). « PACO ASDI : an algorithm for exoplanet detection and characterization in direct imaging with integral field spectrographs ». *Astronomy & Astrophysics* 637, A9 (cf. p. 193).
- (2020b). « Robustness to bad frames in angular differential imaging : a local weighting approach ». *Astronomy & Astrophysics* 634, A2 (cf. p. 193).
- FOGG, M. J. et R. P. NELSON (2007). « The effect of type I migration on the formation of terrestrial planets in hot-Jupiter systems ». *Astronomy & Astrophysics* 472.3, p. 1003-1015 (cf. p. 33).
- FORGAN, D H, C HALL, F MERU et W K M RICE (2018). « Towards a population synthesis model of self-gravitating disc fragmentation and tidal downsizing II : the effect of fragment–fragment interactions ». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 474.4, p. 5036-5048 (cf. p. 41).
- FRANSON, Kyle et Brendan P. BOWLER (2023a). « Dynamical Mass of the Young Brown Dwarf Companion PZ Tel B ». *The Astronomical Journal* 165.6, p. 246 (cf. p. 82, 166).
- FRANSON, Kyle et al. (2023b). *Astrometric Accelerations as Dynamical Beacons : A Giant Planet Imaged Inside the Debris Disk of the Young Star AF Lep* (cf. p. 82, 103).
- FULTON, Benjamin J. et Erik A. PETIGURA (2018). « The California- *Kepler* Survey. VII. Precise Planet Radii Leveraging *Gaia* DR2 Reveal the Stellar Mass Dependence of the Planet Radius Gap ». *The Astronomical Journal* 156.6, p. 264 (cf. p. 39).
- FULTON, Benjamin J. et al. (2017). « The California- *Kepler* Survey. III. A Gap in the Radius Distribution of Small Planets ». *The Astronomical Journal* 154.3, p. 109 (cf. p. 38).
- FULTON, Benjamin J. et al. (2021). « California Legacy Survey. II. Occurrence of Giant Planets beyond the Ice Line ». *The Astrophysical Journal Supplement Series* 255.1, p. 14 (cf. p. 40-46).
- GAIA COLLABORATION et al. (2016). « The *Gaia* mission ». *Astronomy & Astrophysics* 595, A1 (cf. p. 16).
- GAIA COLLABORATION et al. (2021). « *Gaia* Early Data Release 3 : Summary of the contents and survey properties ». *Astronomy & Astrophysics* 649, A1 (cf. p. 17).
- GALLAND, F. et al. (2005). « Extrasolar planets and brown dwarfs around A-F type stars : I. Performances of radial velocity measurements, first analyses of variations ». *Astronomy & Astrophysics* 443.1, p. 337-345 (cf. p. 9).
- GALVAGNI, M. et al. (2012). « The collapse of protoplanetary clumps formed through disc instability : 3D simulations of the pre-dissociation phase : Collapse of protoplanetary clumps ». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 427.2, p. 1725-1740 (cf. p. 30).
- GILLON, M. et al. (2011). « TRAPPIST : a robotic telescope dedicated to the study of planetary systems ». *European Physical Journal Web of Conferences*. T. 11. European Physical Journal Web of Conferences, p. 06002 (cf. p. 12).
- GILLON, Michaël et al. (2017). « Seven temperate terrestrial planets around the nearby ultracool dwarf star TRAPPIST-1 ». *nat* 542.7642, p. 456-460 (cf. p. 2, 12, 13).
- GINZBURG, Sivan et Re'em SARI (2018). « Deep and wide gaps by super Earths in low-viscosity discs ». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 479.2, p. 1986-1996 (cf. p. 38).
- GINZBURG, Sivan, Hilke E. SCHLICHTING et Re'em SARI (2016). « SUPER-EARTH ATMOSPHERES : SELF-CONSISTENT GAS ACCRETION AND RETENTION ». *The Astrophysical Journal* 825.1, p. 29 (cf. p. 38).
- GOODRICKE, John (1783). « A Series of Observations on, and a Discovery of, the Period of the Variation of the Light of the Bright Star in the Head of Medusa, Called Algol. In a Letter from John Goodricke, Esq. to the Rev. Anthony Shepherd, D. D. F. R. S. and Plumian Professor at Cambridge ». *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I* 73, p. 474-482 (cf. p. 2).

- GRANDJEAN, A. et al. (2019). « Constraining the properties of HD 206893 B : A combination of radial velocity, direct imaging, and astrometry data ». *Astronomy & Astrophysics* 627, p. L9 (cf. p. 82, 191).
- GRAVITY COLLABORATION et al. (2017). « First light for GRAVITY : Phase referencing optical interferometry for the Very Large Telescope Interferometer ». *Astronomy & Astrophysics* 602, A94 (cf. p. 21).
- GRAVITY COLLABORATION et al. (2019). « First direct detection of an exoplanet by optical interferometry : Astrometry and *K*-band spectroscopy of HR 8799 e ». *Astronomy & Astrophysics* 623, p. L11 (cf. p. 23).
- GRETHER, Daniel et Charles H. LINEWEAVER (2006). « How Dry is the Brown Dwarf Desert ? Quantifying the Relative Number of Planets, Brown Dwarfs, and Stellar Companions around Nearby Sun-like Stars ». *The Astrophysical Journal* 640.2, p. 1051-1062 (cf. p. 25).
- GUILLOT, T., D. N. C. LIN, P. MOREL, M. HAVEL et V. PARMENTIER (2014). « Evolution of exoplanets and their parent stars ». *EAS Publications Series*. Sous la dir. d'Y. LEBRETON, D. VALLS-GABAUD et C. CHARBONNEL. T. 65. EAS Publications Series, p. 327-336 (cf. p. 24).
- GUILLOT, Tristan et al. (2022). *Giant Planets from the Inside-Out* (cf. p. 13).
- HALLATT, Tim et Eve J. LEE (2020). « Can Large-scale Migration Explain the Giant Planet Occurrence Rate ? » *The Astrophysical Journal* 904.2, p. 134 (cf. p. 40).
- HARTMANN, Lee, Patrick CASSEN et Scott J. KENYON (1997). « Disk Accretion and the Stellar Birthline ». *apj* 475.2, p. 770-785 (cf. p. 29).
- HATZES, Artie P et al. (2003). « A PLANETARY COMPANION TO CEPHEI A ». *m sÅ* 599.2 (cf. p. 2).
- HELLED, R. et P. BODENHEIMER (2010). « Metallicity of the massive protoplanets around HR 8799 If formed by gravitational instability ». *icarus* 207.2, p. 503-508 (cf. p. 28, 29).
- HENRY, Gregory W., Geoffrey W. MARCY, R. Paul BUTLER et Steven S. VOGT (2000). « A Transiting “51 Peg-like” Planet ». *apjl* 529.1, p. L41-L44 (cf. p. 12).
- HEWISH, A., S. J. BELL, J. D. H. PILKINGTON, P. F. SCOTT et R. A. COLLINS (1968). « Observation of a Rapidly Pulsating Radio Source ». *nat* 217.5130, p. 709-713 (cf. p. 4).
- HINKLEY, S. et al. (2023). « Direct discovery of the inner exoplanet in the HD 206893 system : Evidence for deuterium burning in a planetary-mass companion ». *Astronomy & Astrophysics* 671, p. L5 (cf. p. 166).
- HOWARD, Andrew W. et al. (2012). « PLANET OCCURRENCE WITHIN 0.25 AU OF SOLAR-TYPE STARS FROM *KEPLER* ». *The Astrophysical Journal Supplement Series* 201.2, p. 15 (cf. p. 38, 39).
- IDA, S. et D. N. C. LIN (2004). « Toward a Deterministic Model of Planetary Formation. I. A Desert in the Mass and Semimajor Axis Distributions of Extrasolar Planets ». *The Astrophysical Journal* 604.1, p. 388-413 (cf. p. 26, 40).
- IDA, Shigeru, Hidekazu TANAKA, Anders JOHANSEN, Kazuhiro D. KANAGAWA et Takayuki TANIGAWA (2018). « Slowing Down Type II Migration of Gas Giants to Match Observational Data ». *The Astrophysical Journal* 864.1, p. 77 (cf. p. 40).
- JENNINGS, Jeff, Barbara ERCOLANO et Giovanni P. ROSOTTI (2018). « The comparative effect of FUV, EUV and X-ray disc photoevaporation on gas giant separations ». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 477.3, p. 4131-4141 (cf. p. 40).
- JOHANSEN, A. et al. (2014). « The Multifaceted Planetesimal Formation Process ». *Protostars and Planets VI*. Sous la dir. d'Henrik BEUTHER, Ralf S. KLESSEN, Cornelis P. DULLEMOND et Thomas HENNING, p. 547-570 (cf. p. 26).
- JOHNSON, John Asher, Kimberly M. ALLER, Andrew W. HOWARD et Justin R. CREPP (2010). « Giant Planet Occurrence in the Stellar Mass-Metallicity Plane ». *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 122.894, p. 905-915 (cf. p. 41, 44).
- JOVANOVIĆ, N. et al. (2015). « The Subaru Coronagraphic Extreme Adaptive Optics System : Enabling High-Contrast Imaging on Solar-System Scales ». *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 127.955, p. 890-910 (cf. p. 20).
- KALAS, Paul et al. (2008). « Optical Images of an Exosolar Planet 25 Light-Years from Earth ». *Science* 322.5906, p. 1345-1348 (cf. p. 103).
- KAMP, P. van de (1963). « Astrometric study of Barnard's star from plates taken with the 24-inch Sproul refractor. » *aj* 68, p. 515-521 (cf. p. 2, 14).
- (1969). « Alternate dynamical analysis of Barnard's star. » *aj* 74, p. 757-759 (cf. p. 2, 14).

- KANE, Stephen R. et al. (2019). « Detection of Planetary and Stellar Companions to Neighboring Stars via a Combination of Radial Velocity and Direct Imaging Techniques ». *The Astronomical Journal* 157.6, p. 252 (cf. p. 82).
- KATHERINA FENG, Y. et al. (2015). « THE CALIFORNIA PLANET SURVEY IV : A PLANET ORBITING THE GIANT STAR HD 145934 AND UPDATES TO SEVEN SYSTEMS WITH LONG-PERIOD PLANETS ». *The Astrophysical Journal* 800.1, p. 22 (cf. p. 149).
- KENNEDY, Grant M. et Scott J. KENYON (2008). « Planet Formation around Stars of Various Masses : The Snow Line and the Frequency of Giant Planets ». *The Astrophysical Journal* 673.1, p. 502-512 (cf. p. 26).
- KEPLER, M. et al. (2018). « Discovery of a planetary-mass companion within the gap of the transition disk around PDS 70 ». *Astronomy & Astrophysics* 617, A44 (cf. p. 103).
- KERVELLA, Pierre, Frédéric ARENOU, François MIGNARD et Frédéric THÉVENIN (2019). « Stellar and substellar companions of nearby stars from *Gaia* DR2 : Binarity from proper motion anomaly ». *Astronomy & Astrophysics* 623, A72 (cf. p. 18).
- KERVELLA, Pierre, Frédéric ARENOU et Frédéric THÉVENIN (2022). « Stellar and substellar companions from *Gaia* EDR3 : Proper-motion anomaly and resolved common proper-motion pairs ». *Astronomy & Astrophysics* 657, A7 (cf. p. 103, 149).
- KIEFER, F. et al. (2019). « Detection and characterisation of 54 massive companions with the SOPHIE spectrograph : Seven new brown dwarfs and constraints on the brown dwarf desert ». *Astronomy & Astrophysics* 631, A125 (cf. p. 18, 24, 104).
- KIEFER, F. et al. (2021). « Determining the true mass of radial-velocity exoplanets with *Gaia* : Nine planet candidates in the brown dwarf or stellar regime and 27 confirmed planets ». *Astronomy & Astrophysics* 645, A7 (cf. p. 18, 82, 104).
- KIEFER, Flavien (2019). « Determining the mass of the planetary candidate HD 114762 b using *Gaia* ». *Astronomy & Astrophysics* 632, p. L9 (cf. p. 2, 19).
- KIM, Woong-Tae, Eve C. OSTRIKER et James M. STONE (2002). « Three-dimensional Simulations of Parker, Magneto-Jeans, and Swing Instabilities in Shearing Galactic Gas Disks ». *The Astrophysical Journal* 581.2, p. 1080-1100 (cf. p. 28).
- KIPPING, David M. (2013). « Parametrizing the exoplanet eccentricity distribution with the Beta distribution ». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society : Letters* 434.1, p. L51-L55 (cf. p. 46, 47).
- KLEY, W. et A. CRIDA (2008). « Migration of protoplanets in radiative discs ». *Astronomy & Astrophysics* 487.1, p. L9-L12 (cf. p. 31).
- KOCH, David G. et al. (2010). « *KEPLER MISSION* DESIGN, REALIZED PHOTOMETRIC PERFORMANCE, AND EARLY SCIENCE ». *The Astrophysical Journal* 713.2, p. L79-L86 (cf. p. 12).
- KOZAI, Yoshihide (1962). « Secular perturbations of asteroids with high inclination and eccentricity ». *aj* 67, p. 591-598 (cf. p. 33).
- KUIPER, Gerard P. (1951). « On the Origin of the Solar System ». *Proceedings of the National Academy of Science* 37.1, p. 1-14 (cf. p. 27).
- KUZUHARA, Masayuki et al. (2022). « Direct-imaging Discovery and Dynamical Mass of a Substellar Companion Orbiting an Accelerating Hyades Sun-like Star with SExAO/CHARIS* ». *The Astrophysical Journal Letters* 934.2, p. L18 (cf. p. 103).
- LAGRANGE, A. -M. et al. (2019). « Evidence for an additional planet in the β Pictoris system ». *Nature Astronomy* 3, p. 1135-1142 (cf. p. 44).
- LAGRANGE, A. M. et al. (2020). « Unveiling the β Pictoris system, coupling high contrast imaging, interferometric, and radial velocity data ». *Astronomy & Astrophysics* 642, A18 (cf. p. 82, 166).
- LAGRANGE, A.-M. et al. (2009). « A probable giant planet imaged in the β Pictoris disk : VLT/NaCo deep L' -band imaging ». *Astronomy & Astrophysics* 493.2, p. L21-L25 (cf. p. 103).
- LAGRANGE, A.-M. et al. (2023). *On the radial distribution of giant exoplanets at Solar System scales* (cf. p. 75-77).
- LANNIER, Justine (2015). « Multi Epoch Multi-purpose Exoplanet Simulation System (MESS2) ». *IAU General Assembly*. T. 29, p. 2255268 (cf. p. 193).
- LATHAM, David W., Tsevi MAZEH, Robert P. STEFANIK, Michel MAYOR et Gilbert BURKI (1989). « The unseen companion of HD114762 : a probable brown dwarf ». *nat* 339.6219, p. 38-40 (cf. p. 2).
- LAUGHLIN, Gregory, Peter BODENHEIMER et Fred C. ADAMS (2004). « The Core Accretion Model Predicts Few Jovian-Mass Planets Orbiting Red Dwarfs ». *The Astrophysical Journal* 612.1, p. L73-L76 (cf. p. 178).

- LECAVELIER DES ETANGS, A. et Jack J. LISSAUER (2022). « The IAU working definition of an exoplanet ». *|nar* 94, p. 101641 (cf. p. 4, 23).
- LENZEN, Rainer et al. (2003). « NAOS-CONICA first on sky results in a variety of observing modes ». Sous la dir. de Masanori IYE et Alan F. M. MOORWOOD. Waikoloa, Hawai'i, United States, p. 944 (cf. p. 104).
- LI, Yiting et al. (2021). « Precise Masses and Orbits for Nine Radial-velocity Exoplanets ». *The Astronomical Journal* 162.6, p. 266 (cf. p. 82).
- LI, Yiting et al. (2023). « Surveying nearby brown dwarfs with HGCA : direct imaging discovery of a faint, high-mass brown dwarf orbiting HD 176535 A ». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 522.4, p. 5622-5637 (cf. p. 103, 166).
- LIDOV, M. L. (1962). « The evolution of orbits of artificial satellites of planets under the action of gravitational perturbations of external bodies ». *|planss* 9.10, p. 719-759 (cf. p. 33).
- MA, Bo et Jian GE (2014). « Statistical properties of brown dwarf companions : implications for different formation mechanisms ». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 439.3, p. 2781-2789 (cf. p. 24, 25).
- MACINTOSH, B. et al. (2015). « Discovery and spectroscopy of the young jovian planet 51 Eri b with the Gemini Planet Imager ». *Science* 350.6256, p. 64-67 (cf. p. 20).
- MACINTOSH, Bruce et al. (2014). « First light of the Gemini Planet Imager ». *Proceedings of the National Academy of Science* 111.35, p. 12661-12666 (cf. p. 20).
- MAMAJEK, Eric E. et Lynne A. HILLENBRAND (2008). « Improved Age Estimation for Solar-Type Dwarfs Using Activity-Rotation Diagnostics ». *The Astrophysical Journal* 687.2, p. 1264-1293 (cf. p. 30).
- MARLEY, Mark S., Jonathan J. FORTNEY, Olenka HUBICKYJ, Peter BODENHEIMER et Jack J. LISSAUER (2007). « On the Luminosity of Young Jupiters ». *The Astrophysical Journal* 655.1, p. 541-549 (cf. p. 29).
- MARMIER, M. et al. (2013). « The CORALIE survey for southern extrasolar planets : XVII. New and updated long period and massive planets ». *Astronomy & Astrophysics* 551, A90 (cf. p. 82).
- MARTIG, Marie et al. (2016). « Red giant masses and ages derived from carbon and nitrogen abundances ». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 456.4, p. 3655-3670 (cf. p. 30).
- MAYOR, M. et al. (2003). « Setting New Standards with HARPS ». *The Messenger* 114, p. 20-24 (cf. p. 7).
- MAYOR, M. et al. (2009). « The HARPS search for southern extra-solar planets : XVIII. An Earth-mass planet in the GJ 581 planetary system ». *Astronomy & Astrophysics* 507.1, p. 487-494 (cf. p. 10).
- MAYOR, M. et al. (2011). *The HARPS search for southern extra-solar planets XXXIV. Occurrence, mass distribution and orbital properties of super-Earths and Neptune-mass planets* (cf. p. 40, 45-47, 82, 103, 152).
- MAYOR, Michel et Didier QUELOZ (1995). « A Jupiter-mass companion to a solar-type star ». *|nat* 378.6555, p. 355-359 (cf. p. 2, 8).
- MAZOYER, Johan (2014). « Haut contraste pour l'imagerie directe d'exoplanètes et de disques : de la self-coherent camera à l'analyse de données NICI » Haut contraste pour l'imagerie directe d'exoplanètes et de disques : de la self-coherent camera à l'analyse de données NICI High-contrast direct imaging of exoplanets and circumstellar disks : From the self-coherent camera to NICI data analysis ; » PhD Thesis. Observatoire de Paris, Laboratoire d'Etudes Spatiales et d'Instrumentation en Astrophysique (cf. p. 21).
- MESA, D. et al. (2023). « AF Lep b : the lowest mass planet detected coupling astrometric and direct imaging data ». *arXiv e-prints*, arXiv :2302.06213 (cf. p. 18, 103).
- MEUNIER, N., M. DESORT et A.-M. LAGRANGE (2010). « Using the Sun to estimate Earth-like planets detection capabilities : II. Impact of plagues ». *Astronomy and Astrophysics* 512, A39 (cf. p. 9, 11).
- MEUNIER, N. et A.-M. LAGRANGE (2013). « Using the Sun to estimate Earth-like planets detection capabilities : IV. Correcting for the convective component ». *Astronomy & Astrophysics* 551, A101 (cf. p. 11).
- (2019a). « Activity time series of old stars from late F to early K : II. Radial velocity jitter and exoplanet detectability ». *Astronomy & Astrophysics* 628, A125 (cf. p. 46).
- MEUNIER, N., A.-M. LAGRANGE et S. CUZACQ (2019b). « Activity time series of old stars from late F to early K : IV. Limits of the correction of radial velocities using chromospheric emission ». *Astronomy & Astrophysics* 632, A81 (cf. p. 46).
- MEUNIER, Nadège (2021). *Stellar variability in radial velocity* (cf. p. 10, 11).
- MILLI, J. et al. (2017). « Discovery of a low-mass companion inside the debris ring surrounding the F5V star HD 206893 ». *Astronomy & Astrophysics* 597, p. L2 (cf. p. 191).

- MOECKEL, Nickolas et Philip J. ARMITAGE (2012). « Hydrodynamic outcomes of planet scattering in transitional discs : Hydrodynamics of planet scattering ». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 419.1, p. 366-376 (cf. p. 33).
- MOLLIÈRE, P. et al. (2019). « petitRADTRANS : A Python radiative transfer package for exoplanet characterization and retrieval ». *Astronomy & Astrophysics* 627, A67 (cf. p. 22).
- MOOR, A. et al. (2006). « Nearby Debris Disk Systems with High Fractional Luminosity Reconsidered ». *The Astrophysical Journal* 644.1, p. 525-542 (cf. p. 191).
- MORBIDELLI, A., A. CRIDA, F. MASSET et R. P. NELSON (2008). « Building giant-planet cores at a planet trap ». *Astronomy & Astrophysics* 478.3, p. 929-937 (cf. p. 31).
- MORDASINI, C., Y. ALIBERT, H. KLAHR et T. HENNING (2012). « Characterization of exoplanets from their formation : I. Models of combined planet formation and evolution ». *Astronomy & Astrophysics* 547, A111 (cf. p. 30).
- MORDASINI, Christoph (2018). « Planetary Population Synthesis ». *Handbook of Exoplanets*. Sous la dir. d'Hans J. DEEG et Juan Antonio BELMONTE. Cham : Springer International Publishing, p. 2425-2474 (cf. p. 40).
- MOUILLET, D, J D LARWOOD, J C B PAPALOIOZOU et A M LAGRANGE (1997). « A planet on an inclined orbit as an explanation of the warp in the PPictoris disc » (cf. p. 103).
- MOUTOU, C. et al. (2017). « Eccentricity in planetary systems and the role of binarity : Sample definition, initial results, and the system of HD 211847 ». *Astronomy & Astrophysics* 602, A87 (cf. p. 82, 85, 152, 156).
- MULDERS, Gijs D., Fred J. CIESLA, Michiel MIN et Ilaria PASCUCCI (2015a). « THE SNOW LINE IN VISCOUS DISKS AROUND LOW-MASS STARS : IMPLICATIONS FOR WATER DELIVERY TO TERRESTRIAL PLANETS IN THE HABITABLE ZONE ». *The Astrophysical Journal* 807.1, p. 9 (cf. p. 26).
- MULDERS, Gijs D., Ilaria PASCUCCI et Dániel APAI (2015b). « AN INCREASE IN THE MASS OF PLANETARY SYSTEMS AROUND LOWER-MASS STARS ». *The Astrophysical Journal* 814.2, p. 130 (cf. p. 38, 39).
- MULDERS, Gijs D., Ilaria PASCUCCI, Dániel APAI et Fred J. CIESLA (2018). « The Exoplanet Population Observation Simulator. I. The Inner Edges of Planetary Systems ». *AJ* 156.1, p. 24 (cf. p. 38).
- NAEF, D. et al. (2007). « The HARPS search for southern extra-solar planets : IX. Exoplanets orbiting HD 100777, HD 190647, and HD 221287 ». *Astronomy & Astrophysics* 470.2, p. 721-726 (cf. p. 163).
- NAKAJIMA, T. et al. (1995). « Discovery of a cool brown dwarf ». *Nature* 378.6556, p. 463-465 (cf. p. 24).
- NIELSEN, Eric L. et al. (2019). « The Gemini Planet Imager Exoplanet Survey : Giant Planet and Brown Dwarf Demographics from 10 to 100 au ». *The Astronomical Journal* 158.1, p. 13 (cf. p. 41, 42, 103).
- OWEN, James E. et Yanqin WU (2017). « The Evaporation Valley in the Kepler Planets ». *The Astrophysical Journal* 847.1, p. 29 (cf. p. 38).
- PAARDEKOOPEL, S.-J. et G. MELLEMA (2006). « Halting type I planet migration in non-isothermal disks ». *Astronomy & Astrophysics* 459.1, p. L17-L20 (cf. p. 31).
- PEPE, Francesco A. et al. (2010). « ESPRESSO : the Echelle spectrograph for rocky exoplanets and stable spectroscopic observations ». *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy III*. Sous la dir. d'Ian S. MCLEAN, Suzanne K. RAMSAY et Hideki TAKAMI. T. 7735. Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 77350F (cf. p. 7).
- PERETTI, S. et al. (2019). « Orbital and spectral analysis of the benchmark brown dwarf HD 4747B ». *Astronomy & Astrophysics* 631, A107 (cf. p. 82).
- PERRUCHOT, S. et al. (2008). « The SOPHIE spectrograph : design and technical key-points for high throughput and high stability ». Sous la dir. d'Ian S. MCLEAN et Mark M. CASALI. Marseille, France, 70140J (cf. p. 35).
- PERRYMAN, M. A. C. et al. (1997). « The HIPPARCOS Catalogue ». *A&P* 323, p. L49-L52 (cf. p. 16).
- PHILIPOT, F., A.-M. LAGRANGE, P. RUBINI, F. KIEFER et A. CHOMEZ (2023). « Updated characterization of long-period single companion by combining radial velocity, relative astrometry, and absolute astrometry ». *Astronomy & Astrophysics* 670, A65 (cf. p. 103).
- PISO, Ana-Maria A. et Andrew N. YOUNG (2014). « ON THE MINIMUM CORE MASS FOR GIANT PLANET FORMATION AT WIDE SEPARATIONS ». *The Astrophysical Journal* 786.1, p. 21 (cf. p. 27, 28).
- POLLACK, James B. et al. (1996). « Formation of the Giant Planets by Concurrent Accretion of Solids and Gas ». *Icarus* 124.1, p. 62-85 (cf. p. 25, 27).
- QUELOZ, D. et al. (2000). « The CORALIE survey for southern extra-solar planets. I. A planet orbiting the star Gliese 86 ». *A&P* 354, p. 99-102 (cf. p. 7).

- RAFIKOV, Roman R. (2007). « Convective Cooling and Fragmentation of Gravitationally Unstable Disks ». *The Astrophysical Journal* 662.1, p. 642-650 (cf. p. 28).
- RAYMOND, Sean N., Avi M. MANDELL et Steinn SIGURDSSON (2006). « Exotic Earths : Forming Habitable Worlds with Giant Planet Migration ». *Science* 313.5792, p. 1413-1416 (cf. p. 33, 34).
- RICE, W. K. M., G. LODATO et P. J. ARMITAGE (2005). « Investigating fragmentation conditions in self-gravitating accretion discs ». *\mnras* 364.1, p. L56-L60 (cf. p. 28).
- RICKER, George R. et al. (2014). « Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS) ». *Space Telescopes and Instrumentation 2014 : Optical, Infrared, and Millimeter Wave*. Sous la dir. de Jr. OSCHMANN Jacobus M., Mark CLAMPIN, Giovanni G. FAZIO et Howard A. MACEWEN. T. 9143. Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, p. 914320 (cf. p. 12).
- ROBERTSON, Paul, Michael ENDL, William D. COCHRAN et Sarah E. DODSON-ROBINSON (2013). « H α ACTIVITY OF OLD M DWARFS : STELLAR CYCLES AND MEAN ACTIVITY LEVELS FOR 93 LOW-MASS STARS IN THE SOLAR NEIGHBORHOOD ». *The Astrophysical Journal* 764.1, p. 3 (cf. p. 10).
- ROBERTSON, Paul, Suvrath MAHADEVAN, Michael ENDL et Arpita ROY (2014). « Stellar activity masquerading as planets in the habitable zone of the M dwarf Gliese 581 ». *Science* 345.6195, p. 440-444 (cf. p. 10).
- RODIGAS, Timothy J. et al. (2016). « MagAO IMAGING OF LONG-PERIOD OBJECTS (MILO). I. A BENCHMARK M DWARF COMPANION EXCITING A MASSIVE PLANET AROUND THE SUN-LIKE STAR HD 7449 ». *The Astrophysical Journal* 818.2, p. 106 (cf. p. 82, 152).
- RODRIGUES, Tha  se S. et al. (2014). « Bayesian distances and extinctions for giants observed by Kepler and APOGEE ». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 445.3, p. 2758-2776 (cf. p. 30).
- ROSENTHAL, Lee J. et al. (2021). « The California Legacy Survey. I. A Catalog of 178 Planets from Precision Radial Velocity Monitoring of 719 Nearby Stars over Three Decades ». *The Astrophysical Journal Supplement Series* 255.1, p. 8 (cf. p. 45, 47, 75, 76, 103).
- ROUSSET, Gerard et al. (2003). « NAOS, the first AO system of the VLT : on-sky performance ». Sous la dir. de Peter L. WIZINOWICH et Domenico BONACCINI. Waikoloa, Hawai'i, United States, p. 140 (cf. p. 104).
- SAFRONOV, V. S. (1972). *Evolution of the protoplanetary cloud and formation of the earth and planets*. (Cf. p. 25).
- SAHLMANN, J. et al. (2016). « The mass of planet GJ 676A b from ground-based astrometry : A planetary system with two mature gas giants suitable for direct imaging ». *Astronomy & Astrophysics* 595, A77 (cf. p. 16, 178).
- SCHLECKER, M. et al. (2021). « The New Generation Planetary Population Synthesis (NGPPS) : III. Warm super-Earths and cold Jupiters : a weak occurrence correlation, but with a strong architecture-composition link ». *Astronomy & Astrophysics* 656, A71 (cf. p. 40).
- S  GRANSAN, D. et al. (2011). « The HARPS search for southern extra-solar planets : XXIX. Four new planets in orbit around the moderately active dwarfs HD 63765, HD 104067, HD 125595, and HIP 70849 ». *Astronomy & Astrophysics* 535, A54 (cf. p. 85).
- SMITH, B. A. et R. J. TERRILE (1984). « A Circumstellar Disk around β Pictoris ». *Science* 226.4681, p. 1421-1424 (cf. p. 19).
- SODERBLOM, D. R., L. A. HILLENBRAND, R. D. JEFFRIES, E. E. MAMAJEK et T. NAYLOR (2014). « Ages of Young Stars ». *Protostars and Planets VI*. Sous la dir. d'Henrik BEUTHER, Ralf S. KLESSEN, Cornelis P. DULLEMOND et Thomas HENNING, p. 219-241 (cf. p. 30).
- SPIEGEL, David S. et Adam BURROWS (2012). « SPECTRAL AND PHOTOMETRIC DIAGNOSTICS OF GIANT PLANET FORMATION SCENARIOS ». *The Astrophysical Journal* 745.2, p. 174 (cf. p. 30).
- SPIEGEL, David S., Adam BURROWS et John A. MILSOM (2011). « THE DEUTERIUM-BURNING MASS LIMIT FOR BROWN DWARFS AND GIANT PLANETS ». *The Astrophysical Journal* 727.1, p. 57 (cf. p. 23).
- STAHLER, S. W., F. H. SHU et R. E. TAAM (1980). « The evolution of protostars. II - The hydrostatic core ». *\apj* 242, p. 226-241 (cf. p. 29).
- STRAND, K. Aa. (1943). « 61 Cygni as a Triple System ». *\pasp* 55.322, p. 29-32 (cf. p. 14).
- S   REZ MASCARE  O, A. et al. (2020). « Revisiting Proxima with ESPRESSO ». *Astronomy & Astrophysics* 639, A77 (cf. p. 8).
- SWIMMER, Noah et al. (2022). « SCEXAO and Keck Direct Imaging Discovery of a Low-mass Companion Around the Accelerating F5 Star HIP 5319* ». *The Astronomical Journal* 164.4, p. 152 (cf. p. 82).
- TANAKA, Hidekazu, Taku TAKEUCHI et William R. WARD (2002). « Three-dimensional Interaction between a Planet and an Isothermal Gaseous Disk. I. Corotation and Lindblad Torques and Planet Migration ». *The Astrophysical Journal* 565.2, p. 1257-1274 (cf. p. 31).

- TEREBEY, S., F. H. SHU et P. CASSEN (1984). « The collapse of the cores of slowly rotating isothermal clouds ». *\apj* 286, p. 529-551 (cf. p. 25).
- TINNEY, C. G. et al. (2002). « Two Extrasolar Planets from the Anglo-Australian Planet Search ». *The Astrophysical Journal* 571.1, p. 528-531 (cf. p. 160).
- TOOMRE, A. (1964). « On the gravitational stability of a disk of stars. » *\apj* 139, p. 1217-1238 (cf. p. 28).
- TSAI, Shang-Min et al. (2023). « Photochemically produced SO₂ in the atmosphere of WASP-39b ». *Nature* 617.7961, p. 483-487 (cf. p. 13).
- VAN LEEUWEN, F. (2007). « Validation of the new Hipparcos reduction ». *Astronomy & Astrophysics* 474.2, p. 653-664 (cf. p. 16).
- VIGAN, A. et al. (2021). « The SPHERE infrared survey for exoplanets (SHINE) : III. The demographics of young giant exoplanets below 300 au with SPHERE ». *Astronomy & Astrophysics* 651, A72 (cf. p. 41, 42).
- VOGT, S. S. et al. (1994). « HIRES : the high-resolution echelle spectrometer on the Keck 10-m Telescope ». *Instrumentation in Astronomy VIII*. Sous la dir. de David L. CRAWFORD et Eric R. CRAINE. T. 2198. Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, p. 362 (cf. p. 7).
- VOGT, Steven S (1987). « THE LICK OBSERVATORY HAMILTON ECHELLE SPECTROMETER ». *\pasp* 99, p. 1214-1228 (cf. p. 45).
- VOGT, Steven S. et al. (2014). « APF—The Lick Observatory Automated Planet Finder ». *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 126.938, p. 359-379 (cf. p. 45).
- WALSH, Kevin J., Alessandro MORBIDELLI, Sean N. RAYMOND, David P. O'BRIEN et Avi M. MANDELL (2011). « A low mass for Mars from Jupiter's early gas-driven migration ». *\nat* 475.7355, p. 206-209 (cf. p. 33).
- WANG, Jason J. et al. (2018). « Dynamical Constraints on the HR 8799 Planets with GPI ». *The Astronomical Journal* 156.5, p. 192 (cf. p. 23).
- WANG, Songhu, Dong-Hong WU, Thomas BARCLAY et Gregory P. LAUGHLIN (2017). *Updated Masses for the TRAPPIST-1 Planets* (cf. p. 13).
- WARD, William R. (1997). « Protoplanet Migration by Nebula Tides ». *icarus* 126.2, p. 261-281 (cf. p. 31).
- WEIDENSCHILLING, S. J. (2011). « Initial sizes of planetesimals and accretion of the asteroids ». *icarus* 214.2, p. 671-684 (cf. p. 26).
- WERTZ, O. et al. (2017). « VLT/SPHERE robust astrometry of the HR8799 planets at milliarcsecond-level accuracy : Orbital architecture analysis with PyAstrOFit ». *Astronomy & Astrophysics* 598, A83 (cf. p. 23).
- WITTENMYER, Robert A et al. (2019). « Truly eccentric – I. Revisiting eight single-eccentric planetary systems ». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 484.4, p. 5859-5867 (cf. p. 82, 152).
- WITTENMYER, Robert A et al. (2020). « Cool Jupiters greatly outnumber their toasty siblings : occurrence rates from the Anglo-Australian Planet Search ». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 492.1, p. 377-383 (cf. p. 40-42, 103).
- WITTENMYER, Robert A. et al. (2012). « THE ANGLO-AUSTRALIAN PLANET SEARCH. XXII. TWO NEW MULTI-PLANET SYSTEMS ». *The Astrophysical Journal* 753.2, p. 169 (cf. p. 160).
- WOLSZCZAN, A. et D. A. FRAIL (1992). « A planetary system around the millisecond pulsar PSR1257 + 12 ». *\nat* 355.6356, p. 145-147 (cf. p. 2, 4, 6).
- YEE, Jennifer C. et al. (2017). *The Science Case for an Extended Spitzer Mission* (cf. p. 14).
- ZURLO, A et al. (2018). « Imaging radial velocity planets with SPHERE ». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 480.1, p. 35-48 (cf. p. 160).

Proposals

1 Imagerie directe de la planète géante GJ676A c avec le JWST/-MIRI

En étudiant différents systèmes multiples grâce au couplage des VR avec l'astrométrie absolue, nous nous sommes aperçus qu'une caractérisation précise de l'orbite d'au moins un des compagnons est essentielle pour dissocier les variations de mouvements propres induites par chacun des compagnons (Chapitre 4).

Parmi ces systèmes abritant plusieurs planètes, le système GJ676, découvert grâce aux vitesses radiales, est particulièrement intéressant. Il contient quatre planètes identifiées autour de l'étoile GJ676 A (SAHLMANN et al., 2016) : deux planètes internes de faibles masses (4.4 ± 0.3 et $8.1 \pm 0.7 M_{Terre}$) et deux planètes externes gazeuses (4.713 ± 0.009 et $6.9 \pm 0.1 M_{Jup}$). Cette configuration est un peu similaire à la structure du système solaire, avec la présence de planètes rocheuses avant la ligne des glaces et de planètes gazeuses au-delà, et offre donc l'opportunité d'étudier la formation de ce genre de systèmes. De plus, GJ676 A étant une étoile de type M, les modèles de formation planétaire ont montré qu'il est plus difficile de former des planètes géantes autour de ce type d'étoile (LAUGHLIN et al., 2004, ALIBERT et al., 2011, BURN et al., 2021). Déterminer avec précision les paramètres orbitaux et la masse dynamique des planètes géantes du système va permettre de mieux comprendre les conditions de formation du système.

En combinant les mesures de VR avec l'astrométrie absolue, nous avons constaté que les données actuelles ne permettent pas de contraindre l'inclinaison orbitale des planètes et donc leur masse réelle. L'observation en imagerie d'une des planètes géantes est nécessaire pour ajuster précisément son orbite et améliorer la caractérisation globale du système. Cependant, le système ayant un âge compris entre 3.6 et 6 Ga, le contraste de luminosité entre l'étoile et les planètes du système ne permet pas de les observer avec les instruments au sol. Il est donc nécessaire d'observer le système avec l'instrument MIRI du JWST, qui observe dans l'infrarouge moyen, dont les limites de contrastes et la résolution angulaire devraient permettre de détecter la planète la plus externe, GJ676A c (située à environ 500 mas). J'ai donc soumis une demande de temps d'observation lors du cycle 2 du JWST dans le but d'observer cette planète.

Cette demande a malheureusement été refusée en mai dernier.

■ Scientific Justification

Context

The solar system giant planets are fascinating objects which played a significant role in the building of the whole system architecture (Levison & Agnor, 2003; Raymond et al, 2014; Morbidelli et al, 2012), and, may be, also in the emergence of life on Earth. Extrasolar giant planets are also thought to play a key role in the formation of exoplanetary systems (Quintana et al, 2016; Childs et al, 2019). Various mechanisms may be involved, such as gap opening in the gas disk, creation of pressure maxima in the disk, dynamical interactions with lighter bodies (e.g. telluric planets, planetesimals) once the proto-planetary disk has dissipated and the dynamics is no longer controlled by gas. They can control the growth of planetesimals in the habitable zone region and have a direct impact on the presence or absence of telluric planets. Giant planets could even play a role in the development of life on Earth analogues (Horner & Jones, 2010). From an observational point of view, remote giant planets may also impact the detection of lighter and closer-in planets with radial velocity (RV) and astrometry.

It is crucial to have a good statistical description of the giant planet population (occurrence rate, radial distribution, masses, composition, and impact of the central stars properties) but also a good knowledge of individual systems to allow for dedicated dynamical studies in the case of multiple systems or searches for very light planets.

Detection of giant planets

To date, massive giant planets have been detected via indirect methods (RV, transits, microlensing), high contrast imaging (HCI), or interferometry. Each detection technique has its own limitations. Microlensing does not allow for follow-up studies of the exoplanets. RVs have difficulties in determining the accurate orbital properties of companions further than $\sim 8\text{-}10$ au. Moreover, they only provide minimum masses and are best suited to search for sub-stellar companions of 1-10 Gyr-old stars. HCI is more sensitive to young (a few 10 Myr) companions, orbiting beyond 10-20 au, but the obtained masses are dependent, relying on mass-luminosity relationships that are poorly constrained at young ages.

Combining those techniques allows overcoming individual technique limitations. Combining RV and HCI helps to fully characterize sub-stellar companions. This has been done for a few massive planets or light BDs such as β Pictoris b or HD 206893 B (Lagrange et al, 2020; Hinkley et al, 2022) and for of a few, more remote (> 20 au) massive 1-5 Gyr BDs such as HD 4113 B (Cheetham et al, 2018) or GJ 758 B (Brandt et al, 2019).

Combining RV and absolute astrometry (*Hipparcos*, *Gaia*) has started to give very interesting constraints, and in some cases to lift the $\sin(i)$ degeneracy (Kervella et al. 2019, Kiefer et al. 2019, 2021, Brandt et al. 2021, Feng et al. 2022, Philipot et al. 2023). This coupling thus brings decisive constraints on the planet properties (in particular their orbit inclination and mass) when the RV time baseline is roughly comparable to the planet period. When the time span of the RV data is (much) smaller than the planet orbital period, which is often the case when considering separations ~ 8 au or more, combining RV with absolute

astrometry is not enough to fully constrain the orbital parameters and companion mass. Adding relative astrometry as provided by HCI considerably improves the situation, lifting these degeneracies, as illustrated in the case of HD 211847B in Figure 1.

GJ 676

The GJ 676 system is a complex system, composed of two M dwarfs and four known planets (two giants and two super-Earths) orbiting around the primary, GJ 676A. GJ 676AB is located at a relatively close distance, 15.980 ± 0.008 pc (Gaia collaboration et al. 2021) and its estimated age is between 3.6 and 6 Gyr (Zurlo et al. 2018). GJ 676A ($0.71 M_{\odot}$, M0V), and GJ 676B ($0.29 M_{\odot}$, M3V) are separated by about 50 arcseconds, corresponding to a projected separation of 800 au (Forveille et al. 2011).

The GJ 676A system has an architecture similar to that of the solar system with two outer gaseous planets and two potential inner telluric planets. As such, it offers a unique possibility to study the formation of multiple systems including both terrestrial and gaseous planets.

The parameters of the four planets around GJ 676A are listed below. The first listed parameters were found based on RV data only, while the next ones, from Feng et al (2022) used Gaia-Hipparcos data in addition, as well as RV data recorded on a longer time baseline. Thanks to the absolute astrometry data, the true masses of the two most massive components could therefore, in principle, be measured.

- GJ 676Ab, a giant planet with a semi-major axis (a) of 1.81 ± 0.01 au and a minimum mass of $4.73 \pm 0.03 M_{\text{Jup}}$ (Forveille et al. 2011). Feng et al. (2022) found $a = 1.74 \pm 0.06$ au, an orbital inclination (i) of $48.9_{-2.8}^{+3.3} \text{ }^{\circ}$, and a true mass of $5.79_{-0.48}^{+0.47} M_{\text{Jup}}$.
- GJ 676Ac, a long-period giant planet found by Anglada-Escudé & Tuomi (2012), with still uncertain orbital parameters and minimum mass. Feng et al. (2022) found $a = 9.73_{-0.79}^{+0.63}$ au, $i = 33.7_{-1.3}^{+1.4} \text{ }^{\circ}$, and a true mass of $13.5 \pm 1.1 M_{\text{Jup}}$. GJ 676Ac is the most massive component of the planetary system, and therefore drives its dynamical evolution.
- GJ 676Ad, a planet with $a = 0.0413 \pm 0.0014$ au and a minimum mass of $4.4 \pm 0.7 M_{\text{Earth}}$ (hence, a possible super-Earth; Anglada-Escudé & Tuomi. 2012). Feng et al. (2022) found $a = 0.039 \pm 0.001$ au and a minimum mass of $3.8 \pm 0.3 M_{\text{Earth}}$.
- GJ 676Ae, a sub-Neptune candidate with $a = 0.187 \pm 0.007$ au and a minimum mass of $11.5 \pm 1.5 M_{\text{Earth}}$ (Anglada-Escudé & Tuomi. 2012). Feng et al. (2022) found $a = 0.181 \pm 0.006$ au and a minimum mass of $6.7 \pm 0.6 M_{\text{Earth}}$. Yet, GJ 676Ae is not confirmed due to an orbital period (35.37 ± 0.07 d) close to the rotation period of the host star (41.2 ± 3.8 d) and a significant correlation between RV and activity index variations (Sahlmann et al. 2016).

Clearly, the use of Gaia Hipparcos data allows to better constrain the orbital and mass parameters of the planets. However, the way Feng et al deal with these absolute astrometric

data may lead to incorrect orbital and mass solutions when the RV data do not cover the orbital period. This has been shown by Philipot et al (2023) (see their example of HD 211847B). Indeed, by simultaneously fitting the Hipparcos/Gaia calibration parameters, the signal model parameters, an additional offset and an additional jitter to the data to account for unknown systematics, they potentially over-fit the absolute astrometry data.

A new analysis of the GJ 676 system.

To revisit the possible orbital and mass solutions, and in particular, the planets inclinations and true masses, we used an MCMC tool that also considers Hipparcos-Gaia data. The absolute astrometry module is based on the orvara code (Brandt et al. 2021), which considers the proper motion values and uncertainties provided by the "Hipparcos-Gaia Catalog of Accelerations (HGCA)" (Brandt 2021), obtained by cross-matching the sources in Hipparcos and Gaia catalogs. Hipparcos and Gaia proper motions as well as a long-term proper motion given by the position difference between Hipparcos and Gaia are thus obtained. Conversely to the approach adopted by Feng et al. (2022), this approach takes into account all the data to estimate crucial instruments parameters such as rotation frame.

We fitted simultaneously all the available RV data and the absolute astrometry data obtained from the HGCA catalog, considering only the two giant planets. Indeed, the proper motion induced by GJ 676A d and e can be neglected because they have an orbital period much shorter than the duration of Gaia DR3. We found that the Hipparcos-Gaia astrometry data allows to estimate the inclination of GJ 676Ac but does not constrain the inclination of GJ 676Ab. We therefore considered as a prior a uniform distribution between 30° and 70° for i_b , corresponding to the range found by Sahlmann et al. (2016) using astrometric observations obtained with the FORS2/VLT instrument. We found for GJ 676Ac a semi-major axis of $9.6_{-0.8}^{+1.4}$ au, an inclination of $118_{-4}^{+5}^\circ$, and a true mass of $10.5_{-0.8}^{+1.0} M_{\text{Jup}}$ (fig. 2). **The parameters found differ then significantly from those reported by Feng et al. (2022): orbital inclination ($\sim 33^\circ$ against $\sim 120^\circ$) and a mass close to the deuterium-burning limit ($\sim 13.5 M_{\text{Jup}}$).**

With a mass larger than $10 M_{\text{Jup}}$, GJ 676Ac is one of the most massive confirmed planets around a M-type star. While low-mass planets are more common around M dwarfs than for FGK stars, giant planets are much more difficult to form and are expected to be rarer (Laughlin et al. 2004, Alibert et al. 2011). Yet, using the Generation III Bern model (Emsenhuber et al. 2021), Burn et al. 2021 have recently simulated the evolution of 1000 synthetic multi-planet systems, considering different stellar masses (0.1, 0.3, 0.5, 0.7, and $1.0 M_\odot$). They have shown that giant planets can be formed in the proto-planetary disk around stars more massive than $0.7 M_\odot$ (as GJ 676A). Moreover, the formation of giant planets seems to be favored near the snow line (around 1 au), corresponding to the position of GJ 676Ab. GJ 676Ac is located well beyond the snow line. **This suggests that GJ 676Ab and c have different formation pathways (eg. core accretion and gravitational instability).** Having a precise mass of GJ 676Ac corresponding to either planet or brown dwarf is important in this context.

To definitely constraint the GJ 676Ac orbital parameters, in particular its inclination, and mass, additional data are clearly needed. While the Gaia DR4

(2026) will hopefully help clarifying these parameters in the future, direct imaging offers the possibility to answer these questions now. Among the four companions, GJ 676Ac appears to orbit far enough from its parent star to be detected in direct imaging with JWST. It offers, in addition, a unique opportunity to image a RV planet orbiting at a few au (10) from a late type-star.

GJ 676 has been observed twice with the SPHERE/VLT instrument in May 2015 and May 2016 (Zurlo et al. 2018). No planet were not detected, with a minimum detectable mass of $25 M_{\text{Jup}}$ at the separation of GJ 676Ac (~ 10 au). Using the PACO Angular (Spectral) Differential Imaging (ASDI) algorithm (Flasseur et al. 2020a, 2020b) allows us to obtain better contrast performances and a sensitivity of about $20 M_{\text{Jup}}$ at 10 au (Fig. 3). Clearly, ground based high contrast imagers are not performant enough to detect the planet. Similarly, interferometers (Gravity) at near-IR are not performant enough either.

Science goals

We propose to use the unprecedented detection capabilities of JWST/MIRI to directly image GJ 676Ac.

The relative astrometry data of GJ 676Ac will be coupled with RV and absolute astrometry data to **definitely characterize GJ 676Ac and GJ 676Ab orbital parameters, in particular their orbital periods and inclinations, and their masses.** It will be possible then to check whether planets b and c are coplanar. These data will allow us to perform unique dynamical simulations of the whole planetary system.

Planet characterization. The planet effective temperature and gravity will be derived from these JWST/MIRI data. Observations with JWST/MIRI at F1065C and F1550C in a subsequent cycle will allow us to better constrain the effective temperature of the planet and, therefore, to set tighter constraints on the models of giant planet formation and evolution.

These observations will also allow **testing mass-brightness relations** deduced from planet evolution models, using the measured flux of GJ 676Ac and its dynamical mass.

■ Technical Justification

Description of the observations

For Cycle 2, we request a coronagraphic observation with JWST/MIRI at F1140C which provides the needed angular resolution and signal-to-noise ratio (S/N) given the separation and mass of GJ 676Ac.

To estimate the position of GJ 676Ac for the JWST observation, we use the solution of the MCMC fitting of the combination of RV and absolute astrometry (fig. 2). We find a separation of 500 mas. At such a separation, the expected contrast performance with the MIRI Coronagraph and F1140C filter is about 5×10^{-5} (Boccaletti et al. 2022).

To test the detectability of GJ 676Ac, we used the self-consistent atmosphere model ExoREM (Charnay et al. 2018) to simulate a spectrum of the planet, considering an effective temperature of 400 K (as expected given the mass and age of GJ 676Ac). Comparing it to the spectrum of the host star, we estimate a planet to star contrast at 11 microns of

about 2×10^{-4} . This is well above the 5×10^{-5} contrast achievable with the chosen set up at this separation (see above). For comparison, the expected contrast is comparable to that of HR8799e ($2-3 \times 10^{-4}$), which has been detected at about 330 mas from its parent star, with the same instrumental set-up on GTO data (Boccaletti, priv. com).

Simulations performed with the Exposure Time Calculator (ETC) confirm that the MIRI coronagraph allows to detect GJ 676Ac at 11 microns. Comparing the S/N obtained with the different filters, we find that the F1140C filter provides the best opportunity for this detection.

To obtain the best contrast, it is essential to observe as well a PSF reference star with a spectral type similar to that of GJ 676A. The identified reference is the M0V star HD166348, located at a separation of 10.83° from GJ 676A. We will use the small grid dither (Lajoie et al. 2016) where the reference star is slightly dithered on a predefined grid (9 points) around the 4QPM coronagraph center, in order to optimize the subtraction.

Accuracy needed to achieve our science goals

We used the JWST coronagraph visibility tool from STScI to determine the optimal observation period to detect GJ 676Ac considering a separation of 500 mas and a position angle of about 210° . We found that the best epochs are between August 5 and August 28 2023. Using the ETC, we determined the exposure times needed to detect the planet based on the spectrum obtained with Exo-REM. Considering an effective temperature of about 400K for GJ 676Ac, an exposure time of three hours will allow us to detect the planet with a S/N of 5.4. For the reference star, an exposure time of 1h30min allows to obtain a S/N similar to the one obtained for GJ 676A. In order to limit the 'glow stick' effect, it is necessary to make a background observation for GJ 676A and the reference star (Boccaletti et al. 2022). The total charged time is 13.76 hours.

- **Special Requirements (if any)**
- **Justify Coordinated Parallel Observations (if any)**
- **Justify Duplications (if any)**
- **Analysis Plan (AR only)**

References: Levison & Agnor. 2003, *AJ*, 125, 5 * Raymond et al. 2014, *Protostars and Planets VI* * Morbidelli et al. 2012, *AREPS*, 40, 1 * Quintana et al. 2016, *ApJ*, 821, 126 * Childs et al. 2019, *MNRAS*, 485, 541 * Horner & Jones. 2010, *IJAsB*, 9, 273 * Lagrange et al. 2020, *A&A*, 642, A18 * Hinkley et al. 2022, *arXiv:2208.04867* * Cheetham et al. 2018, *A&A*, 614, A16 * Brandt et al. 2019, *AJ*, 158, 140 * Kervella et al. 2019, *A&A*, 623, A72 * Kiefer et al. 2019, *A&A*, 631, A125 * Kiefer et al. 2021, *A&A*, 645, A7 * Brandt et al. 2021, *AJ*, 162, 301 * Feng et al. 2022, *ApJS*, 262, 21 * Philipot et al. 2023, *arXiv:2301.01263* * Brandt et al. 2021, *AJ*, 162, 186 * Gaia Collaboration. 2021, *A&A*, 649, A1 * Zurlo et al. 2018, *MNRAS*, 480, 35 * Brandt et al. 2021, *AJ*, 162, 186 * Forveille et al. 2011, *A&A*, 526, A141 * Anglada-Escudé & Tuomi. 2012, *A&A*, 548, A58 * Sahlmann et al. 2016, *A&A*, 595, A77 * Brandt. 2021, *ApJS*, 254, 42 * Flasseur et al. 2020, *A&A*, 634, A2 * Flasseur et al. 2020, *A&A*, 637, A9 * Laughlin et al. 2004, *ApJ*, 612, L73 * Alibert et al. 2011, *A&A*, 526, A63 * Emsenhuber et al. 2021, *A&A*, 656, A69 * Burn et al. 2021, *A&A*, 656, A72 * Boccaletti et al. 2022, *A&A*, 667, A165 * Charnay et al. 2018, *ApJ*, 854, 172 * Lajoie et al. 2016, *SPIE*, 9904, 99045K

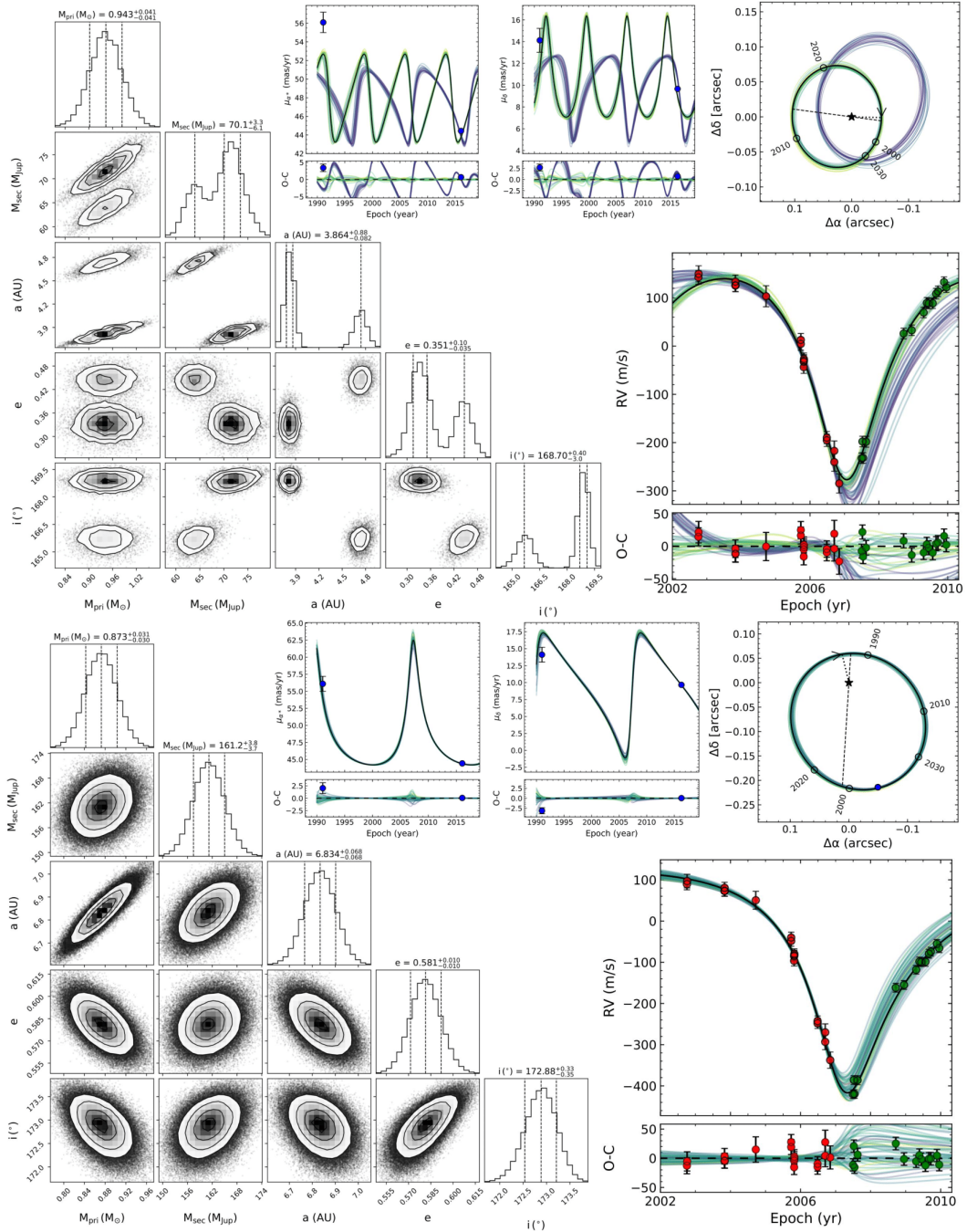


Figure 1: *Top*: Results of the MCMC fit of the RV and absolute astrometry data on HD 211847. *Bottom*: Results of the fit of the RV, absolute astrometry plus one HCI data. In each case, the corner plot on the left shows to the posteriors obtained with orvara (Brandt et al, 2021), the two figures on the middle top show the fits of the Hipparcos-Gaia astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right), and the figure on the top right corresponds to the fits of the relative astrometric orbits. The figure on the bottom right shows the fits of the RV data. Clearly, the imaging data (relative astrometry) brings decisive constraints on the planet properties.

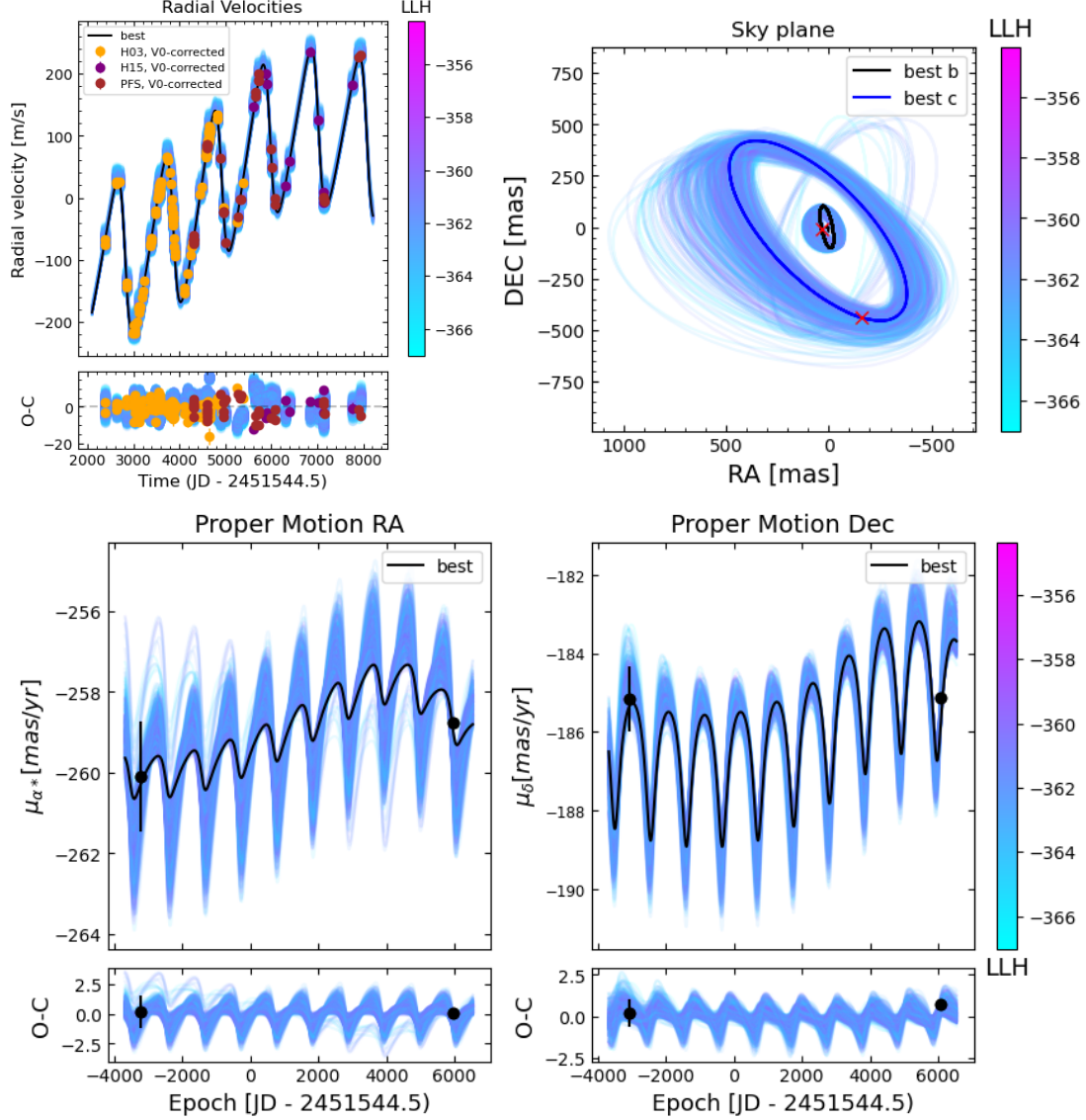


Figure 2: Orbital fit of GJ 676A RV + absolute astrometry data. As the orbital period of GJ 676A d and e is much smaller than the duration of Gaia DR3, the proper motion induced by the two planets can be neglected. We have therefore considered only the two giant planets. *Top left*: Fit of the GJ 676A RV data. *Top right*: relative astrometry for GJ 676A b et c. The red crosses correspond to the positions of GJ 676A b and c in August 2023. *Bottom*: Orbit of the GJ 676A astrometric acceleration in right ascension (left) and declination (right). The black points correspond to the measurements obtained with Hipparcos (1991.25) and Gaia (2016.0). In each plot, the black curve shows the best fit. The color bar indicates the log likelihood of the different fits plotted.

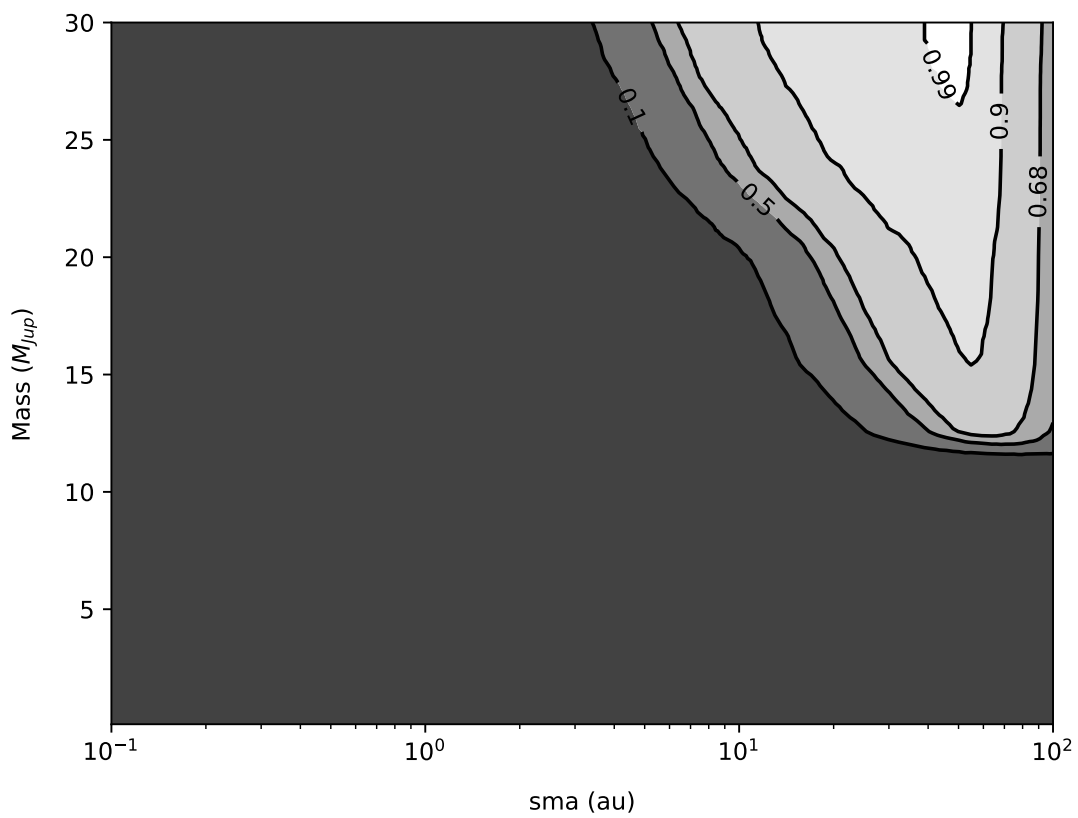


Figure 3: SPHERE detection limits obtained with PACO ASDI for GJ 676A. The various levels represent respectively the 0.99, 0.9, 0.68, 0.5 and 0.1 per cent probability to detect the planet at 5 sigma in the imaging data. A planet with a 10-15 Jupiter masses orbiting at 10 au is below the detection capabilities of SPHERE.

2 Vers une caractérisation complète du jeune système HD111232

De la même manière que pour les planètes géantes du système GJ676, le couplage des données de VR et de mouvements propres ne permet pas de déterminer précisément les caractéristiques des deux compagnons sub-stellaires présents autour de l'étoile de type G8V, HD111232. De plus, alors que la période de la planète géante interne, HD111232 b, est bien contrainte par les données de VR, seule une faible fraction de la période de la naine brune externe, HD111232 C, est couverte par ces données. En combinant les données de VR et d'astrométrie absolue, FENG et al., 2022 ont ainsi pu obtenir une estimation des paramètres orbitaux et de la masse des deux compagnons, mais les données disponibles ne permettent pas de mesurer précisément l'inclinaison des deux compagnons. Ils ont ainsi trouvé pour HD111232 b un demi-grand axe de $2.15^{+0.09}_{-0.10}$ ua, une inclinaison de $93.5^{+16.6}_{-18.1}$ ° et une masse de $7.97^{+1.13}_{-0.48} M_{Jup}$ et, pour HD111232 C, un demi-grand axe de 17.3 ± 2.2 ua, une inclinaison de $87.9^{+13.9}_{-22.6}$ ° et une masse de $18.1^{+4.2}_{-1.6} M_{Jup}$. Des observations en imagerie sont donc nécessaires pour améliorer la caractérisation du système.

En calculant l'âge du système, nous avons constaté qu'il s'agissait d'un système jeune (~ 20 Ma), ce qui en fait un bon candidat pour des observations en imagerie. En considérant la séparation et la masse estimée de HD111232 C, le contraste de luminosité entre la naine brune et l'étoile semble suffisamment faible pour être observé avec l'instrument SPHERE. Cependant, HD111232 b est situé à une séparation angulaire inférieure à 100 mas et n'est donc pas observable en imagerie directe. Comme les données de VR contraignent bien l'orbite de la planète, nous avons pu combiner ces mesures avec celles obtenues avec Gaia-PMEX pour déterminer la séparation et la position angulaire estimées de HD111232 b au moment des observations. Cela nous a permis de constater que la planète serait détectable en interférométrie avec l'instrument GRAVITY.

J'ai donc soumis une demande de temps d'observation pour la période P112 des observations du VLT/ESO dans le but d'utiliser les instruments SPHERE et GRAVITY pour obtenir des données d'astrométrie relative pour les deux compagnons du système ainsi que des mesures photométriques et spectrales. Cela nous permettrait de déterminer précisément les masses dynamiques des deux compagnons qui seront comparées aux estimations obtenues à partir de la photométrie. Ces résultats nous permettraient de contraindre les modèles de formation et de déterminer si la planète et la naine brune se sont formées en suivant le même mécanisme ou non.

Malheureusement, cette demande a été refusée en juillet dernier.

DESCRIPTION OF THE PROPOSED PROGRAMME

A- Scientific Rationale

Planets and brown dwarfs (BDs) are among the most fascinating objects in astronomy, and their formation process(es) are one of the most intriguing questions. Giant planets are thought to form within a proto-planetary disk, either by gas accretion onto a solid core accretion, or by gravitational instabilities. There are growing evidence that BDs could form either like giant planets in a protoplanetary disk or, like stars, by gravitational instability of a molecular cloud.

To date, BDs or massive giant planets have been detected via indirect methods (RV, transits, microlensing), high contrast imaging (HCI), or wide field imaging (WFI). All detection techniques have their own limits. Microlensing does not allow for follow-up. RVs have difficulties in finding accurate orbital properties of companions further than $\sim 8\text{-}10$ au and provide minimum masses only and are best suited to search for sub-stellar companions around 1-10 Gyr-old stars. HCI is sensitive to young (a few 10 Myr) companions, orbiting beyond 10-20 au, but provide model dependent masses, using mass–luminosity relationships that are poorly constrained at young ages. Wide field imagers mainly finds 1-10 Gyr companions, and the mass estimates rely on mass–luminosity relationships and on the age of the system, which is not always precisely known.

Combining those techniques allows crossing over the limits. For young systems, combining RV and HCI helps to fully characterize low mass companions orbiting typically beyond 5-10 au. This has been done in the case of rare young and massive planets or BDs such as β Pictoris b or HD206893 B (Lagrange et al, 2020; Hinkley et al, 2022) and in the case of a few, more remote (> 20 au) massive 1-5 Gyr BDs such as HD4113 B (Cheetham et al, 2018) or GJ758 B (Brandt et al, 2019). Combining RV and astrometry (*Hipparcos*, *Gaia*) has started to give very interesting constraints on the systems, and in some cases to lift the $\sin(i)$ degeneracy, provided that the available RV time baseline is roughly comparable to the planet period (Kervella et al. 2019, Kiefer et al. 2019, 2021, Brandt et al. 2021, Li et al. 2021, Feng et al. 2022, Philipot et al. 2023).

When the timespan of RV observations is much smaller than the orbital period, which is often the case for companions orbiting beyond separations $\sim 7\text{-}8$ au, the orbital period, companion mass and eccentricities are poorly constrained. Absolute astrometry does not help much in such a case. **Combining HCI to RV and absolute astrometry** considerably improves the situation, lifting these degeneracies as illustrated in Figure 1. **The precise localisation of sub-stellar companions and robust determination of their mass and eccentricity is essential to further characterize their atmospheric composition and properly address the key question of their formation.**

B- Immediate objective:

We propose to use GRAVITY and SPHERE to **directly image a very interesting multiple system, HD111232**. HD111232 is a 20 Myr¹, G8V star located at $28.89^{+0.04}_{-0.08}$ pc. The system is composed of a massive giant planet (HD111232 b) and a low mass brown dwarf (HD111232 C), which allows an independent study of each companion. Combining RV and absolute astrometry (*Hipparcos/Gaia DR3*) data, Feng et al. (2022) found a semi-major axis of $2.15^{+0.09}_{-0.10}$ and 17.3 ± 2.2 au and an eccentricity of $0.214^{+0.005}_{-0.003}$ and 0.56 ± 0.03 for HD111232 b and C, respectively. Absolute astrometry allowed them to estimate the inclination, and thus the true mass of the two companions. They found an inclination of $93.5^{+16.6}_{-18.1}$ and a mass of $7.97^{+1.13}_{-0.48} M_{Jup}$ for HD111232 b and an inclination of $87.9^{+13.9}_{-22.6}$ and a mass of $18.1^{+4.2}_{-1.6} M_{Jup}$ for HD111232 C. Yet, the uncertainty on the inclination of the orbits of the two companions remains very important and does not allow to fit precisely their orbit nor to constrain their true mass (Figure 2).

Our main objective is to use **HCI data to precisely determine the orbital properties, dynamical masses, and luminosities of the two companions and extract their spectra**. At their presently estimated mass and age, HD111232 b and C should have relatively cool atmospheres (T_{eff} of ~ 1300 and 2300 K) and form prominent ¹²CO and H₂O absorption bands at K-band. We will use the publicly available Bayesian inference codes FORMOSA and petitRadTrans (Petrus et al. 2020, Mollière et al. 2019) to interpret these features and derive accurate measurements of the T_{eff} (5% accuracy) and C/O ratio (10% accuracy or better) of the two objects in a homogeneous way. The two companions straddle the water ice line and should have been formed from different material composition due to the different condensation temperature of volatiles (e.g., Oberg et al. 2016). We could verify whether the C/O of b and C be sub- and super-solar, as expected for an in-situ formation. If both objects have similar solar C/O instead, this would confirm a global trend of solar compositions found for objects above $4 M_{Jup}$ (Hoch et al. 2022) indicative of two distinct "planet" populations with separate formation pathways. Both companion in addition straddle the so-called Deuterium-burning boundary. The comparison of their dynamical masses, luminosities, T_{eff} to evolutionary model predictions give the rare opportunity (following HD206893; Hinkley et al.

¹Based on Gaia DR3 and 2MASS photometry.

2022) to **constrain the Deuterium burning phase** happening at the system age and for which many theoretical uncertainties remain (e.g., Bonnefoy et al. 2014; Mollière et al. 2012).

Feasibility: Given the estimated contrast between the BD and the star (4×10^{-3}), HD11232 C should be detected with angular differential imaging (ADI). Yet, HD11232 b remains too close to be detected with SPHERE. Nevertheless, as the RVs allow to constrain precisely the orbital parameters and the minimum mass of the planet, the study of the Gaia excess noise (Gaia Collaboration. 2022k) and the proper motion anomaly (Brandt 2021) of the star allows us to obtain a good estimate of the position of the planet over time. Thus, we estimate that the planet will be located at a separation of 65 ± 2 mas with a position angle of 225_{-12}^{+10} at BJD = 2460360, corresponding to the optimal period of observation of the target during P112. With a planet to star contrast lower than that of β Pictoris c ($\sim 3 \times 10^{-4}$), HD11232 b should be detected with GRAVITY. Note that HD11232 was observed by sphere in 2015 and 2019 but the field-of-view rotation is not enough to apply ADI, and therefore get the contrast needed to detect the companions.

Figure:

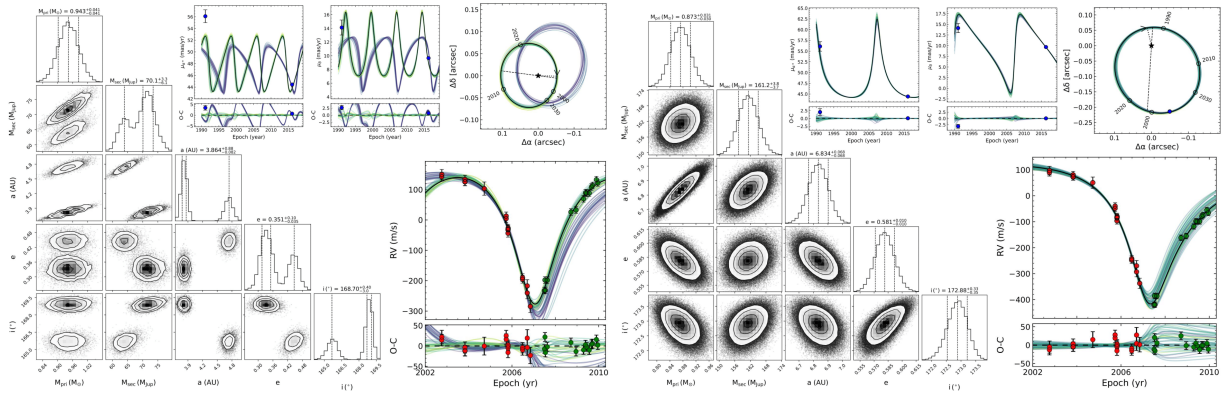


Figure 1: Impact of HCI on the orbital and mass characterization of the low-mass stellar companion HD211847 B orbiting at about 6.8 au. *Left:* Results of the orvara (Brandt et al, 2021) fit of the RV and absolute astrometry data. *Right:* Results of the fit of the RV, absolute astrometry plus one HCI data.

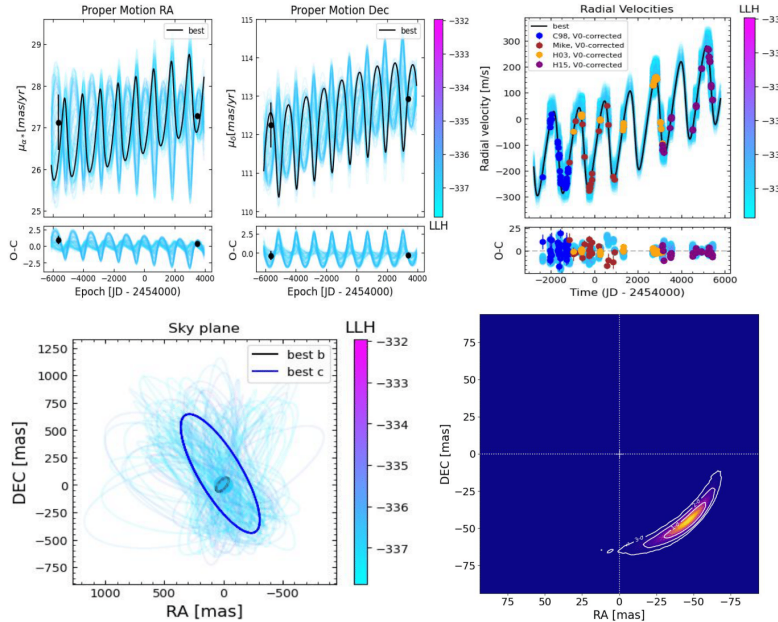


Figure 2: Orbital fit of HD11232.

Top left: Orbit of the HD11232 astrometric acceleration in right ascension (*left*) and declination (*right*).

Top right: Fit of the HD11232 RV data.

Bottom left: Relative astrometry for HD11232 b et C. The color bar indicates the log likelihood of the different fits plotted.

Bottom right: Estimated position of HD11232 b at BJD=2460360.

References: Lagrange et al. 2020, A&A, 642, A18 * Hinkley et al. 2022, A&A, 671, L5. * Cheetham et al. 2018, A&A, 614, A16 * Brandt et al. 2019, AJ, 158, 140 * Kervella et al. 2019, A&A, 623, A72 * Kiefer et al. 2019, A&A, 631, A125 * Kiefer et al. 2019, A&A, 645, A7 * Brandt et al. 2021, AJ, 162, 301 * Li et al. 2021, AJ, 162, 266 * Feng et al. 2022, ApJS, 262, 21 * Philipot et al. 2023, A&A, 670, A65 * Petrus et al. 2020, A&A, 633, 124 * Mollière et al. 2019, A&A, 627, 67 * Öberg et al. 2019, ApJ, 831, 19 * Hoch et al. 2022; arXiv:2212.0455 * Bonnefoy et al. 2014, A&A, 562, 127 * Mollière et al. 2012, A&A, 547, 105 * Gaia Collaboration. 2022k, arXiv:2208.00211 * Brandt 2021, ApJS, 254, 42 * Brandt et al. 2021, AJ, 162, 186

Participations à d'autres travaux

3 Détection directe de HD 206893 c

HD206893 est un système proche (~ 40.7 pc) abritant une naine brune de faible masse et une planète géante. Un disque de débris externe, localisé entre 30 et 180 ua, est également présent (MOOR et al., 2006). La naine brune, HD206893 B, fut observée pour la première fois en imagerie haut contraste par MILLI et al., 2017 alors que la planète, HD206893 c, fut détectée en vitesses radiales par GRANDJEAN et al., 2019.

La planète étant située à une séparation de ~ 3.5 ua (~ 90 mas), elle n'est pas observable en imagerie haut contraste avec les instruments actuels. Le but de cette étude fût donc d'utiliser l'instrument GRAVITY afin de détecter la planète en interférométrie, en se basant sur les paramètres orbitaux déterminés à partir des données de VR. Cela a ainsi permis d'obtenir la première observation de HD206893 c ainsi que de nouvelles observations de HD206893 B.

Pour cette étude, j'ai participé au couplage des données d'astrométrie relative avec les mesures de VR et de mouvement propre. Cela a permis d'obtenir une mesure précise des paramètres orbitaux des deux compagnons et de déterminer leur masse dynamique : $12.7_{-1.0}^{+1.2} M_{Jup}$ pour la planète et $28.0_{-2.1}^{+2.2} M_{Jup}$ pour la naine brune. Ces mesures dynamiques de la masse, couplées aux mesures de luminosité de HD206893 B ont également permis de contraindre l'âge du système à 150 Ma.

LETTER TO THE EDITOR

Direct discovery of the inner exoplanet in the HD 206893 system

Evidence for deuterium burning in a planetary-mass companion

S. Hinkley¹, S. Lacour^{2,3}, G.-D. Marleau^{4,5,6,7}, A.-M. Lagrange^{8,2}, J. J. Wang⁹, J. Kammerer¹¹, A. Cumming^{33,34}, M. Nowak¹², L. Rodet¹³, T. Stolker¹⁵, W.-O. Balmer^{14,11}, S. Ray¹, M. Bonnefoy⁸, P. Mollière⁷, C. Lazzoni¹, G. Kennedy¹⁶, C. Mordasini⁶, R. Abuter³, S. Aigrain³², A. Amorim^{17,18}, R. Asensio-Torres⁷, C. Babusiaux^{8,2}, M. Benisty⁸, J.-P. Berger⁸, H. Beust⁸, S. Blunt¹⁰, A. Boccaletti², A. Bohn¹⁵, H. Bonnet³, G. Bourdarot^{19,8}, W. Brandner⁷, F. Cantalloube²⁰, P. Caselli¹⁹, B. Charnay², G. Chauvin⁸, A. Chomez^{2,8}, E. Choquet²⁰, V. Christiaens²¹, Y. Clénet², V. Coudé du Foresto², A. Cridland¹⁵, P. Delorme⁸, R. Dembet², A. Drescher¹⁹, G. Duvert⁸, A. Eckart^{22,23}, F. Eisenhauer¹⁹, H. Feuchtgruber¹⁹, F. Galland⁸, P. Garcia^{18,24}, R. Garcia Lopez^{25,7}, T. Gardner²⁶, E. Gendron², R. Genzel¹⁹, S. Gillessen¹⁹, J. H. Girard¹¹, A. Grandjean⁸, X. Haubois²⁷, G. Heiße^{2,36}, Th. Henning⁷, S. Hippler⁷, M. Horrobin²², M. Houllé⁹, Z. Hubert⁸, L. Jocu⁸, M. Keppler⁷, P. Kervella², L. Kreidberg⁷, V. Lapeyrère², J.-B. Le Bouquin⁸, P. Léna², D. Lutz¹⁹, A.-L. Maire⁸, F. Mang¹⁹, A. Mérand³, N. Meunier⁸, J. D. Monnier²⁶, D. Mouillet⁸, E. Nasedkin⁷, T. Ott¹⁹, G. P. P. L. Otten^{20,35}, C. Paladini²⁷, T. Paumard², K. Perraut⁸, G. Perrin², F. Philipot², O. Pfuhl³, N. Poursé⁸, L. Pueyo¹¹, J. Rameau⁸, E. Rickman²⁸, P. Rubini³¹, Z. Rustamkulov²⁹, M. Samland⁷, J. Shanguan¹⁹, T. Shimizu¹⁹, D. Sing^{14,29}, C. Straubmeier²², E. Sturm¹⁹, L. J. Tacconi¹⁹, E. F. van Dishoeck^{15,19}, A. Vigan²⁰, F. Vincent², K. Ward-Duong³⁰, F. Widmann¹⁹, E. Wieprecht¹⁹, E. Wiezorrek¹⁹, J. Woillez³, S. Yazici¹⁹, A. Young¹⁹, N. Zicher³², and the GRAVITY Collaboration

(Affiliations can be found after the references)

Received 9 August 2022 / Accepted 25 October 2022

ABSTRACT

Aims. HD 206893 is a nearby debris disk star that hosts a previously identified brown dwarf companion with an orbital separation of ~ 10 au. Long-term precise radial velocity (RV) monitoring, as well as anomalies in the system proper motion, has suggested the presence of an additional, inner companion in the system.

Methods. Using information from ongoing precision RV measurements with the HARPS spectrograph, as well as *Gaia* host star astrometry, we have undertaken a multi-epoch search for the purported additional planet using the VLTI/GRAVITY instrument.

Results. We report a high-significance detection over three epochs of the companion HD 206893c, which shows clear evidence for Keplerian orbital motion. Our astrometry with ~ 50 – 100 μ arcsec precision afforded by GRAVITY allows us to derive a dynamical mass of $12.7^{+1.2}_{-1.0} M_{\text{Jup}}$ and an orbital separation of $3.53^{+0.08}_{-0.06}$ au for HD 206893c. Our fits to the orbits of both companions in the system use both *Gaia* astrometry and RVs to also provide a precise dynamical estimate of the previously uncertain mass of the B component, and therefore allow us to derive an age of 155 ± 15 Myr for the system. We find that theoretical atmospheric and evolutionary models that incorporate deuterium burning for HD 206893c, parameterized by cloudy atmosphere models as well as a “hybrid sequence” (encompassing a transition from cloudy to cloud-free), provide a good simultaneous fit to the luminosity of both HD 206893B and c. Thus, accounting for both deuterium burning and clouds is crucial to understanding the luminosity evolution of HD 206893c.

Conclusions. In addition to using long-term RV information, this effort is an early example of a direct imaging discovery of a bona fide exoplanet that was guided in part by *Gaia* astrometry. Utilizing *Gaia* astrometry is expected to be one of the primary techniques going forward for identifying and characterizing additional directly imaged planets. In addition, HD 206893c is an example of an object narrowly straddling the deuterium-burning limit but unambiguously undergoing deuterium burning. Additional discoveries like this may therefore help clarify the discrimination between a brown dwarf and an extrasolar planet. Lastly, this discovery is another example of the power of optical interferometry to directly detect and characterize extrasolar planets where they form, at ice-line orbital separations of 2–4 au.

Key words. planets and satellites: detection – instrumentation: high angular resolution – instrumentation: interferometers – techniques: high angular resolution – techniques: interferometric – infrared: planetary systems

1. Introduction

What distinguishes an extrasolar giant planet (EGP) from a brown dwarf (BD) is still a matter of debate. The current IAU definition of a planet is an object that is below the mass required for thermonuclear fusion of deuterium, which we currently

believe occurs at 13 Jupiter masses. Identifying objects near this mass limit will clarify how distinct the boundary between massive planets and BDs really is (e.g., Mollière & Mordasini 2012; Bodenheimer et al. 2013). However, what qualifies an object as an exoplanet may also be related to its formation mechanism rather than solely its mass (e.g., Chabrier et al. 2007).

4 Préparation d'une analyse massive des données SPHERE avec l'algorithme PACO

Le but de cette étude fût de préparer une analyse à grande échelle des observations disponibles dans les archives SPHERE en utilisant le COBREX data center pipeline. Ce pipeline utilise l'algorithme PACO (FLASSEUR et al., 2018, FLASSEUR et al., 2020a, FLASSEUR et al., 2020b) qui permet d'effectuer une réduction des données obtenues avec SPHERE en A(S)DI et d'identifier les fluctuations spectrales et temporelles des structures d'arrière-plan. Cela a ainsi permis de développer un outil permettant d'automatiser la recherche de compagnons potentiels.

Afin de préparer et d'optimiser les réductions de l'ensemble des données SPHERE, des tests ont été effectués sur un premier échantillon de 24 étoiles. Ces tests ont permis d'améliorer les performances du pipeline ainsi que la précision des mesures astrométriques et photométriques des sources détectées. Les limites de contrastes obtenues avec PACO étant plus basses que celles obtenues avec d'autres méthodes de réduction, le pipeline permet potentiellement d'identifier des compagnons de faible masse qui n'aurait pas pu être observés lors des précédentes réductions. Cette étude a notamment permis d'identifier deux nouveaux candidats compagnons.

Pour cette étude, j'ai effectué l'analyse des données de VR disponibles pour ces étoiles. Ces données ont permis, couplées à l'imagerie, d'obtenir des cartes de limites de détection pour chaque système grâce à l'outil MESS2 (BONAVITA et al., 2012, LANNIER, 2015). Cet outil effectue des tests d'injections-récupérations de "fausses" planètes avec différents paramètres orbitaux et masses afin d'estimer la probabilité de détection d'une planète données avec les données disponibles.

Preparation for an unsupervised massive analysis of SPHERE high-contrast data with PACO

Optimization and benchmarking on 24 solar-type stars[★]

A. Chomez^{1,2}, A.-M. Lagrange^{1,2}, P. Delorme², M. Langlois³, G. Chauvin⁴, O. Flasseur³, J. Dallant³, F. Philopot¹, S. Bergeon², D. Albert⁶, N. Meunier², and P. Rubini⁵

¹ LESIA, Observatoire de Paris, Université PSL, CNRS, 5 place Jules Janssen, 92190 Meudon, France
e-mail: antoine.chomez@obspm.fr

² Université Grenoble Alpes, CNRS, IPAG, 414 rue de la Piscine, 38000 Grenoble, France

³ CRAL, UMR 5574, CNRS, Université de Lyon, ENS, 9 avenue Charles André, 69561 Saint Genis Laval Cedex, France

⁴ Université Côte d'Azur, OCA, CNRS, Lagrange, CS 34229, 06304 Nice Cedex 4, France

⁵ Pixyl S.A. La Tronche, 5 Av. du Grand Sablon, 38700 La Tronche, France

⁶ Université Grenoble Alpes, CNRS, Observatoire des Sciences de l'Univers de Grenoble (OSUG), Grenoble, 122 rue de la Piscine, 38400 Saint-Martin-d'Hères, France

Received 19 December 2022 / Accepted 9 May 2023

ABSTRACT

Context. Despite tremendous progress in the detection and characterization of extrasolar planetary systems in the last 25 yr, we have not pinpointed any Solar System analogues. In particular, Jupiter-like planets (either mature or old) are barely detectable beyond 5 au with indirect techniques and they are still out of the reach of direct imaging techniques.

Aims. Our study is aimed at a search for exoplanets throughout the whole ESO/VLT-SPHERE archive with an improved and unsupervised data analysis algorithm that could allow us to detect massive giant planets at 5 au. To prepare, test, and optimize our approach, we gathered a sample of 24 solar-type stars observed with SPHERE using angular and spectral differential imaging modes.

Methods. We used PACO, a recently developed new-generation algorithm that has been shown to outperform classical methods. We also improved the SPHERE pre-reduction pipeline and optimized the outputs of PACO to enhance the detection performance. We developed custom-built spectral prior libraries to optimize the detection capability of the ASDI mode for both IRDIS and IFS.

Results. Compared to previous works conducted with more classical algorithms, the contrast limits we derived with PACO are more reliable and significantly improved, especially at short angular separations, where a gain by a factor ten has been obtained between 0.2 and 0.5 arcsec. Under good observing conditions, planets down to $5 M_{\text{Jup}}$, orbiting at 5 au could be detected around stars within 60 parsec. We identified two exoplanet candidates that will require a follow-up to test for a common proper motion.

Conclusions. In this work, we use a small sample to demonstrate the benefits of PACO in terms of achievable contrast and of control of the confidence levels. In addition, we have developed custom tools to take full advantage of this algorithm and to quantify the total error budget on the estimated astrometry and photometry. This work paves the way towards an end-to-end, homogeneous, and unsupervised massive re-reduction of archival direct imaging surveys in the quest for new exo-Jupiters.

Key words. techniques: high angular resolution – techniques: image processing – methods: data analysis – instrumentation: adaptive optics – planets and satellites: detection

1. Introduction

Since the discovery of the first giant planets around solar-type stars almost 30 yr ago, thousands of planets have since been discovered, with masses down to a few Earth masses. However, Solar System analogues¹ have not been detected thus far, and so, we still do not know if our own planetary system is indeed unique. Detections of Earth twins have still not been made possible, as this requires major on-going research to correct for stellar activity with radial velocity (RV) techniques at the appropriate level (Meunier & Lagrange 2019). Also, detecting Jupiter twins orbiting at 5 au is very challenging (and not possible at larger

separations) with radial velocity because decade(s) of careful monitoring are needed; additionally, long-term stellar activity is also responsible for a long-term noise. As a consequence, the orbital parameters of the (still rare) RV planets announced beyond 5 au are poorly characterized (Wittenmyer et al. 2016; Fernandes et al. 2019; Fulton et al. 2021). These limitations stand in the way of making precise comparisons between the radial distribution of giant planets beyond their forming regions and predictions from population synthesis models meant to constrain formation scenarios (Lagrange et al. 2023).

Giant planets (GPs) have played a significant role in the building of the Solar System (see e.g., Levison & Agnor 2003; Raymond et al. 2014; Morbidelli et al. 2012) and of exoplanetary systems (see e.g., Quintana & Barclay 2016; Childs et al. 2019). Various mechanisms may be involved, among which dynamical interactions with lighter bodies (e.g., telluric planets, planetesimals) once the proto-planetary disk has dissipated and the dynamics is no longer controlled by gas. In

[★] Detection table is only available at the CDS via anonymous ftp to cdsarc.cds.unistra.fr (130.79.128.5) or via <https://cdsarc.cds.unistra.fr/viz-bin/cat/J/A+A/675/A205>

¹ Defined as planetary systems around solar-type stars, hosting inner Earth-mass planets with at least one in the habitable zone, and outer sub-Jupiter/Jupiter masses planets.

RÉSUMÉ

La détection des premières exoplanètes dans les années 1990 a ouvert une nouvelle ère dans l'étude des planètes. Aujourd'hui, grâce aux instruments toujours plus performants, plusieurs centaines d'exoplanètes (Jupiters chauds, Super-Terre, systèmes multiples...) sont découvertes chaque année. Grâce à cette grande variété d'exoplanètes, il est possible d'étudier la distribution (distance, masse, excentricité...) de ces objets afin de mieux contraindre les modèles de formation et d'évolution des systèmes planétaires. Néanmoins, chaque méthode de détection a ses limites et ses biais de détection. Un des objectifs de cette thèse fut de mettre en évidence les limites des différentes méthodes de détection, en particulier celles liées aux vitesses radiales (VR), et d'améliorer la caractérisation des compagnons détectés en VR.

Dans un premier temps, j'ai testé la solidité des études visant à déterminer la distribution radiale des planètes géantes. L'analyse des données de VR des étoiles abritant des planètes à longues périodes, de l'impact de l'activité stellaire et des hypothèses faites lors des calculs d'exhaustivité, nous a permis de démontrer que les études statistiques en VR n'étaient pas robustes au-delà de 7-8 ua. Par la suite, j'ai combiné des données de VR avec les mesures d'astrométrie absolue et relative disponibles dans le but d'améliorer la caractérisation des compagnons sub-stellaires à longues périodes. Cette étude a permis de contraindre précisément les paramètres orbitaux et, surtout, la masse de sept compagnons détectés en VR. Elle a également permis de mettre en avant l'importance du couplage des données de VR avec d'autres mesures afin de déterminer avec précision la nature d'un compagnon. Pour finir, j'ai utilisé les mesures d'anomalie de mouvements propres (PMA) des étoiles, estimées à partir des mesures astrométriques des télescopes Hipparcos et Gaia, dans le but de rechercher de nouveaux compagnons sub-stellaires dans les archives du spectrographe HARPS/VLT. Cette analyse m'a permis d'améliorer la caractérisation de 14 compagnons sub-stellaires et de découvrir trois nouvelles naines brunes ainsi que sept nouvelles exoplanètes. J'ai également pu démontrer l'efficacité de l'utilisation des mesures de PMA pour optimiser la recherche de compagnons sub-stellaires.

MOTS CLÉS

Planètes extra-solaires ; vitesses radiales (HARPS, SOPHIE...); astrométrie (Hipparcos, Gaia); formation des planètes

ABSTRACT

The detection of the first exoplanets in the 1990s opened a new era in the study of planets. Today, thanks to increasingly powerful instruments, several hundred exoplanets (hot Jupiters, Super-Earths, multiple systems...) are discovered every year. Thanks to this wide variety of exoplanets, it is possible to study the distribution (distance, mass, eccentricity...) of these objects in order to better constrain the formation and evolution models of planetary system. Nevertheless, each detection method has its own limitations and detection biases. One aim of this thesis was to identify the limitations of the various detection methods, in particular those related to radial velocities (RV), and to improve the characterization of companions detected by RV.

As a first step, I tested the robustness of studies aimed at determining the radial distribution of giant planets. Analysis of RV data from stars hosting long-period planets, the impact of stellar activity and the hypothesis made in completeness calculations, allowed us to demonstrate that statistical RV studies were not robust beyond 7-8 AU. Subsequently, I combined RV data with available absolute and relative astrometry measurements to improve the characterization of long-period sub-stellar companions. This study allowed us to precisely constrain the orbital parameters and, above all, the mass of seven companions detected in RV. It also highlighted the importance of coupling RV data with other measurements to accurately determine the nature of a companion. Finally, I used measurements of stars' proper motion anomalies (PMA), derived from Hipparcos and Gaia absolute astrometry, to search for new sub-stellar companions in the HARPS/VLT spectrograph archive. This analysis enabled me to improve the characterization of 14 sub-stellar companions, and to discover three new brown dwarfs and seven new exoplanets. I also demonstrated the effectiveness of using PMA measurements to optimize the search for sub-stellar companions.

KEYWORDS

Extra-solar planets; radial velocity (HARPS, SOPHIE...); astrometry (Hipparcos, Gaia); formation of planets