

Université de Montréal

Caractérisation des signaux d'activité stellaire dans le
système multiplanétaire Gliese 229

par

Ariane Deslières

Département de Physique
Faculté des arts et des sciences

Mémoire présenté en vue de l'obtention du grade de
Maître ès sciences (M.Sc.)
en Astrophysique

30 Décembre 2022

Université de Montréal

Faculté des arts et des sciences

Ce mémoire intitulé

Caractérisation des signaux d'activité stellaire dans le système multiplanétaire Gliese 229

présenté par

Ariane Deslières

a été évalué par un jury composé des personnes suivantes :

David Lafrenière

(président-rapporteur)

René Doyon

(directeur de recherche)

Björn Benneke

(membre du jury)

Résumé

Les exoplanètes peuvent être détectées par plusieurs méthodes. De celles-ci, la méthode des Vitesses Radiales (RV) est dite indirecte, car l'on observe le spectre lumineux de l'étoile hôte et non la planète directement. Or, plusieurs facteurs influencent les variations lumineuses d'une étoile hormis la présence d'un compagnon. La photosphère des étoiles comprend des régions plus sombres appelées taches stellaires causées par de forts champs magnétiques qui restreignent le déplacement de l'énergie vers la surface. Lorsque l'étoile tourne, elles se déplacent produisant ainsi des variations dans le spectre de l'étoile similaires à celles induites par les corps l'orbitant. C'est pourquoi la modélisation de l'activité stellaire est essentielle pour la recherche d'exoplanètes. Il existe maints indicateurs d'activité dont la photométrie et les bissectrices et *Full Width at Half Maximum* (FWHM) obtenus du profil moyen des raies spectrales. Ils peuvent être modélisés à l'aide d'outils mathématiques comme les Processus Gaussiens (GP).

L'étoile GL229 A est une naine rouge située à 5.75 parsecs autour de laquelle orbite la première naine brune, GL229 B, découverte par imagerie directe en 1995. À mi-chemin entre planètes géantes et étoiles naines, ces objets sous-stellaires n'ont pas acquis la masse nécessaire pour déclencher la fusion nucléaire de l'hydrogène lors de leur formation. Le système GL229 fut aussi observé par différents télescopes dotés d'instruments permettant d'obtenir des mesures de RV. Ceci mena, en 2014 et 2020, à la détection de deux exoplanètes, GL229 A b et A c aux masses minimales de 32 et 7 M_{\oplus} . Ce mémoire présente une réanalyse des RV obtenues avec HARPS, un spectrographe échelle. En modélisant le FWHM avec un GP, il peut être démontré que les signaux précédemment identifiés comme d'origine planétaire correspondent en fait à des signaux d'activité stellaire.

Mots-clés: exoplanète, naine brune, vitesse radiale, activité stellaire

Abstract

Several methods can detect exoplanets. Of these, the Radial Velocity (RV) method is said to be indirect because the light spectrum of the host star is observed and not the planet directly. However, several factors influence a star's luminous variations apart from a companion's presence. The photosphere of stars contains darker regions called star spots caused by strong magnetic fields that restrict the movement of energy to the surface. When the star rotates, these spots move, producing variations in the star's spectrum similar to those induced by the bodies orbiting it. Hence, stellar modelling activity is essential when searching for exoplanets. Many activity indicators, including photometry and bisectors and *Full Width at Half Maximum* (FWHM) obtained from the average spectral line profiles, can be modelled using tools such as Gaussian Processes (GP).

GL229 A is a red dwarf located at 5.75 parsecs around which orbits a brown dwarf, GL229 B, firstly discovered through direct imaging in 1995. Halfway between giant planets and dwarf stars, these substellar objects did not acquire the mass necessary to trigger nuclear hydrogen fusion during their formation. The GL229 system was also observed by various telescopes equipped with instruments making it possible to obtain RV measurements. This led, in 2014 and 2020, to the detection of two exoplanets, GL229 A b and A c, with minimum masses of 32 and 7 M_{\oplus} . This thesis presents a re-analysis of the RVs obtained from HARPS spectra, an échelle spectrograph, for the Gliese 229 system. By modelling the FWHM with a GP, we show that previously identified planetary signals are not real and result from stellar activity.

Key-words: exoplanet, brown dwarf, radial velocity, stellar activity

Table des matières

Résumé	5
Abstract	7
Liste des tableaux	13
Liste des figures	15
Liste des sigles et des abréviations	19
Remerciements	21
Chapitre 1. Introduction	23
1.1. Les exoplanètes	23
1.1.1. Méthodes de détection	23
1.1.1.1. Vitesse radiale	24
1.1.1.2. Transit	27
1.1.1.3. Imagerie Directe	28
1.1.2. Types d'exoplanètes	31
1.2. Mécanismes de formation	35
1.2.1. Planètes terrestres	35
1.2.2. Planètes géantes	37
1.2.2.1. Accrétion de cœur	37
1.2.2.2. Instabilité gravitationnelle	38
1.2.3. Naines brunes	40
1.3. Les étoiles	41

1.3.1. Activité stellaire	42
1.3.1.1. Activité magnétique	42
1.3.2. Indicateurs d'activité	44
1.3.2.1. Photométrie	45
1.3.2.2. Bissectrice et FWHM	46
1.4. Ce projet	47
Références bibliographiques	49
First Article. The Multiple Planetary System GL229 revisited with the Line- by-line Framework: Planetary Signals Now Appear as Stellar Activity Ghosts	55
Chapitre 2.	55
2.1. Introduction	57
2.2. Observations	61
2.2.1. HARPS Spectroscopy	61
2.2.2. Radial Velocity Extraction	61
2.3. Data analysis and results	62
2.3.1. Gl 229 B	62
2.3.2. Stellar Activity Characterization	64
2.3.3. Radial Velocity Analysis	66
2.4. Discussion	72
2.4.1. Stellar Activity Ghosts	72
2.4.2. Mass Limit for a Planet in the Habitable Zone	72
2.5. Conclusion	75
Appendix A. Data	77
Appendix B. Corner Plots	85

References	89
Conclusion	95
Références bibliographiques	97

Liste des tableaux

1.1.1	Types d'exoplanètes classifiés selon la masse	33
2.1.1	Stellar and orbital parameters for the GL229 system	58
2.3.1	Fitted hyper-parameters of the Gaussian process on the FWHM.....	65
2.3.2	Fitted orbital parameters for GL229 A RV's and activity GP.....	69
A.0.1	GL229 data obtained with the LBL method.....	77

Liste des figures

1.1.1	Nombre cumulatif d'exoplanètes détectées en fonction du temps.....	24
1.1.2	Schéma de l'orbite d'une planète.....	25
1.1.3	Courbe de vitesse radiale de l'étoile 51 Pegasi.....	27
1.1.4	Schéma d'une planète transitant une étoile.....	29
1.1.5	Exemple de l'effet de l'optique adaptative sur l'image d'un champ d'étoiles.....	30
1.1.6	Distribution de la masse des exoplanètes en fonction de leur période orbitale....	32
1.1.7	Histogramme présentant l'occurrence des exoplanètes ayant une période orbitale inférieure à 100 jours par la taille.....	34
1.2.1	Image du disque protoplanétaire de l'étoile TW Hydrae.....	36
1.2.2	Simulation montrant la formation de planètes par instabilité gravitationnelle du disque.....	39
1.3.1	Structure interne d'étoiles de différentes masses.....	42
1.3.2	Carte thermique de l'étoile HD 12545 montrant son immense tache stellaire.....	44
1.3.3	Courbe de lumière de la naine M K2-18.....	45
1.3.4	Profil d'une raie spectrale montrant la bissectrice.....	47
2.1.1	Raw RV and FWHM data of GL229.....	59
2.3.1	Radial velocity variations of Gl 229 A induced by its BD companion Gl 229 B using the orbital solution from Brandt et al. (2021). The BD is on an 86909-day, eccentric ($e=0.851$) orbit, inducing a $K \approx 120$ m/s radial velocity signal. The zoomed-in sub-panel displays the RV change during the HARPS measurements time span with, in red, a linear fit.....	63

2.3.2	The high cadence part of the FWHM time series shows the ~ 30 -day rotation period. The vertical blue dashed line represents the HARPS fibre upgrade. The green curve shows the mean prediction of the best-fit quasi-periodic Gaussian process with its 1σ confidence envelope.	64
2.3.3	Summary of the RV analysis of Gl229. <i>Left panels:</i> RV with systemic velocities (γ_{pre} and γ_{post}) removed followed by the contribution from stellar activity with the mean prediction of the activity model (green curve) with its 1σ confidence envelope. The two last plots represent the linear component to capture the BD effects (blue curve) and the residuals of the best-fit joint model (activity + linear trend). The vertical blue dashed line separates the values obtained before and after the optical fibres change in the HARPS instrument. <i>Right panels:</i> The corresponding Lomb-Scargle periodogram (in black) after subtracting the different components of the model and the associated window function (in cyan). Various relevant periodicities are shown with dashed vertical lines (same as in Figure 2.1.1).	70
2.3.4	Summary of the RV analysis on the post-fibres change data of Gl229 (RJD > 57144.5) <i>Left panels:</i> RVs with the BD's linear term and systemic velocity removed followed by the contribution from stellar activity with the mean prediction of the activity model (green curve) with its 1σ confidence envelope. The bottom panel represents the residuals of the best-fit model. <i>Right panels:</i> The corresponding Lomb-Scargle periodogram (in black) after subtracting the different components of the model and the associated window function (in cyan). Various relevant periodicities are shown with dashed vertical lines (same as in Figure 2.1.1).	71
2.4.1	Detection limit for a planet in the Gl229 system. The black line represents the minimal $M_p \sin i$ at which a planet can be detected at the associated period with the LBL data set. The tested periods are represented by the dots. The green-shaded region delimits the system's HZ, while the vertical blue dashed line indicates the orbital period at which the received flux is the same as Earth.	74

B.0.1	Posterior distributions of the activity model parameters.....	86
B.0.2	Posterior distributions of Model 1.....	87
B.0.3	Posterior distributions of Model 2.....	88

Liste des sigles et des abréviations

au	Unité astronomique, de l'anglais <i>Astronomical Unit</i>
BD	Naine brune, de l'anglais <i>Brown Dwarf</i>
BIC	Critère d'information bayésien, de l'anglais <i>Bayesian Information Criterion</i>
dLW	De l'anglais <i>differential Line Width</i>
ESO	Observatoire européen austral, de l'anglais <i>European Southern Observatory</i>
FWHM	Largeur à mi-hauteur, de l'anglais <i>Full Width at Half Maximum</i>
GP	Processus gaussien, de l'anglais <i>Gaussian Process</i>
HARPS	Chercheur de planètes par vitesses radiales de haute précision, de l'anglais <i>High Accuracy Radial velocity Planet Searcher</i>

HZ	Zone habitable, de l'anglais <i>Habitable Zone</i>
K	Kelvin, unité de température
LBL	Ligne-par-ligne, de l'anglais <i>Line-by-line</i>
MCMC	Monte Carlo par chaînes de Markov, de l'anglais <i>Markov Chain Monte Carlo</i>
RV	Vitesse radiale, de l'anglais <i>Radial Velocity</i>
SNR	Ratio signal sur bruit, de l'anglais <i>Signal to Noise Ratio</i>

Remerciements

Je tiens à remercier mon superviseur René Doyon de m'avoir donné l'opportunité d'intégrer son groupe de recherche et de m'avoir aidé à former mon esprit scientifique. Une mention spéciale à Charles, Thomas, Olivia, Myriam, Marie-Ève, Étienne et Neil, des membres de l'IREx qui ont toujours pris le temps de répondre à mes (nombreuses) questions. Finalement, merci à André et Denise d'avoir toujours cru en moi, même lorsque je n'y arrivais pas, à Leila pour son support et son écoute assidue et à Malala, Michel et Mathieu pour m'avoir permis d'arriver jusqu'ici.

Chapitre 1

Introduction

Venant du grec *astron* (astre) et *nomos* (loi), astronomie signifie la loi des astres. Ce mot témoigne de l'éternel intérêt des humains à comprendre le monde qui les entoure. La fin du 20^{ième} siècle marqua une vraie révolution dans le monde de l'astronomie. L'année 1992 fut celle de la détection de la première planète hors du système solaire (Wolszczan & Frail, 1992). Nommé exoplanète, le nombre de détections de ce type d'objet sous-stellaire ne cesse de croître. En 1995, l'existence de la première exoplanète orbitant une étoile de la séquence principale est rapportée par Mayor & Queloz (1995). À la surprise générale, 51 Pegasi b, ladite exoplanète, est de masse similaire à celle de Jupiter et orbite son étoile plus près que Mercure du soleil. Plus tard nommée Jupiter chaude, cette catégorie de planète, absente du système solaire, ouvre les portes de l'immense diversité présente dans l'Univers.

1.1. Les exoplanètes

1.1.1. Méthodes de détection

Les astronomes ont dû faire preuve d'ingéniosités afin de développer des techniques permettant la détection de corps orbitant des étoiles situées à plusieurs milliards de kilomètres de la Terre. La plupart de celles-ci sont dites indirectes, comme celle des vitesses radiales (RV) et du transit, car l'on étudie non pas le corps directement, mais l'effet de sa présence sur l'étoile. La Figure 1.1.1 nous montre que ce sont celles qui ont permis la détection du plus grand nombre d'exoplanètes. Les objets les plus massifs et distants de leur étoile peuvent

Cumulative Detections Per Year

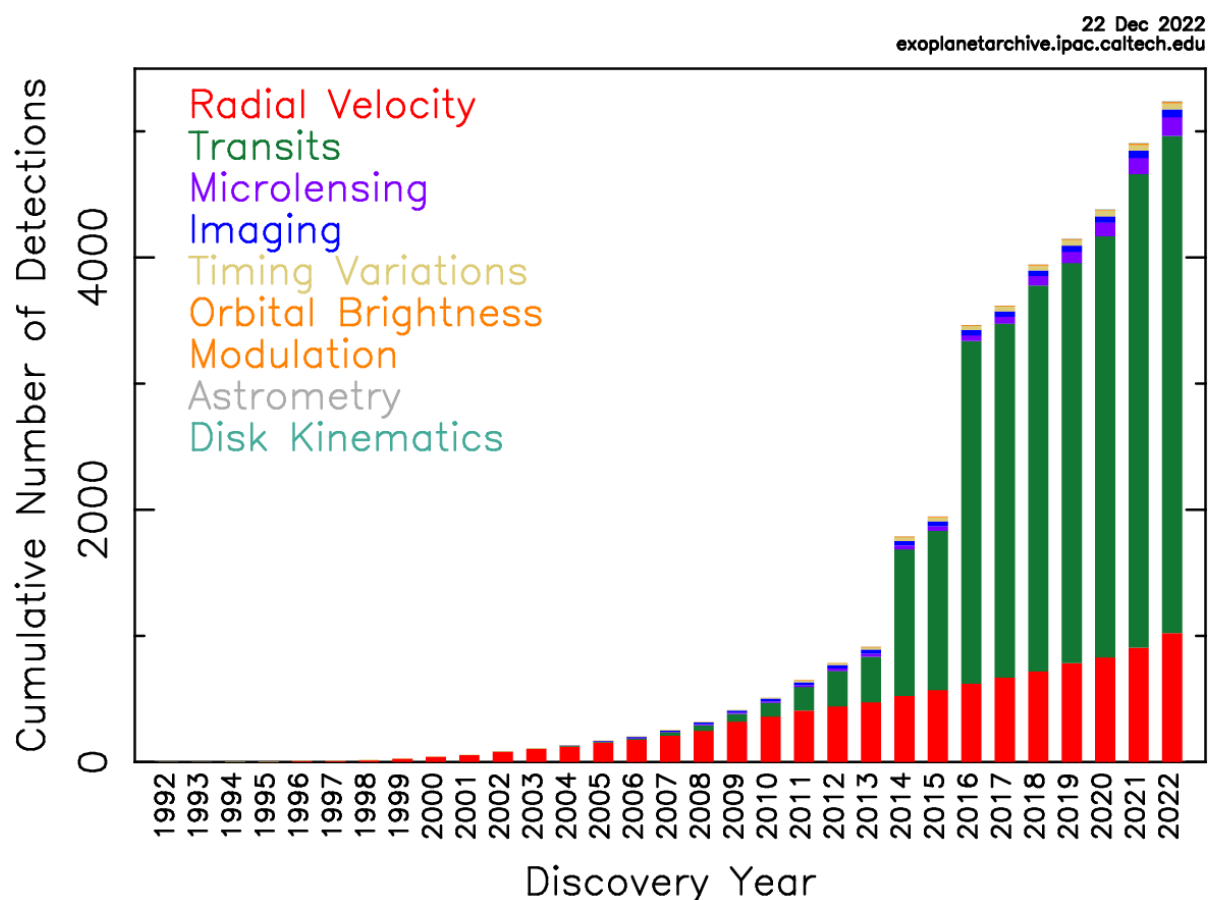


Fig. 1.1.1. Histogramme présentant le nombre cumulatif d'exoplanètes détectées chaque année. Les différentes couleurs correspondent aux méthodes de détections utilisées pour la découverte des planètes. Crédit: *Nasa exoplanet archive*. Figure accessible à <https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/exoplanetplots/>.

parfois, quant à eux, être détectés de manière directe par imagerie. Les exoplanètes correspondant à ces critères sont cependant peu nombreuses. Cette section présentera les trois méthodes principales mentionnées plus haut par souci de concision. Or, il en existe plusieurs autres, notamment la variation du moment de transit, la microlentille gravitationnelle et l'astrométrie. Les corps orbitant les étoiles seront aussi référés comme étant des exoplanètes, mais il est important de noter quelles s'appliquent aussi à d'autres types d'objets, tels que les naines brunes et les étoiles.

1.1.1.1. Vitesse radiale.

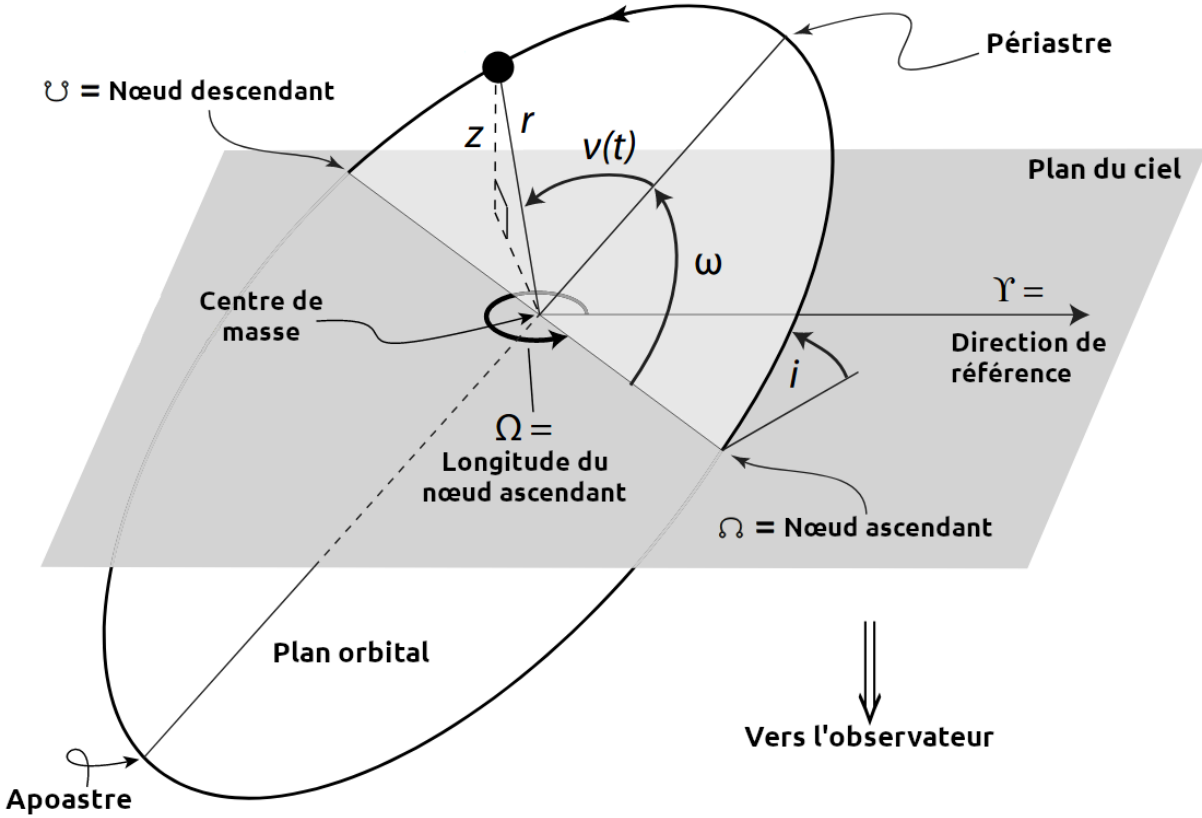


Fig. 1.1.2. Schéma montrant l'orbite d'une planète. Figure de Perryman (2011) traduite par Cadieux (2021).

On peut retracer l'usage des RV jusqu'en 1868. William Huggins et sa femme Margaret établirent l'hypothèse que le décalage des raies spectrales des étoiles observées pourrait permettre le calcul de leur RV et ainsi nous renseigner sur leur mouvement par rapport à la Terre (Huggins, 1868). Évidemment, ils étaient loin de se douter que, plus d'un siècle plus tard, la méthode des vitesses radiales serait utilisée pour la détection de 51 Pegasi b (Mayor & Queloz, 1995).

Cette méthode est dite dynamique, car elle étudie le mouvement de l'étoile. La troisième loi de Newton nous indique que l'attraction gravitationnelle est réciproque. Ceci implique que la présence d'une planète influence le mouvement de l'hôte. Les deux corps décrivent alors une orbite elliptique de même période avec comme foyer le centre de masse du système telle que décrite par la troisième loi de Kepler:

$$P^2 = \frac{4\pi^2}{GM} a^3, \tag{1.1.1}$$

où a est la somme du demi-grand axe des orbites de l'étoile (a_*) et de la planète (a_p) et M est la masse totale du système, soit la somme de la masse des deux objets.

La projection du mouvement décrit par l'étoile sur la ligne de visée, la direction radiale, est ce que l'on nomme vitesse radiale. Géométriquement, la RV est décrite comme:

$$v_r(t) = k[\cos(\omega + \nu(t)) + e \cos \omega], \quad (1.1.2)$$

où ω , l'argument du périastre, et $\nu(t)$, l'anomalie vraie, représentent les angles entre le nœud ascendant et le périastre puis celui entre le périastre et la position de la planète au temps t . Ils sont représentés sur la Figure 1.1.2. L'excentricité e exprime quant à elle l'écart de forme entre l'orbite elliptique et un cercle parfait. Puis, k est la demi-amplitude du signal en vitesse radiale, facilement identifiable sur une courbe de RV telle que montrée à la Figure 1.1.3. Ce paramètre peut aussi être exprimé comme :

$$k = \frac{2\pi}{P} \frac{a_* \sin i}{(1 - e^2)^{1/2}}, \quad (1.1.3)$$

où i est l'angle d'inclinaison entre le plan du ciel et celui de l'orbite. Il est important de noter que lorsque celle-ci est de 0° , une orbite observée de face, il est impossible de mesurer des RV. De plus, le signal a une amplitude maximale lorsqu'elle a une valeur de 90° . La combinaison de l'équation 1.1.1 et 1.1.3 permet d'obtenir le terme $M_p \sin(i)$ donnant ainsi une masse minimale de la planète, puisque l'inclinaison est bien souvent inconnue.

L'imposante masse du corps primaire impose un mouvement de reflexe d'amplitude relativement faible. Or, il est possible de mesurer les RV d'une étoile grâce à l'effet Doppler-Fizeau. Lorsque l'étoile s'éloigne de l'observateur, son spectre de lumière est décalé vers le rouge, puis vers le bleu lorsqu'elle se rapproche. Ces variations $\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0$ entre la longueur d'onde reçue et celle émise sont proportionnelles à celles des RV. Réduite dans sa forme classique, notamment en supposant que la vitesse de l'étoile est beaucoup plus petite que c , celle de la lumière, la vitesse radiale peut s'exprimer comme:

$$v_r = c \left(\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} \right), \quad (1.1.4)$$

Ainsi, en observant le spectre à différents moments de l'orbite de l'étoile, il est possible d'obtenir une courbe de RV dont un exemple est donné à la Figure 1.1.3.

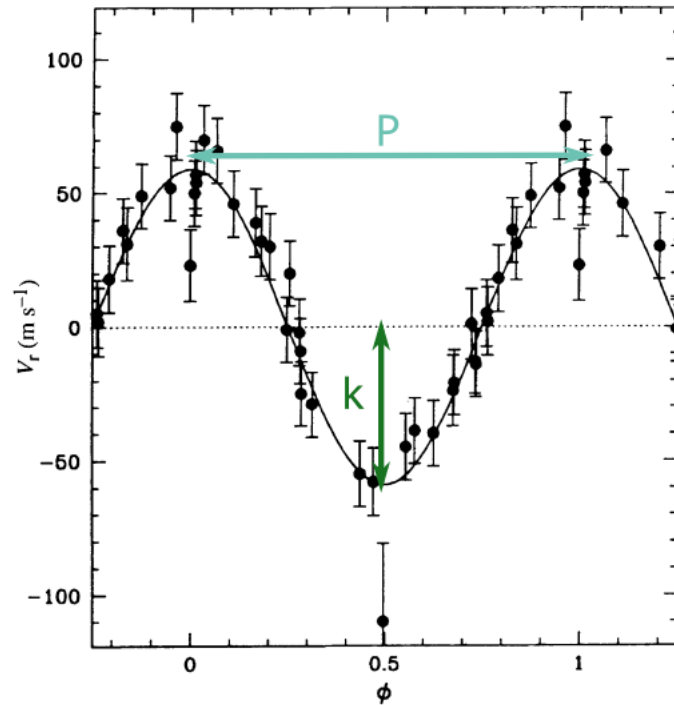


Fig. 1.1.3. Courbe de vitesse radiale de l'étoile 51 Pegasi ayant permis la détection de la première exoplanète orbitant une étoile de la séquence principale. P et k représentent respectivement la période orbitale de la planète et la demi-amplitude du signal RV. Image originale tirée de Mayor & Queloz (1995).

Avec l'utilisation de spectrographes de plus en plus précis, il est maintenant possible de détecter des planètes de masse terrestre. HARPS, celui installé sur le télescope de l'Observatoire européen austral au Chili, peut atteindre une précision en deçà de 1 m/s. Il permet notamment la détection de Proxima Centauri b par RV, une planète dont la masse minimale est estimée à $1.27 M_{\oplus}$ (Anglada-Escudé et al., 2016).

1.1.1.2. Transit.

La première détection d'une exoplanète par transit fut en 1999 (Charbonneau et al., 2000). HD 209458 b, qui avait auparavant été rapportée par RV, fut observée pendant deux transits lançant ainsi la méthode qui permettra la détection du plus grand nombre d'exoplanètes, comme indiqué sur la Figure 1.1.1. Cette technique consiste en la prise de mesure continue de la luminosité d'une étoile, dans l'espoir d'observer une baisse périodique. Si un

corps, comme une exoplanète, orbite cet objet et que l'inclinaison le place entre l'observateur et l'hôte, soit $i \simeq 90^\circ$, il bloquera une partie de la lumière reçue au même moment de sa trajectoire une fois par période. La Figure 1.1.4 illustre l'effet de la planète sur la courbe de lumière de l'étoile. Un des avantages de cette méthode est que la profondeur du transit, ΔF , qui peut être exprimée, en négligeant les effets d'assombrissement centre-bord, comme:

$$\Delta F = \left(\frac{R_P}{R_\star} \right)^2, \quad (1.1.5)$$

Cette méthode permet de déterminer le rayon de la planète, R_P , à condition de connaître le rayon de l'étoile, R_\star , qui peut être approximé par son type spectral. Ceci implique que lorsque combiné avec la méthode des RV, qui obtient un signal d'une amplitude maximale pour l'inclinaison d'un objet transitant, il est possible de calculer la masse de la planète et ainsi sa densité moyenne. Celle-ci peut être utilisée pour caractériser l'intérieur des exoplanètes, par exemple en les identifiant comme gazeuses ou rocheuses. La période orbitale peut aussi être déduite par le temps séparant deux transits.

L'un des inconvénients majeurs de cette méthode est sa restriction aux exoplanètes dont l'inclinaison est très près de 90° . La probabilité qu'une planète avec une orientation aléatoire soit observable par transit est donnée par (Borucki & Summers, 1984):

$$p = \frac{R_\star}{a} \simeq 0.005 \left(\frac{R_\star}{R_\odot} \right) \left(\frac{1 \text{ au}}{a} \right), \quad (1.1.6)$$

où a est le demi-grand axe de l'orbite de la planète et R_\star le rayon de l'étoile. Ceci ne représente typiquement qu'environ 1%. Il est donc impératif d'observer un grand nombre d'étoiles pour espérer détecter un nombre significatif d'exoplanètes.

1.1.1.3. Imagerie Directe.

L'imagerie directe est une méthode qui peut sembler, de prime abord, simple. Or, elle est très complexe à exécuter. Bien qu'il soit relativement facile de prendre des images d'un système stellaire, la résolution nécessaire pour y détecter une exoplanète est loin d'être triviale à atteindre. Observée à des milliards de kilomètres, la séparation angulaire entre les deux corps, $\Delta\theta$, est immensément petite. Les étoiles, ayant une luminosité considérablement plus importante que celle des exoplanètes, masquent les signaux provenant des objets à proximité en limitant le contraste requis à ces petites séparations. Les planètes à grande séparation

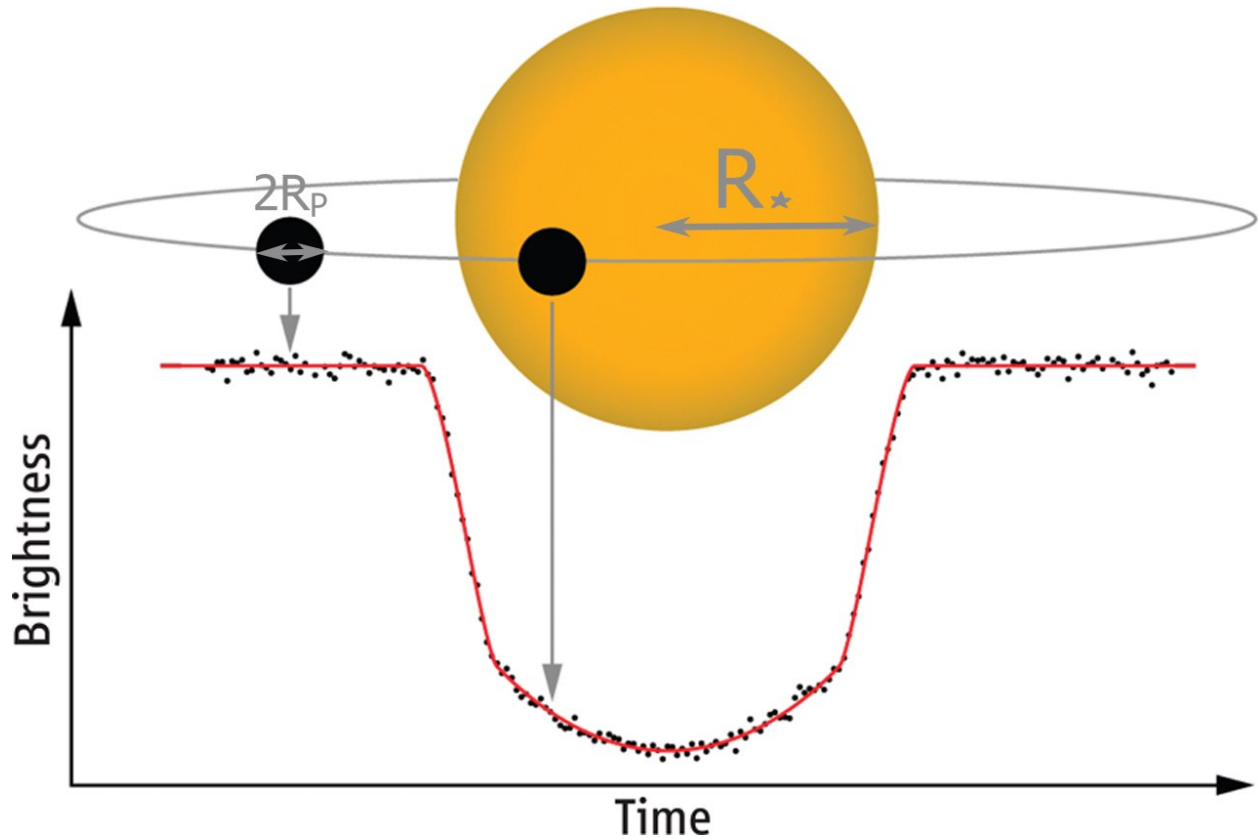


Fig. 1.1.4. Schéma d'une planète transitant une étoile. Dans le bas on peut voir que la luminosité diminue lorsque la planète passe devant l'étoile. Le rayon de l'étoile et de la planète sont indiqués par R_P et R_* respectivement. Image originale tirée de Murray (2012).

sont alors plus faciles à détecter, contrairement aux méthodes présentées précédemment. Pour un télescope théoriquement parfait, limité par la diffraction, avec un système optique d'ouverture circulaire, le pouvoir de résolution s'exprime comme:

$$\Delta\theta = \frac{\lambda}{D}, \quad (1.1.7)$$

où λ représente la longueur d'onde de la lumière observée et D indique le diamètre du miroir primaire du télescope. De grands télescopes sont donc nécessaires pour l'utilisation de cette méthode. Cependant, en pratique, les instruments ne sont pas parfaits, les composantes des systèmes optiques comporteront toujours des aberrations et les données prises au sol seront toujours contaminées par l'atmosphère terrestre, c'est pourquoi plusieurs techniques sont utilisées pour maximiser l'information extraite des données d'imagerie.

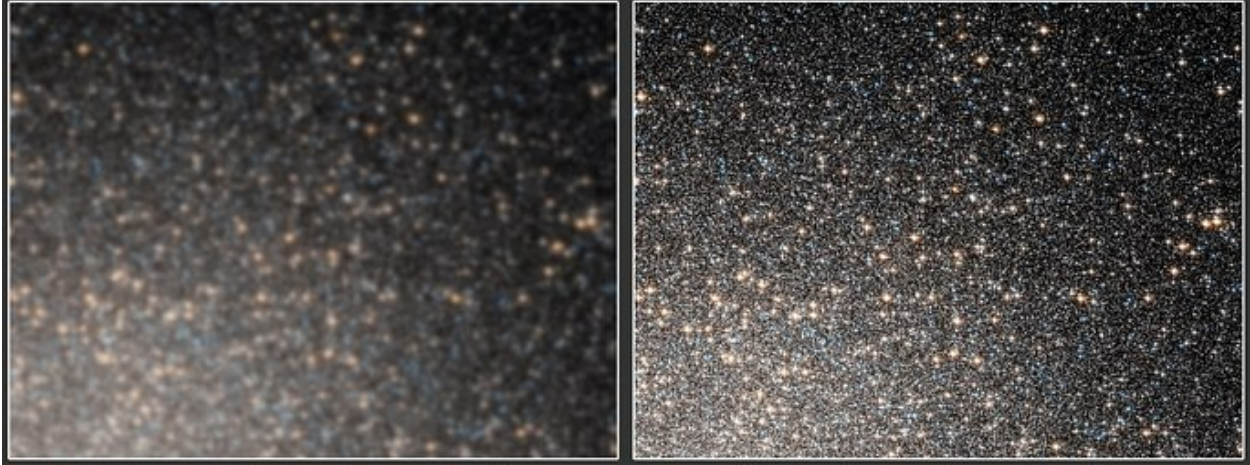


Fig. 1.1.5. Images d'un champ d'étoiles relativement dense avec (à droite) et sans (à gauche) l'utilisation de l'optique adaptative permettant la correction en temps réel des perturbations causées par l'atmosphère terrestre. Crédit: ESO. Image originale disponible à https://www.eso.org/public/images/elt-res-comp-slide3_4/.

Il est possible, en principe, d'observer la lumière de l'étoile qui est réfléchiée par la planète, aux longueurs d'onde correspondant au spectre visible, dans ce cas le rapport des flux F_p/F_\star est d'environ 10^{-9} à 10^{-10} , hors de la portée des instruments et télescopes actuels. Or, en observant plutôt l'émission thermique de la planète dans l'infrarouge, F_p/F_\star est plus élevé, entre 10^{-4} à 10^{-5} . Les systèmes jeunes, plus chauds, présentent un plus grand contraste, ils sont donc de meilleures cibles pour cette méthode.

Les télescopes au sol utilisent aussi l'optique adaptative pour corriger en temps réel les perturbations causées par l'atmosphère terrestre, notamment en ayant recours à des miroirs déformables. Tel que montré à la Figure 1.1.5, l'optique adaptative améliore grandement la résolution d'une image, mais elle doit être combinée avec d'autres techniques pour la détection de planètes. De celles-ci, on compte la coronagraphie. Elle consiste en l'utilisation d'un masque qui bloque une partie de la lumière de l'étoile hôte, sans affecter celle de la planète, augmentant ainsi le rapport F_p/F_\star .

Bien que l'imagerie directe n'ait pas permis la détection d'un grand nombre d'exoplanètes, comme indiqué sur la Figure 1.1.1, elle possède toutefois un atout indéniable en comparaison aux autres méthodes: l'accès direct au spectre des objets observés. C'est ce qui entraîna l'identification de la première naine brune (BD), GL229 B, par cette méthode (Nakajima et al., 1995). L'obtention du spectre de l'objet permet de mettre en évidence la présence

de méthane en son sein (Oppenheimer et al., 1995) démontrant qu'il ne s'agissait pas d'une étoile. Cette molécule ne peut pas exister dans la chaude atmosphère des étoiles, même dans les plus froides d'entre elles.

1.1.2. Types d'exoplanètes

On compte aujourd'hui plus de 5000 exoplanètes (Akeson et al., 2013). Avec le nombre croissant de détections, l'Union astronomique internationale décida, en 2003, d'établir une définition pour ce type d'objet (Boss et al., 2005). Elle fut mise à jour en 2018 (Lecavelier des Etangs & Lissauer, 2022). Combinée avec la définition d'une planète dans le système solaire émise en 2006¹, une exoplanète est définie comme un corps céleste:

- (1) orbitant une étoile, un résidu d'étoile ou une BD,
- (2) ayant une masse suffisante pour que sa gravité l'emporte sur les forces de cohésion du corps solide et le maintienne en équilibre hydrostatique, sous une forme presque sphérique, sans dépasser un ratio de masse d'environ 1/25 par rapport au corps céleste hôte,
- (3) ayant éliminé tout corps susceptible de se déplacer sur une orbite proche,
- (4) ayant une masse inférieure à celle permettant la fusion thermonucléaire du deutérium, établie à $13 M_{Jup}$ pour un objet de métallicité solaire.

C'est la définition des planètes dans le système solaire qui déclassa Pluton au rang de planète naine. N'ayant pas dégagé le voisinage de son orbite, elle ne satisfaisait donc pas le critère 3.

Les exoplanètes peuvent être classifiées selon différentes caractéristiques. On dénote deux principales catégories: les planètes terrestres et les planètes géantes. Les planètes terrestres, dites rocheuses, ont une composition dominée par les roches silicatées et le fer. Elles se composent généralement en trois couches distinctes, de l'intérieur vers l'extérieur, le noyau, le manteau et la croûte. Dans le système solaire, Mercure, Vénus, la Terre et Mars sont classifiées comme rocheuses. Les planètes géantes, quant à elles, se divisent en deux types: les géantes glacées et les géantes gazeuses. Les géantes glacées tel que Uranus et Neptune se constituent majoritairement de substances volatiles, des éléments chimiques

¹Résolution B5 disponible à https://www.iau.org/static/resolutions/Resolution_GA26-5-6_French.pdf

qui ont une température de condensation relativement basse (sous 200 K) leur permettant de fréquemment se retrouver sous forme solide autour des étoiles, d'où le qualificatif «glacé». Les géantes gazeuses sont définies comme celles ayant une composition constituée d'au moins 50 % d'hélium et d'hydrogène (Clanton & Gaudi, 2014). Ceci correspond à une masse minimale de $0.1 M_{\text{Jup}}$ donc d'environ $30 M_{\oplus}$ (Clanton & Gaudi, 2014). Jupiter et Saturne font partie de cette catégorie. La Figure 1.1.6 présente les exoplanètes confirmées en date du 22 décembre 2022 selon leur masse et période orbitale par méthode de détection. On peut voir que les planètes ayant une masse sous $0.1 M_{\text{Jup}}$ se retrouvent, en majorité, à des périodes en deçà de 500 jours. Or, il est important de considérer le biais imposé par les méthodes de détection

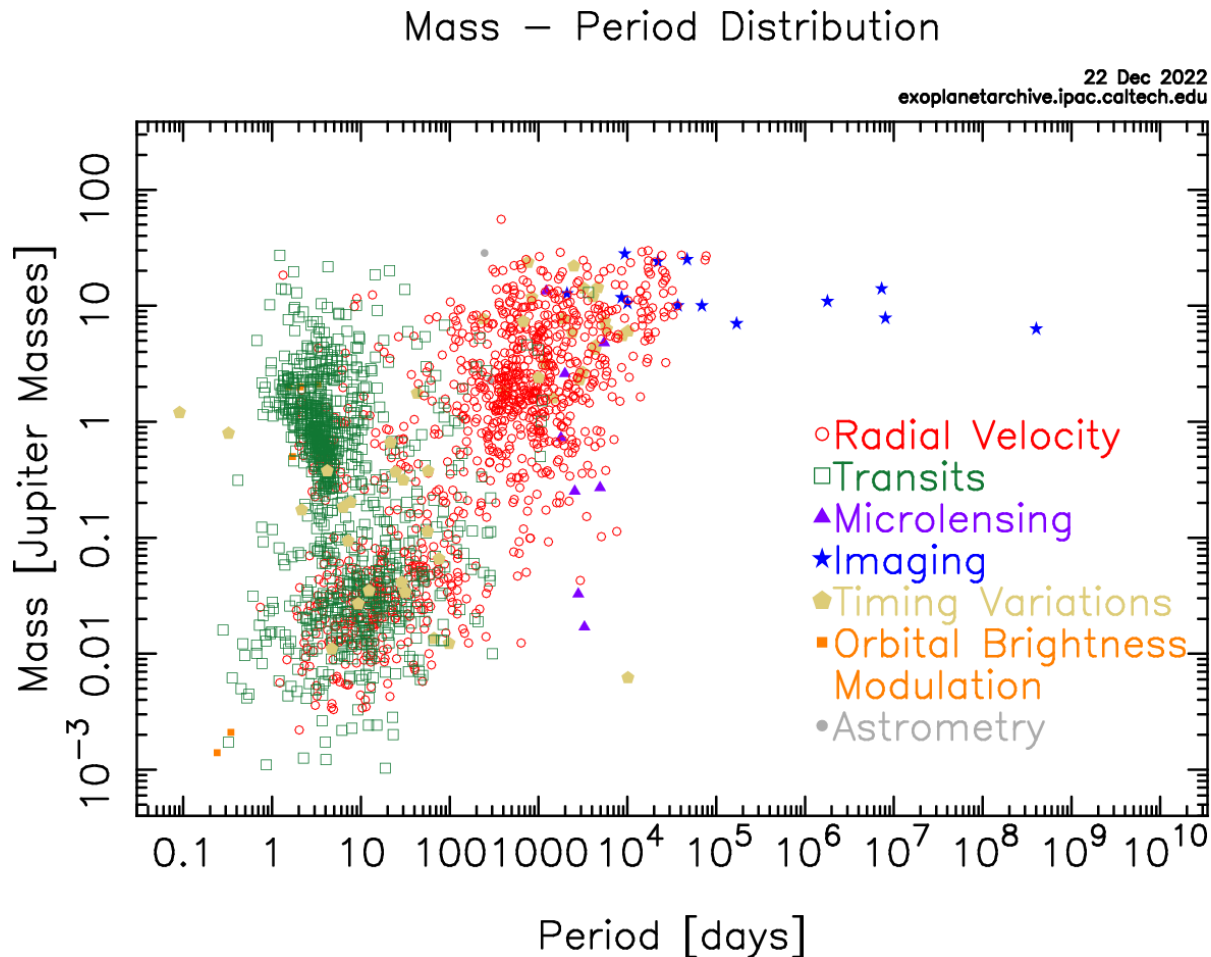


Fig. 1.1.6. Distribution de la masse des exoplanètes confirmées en date du 22 décembre 2022 en fonction de leur période orbitale. Les exoplanètes sont représentées par le symbole correspondant à leur méthode de détection. Crédit: *Nasa exoplanet archive*. Figure accessible à <https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/exoplanetplots/>.

vues dans la sous-section 1.1.1. Les planètes moins massives et à longues périodes sont difficilement observables avec les techniques et instruments présentement utilisés.

Type de planètes	Masse (M_{\oplus})
sous-Terres	10^{-8} -0.1
Terres ¹	0.1-2
super-Terre ¹	2-10
Neptunes	10-100
Jupiters	100-1000
super-Jupiters	1000-4133

Tableau 1.1.1. Les types d'exoplanètes classifiées selon la masse tirée de Stevens & Gaudi (2013). ¹La distinction entre Terres et super-Terres est prise de Charbonneau et al. (2009).

Il est aussi possible de différencier les exoplanètes par leur masse dans des catégories plus précises, bien qu'il n'y ait pas de définition universellement acceptée, on peut utiliser le cadre établi par Stevens & Gaudi (2013) présenté dans le Tableau 1.1.1. Les sous-Terres, Terres et super-Terres sont des planètes rocheuses, jusqu'à $10 M_{\oplus}$, tandis que les Neptunes, Jupiters et super-Jupiters sont des planètes géantes, jusqu'à $13 M_{Jup}$. La transition entre planètes rocheuses et planètes géantes se situe donc autour de $0.03 M_{Jup}$. Celle-ci ne semble pas marquée dans la distribution de planètes connues de la Figure 1.1.6. Cependant, lorsque l'on s'attarde plutôt au rayon de ces planètes, on obtient la distribution bimodale présentée à la Figure 1.1.7.

Le fossé dans l'occurrence de planètes à courtes périodes détectées, autour de $1.8 R_{\oplus}$ (Fulton et al., 2017), correspondant à la transition terrestre/géante, nous indique que les tailles les plus communes sont celles des super-Terres, entre de 1 et $1.75 R_{\oplus}$, et celles d'une sous-catégorie de Neptunes, les mini-Neptunes, entre 1.75 et $3.5 R_{\oplus}$ (Fulton et al., 2017). On estime même que les naines M, les étoiles les plus fréquentes dans notre galaxie (Reylé et al., 2021), sont l'hôte d'en moyenne 2.5 petites planètes ($R_p < 4R_{\oplus}$) avec une période orbitale en deçà de 200 jours (Dressing & Charbonneau, 2015). La cause du faible nombre de planètes entre ces deux types n'est pas encore complètement comprise. Parmi les scénarios envisagés, on compte la création d'une super-Terre par la perte d'une partie de l'atmosphère

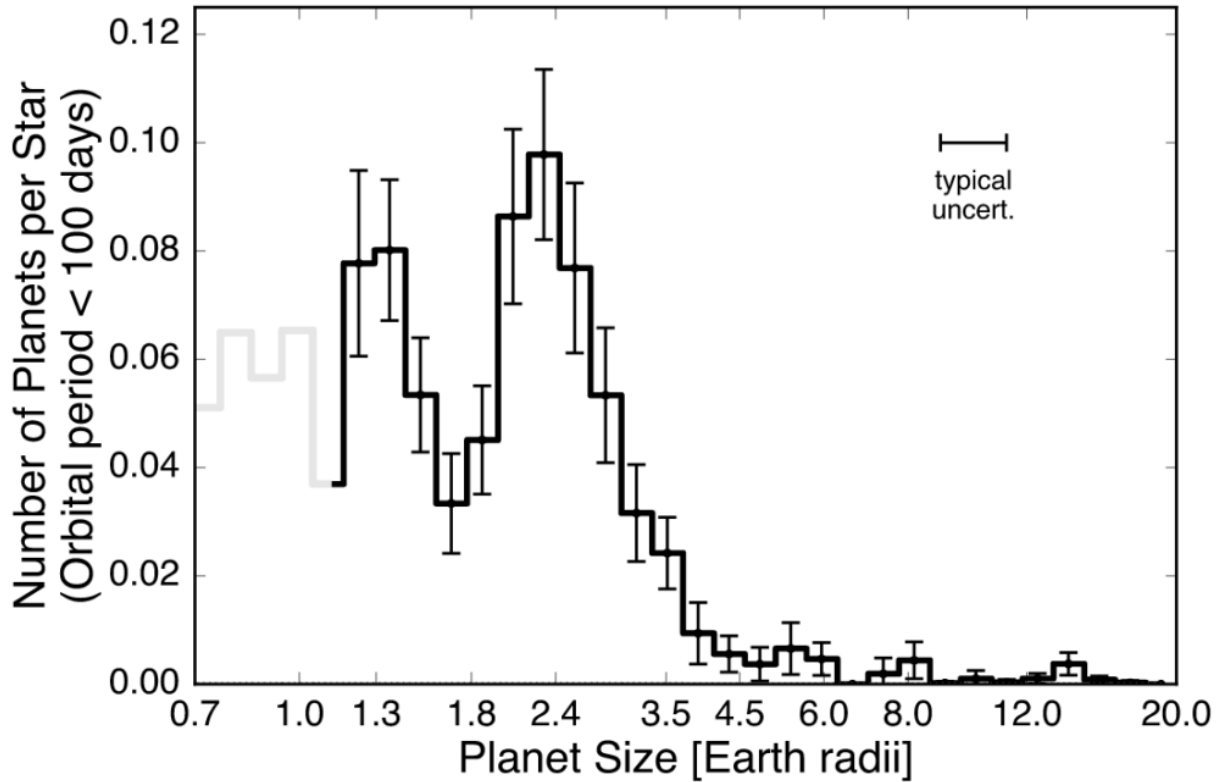


Fig. 1.1.7. Histogramme présentant l’occurrence des exoplanètes ayant une période orbitale inférieure à 100 jours par la taille (en rayon terrestre). L’échantillon utilisé est constitué de 2050 exoplanètes découvertes par la mission Kepler. Figure tirée de Fulton et al. (2017).

d’une Neptune par photo-évaporation (Fulton et al., 2017), c’est-à-dire que le rayonnement émis par l’étoile hôte transmet suffisamment d’énergie aux particules de l’atmosphère pour leur permettre d’échapper à l’emprise gravitationnelle de la planète réduisant ainsi sa taille. Ces types de planètes impliquent aussi différents mécanismes de formation présentés dans la section 1.2.

Les géantes avec des masses de l’ordre de Jupiter sont connues comme étant rares autour de naine M (Meyer et al., 2018). Cependant, leur occurrence augmente grandement autour des étoiles ayant une métallicité élevée (Fischer & Valenti, 2005). La métallicité étant la fraction de la masse d’un corps se composant d’un élément autre que l’hélium ou l’hydrogène. Elles se divisent aussi en deux catégories: les Jupiters chaudes et les Jupiters froides. Leur distinction se trouve dans la distance à laquelle elles orbitent leur étoile hôte. Celles se trouvant plus près ont une température plus élevée, elles sont donc chaudes. De plus, leur

plus petite période orbitale et leur grand rayon en font des candidates parfaites pour la technique du transit (1.1.1.2), majoritairement utilisée pour leur détection, comme illustrée sur la Figure 1.1.6. Au contraire, les Jupiters froides ont des niveaux d’insolation comparables aux géantes gazeuses du système solaire, donc se situent à de longues périodes diminuant ainsi la probabilité d’un transit (équation 1.1.6), mais leur masse élevée permet leur détection par la méthode des vitesses radiales (1.1.1.1).

Au-delà de $13 M_{\text{Jup}}$, comme le stipule le critère (4) de la définition d’une exoplanète, un objet sous-stellaire peut effectuer la fusion thermonucléaire du deutérium (Boss et al., 2005). Il s’agit alors de naines brunes. Avec une masse maximale de $\sim 80 M_{\text{Jup}}$, ces corps ne peuvent déclencher la fusion nucléaire de l’hydrogène en leur sein, les plaçant donc comme l’intermédiaire entre étoiles et planètes géantes. On estime qu’il y aurait minimalement entre 25 et 100 milliards de BD dans notre galaxie (Mužić et al., 2017) correspondant jusqu’à 25% du nombre d’étoiles. Elles se classifient selon différents types spectrales: M, L, T et Y. Le type M représente les BD les plus chaudes avec une température effective variant entre 2000 et 3000 K et le type Y représente les plus froides avec une température effective sous les 500 K.

1.2. Mécanismes de formation

L’immense diversité présente chez les exoplanètes et les objets sous-stellaires, de même que leur catégorisation, ne peut être comprise sans l’étude de leur formation. Plusieurs scientifiques ont, depuis le 18^{ième} siècle, tenté de démystifier la genèse des planètes et étoiles qui nous entourent. De nos jours, de multiples modèles existent pour les planètes terrestres ou géantes, de même que pour les BD.

Les sous-sections suivantes se réfèrent principalement à l’ouvrage *The Exoplanet Handbook*, deuxième édition, de Michael Perryman (Perryman, 2018).

1.2.1. Planètes terrestres

Lorsqu’un nuage moléculaire, principalement composé de gaz (H_2 , H, He, ...), d’éléments chimiques volatils (CO_2 , CH_4 , H_2O , ...) et de poussières (Fe, Ni, Ca, ...), atteint une masse critique, il s’effondre sous sa propre gravité, amorçant ainsi la formation d’une étoile. Les débris résiduels situés autour de la protoétoile subissent alors une grande force centripète

les amenant à former un disque mince. C'est à l'intérieur de ceux-ci, nommés disques protoplanétaires, que se forment les planètes. La Figure 1.2.1 montre le disque de la jeune étoile

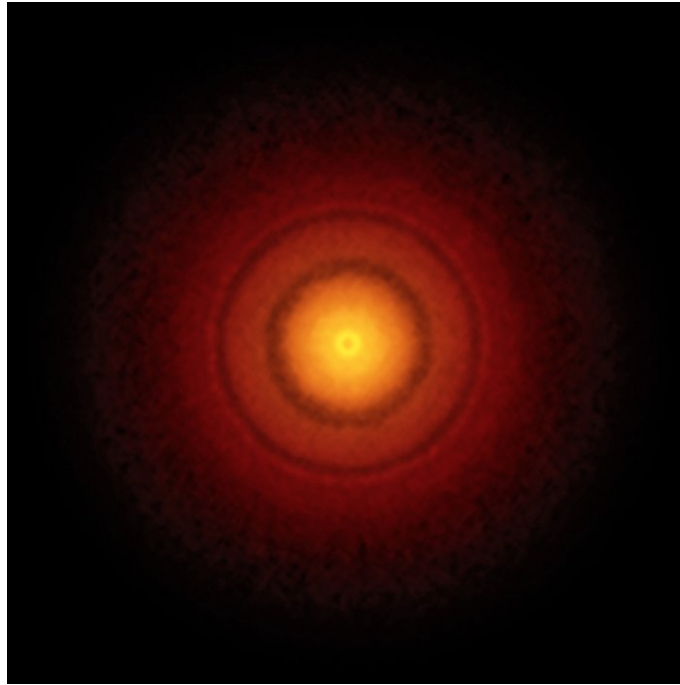


Fig. 1.2.1. Image du disque protoplanétaire de la jeune étoile TW Hydrae prise par le télescope ALMA. Crédit: S. Andrews (Harvard-Smithsonian CfA); B. Saxton (NRAO/AUI/NSF); ALMA (ESO/NAOJ/NRAO).

TW Hydrae, comme on peut le voir, la partie centrale est beaucoup plus brillante. C'est parce que les disques protoplanétaires présentent un gradient de température. La partie près de l'étoile est si chaude que cela entraîne la sublimation des grains de poussière s'y trouvant, elle ne contient alors que du gaz. Plus loin, la température étant plus basse, la poussière se retrouve sous forme solide. Ensuite, à une certaine distance du centre, lorsque la température chute pour atteindre la ligne des glaces correspondant à un élément chimique volatil, celui-ci se condense sous forme solide. Dans le cas de l'eau, cette température est de 160-170 K (Hayashi, 1981) équivalente à une distance de ~ 2.7 au dans le système solaire, soit entre Mars et Jupiter.

La formation d'une planète commence par de petits grains de poussières et d'éléments volatils de quelques micromètres qui se déposent dans une couche dense du disque, à l'intérieur de la ligne des glaces. Ils s'agglomèrent ensuite grâce à la combinaison de forces électrostatiques et d'un enchaînement de collisions pour produire des amas rocheux de 0.01

à 10 mètres de diamètre. Ceux-ci continuent à croître sur plusieurs milliers d'années jusqu'à atteindre environ 1 km. À cette taille, ils sont définis comme des planétésimaux, terme généralement accepté pour des objets solides formés par l'accumulation de corps orbitant dont la force interne est dominée par leur propre gravité. Ils s'agglomèrent jusqu'à atteindre ~ 10 km, dimension à laquelle ils peuvent atteindre la vitesse de libération nécessaire pour échapper à leur orbite. Ils entrent ainsi en collision les uns avec les autres. Ceci entame une nouvelle phase d'accrétion, la *runaway accretion*, pendant laquelle l'accélération de la croissance augmente avec la masse, entraînant ainsi rapidement la formation de corps, appelés embryons planétaires, ayant un diamètre autour de 100 km. Une fois cette taille atteinte, le taux d'accrétion diminue. Même si sa grande masse permet à l'embryon de dévier des objets situés à de plus grandes distances, il n'y a plus autant de matières disponibles. Il s'agit de la phase oligarchique. Les plus gros embryons accrètent alors les planétésimaux les entourant jusqu'à atteindre 1000 km de diamètre. Maintenant nommés oligarques, ils entrent dans la phase post-oligarchique. Celle-ci est caractérisée par des collisions violentes qui leur permettent de croître jusqu'à 10 000 km. Les accrétions cessent lorsque l'espace entre les différentes orbites leur permet d'être quasi-stable, formant ainsi des planètes terrestres.

1.2.2. Planètes géantes

Deux principaux scénarios existent pour expliquer la formation de planètes géantes, l'accrétion de cœur et l'instabilité gravitationnelle du disque protoplanétaire. La présence de l'imposante atmosphère de ces planètes implique qu'elles doivent se former rapidement, avant que le gaz se trouvant dans le disque ne se dissipe. Or, le mécanisme présenté dans la section précédente (1.2.1) est trop lent pour un corps se formant dans la région du disque où les quantités de gaz et débris sont suffisantes pour la composition d'une planète géante.

1.2.2.1. Accrétion de cœur.

La formation par accrétion de cœur, ou *core accretion* en anglais, est, au départ, similaire à celle des planètes terrestres. Cependant, elle se déroule au-delà de la ligne des glaces où se trouve une plus grande quantité de matières solides. Un noyau rocheux se forme en accrétant des planétésimaux jusqu'à atteindre une masse de 5 à 20 M_{\oplus} à laquelle la protoplanète exerce une force gravitationnelle suffisante pour retenir une enveloppe gazeuse.

Celle-ci compose alors une fraction minime de la masse totale. S'en suit une accréation lente, sur quelques millions d'années, durant laquelle de la matière solide et gazeuse est acquise. Lorsque le noyau atteint une masse critique, la *critical core mass* (Bodenheimer & Pollack, 1986), l'enveloppe se met à croître de manière exponentielle. Celle-ci accumule donc du gaz très rapidement, contrairement au cœur rocheux dont la masse reste approximativement la même. L'accréation cesse lorsqu'il n'y a plus de matière disponible à portée de la planète, laissant des anneaux circulaires dans le disque comme montré sur la Figure 1.2.1, ou lorsque tout le gaz entourant l'étoile se dissipe. Pour terminer, la planète se contracte et se refroidit formant ainsi soit une géante de glace, soit une géante gazeuse.

Si le gaz présent dans le disque protoplanétaire se disperse avant l'accréation complète de l'enveloppe, une géante de glace est formée. Or, dans le cas contraire, l'on se retrouve avec une géante gazeuse possédant une atmosphère beaucoup plus imposante. Ce mécanisme permet d'expliquer certaines caractéristiques observables chez les planètes géantes, notamment la présence accrue de celles-ci autour d'étoiles ayant une métallicité élevée (Fischer & Valenti, 2005), de même que leur faible occurrence autour d'étoiles moins massives que le soleil (Laughlin et al., 2004). Il est aussi compatible avec l'abondance de métaux, plus grande que celle du soleil, de Jupiter et Saturne.

Cette théorie pose cependant certains problèmes. Le temps requis pour la formation d'une géante selon le modèle d'accréation de cœur est dépendant de la densité de matière présente qui diminue en s'éloignant de l'étoile. Celui-ci peut dépasser les ~ 6 millions d'années au bout desquelles le disque protoplanétaire se dissipe (Karl E. Haisch et al., 2001). Il ne permet donc pas d'expliquer la présence de planètes autour d'étoiles de faibles métallicités, ni celle à grande séparation au-delà d'environ 20 au.

1.2.2.2. Instabilité gravitationnelle.

Il existe un autre mécanisme envisagé pour la formation de planètes géantes, l'instabilité gravitationnelle du disque. Le disque protoplanétaire se contracte et se refroidit à mesure que l'étoile en son centre gagne en masse et en chaleur. Ceci entraîne une augmentation de la densité et de la pression pouvant causer la formation d'instabilités locales dans le disque. Celles-ci prennent la forme d'ondes de densité en spirale (Laughlin & Bodenheimer, 1994), comme présentées sur la Figure 1.2.2. Elles peuvent ensuite provoquer la formation

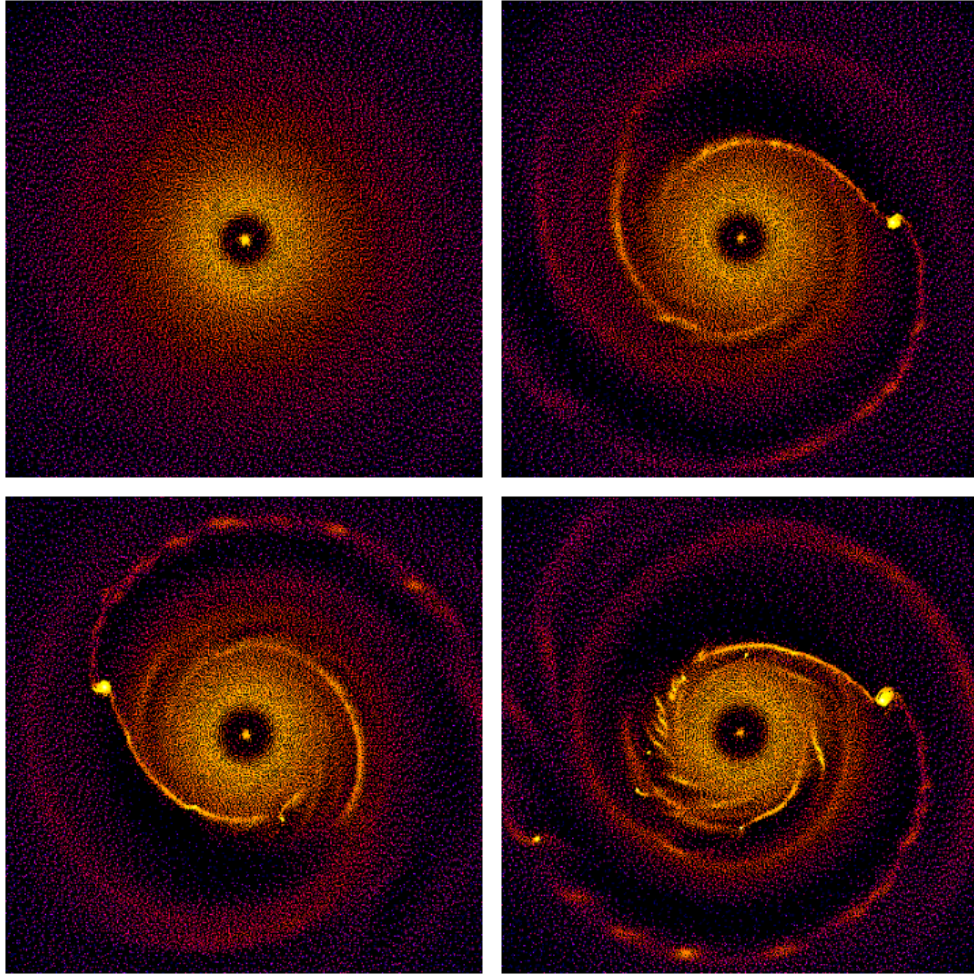


Fig. 1.2.2. Images d’une simulation montrant l’évolution d’un disque protoplanétaire gravitationnellement instable menant à la formation de planètes. Les deux images du haut représentent le disque au même temps, mais celui de droite avec une planète de $10^{-3}m_{\star}$. En bas, à gauche, se trouve ce disque lorsque la planète a atteint une masse de $4-5 \times 10^{-3}m_{\star}$ et, à droite, lorsque plusieurs autres protoplanètes se forment et accrètent de la matière rapidement. La couleur indique la densité avec une échelle logarithmique, le jaune étant la valeur la plus élevée. Figure tirée de Armitage & Hansen (1999).

de petits amas de gaz et de poussières qui s’effondrent sous leur propre gravité pour former des planètes. Selon ce mécanisme, les géantes glacées se formeraient tout d’abord comme des géantes gazeuses qui perdraient une partie de leur enveloppe par photo-évaporation (Boss, 2003).

L'un des grands avantages de cette théorie est qu'elle permet la création de planètes géantes beaucoup plus rapidement que l'accrétion de cœur, sur une échelle de milliers (Boss, 2011) et non pas de millions d'années (Ida & Lin, 2005). De plus, elle est favorisée pour les planètes se trouvant à très grande séparation, comme HR8799 b, une super-Jupiter orbitant son étoile à une distance de 68 au (Marois et al., 2008). Ce mécanisme permet aussi d'expliquer la présence de planètes géantes autour de très petites étoiles, comme GJ3512 b, une Jupiter d'environ $0.46 M_{\text{Jup}}$ orbitant une naine M de $\sim 146 M_{\text{Jup}}$ (Morales et al., 2019).

Les conditions nécessaires à la fragmentation d'un disque protoplanétaire demeurent toutefois mal comprises. Il est aussi difficile d'expliquer l'enrichissement en métaux des géantes gazeuses du système solaire par ce phénomène, de même que la corrélation entre la présence de celle-ci et la métallicité stellaire.

1.2.3. Naines brunes

On estime qu'il y aurait environ une naine brune pour chaque six étoiles dans le voisinage solaire (Reylé et al., 2021). Elles peuvent être retrouvées orbitant des étoiles ou relativement isolées d'autres objets astronomiques. On pense donc qu'elles se forment de la même manière que les étoiles par l'effondrement gravitationnel d'un nuage moléculaire (Whitworth & Goodwin, 2005; Barrado et al., 2018). Lorsqu'un nuage moléculaire atteint une masse critique, la masse de Jeans, il s'effondre sous sa propre gravité (Jeans & Darwin, 1902) et amorce la formation d'une étoile. Les naines brunes seraient alors des «étoiles ratées» qui n'auraient pas eu une masse suffisante pour permettre à leur cœur d'atteindre la température de fusion thermonucléaire de l'hydrogène. Cependant, les BD ayant une plus faible masse, entre $13\text{-}35 M_{\text{Jup}}$, et se trouvant dans des systèmes binaires, c'est-à-dire orbitant une étoile ou plus, pourraient se former dans le disque protoplanétaire par instabilité gravitationnelle (Ma & Ge, 2014), de la même manière que les planètes géantes.

Comme mentionné plus haut, dans la sous-section 1.1.2, les BD peuvent être différenciées des étoiles ou des planètes géantes par leur masse. Or, certains astronomes remettent en cause la complétude de cette définition. La découverte d'objets orbitant une étoile à la manière d'exoplanètes, mais avec une masse dépassant la limite de la fusion du deutérium, tel que TOI1278 B (Artigau et al., 2021), et, au contraire, celle d'objets ayant une masse inférieure à celle-ci qui, sans étoile hôte, errent à la manière de BD, comme SIMP0136 (Gagné et al.,

2017), indiquent que les distributions des masses de ces types de corps sous-stellaire se chevauchent. Une définition alternative suggère plutôt les différents mécanismes de formation, l'effondrement gravitationnel d'un nuage moléculaire ou bien l'instabilité gravitationnelle du disque, comme critère servant à séparer les planètes géantes des BD (Chabrier et al., 2014). Ce changement ciblerait les BD se trouvant dans des systèmes binaires. Celles-ci étant peu communes, elles créent ce qu'on appelle le désert des naines brunes (Marcy & Butler, 2000). Elles représentent moins de 1% des compagnons stellaires (Vogt et al., 2002; Grether & Lineweaver, 2006; Lafreniere et al., 2007; Wittenmyer et al., 2009; Chabrier et al., 2014).

1.3. Les étoiles

Les étoiles sont des corps célestes massifs qui produisent et émettent de la lumière et de la chaleur. Cette énergie a pour origine la fusion nucléaire d'hydrogène en leur centre pour les étoiles les plus communes, celles de la séquence principale. Elles se classifient par types spectraux, par le même système appliqué aux BD. Les différents types sont: O, B, A, F, G, K et M. Les étoiles O sont celles ayant la température effective la plus élevée, au-delà de 25 000 K. Les étoiles M sont les plus petites, d'où le qualificatif de naine M, en plus d'être les moins chaudes avec une température effective sous 3500 K.

La structure interne d'une étoile dépend de sa taille et de sa masse, mais la plupart d'entre elles ont des structures de base similaires, comme indiqué sur la Figure 1.3.1. Le noyau est la région où se produit la fusion nucléaire. Il s'agit de la partie la plus chaude et la plus dense de l'étoile, avec des températures atteignant des millions de degrés et des pressions si élevées que les noyaux atomiques se fusionnent, libérant ainsi d'énormes quantités d'énergie. Pour une étoile de type solaire, en jaune sur la Figure 1.3.1, le noyau est entouré par la zone radiative, où l'énergie est transférée par rayonnement plutôt que par convection. Celle-ci est représentée par les flèches en dents de scie sur la Figure 1.3.1. Au-dessus de la zone radiative se trouve la zone convective, représentée par les flèches circulaires, où le gaz chaud monte et le gaz plus froid descend. Ce mouvement aide à répartir l'énergie produite dans le noyau dans le reste de l'étoile. Enfin, la couche la plus externe d'une étoile est la photosphère, la surface visible de l'étoile. La photosphère est la source de la lumière et de la chaleur que nous ressentons sur Terre. Au-dessus de la photosphère se trouve l'atmosphère de l'étoile, composée de plusieurs couches, dont la chromosphère et la couronne. La chromosphère est une fine couche de gaz

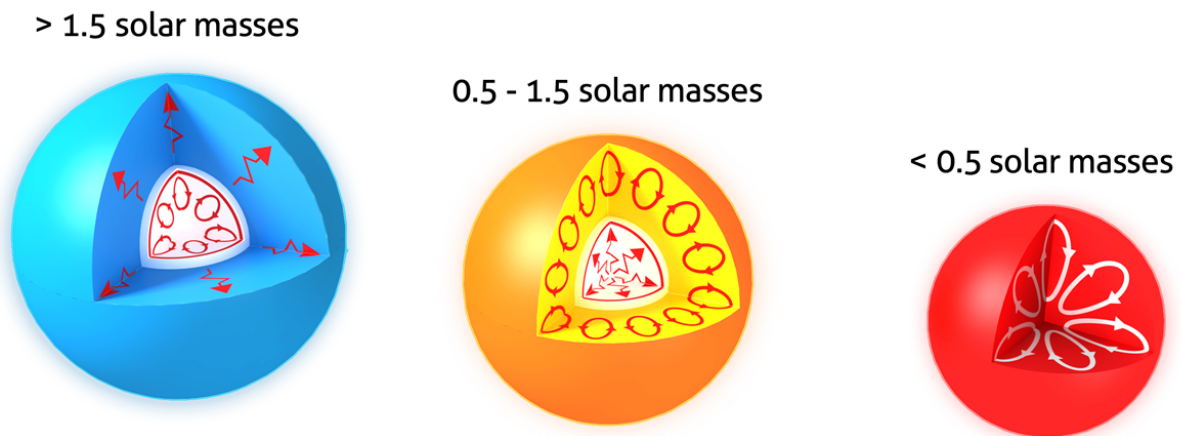


Fig. 1.3.1. Structure interne d'étoiles de différentes masses. Les flèches en dents de scie et circulaires représentent respectivement les zones radiatives et convectives. Crédit: Sun.org. Image originale accessible à <https://www.sun.org/encyclopedia/stars>.

visible lors des éclipses solaires et se caractérise par sa couleur rougeâtre. La couronne est la partie la plus externe de l'atmosphère de l'étoile et est beaucoup plus chaude que sa surface.

Les naines M correspondent à environ 75% des étoiles du voisinage solaire (Winters et al., 2019) et peuvent atteindre des masses jusqu'à $\sim 0.6 M_{\odot}$. Celles ayant les plus petites masses ont une structure interne similaire aux étoiles solaires, avec une couche convective recouvrant une zone radiative. Autour de $0.35 M_{\odot}$, leur structure interne change, elles deviennent alors complètement convectives (Chabrier & Baraffe, 1997), comme montré par l'étoile rouge de la Figure 1.3.1. Ce type d'intérieur n'est présent chez aucun autre type d'étoile de la séquence principale.

1.3.1. Activité stellaire

L'activité stellaire fait référence aux divers phénomènes se produisant à la surface ou dans l'atmosphère d'une étoile. Ceux-ci comprennent les taches et facules stellaires ainsi que les éjections de masse coronale. L'activité est causée par le champ magnétique de l'étoile, généré par le mouvement du plasma chaud à l'intérieur de celle-ci.

1.3.1.1. Activité magnétique.

L'activité magnétique des étoiles est causée par le mouvement de particules chargées électriquement en leur sein. Ce mouvement génère des courants électriques, qui à leur tour produisent des champs magnétiques. La force et la complexité du champ magnétique dépendent de l'intensité et de l'organisation des courants qui varient selon les conditions physiques à l'intérieur de l'étoile, telles que la température, la densité et la vitesse de rotation. La principale source d'activité magnétique est l'effet dynamo, un processus par lequel la rotation et la convection de l'étoile se combinent pour générer et maintenir un champ magnétique. L'effet dynamo est entraîné par le mouvement du plasma, ou gaz ionisé, dans la zone convective de l'étoile, qui est la couche située juste en dessous de sa surface visible. Lorsque le plasma se déplace, il crée des courants électriques qui génèrent un champ magnétique. L'activité magnétique peut se manifester de diverses manières, notamment par la présence de taches et facules stellaires.

La forte concentration du champ magnétique en une même région de l'intérieur de l'étoile peut perturber le transport convectif de l'énergie jusqu'à la photosphère créant ainsi des zones plus chaudes, des facules, ou plus froides, des taches. La Figure 1.3.2 montre l'immense tache stellaire présente à la surface de l'étoile de type K, HD12545, à divers angles de rotation. Bien que pour le soleil ces taches n'occupent qu'environ 0.01% (Strassmeier, 2009) de sa surface, ce pourcentage est beaucoup plus grand pour les étoiles froides. Comme indiqué précédemment, les naines M sont, pour la plupart, entièrement convectives. Elles sont donc sujettes à la génération de grandes régions actives contenant des taches stellaires (Barnes et al., 2011).

Ceci devient problématique pour l'étude des exoplanètes, car l'hétérogénéité de la surface de l'étoile peut affecter les mesures de vitesses radiales. Comme expliqué dans la sous-section 1.1.1.1, l'effet Doppler-Fizeau provoque le décalage du spectre d'une étoile vers le rouge ou le bleu selon le mouvement radial. Or, si une étoile a une tache proéminente sur sa surface, elle provoquera aussi un décalage dans le spectre observé (Dumusque et al., 2014). Sa vitesse de rotation légèrement différente par rapport au reste de l'étoile modifie la forme de ses raies spectrales (Jeffers et al., 2022). Ceci conduit à une variation dans les mesures des RV. De plus, la rotation de l'étoile cause la dépendance temporelle de ces variations. Elles peuvent ainsi se comporter de manière quasi périodique, mimiquant le signal képlérien typique d'une

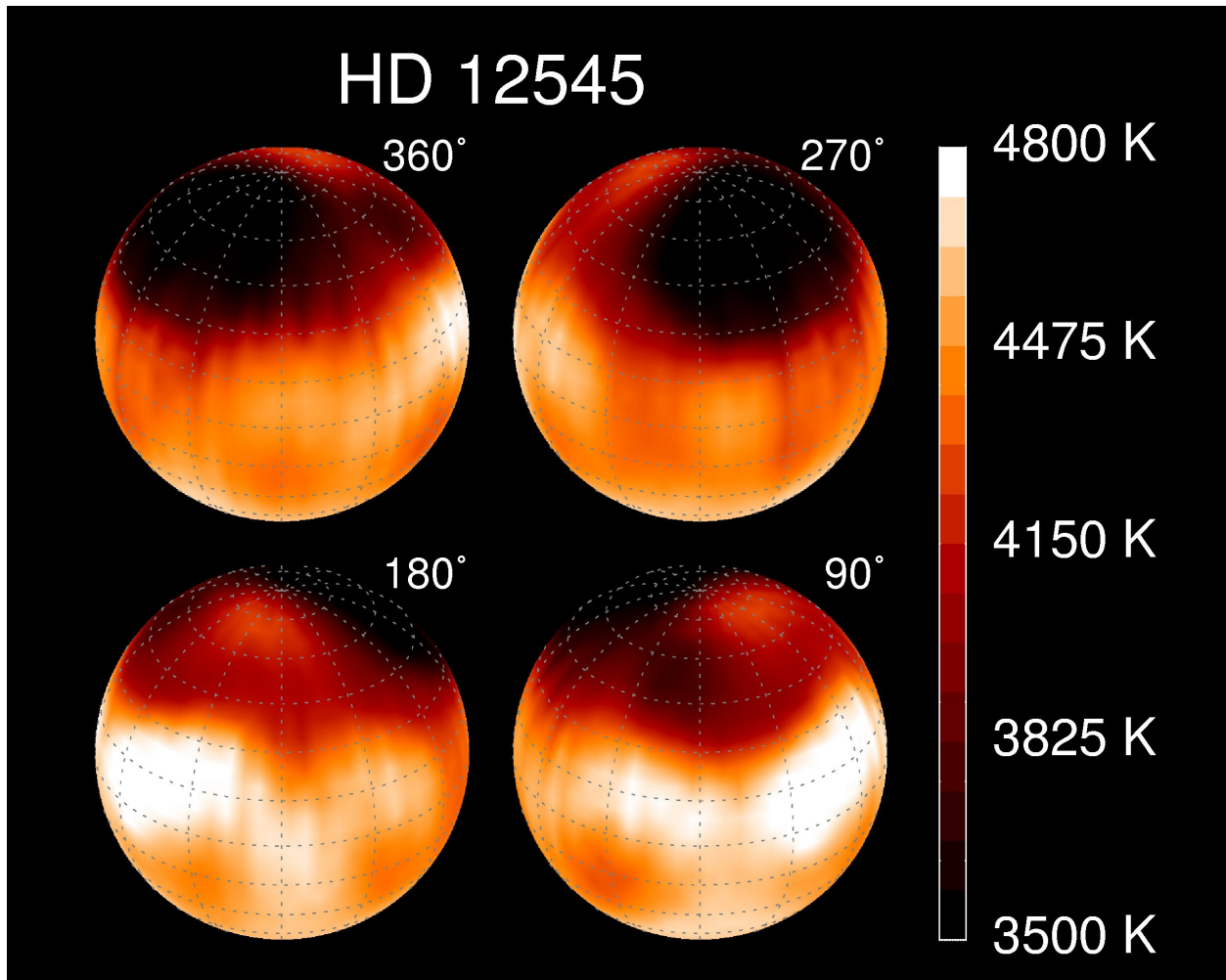


Fig. 1.3.2. Carte thermique de l'étoile HD 12545, obtenue grâce à l'imagerie Doppler. L'étoile peut être vue à quatre angles de rotation différents montrant bien comment le flux lumineux reçu peut varier de manière périodique. L'échelle de température est indiquée à droite de l'image, en Kelvins. Crédit: K.Strassmeier, Vienna, NOIRLab/NSF/AURA. Image originale accessible à https://noirlab.edu/public/images/noao-12545_b/.

planète et pouvant mener à la détection de faux positifs (Queloz et al. (2009) Robertson et al. (2015) Dumusque et al. (2015) Díaz et al. (2016)).

1.3.2. Indicateurs d'activité

Les indicateurs d'activité sont un outil important pour l'analyse des vitesses radiales. Il s'agit de quantités mesurables variant selon l'activité stellaire qui permettent de valider ou d'inférer l'origine képlérienne d'un signal périodique. Ces indicateurs sont aussi utilisés afin

de déterminer des caractéristiques importantes d'une étoile, comme sa période de rotation ou celle de son cycle d'activité magnétique.

1.3.2.1. Photométrie.

La photométrie consiste en la mesure de l'intensité du rayonnement provenant d'un objet céleste, comme une étoile. Elle peut être utilisée pour étudier l'activité de celles-ci et inférer la présence de taches stellaires, car l'intensité de la lumière reçue varie dans le temps (Saar et al., 1998). En observant l'étoile et en mesurant l'intensité de sa lumière à intervalles réguliers, comme on le fait pour la méthode du transit (1.1.1.2), il est possible de distinguer ces variations.

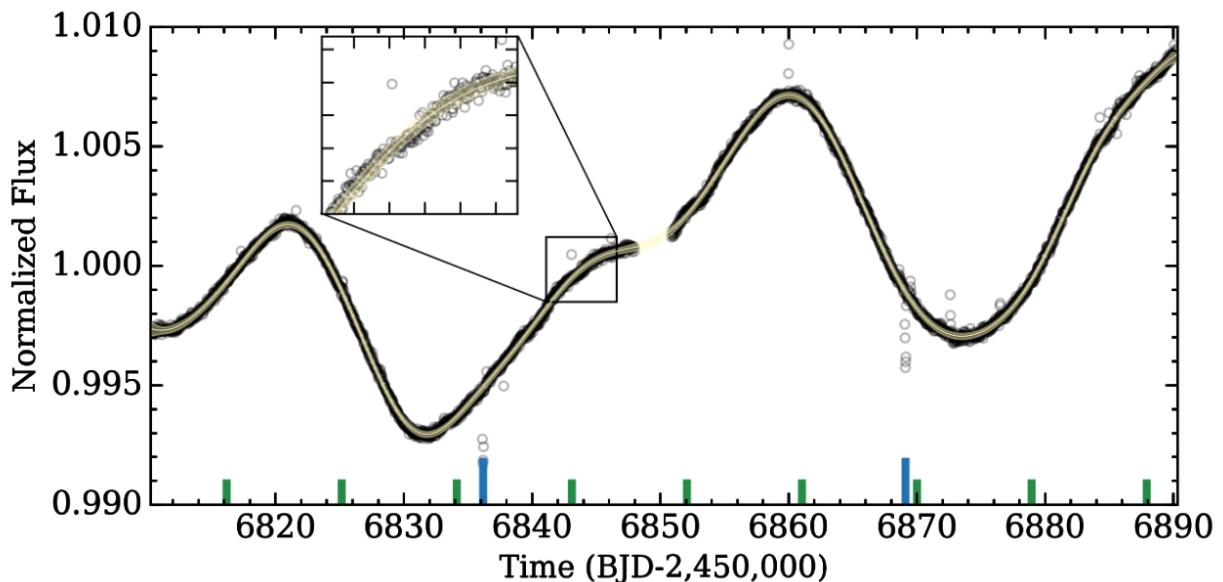


Fig. 1.3.3. Courbe de lumière de la naine M K2-18. Les moments de transits et mi-transits de l'exoplanète K2-18 b sont représentés par les marqueurs bleus et verts dans le bas. Le modèle d'activité obtenu grâce à la photométrie est affiché en jaune. Le signal périodique d'environ 40 jours correspond à la rotation de l'étoile ($P_{\text{rot}} \sim 38.6$ days). Figure tirée de Cloutier et al. (2017).

Lorsqu'une tache stellaire se trouve du côté de l'étoile tournée vers l'observateur, l'intensité de la lumière est plus faible, car elle est plus froide et plus sombre que le matériau environnant. Cependant, lorsqu'elle tourne hors de vue, l'intensité de la lumière revient à la normale. En analysant les variations d'intensité de la lumière dans le temps, il est possible de

déduire la présence et les propriétés des taches stellaires de même que la période de rotation de l'étoile. La Figure 1.3.3 montre un exemple de ce qu'on appelle la «courbe de lumière» de l'étoile K2-18. On peut facilement apercevoir les variations périodiques, causées par l'activité stellaire, dans le flux lumineux. L'un des désavantages de cet indicateur est que les données de photométrie ne sont pas obtenues de manière simultanée aux RV et proviennent habituellement d'un autre instrument. Étant donné que l'activité stellaire comporte des variations sur des échelles de temps variant de quelques jours (Moro (2004) Dumusque et al. (2011)) à quelques années (Makarov (2010) Lovis et al. (2011)), la photométrie datant de semaine, voire de mois, avant ou après les observations peut comporter des signaux qui ne sont pas nécessairement présents dans les RV.

1.3.2.2. Bissectrice et FWHM.

Ces indicateurs caractérisent tous deux la forme des raies spectrales qui, comme mentionnée précédemment, varie en fonction de l'activité stellaire. Ils sont aussi simultanés aux données de RV.

La bissectrice mesure l'asymétrie des raies spectrales. Elle se construit à l'aide des points médians de différents segments horizontaux du profil d'une raie spectrale, comme illustrés en rouge sur la Figure 1.3.4. Pour le profil d'une raie spectrale parfaitement symétrique, la bissectrice correspond à une ligne droite. Or, pour une étoile active, on retrouve plutôt une forme en «c» pouvant être vu dans le panneau droit de la Figure 1.3.4. La forme de la bissectrice en soi n'est pas un indicateur, c'est plutôt sa variation dans le temps qui permet de déduire le niveau d'activité à la surface de l'étoile. Afin de comparer les différentes bissectrices entre-elles, la valeur de leur pente, obtenue en calculant le taux de variation entre deux points situés près des extrémités, peut être utilisée. L'étude du changement dans la valeur des pentes permet de distinguer les signaux d'origines képlériennes de ceux d'origines stellaires (Queloz et al. (2001a) Costes et al. (2021)).

La pleine largeur à mi-hauteur (FWHM), quant à elle, est une mesure de la largeur d'une raie spectrale. Le déplacement des taches stellaires dû à la rotation de l'étoile entraîne des variations dans la largeur du profil des raies. Le FWHM est défini comme la largeur à la moitié de l'intensité maximale d'une courbe gaussienne. Il est souvent utilisé comme indicateur de la qualité ou de la résolution d'un spectrographe. Les variations de la valeur

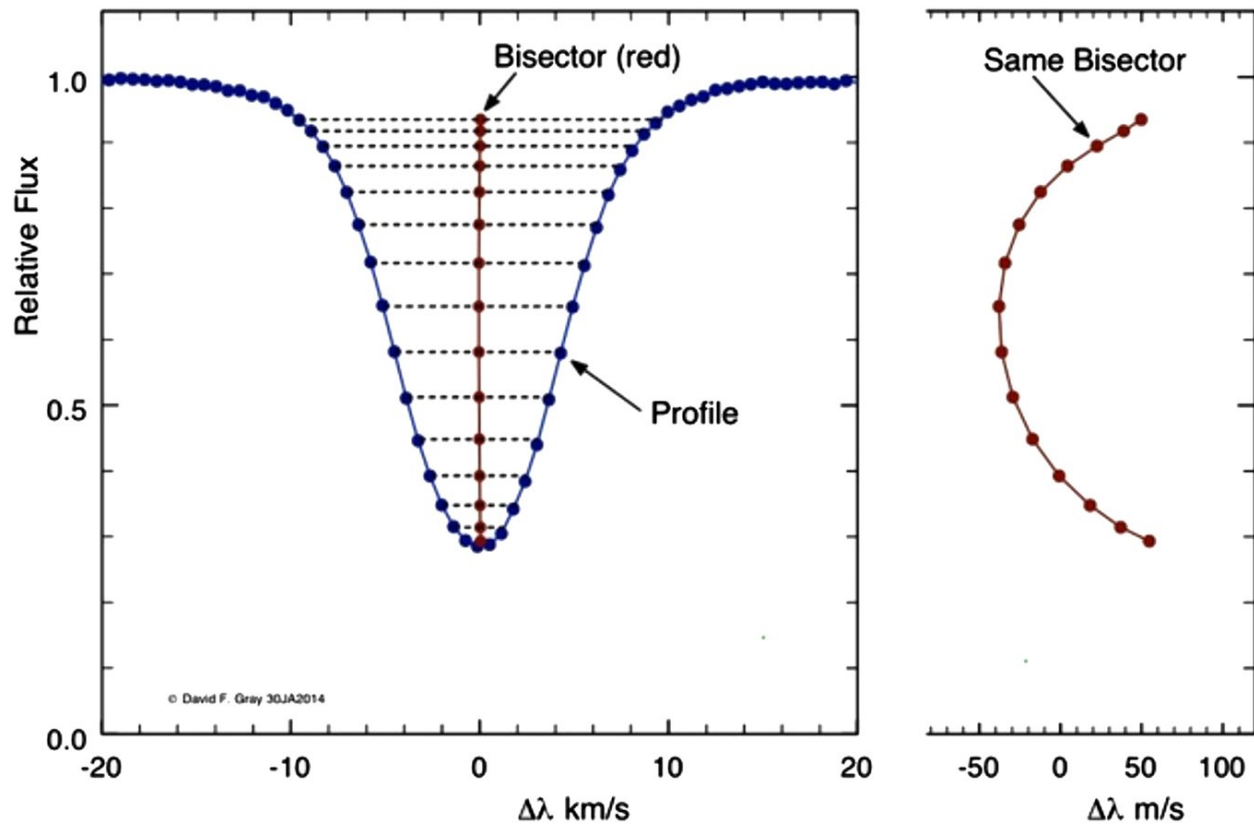


Fig. 1.3.4. À gauche: Profil d'une raie spectrale, en bleu, montrant la bissectrice, en rouge. À droite: La bissectrice, mais sur une échelle de vitesse agrandie 100 fois. Crédit : David Gray, Western University.

du FWHM des raies spectrales sont aussi utilisées comme indicateur du niveau d'activité magnétique d'une étoile (Queloz et al. (2001b) Robertson & Mahadevan (2014) Mascareño et al. (2022) Artigau et al. (2022)).

1.4. Ce projet

Ce mémoire porte sur l'utilisation du nouvel algorithme, le *line-by-line*, développé à l'Université de Montréal afin de réanalyser les données publiques de l'instrument HARPS pour le système GL229. Celui-ci présente une dynamique unique combinant une BD et deux planètes orbitant une naine M. Ces deux catégories d'objet sous-stellaire se formant vraisemblablement selon différents mécanismes, GL229 serait un exemple de la co-habitation de ceux-ci. L'analyse fut complétée à l'aide de RV et d'un indicateur d'activité stellaire, le FWHM, fournis par ledit algorithme. La modélisation du FWHM se fit avec des outils

statistiques bayésiens et un GP. Le modèle d'activité stellaire obtenu fut utilisé afin d'infirmier l'origine képlérienne des signaux planétaires précédemment rapportés. Les résultats de ce projet sont présentés dans l'article du prochain chapitre.

Références bibliographiques

- Akeson, R. L., Chen, X., Ciardi, D., et al. 2013, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 125, 989, doi: 10.1086/672273
- Anglada-Escudé, G., Amado, P. J., Barnes, J., et al. 2016, *Nature*, 536, 437, doi: 10.1038/nature19106
- Armitage, P. J., & Hansen, B. M. S. 1999, *Nature*, 402, 633, doi: 10.1038/45179
- Artigau, E., Hébrard, G., Cadieux, C., et al. 2021, arXiv:2106.04536 [astro-ph]. <http://arxiv.org/abs/2106.04536>
- Artigau, E., Cadieux, C., Cook, N. J., et al. 2022, *The Astronomical Journal*, 164, 84, doi: 10.3847/1538-3881/ac7ce6
- Barnes, J. R., Jeffers, S. V., & Jones, H. R. A. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 412, 1599, doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.17979.x
- Barrado, D., de Gregorio Monsalvo, I., Huélamo, N., et al. 2018, *Astronomy & Astrophysics*, 612, A79, doi: 10.1051/0004-6361/201527938
- Bodenheimer, P., & Pollack, J. B. 1986, *Icarus*, 67, 391, doi: 10.1016/0019-1035(86)90122-3
- Borucki, W. J., & Summers, A. L. 1984, *Icarus*, 58, 121, doi: 10.1016/0019-1035(84)90102-7
- Boss, A. P. 2003, *The Astrophysical Journal*, 599, 577, doi: 10.1086/379163
- . 2011, *The Astrophysical Journal*, 731, 74, doi: 10.1088/0004-637X/731/1/74
- Boss, A. P., Butler, R. P., Hubbard, W. B., et al. 2005, *Proceedings of the International Astronomical Union*, 1, 183, doi: 10.1017/S1743921306004509
- Cadieux, C. 2021. <https://papyrus.bib.umontreal.ca/xmlui/handle/1866/25124>
- Chabrier, G., & Baraffe, I. 1997, *Structure and evolution of low-mass stars*, arXiv, doi: 10.48550/arXiv.astro-ph/9704118

- Chabrier, G., Johansen, A., Janson, M., & Rafikov, R. 2014, in *Protostars and Planets VI* (University of Arizona Press), doi: 10.2458/azu_uapress_9780816531240-ch027
- Charbonneau, D., Brown, T. M., Latham, D. W., & Mayor, M. 2000, *The Astrophysical Journal*, 529, L45, doi: 10.1086/312457
- Charbonneau, D., Berta, Z. K., Irwin, J., et al. 2009, *Nature*, 462, 891, doi: 10.1038/nature08679
- Clanton, C., & Gaudi, B. S. 2014, *The Astrophysical Journal*, 791, 90, doi: 10.1088/0004-637X/791/2/90
- Cloutier, R., Astudillo-Defru, N., Doyon, R., et al. 2017, *Astronomy & Astrophysics*, 608, A35, doi: 10.1051/0004-6361/201731558
- Costes, J. C., Watson, C. A., de Mooij, E., et al. 2021, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 505, 830, doi: 10.1093/mnras/stab1183
- Dressing, C. D., & Charbonneau, D. 2015, *The Astrophysical Journal*, 807, 45, doi: 10.1088/0004-637X/807/1/45
- Dumusque, X., Boisse, I., & Santos, N. C. 2014, *The Astrophysical Journal*, 796, 132, doi: 10.1088/0004-637X/796/2/132
- Dumusque, X., Santos, N. C., Udry, S., Lovis, C., & Bonfils, X. 2011, *Astronomy & Astrophysics*, 527, A82, doi: 10.1051/0004-6361/201015877
- Dumusque, X., Glenday, A., Phillips, D. F., et al. 2015, *The Astrophysical Journal Letters*, 814, L21, doi: 10.1088/2041-8205/814/2/L21
- Díaz, R. F., Ségransan, D., Udry, S., et al. 2016, *Astronomy & Astrophysics*, 585, A134, doi: 10.1051/0004-6361/201526729
- Fischer, D. A., & Valenti, J. 2005, *The Astrophysical Journal*, 622, 1102, doi: 10.1086/428383
- Fulton, B. J., Petigura, E. A., Howard, A. W., et al. 2017, *The Astronomical Journal*, 154, 109, doi: 10.3847/1538-3881/aa80eb
- Gagné, J., Faherty, J. K., Burgasser, A. J., et al. 2017, *The Astrophysical Journal Letters*, 841, L1, doi: 10.3847/2041-8213/aa70e2
- Grether, D., & Lineweaver, C. H. 2006, *The Astrophysical Journal*, 640, 1051, doi: 10.1086/500161

- Hayashi, C. 1981, Progress of Theoretical Physics Supplement, 70, 35, doi: 10.1143/PTPS.70.35
- Huggins, W. 1868, Philosophical Transactions of the Royal Society of London, 158, 529, doi: 10.1098/rstl.1868.0022
- Ida, S., & Lin, D. N. C. 2005, The Astrophysical Journal, 626, 1045, doi: 10.1086/429953
- Jeans, J. H., & Darwin, G. H. 1902, Philosophical Transactions of the Royal Society of London. Series A, Containing Papers of a Mathematical or Physical Character, 199, 1, doi: 10.1098/rsta.1902.0012
- Jeffers, S. V., Barnes, J. R., Schöfer, P., et al. 2022, Astronomy & Astrophysics, 663, A27, doi: 10.1051/0004-6361/202141880
- Karl E. Haisch, J., Lada, E. A., & Lada, C. J. 2001, The Astrophysical Journal, 553, L153, doi: 10.1086/320685
- Lafreniere, D., Doyon, R., Marois, C., et al. 2007, The Astrophysical Journal, 670, 1367, doi: 10.1086/522826
- Laughlin, G., & Bodenheimer, P. 1994, The Astrophysical Journal, 436, 335, doi: 10.1086/174909
- Laughlin, G., Bodenheimer, P., & Adams, F. C. 2004, The Astrophysical Journal, 612, L73, doi: 10.1086/424384
- Lecavelier des Etangs, A., & Lissauer, J. J. 2022, New Astronomy Reviews, 94, 101641, doi: 10.1016/j.newar.2022.101641
- Lovis, C., Dumusque, X., Santos, N. C., et al. 2011, The HARPS search for southern extra-solar planets. XXXI. Magnetic activity cycles in solar-type stars: statistics and impact on precise radial velocities, Tech. rep. <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2011arXiv1107.5325L>
- Ma, B., & Ge, J. 2014, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 439, 2781, doi: 10.1093/mnras/stu134
- Makarov, V. V. 2010, The Astrophysical Journal, 715, 500, doi: 10.1088/0004-637X/715/1/500
- Marcy, G. W., & Butler, R. P. 2000, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 112, 137, doi: 10.1086/316516

- Marois, C., Macintosh, B., Barman, T., et al. 2008, *Science*, 322, 1348, doi: 10.1126/science.1166585
- Mascareño, A. S., González-Alvarez, E., Osorio, M. R. Z., et al. 2022, *Astronomy & Astrophysics*, doi: 10.1051/0004-6361/202244991
- Mayor, M., & Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 355, doi: 10.1038/378355a0
- Meyer, M. R., Amara, A., Reggiani, M., & Quanz, S. P. 2018, *Astronomy & Astrophysics*, 612, L3, doi: 10.1051/0004-6361/201731313
- Morales, J. C., Mustill, A. J., Ribas, I., et al. 2019, *Science*, 365, 1441, doi: 10.1126/science.aax3198
- Moro, D. D. 2004, *Astronomy & Astrophysics*, 428, 1007, doi: 10.1051/0004-6361:20040466
- Murray, N. W. 2012, *Science*, 336, 1121, doi: 10.1126/science.1222590
- Mužić, K., Schödel, R., Scholz, A., et al. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 471, 3699, doi: 10.1093/mnras/stx1906
- Nakajima, T., Oppenheimer, B. R., Kulkarni, S. R., et al. 1995, *Nature*, 378, 463, doi: 10.1038/378463a0
- Oppenheimer, B. R., Kulkarni, S. R., Matthews, K., & Nakajima, T. 1995, *Science*, 270, 1478, doi: 10.1126/science.270.5241.1478
- Perryman, M. 2011, *The Exoplanet Handbook*. <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2011exha.book.....P>
- . 2018, *The Exoplanet Handbook*. <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2018exha.book.....P>
- Queloz, D., Henry, G. W., Sivan, J. P., et al. 2001a, *Astronomy & Astrophysics*, 379, 279, doi: 10.1051/0004-6361:20011308
- . 2001b, *Astronomy and Astrophysics*, v.379, p.279-287 (2001), 379, 279, doi: 10.1051/0004-6361:20011308
- Queloz, D., Bouchy, F., Moutou, C., et al. 2009, *Astronomy & Astrophysics*, 506, 303, doi: 10.1051/0004-6361/200913096
- Reylé, C., Jardine, K., Fouqué, P., et al. 2021, *Astronomy & Astrophysics*, 650, A201, doi: 10.1051/0004-6361/202140985

- Robertson, P., & Mahadevan, S. 2014, *The Astrophysical Journal Letters*, 793, L24, doi: 10.1088/2041-8205/793/2/L24
- Robertson, P., Roy, A., & Mahadevan, S. 2015, *The Astrophysical Journal Letters*, 805, L22, doi: 10.1088/2041-8205/805/2/L22
- Saar, S. H., Butler, R. P., & Marcy, G. W. 1998, *The Astrophysical Journal*, 498, L153, doi: 10.1086/311325
- Stevens, D. J., & Gaudi, B. S. 2013, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 125, 933, doi: 10.1086/672572
- Strassmeier, K. G. 2009, *The Astronomy and Astrophysics Review*, 17, 251, doi: 10.1007/s00159-009-0020-6
- Vogt, S. S., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2002, *The Astrophysical Journal*, 568, 352, doi: 10.1086/338768
- Whitworth, A. P., & Goodwin, S. 2005, *Astronomische Nachrichten*, 326, 899, doi: 10.1002/asna.200510447
- Winters, J. G., Henry, T. J., Jao, W.-C., et al. 2019, *The Astronomical Journal*, 157, 216, doi: 10.3847/1538-3881/ab05dc
- Wittenmyer, R. A., Endl, M., Cochran, W. D., Levison, H. F., & Henry, G. W. 2009, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 182, 97, doi: 10.1088/0067-0049/182/1/97
- Wolszczan, A., & Frail, D. A. 1992, *Nature*, 355, 145, doi: 10.1038/355145a0

Chapitre 2

First Article.

The Multiple Planetary System GL229 revisited with the Line-by-line Framework: Planetary Signals Now Appear as Stellar Activity Ghosts

by

Ariane Deslières¹, Charles Cadieux¹, René Doyon¹,
Thomas Vandal¹, Étienne Artigau¹, and Neil J. Cook¹

(¹) Université de Montréal
Département de Physique, IREX
Montréal, QC
H3C 3J7, Canada

This article is in preparation to be submitted in The Astrophysical Journal.

The main contributions of Ariane Deslières for this articles are presented.

- Analysis of the radial velocities and FWHM data;
- The production of all tables and figures;
- Writing the article with comments provided by Charles Cadieux and René Doyon.

Charles Cadieux and Thomas Vandal helped writing the code used for the analysis.

Étienne Artigau and Neil Cook created the LBL framework and reduced the data used in this article.

RÉSUMÉ. Gliese 229 est un système stellaire bien connu hébergeant la première naine brune confirmée, GL229 B, découverte en 1995. Le suivi en vitesse radiale de cette l'étoile a dévoilé, en 2014, une exoplanète sur une orbite de 471 jours avec une masse minimale de $\sim 32 M_{\oplus}$. En 2020, une deuxième exoplanète avec une période orbitale de 122 jours et une masse minimale d'environ $7 M_{\oplus}$ fut signalée. Avec sa naine brune et ses deux exoplanètes, GL229 est considéré comme l'un des systèmes les plus diversifiés et a suscité des discussions sur les différents mécanismes de formation qui auraient pu avoir lieu autour de cette étoile. Ce travail présente une nouvelle analyse des données GL229 HARPS accessibles publiquement réduites avec l'algorithme de vélocimétrie de haute précision «ligne par ligne» résistant aux valeurs spectrales aberrantes. Nous avons trouvé des preuves solides de l'impact de l'activité stellaire sur les mesures de vitesses radiales. Les vitesses radiales induites par l'activité stellaire ont été modélisées avec un processus gaussien entraîné sur l'indicateur d'activité fourni par l'algorithme, révélant la période de rotation de l'étoile à $28,9 \pm 1,6$ jours. Nous montrons que les erreurs systématiques et l'activité stellaire sont la cause la plus probable des signaux d'exoplanètes signalés précédemment. Notre analyse fournit une limite supérieure 3σ de $9,1 M_{\oplus}$ pour une planète située dans la zone habitable du système excepté pour les périodes près de celle de la rotation de l'étoile.

Mots clés : Naine M, naine brune, activité stellaire

ABSTRACT. Gliese 229 is a well-known system hosting the first confirmed brown dwarf, GL229 B, discovered in 1995. Subsequent radial velocity follow-up of the star unveiled, in 2014, an exoplanet on a 471-day orbit with a minimum mass of $\sim 32 M_{\oplus}$. In 2020, a second exoplanet with a 122 days orbital period and a minimum mass of approximately $7 M_{\oplus}$ was reported. With its brown dwarf and two exoplanets, GL229 has been deemed one of the most diverse systems and has sparked discussions regarding the different formation mechanisms that could have taken place around this star. This work presents a new analysis of the publicly available GL229 HARPS data reduced with the line-by-line precision radial velocity algorithm resistant to spectral outliers. We found strong evidence for stellar activity impacting radial velocity measurements. Stellar activity-induced radial velocities were modelled with a Gaussian Process trained on the activity indicator provided by the algorithm, revealing the star’s rotation period at 28.9 ± 1.6 days. We show that systematic errors and stellar activity are the most likely cause of the previously reported exoplanet signals. Our analysis provides a 3σ upper limit of $9.1 M_{\oplus}$ for a planet in the system’s habitable zone except for the period around the star’s rotation.

Keywords: M dwarf, brown dwarf, stellar activity

2.1. Introduction

Since 1995, the year of the discovery of the first exoplanet around a sun-like star (Mayor & Queloz, 1995), more than 5000 have been reported (Akeson et al., 2013). While tremendous progress has been made in the last decade in discovering and characterizing exoplanets, their formation mechanisms remain uncertain, especially for binary hosts, even though about half of Sun-like stars in our galaxy are in multiple-star systems (Raghavan et al., 2010). Since they involve multiple stellar bodies, these systems provide essential insights into planet formation and dynamical evolution.

Some binary systems contain brown dwarfs (BD), objects with a mass above the limiting one for thermonuclear fusion of deuterium, estimated at $13 M_{\text{Jup}}$ (Boss et al., 2005). BDs do not undergo hydrogen fusion, placing them halfway between giant planets and low-mass stars. Moreover, since BDs are intrinsically cold and faint, they are more challenging to detect, emitting the bulk of their energy at infrared wavelengths.

Most BDs are thought to form in a similar process to hydrogen-burning stars through the collapse and fragmentation of prestellar cores in molecular clouds or circumstellar disks (Boss, 1997; Stamatellos & Whitworth, 2009; Vorobyov & Basu, 2010; Forgan & Rice, 2013;

Parameter	Value	Reference
<i>Stellar parameters</i>		
<i>GL229 A</i>		
Spectral Type	M1-2V	Jenkins et al. (2009)
P_{rot} [days]	27.300 ± 0.200	Alonso et al. (2019)
Mass [M_{\odot}]	0.544 ± 0.041	Stassun et al. (2019)
Radius [R_{\odot}]	0.549 ± 0.043	Stassun et al. (2019)
Parallax [mas]	173.696 ± 0.046	Collaboration et al. (2018)
Distance [pc]	5.7562 ± 0.0015	Stassun et al. (2019)
Proper motion (RA) [mas/year]	-135.985 ± 0.104	Collaboration et al. (2018)
Proper motion (DEC) [mas/year]	-719.088 ± 0.152	Collaboration et al. (2018)
<i>Planetary parameters</i>		
<i>GL229 B</i>		
Spectral Type	T6.5	Burgasser et al. (2000)
Mass [M_{Jup}]	71.4 ± 0.6	Brandt et al. (2021)
Orbital Period [days]	86909^{+1900}_{-1700}	Brandt et al. (2021)
Semi-major Axis [AU]	$33.3^{+0.4}_{-0.3}$	Brandt et al. (2021)
Inclination [$^{\circ}$]	$7.7^{+7.6}_{-4.4}$	Brandt et al. (2021)
Eccentricity	$0.851^{+0.002}_{-0.008}$	Brandt et al. (2021)
Argument of Periastron [$^{\circ}$]	-9^{+140}_{-13}	Brandt et al. (2021)
Periastron Time [days]	2466912^{+97}_{-63}	Brandt et al. (2021)

Table 2.1.1. Stellar and orbital parameters for GL229 A and B.

Barrado et al., 2018). As a result, they can be found at any separation from their host star companion or even as isolated objects.

M dwarfs are the most common type of star in our galaxy (Reylé et al., 2021). On average, they host at least 2.5 small planets ($R_p < 4R_{\oplus}$) with periods under 200 days (Dressing & Charbonneau, 2015), making them excellent targets when searching for new exoplanets. In addition, their lower luminosity brings their habitable zone (HZ) closer to the host star than our solar system at orbital periods between 10 to 30 days, making these planetary systems

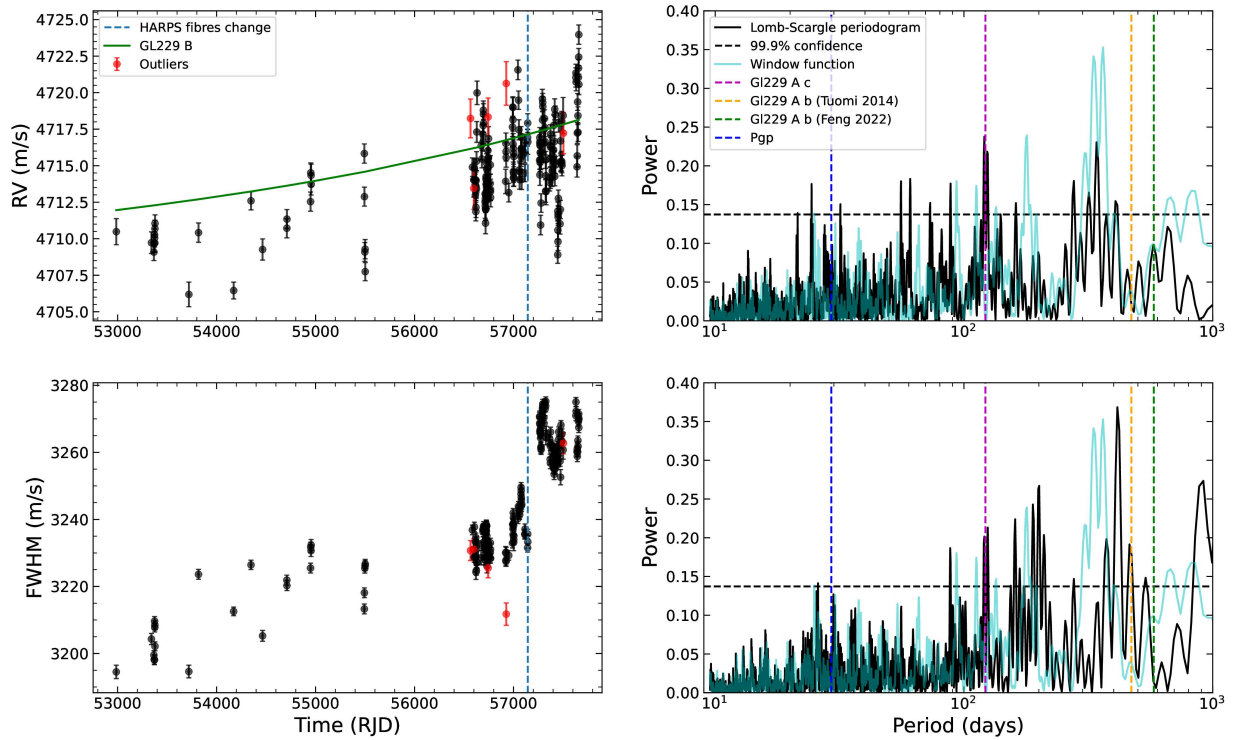


Fig. 2.1.1. *Top left:* RV time series with, in green, the Brandt et al. (2021) orbital solution of Gl 229 B. *Bottom left:* FWHM time series inferred from the LBL dLW activity indicator. The vertical blue dashed line separates the values obtained before and after the optical fibres change in the HARPS instrument. Data points in red are those with an SNR lower than 50. *Right panels:* Lomb-Scargle periodograms of the RVs (top) and FWHM (bottom). The vertical dashed lines represent the reported period of 121.933 days for planet Gl 229 A c (Feng et al., 2022) (in pink), the reported period of 471 days for planet Gl 229 A b (Tuomi et al., 2014) (in yellow), the other reported period for planet Gl 229 A b of 579.474 days (Feng et al., 2022) (in green), and the rotation period of the star (in blue) at 28.9 days. The horizontal black dashed line represents the 99.9 % confidence level. The window function is displayed in cyan.

much easier to detect and characterize compared to solar-type stars. Planets found at these periods are usually thought to form on a longer timescale through core accretion (Safronov, 1969; Goldreich & Ward, 1973; Pollack et al., 1996).

A star hosting a BD and small planets indicates the potential co-existence of different formation mechanisms. Gl 229, located at only 5.75 parsecs, (Gaia collaboration et al., 2021)

may be a rare example of a planetary system where various formation mechanisms occur. Gl 229 A is an M dwarf of $\sim 0.58 M_{\odot}$ (Stassun et al., 2019) hosting the first known BD, Gl 229 B, orbiting at 33.3 AU and unveiled through direct imaging (Nakajima et al., 1995). Spectroscopic measurements showed methane absorption around $1.6 \mu\text{m}$, which could only be attributed to a relatively cold brown dwarf (Oppenheimer et al., 1995).

The system's brightness and binary nature made it a prime target for numerous radial velocity (RV) follow-up observations. Tuomi et al. (2014) used RVs from the Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph (UVES, Dekker et al. (2000)) and from the High Accuracy Radial Velocity Planet Searcher (HARPS; Pepe et al. 2002) to report the detection of a planet, Gl 229 A b, with an orbital period of 471 ± 22 days corresponding to a minimum mass of $\sim 32 M_{\oplus}$. More recently, Feng et al. (2020) reported a candidate super-Earth, Gl 229 A c, on a ~ 122 -day orbit using RVs from many instruments, notably from HARPS, while also reporting a much smaller minimal mass for planet b, $\sim 10 M_{\oplus}$ and a longer orbital period of 523 ± 13 days.

The analysis of absolute astrometry, imaging, and KECK/HIRES radial velocity data (Brandt et al., 2021) provided, for Gl 229 B, a dynamical mass of $71.4 \pm 0.6 M_{\text{Jup}}$ with orbital parameters given in Table 2.1.1. In addition, Feng et al. (2022) recently published more precise orbital parameters for the two previously reported planets with a new period of 579 ± 1.7 days for planet Gl 229 A b. Gl 229 is arguably one of the most diverse systems, with a BD and two exoplanets orbiting the host star, making it a perfect laboratory to investigate the co-habitation of gravitational instability in a circumstellar disk and core accretion models.

The recent development of a new precision RV algorithm, the line-by-line (LBL; Artigau et al. 2022), provides a means to extract RVs from a star's spectrum with less systematic errors such as non-optimal telluric corrections. Based on the Bouchy et al. (2001) framework, the LBL method measures the Doppler shift on numerous individual spectral "lines" to reduce the effect of outliers on velocity measurements. The LBL was used for the mass characterization of TESS planets (Martioli et al., 2022; Gan et al., 2022; Cadieux et al., 2022; Kiefer et al., 2023) as well as for a complete reanalysis of the HARPS and CARMENES data of the K2-18 system (Radica et al., 2022) which resulted in better constraints on the planetary parameters.

This paper presents a reanalysis of the HARPS data of Gl 229 with the LBL method, showing that the previously claimed planetary signals of Gl 229 A b and Gl 229 A c are most probably of stellar origin. The observations are described in section 2.2 followed by our data analysis and results in section 2.3. In section 2.4, we discuss the mass limit for a planet in the Habitable Zone (HZ), the impact on other systems and the constraint on a planet formation model. Finally, section 2.5 presents the conclusion.

2.2. Observations

2.2.1. HARPS Spectroscopy

The publicly available data of Gl 229 A from HARPS (Pepe et al., 2002) were used in this work. HARPS is an optical spectrograph covering wavelengths from 378 to 691 nm installed at the European Southern Observatory (ESO) La Silla 3.6-m telescope. The 201 available spectra ranged from December 13th 2003 to September 29th 2016 and were retrieved from the ESO science archive (Delmotte et al., 2006). On May 29th 2015, the optical fibres feeding HARPS were replaced, resulting in significantly better measurements (Curto et al., 2015). The new octagonal optical fibres replaced the old circular ones that carried memory effects of the angular and spatial distribution of the injected light (Curto et al., 2015). This change divides data points into two categories: the pre- and post-fibres change. An RV offset of -3.41 ± 2.44 m/s was reported on the measurements taken after the change based on the analysis of 33 stars observed by HARPS (Mignon, 2021).

2.2.2. Radial Velocity Extraction

The radial velocities used in this work were extracted using the LBL algorithm (Artigau et al., 2022) that measures RV using the Bouchy et al. (2001) framework on individual spectral lines, checks for statistical consistency between them to reject spectral outliers, and averages all valid per-line velocities into a final RV measurement. It was shown that the LBL is more precise and stable than traditional methods such as the cross-correlation function and yields comparable results to state-of-the-art template matching algorithms (Artigau et al., 2022). The LBL framework also provides a simultaneous activity indicator, the differential Line Width (dLW), related to the second derivative of the star’s template spectrum. The

dLW is analogous to the mean spectral profile full width at half maximum (FWHM) for Gaussian lines, a widely used metric to characterize stellar activity. The FWHM values were obtained from the dLW with Equation 10 of Artigau et al. (2022) and are used in the remainder of the text for clarity.

Table A.0.1 presents the RV and FWHM measurements obtained using the LBL method. The 201 measurements have a median uncertainty of 0.65 m/s and 1.45 m/s for the RVs and FWHM, respectively. We applied a cut in signal-to-noise ratio (SNR) and rejected 5 data points with significantly lower values ($\text{SNR} \leq 50$) compared to the average of the data set ($\text{SNR}=140$). The last 171 measurements, out of the 196 with an SNR higher than 50, will be referred to as the *higher cadence* part of the data set, as the previous ones can be hundreds of days apart.

Figure 2.1.1 shows the RV and FWHM time series of Gl 229 and their corresponding Lomb-Scargle periodograms (Scargle, 1982). While a significant peak at the orbital period of planet Gl 229 A c is detected, this signal is also present in the FWHM data, suggesting a possible stellar origin. The RV periodogram does not clearly detect the longer period planet Gl 229 A b. Both data sets show some significant signals around 30 days, very close to the rotation period of 27.3 ± 0.2 measured for the star (Alonso et al., 2019).

2.3. Data analysis and results

The data analysis is divided into three parts. The first subsection focuses on the system's BD, Gl 229 B. We then characterize the stellar activity using the FWHM values in the second subsection. Modulated by the stellar rotation period, the FWHM time series provides independent observations that can be modelled to detrend the RV curve from activity, allowing the extraction of planetary signals. The last subsection is dedicated to the RV analysis. The LBL RVs are used to determine the significance of the previously claimed planetary signals of Gl 229 A b and Gl 229 A c.

2.3.1. Gl 229 B

Using the orbital parameters shown in Table 2.1.1, we calculated the RV signal induced by Gl 229 B on its host with the Radvel Python package (Fulton et al., 2018). Figure 2.3.1 shows this RV signal but on a ~ 410 years span corresponding to almost two full orbits of

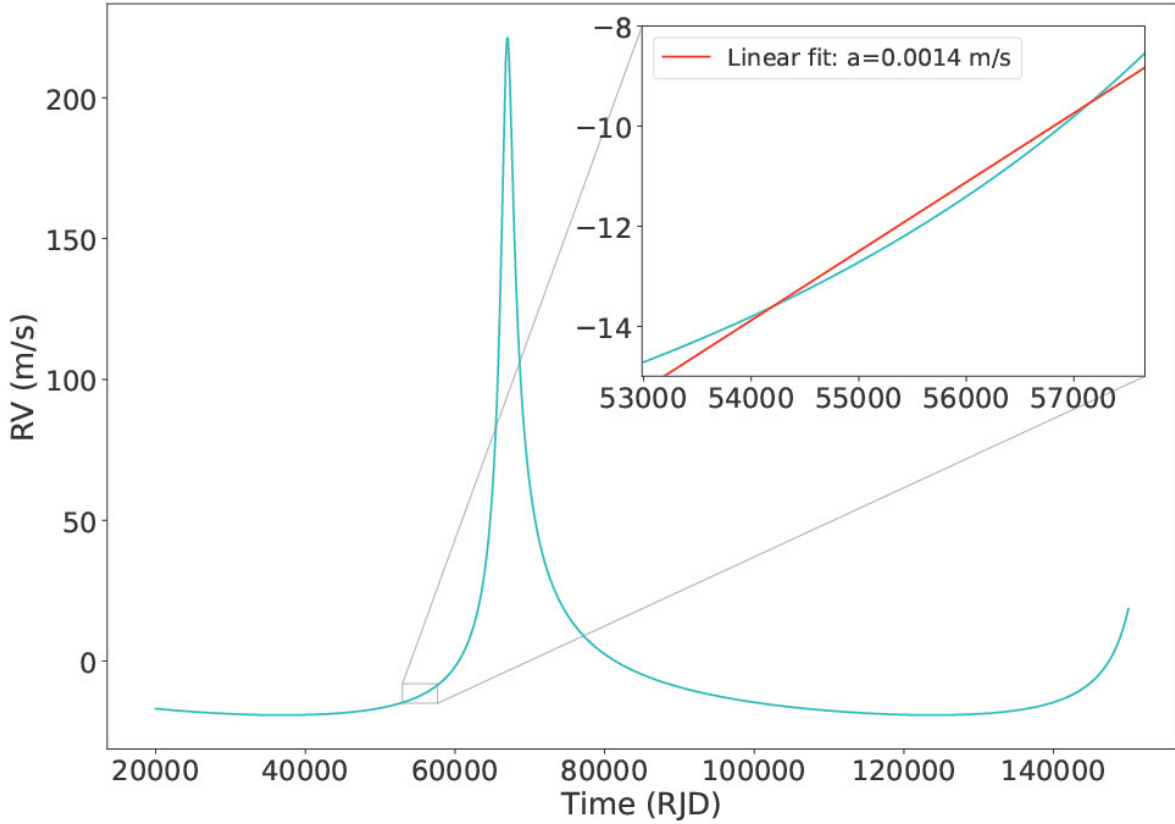


Fig. 2.3.1. Radial velocity variations of Gl 229 A induced by its BD companion Gl 229 B using the orbital solution from Brandt et al. (2021). The BD is on an 86909-day, eccentric ($e=0.851$) orbit, inducing a $K \approx 120$ m/s radial velocity signal. The zoomed-in sub-panel displays the RV change during the HARPS measurements time span with, in red, a linear fit.

86909 days. The RV variations during the observational baseline of 1000 days is ≈ 7 m/s, as shown in the zoomed portion of the figure.

As shown in Figure 2.3.1, the RVs induced by the BD at the epochs of the HARPS observations correspond approximately to a linear function. We did a first estimate to discriminate between linear or higher order polynomials fit. On the BD's calculated RVs (shown in Figure 2.3.1), the slope of the linear function is 0.0014 m/s days $^{-1}$. Higher order terms did not improved the fit. In subsection 2.3.3, a linear fit is then applied to the HARPS data.

2.3.2. Stellar Activity Characterization

A Gaussian process (GP) regression with a quasi-periodic covariance function (kernel) was used to model the LBL FWHM time series. In recent years, GP regressions have become the standard for accurate modelling of quasi-periodic variations in astronomical time series (e.g. Aigrain et al. (2016); Haywood et al. (2014); Rajpaul et al. (2016)). The quasi-periodic kernel used in this work has been shown to efficiently model the quasi-sinusoidal flux variations of a rotating star caused by its different active regions and spot patterns while keeping a reasonable number of non-degenerate parameters (Haywood et al., 2014; Angus et al., 2018).

In an explicit form, the quasi-periodic covariance function is:

$$k_{i,j} = A^2 \exp \left[-\frac{|\Delta t|^2}{2\ell^2} - \Gamma^2 \sin^2 \left(\frac{\pi|\Delta t|}{P_{\text{GP}}} \right) \right] + s^2 \delta_{i,j}, \quad (2.3.1)$$

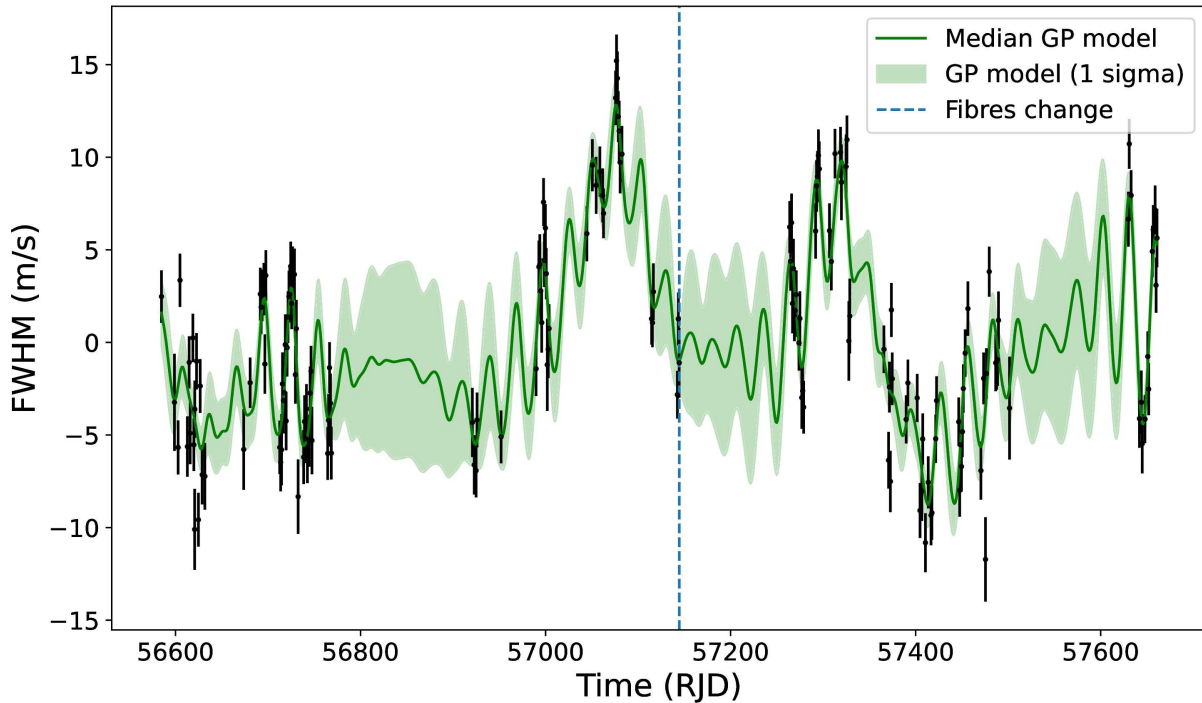


Fig. 2.3.2. The high cadence part of the FWHM time series shows the ~ 30 -day rotation period. The vertical blue dashed line represents the HARPS fibre upgrade. The green curve shows the mean prediction of the best-fit quasi-periodic Gaussian process with its 1σ confidence envelope.

Parameter	Prior	Posterior	Description
$\ln A$	$\mathcal{U}(-5, 5)$	1.697 ± 0.203	Amplitude of the GP
$\ln \ell$	$\mathcal{U}(-5, 10)$	3.742 ± 0.227	Exponential timescale of the GP
$\ln \Gamma$	$\mathcal{U}(-7, 10)$	-0.664 ± 0.533	Coherence scale of the correlations
$\ln P_{\text{GP}}$	$\mathcal{U}(-5, 10)$	3.363 ± 0.056	Period of the GP
δ_{pre}	$\mathcal{U}(-4000, -1000)$	-3234.390 ± 2.195	FWHM HARPS offset, pre data
δ_{post}	$\mathcal{U}(-4000, -1000)$	-3264.315 ± 2.484	FWHM HARPS offset, post data
s	$\mathcal{U}(0, 100)$	1.702 ± 0.217	White noise term

Table 2.3.1. Fitted hyper-parameters of the Gaussian process on the FWHM. Units: A , δ_{pre} , δ_{post} , s in m/s, ℓ in days, Γ is dimensionless, and P_{GP} in days.

where A is the amplitude of the GP, Δt is the time interval between data i and j , ℓ is the exponential timescale, Γ the coherence scale of the correlations, P_{GP} is the period of the GP, and s is an additional white noise term added in quadrature to the diagonal of $k_{i,j}$.

Since we aim to model the rotation of the star, not long-period signals related to the magnetic cycle, only the high cadence part of the data set was used. To ensure that the instrumental effects caused by the optical fibres upgrade on HARPS would not bias the stellar activity model, the pre and post data were attributed different offsets: δ_{pre} and δ_{post} .

The `Python` (Perez & Granger, 2007) module `george` (Ambikasaran et al., 2015) was used to calculate the Gaussian logarithmic likelihood function and GP predictions. The model hyper-parameters consisted of $\ln A$, $\ln \ell$, $\ln \Gamma$, $\ln P_{\text{GP}}$, s , δ_{pre} , and δ_{post} , for which we used the broad, uniform priors given in Table 2.3.1. The corresponding posterior distributions were sampled using the Markov Chain Monte-Carlo (MCMC) ensemble sampler `emcee` (Foreman-Mackey et al., 2013). One hundred walkers were used, running for 20 000 steps, with the first 2000 rejected as burn-in. It was ensured that the number of steps was greater than 50 times the auto-correlation timescale calculated by `emcee` for each parameter to allow sufficient convergence (Sokal, 1997; Foreman-Mackey et al., 2013).

Figure 2.3.2 shows the mean prediction of the best-fit GP on the FWHM data. The resulting posterior distributions are shown in Figure B.0.1. Their medians, 16th, and 84th

percentiles values are listed in Table 2.3.1. We measure a period of 28.9 ± 1.6 days for the GP.

Once the GP model is subtracted from the FWHM data points, the residuals' periodogram does not display any signal above the 99.9% confidence level. Furthermore, the model efficiently removes the 121.933 days periodicity, corresponding to Gl 229 A c's orbital period.

The GP recovers a periodic signal at 28.9 ± 1.6 days, consistent with the measured rotation period of the star (27.3 ± 0.2 days) inferred from photometric time series (Alonso et al., 2019). Twenty-five days have also been inferred by Astudillo-Defru et al. (2017) using the measured chromospheric emission and the correlations between rotation and activity. Our analysis suggests that the peak seen at ~ 120 days in the FWHM periodogram (see Figure 2.1.1) is most likely an alias of the rotation period as it is close to four times P_{GP} .

2.3.3. Radial Velocity Analysis

The GP stellar activity model above was used to make a joint model of stellar activity and planetary signals in the RV data. We modeled stellar activity in the HARPS RVs with a quasi-periodic GP where the priors on the hyperparameters are Gaussian distributions following the posteriors of the FWHM fit (see Table 2.3.1). Two models are considered: Model 1, a stellar activity model and a linear term representing the BD, and Model 2, a joint stellar activity and planetary model (including a linear drift for the BD). The analysis is performed on the full data set to sample potential long-period planets as previously claimed (e.g. ~ 600 days for planet b).

The model includes the RV systemic velocities, γ_{pre} and γ_{post} , to allow for a potential offset following the optical fiber upgrade.

The top part of Table 2.3.2 presents the priors and posteriors of Model 1. The GP hyper-parameters A , the amplitude, and s , the additional white noise term, are considered free parameters while the others have Gaussian priors. Similarly to subsection 2.3.2, we sampled the joint posterior distribution with `emcee` using 100 walkers for 40 000 steps and a 5000 burn-in.

Figure 2.3.3 displays, from top to bottom: the RVs, the activity model, the BD linear term, and the residuals whilst Figure B.0.2 presents the posterior distributions of all parameters.

Both periods attributed to Gl 229 A b (471 ± 22 or 579.47 ± 1.68 days, Tuomi et al. 2014; Feng et al. 2022) together with the one attributed to Gl 229 A c (121.933 ± 0.082 days) disappear with the stellar activity GP used in Model 1. The residuals' periodogram on the bottom right of Figure 2.3.3 does not exhibit any signal over the 99.9% confidence level.

During their analysis, Feng et al. (2020) mentioned that the signal of Gl 229 A c was more significant in the HARPS post-fibre change data set due to its higher cadence. Our analysis was also conducted on the post-measurements exclusively using the same protocol as described above. A summary of this analysis is presented in Figure 2.3.4. Our results remain unchanged: the LBL data provide no evidence for planet c.

We then tested Model 2 to search for a potential planet in the system. Table 2.3.2 presents the priors and posteriors. All parameters describing the Keplerian orbit have large and uniform priors. For Model 2, we used 100 MCMC walkers, 100 000 steps and a burn-in of 10 000 to sample the posterior distribution presented in Figure B.0.3.

The posteriors did not converge to a well-defined orbital period. When calculating the Bayes Information Criterion (BIC, Schwarz 1978), a value of 892 is obtained compared to 867 for Model 1 giving a $\Delta\text{BIC} = 25$. The smallest BIC corresponds to the preferred model meaning it is compelling evidence in favor of Model 1. Our analysis suggests that the model with a planet is highly disfavoured (Kass & Raftery, 1995).

Model 2 was also run with a Gaussian prior on the orbital period (P) using the reported values of the claimed planets Gl 229 A b and A c. Planet b has different periods and semi-amplitudes published in Tuomi et al. (2014) and Feng et al. (2022) they were both tested. These planets are not favored by the BIC compared to Model 1, as can be seen in Table 2.3.2. The semi-amplitude of the planet reported by Tuomi et al. (2014) is excluded with a 95% confidence level. We also reject a semi-amplitude larger than the one obtained in Feng et al. (2022) with 92% confidence. As for planet c, we cannot reject the semi-amplitude of Feng et al. (2022) however, the model with an informed period has a $\Delta\text{BIC} = 20$, strongly preferring the simpler model with no Keplerian.

Parameter	Prior	Posterior	Description
<i>Model 1 No planet</i>			
BIC : 867			
<i>Activity GP parameters</i>			
$\ln A$	$\mathcal{U}(-5, 10)$	$0.94_{-0.12}^{+0.13}$	Amplitude of the GP
$\ln \ell$	$\mathcal{GP}(\text{FWHM})^1$	$3.17_{-0.13}^{+0.13}$	Exponential timescale of the GP
$\ln \Gamma$	$\mathcal{GP}(\text{FWHM})^1$	$-0.23_{-0.34}^{+0.32}$	Coherence scale of the correlation
$\ln P_{GP}$	$\mathcal{GP}(\text{FWHM})^1$	$3.38_{-0.05}^{+0.05}$	Period of the GP
s	$\mathcal{U}(0, 100)$	0.91 ± 0.10	Extra white noise term
<i>Fitted parameters</i>			
γ_{pre} [m/s]	$\mathcal{U}(-20000, 10000)$	-4715.8 ± 0.8	RV HARPS offset, pre data
γ_{post} [m/s]	$\mathcal{U}(-20000, 10000)$	-4715.4 ± 0.9	RV HARPS offset, post data
a [m/s days ⁻¹]	$\mathcal{U}(-10, 10)$	0.0019 ± 0.0004	Slope of linear term

<i>Model 2 One planet</i>			
<i>Uniform prior on P</i>			
BIC : 892			
<i>Activity GP parameters</i>			
$\ln A$	$\mathcal{U}(-5, 10)$	$0.91_{-0.13}^{+0.14}$	Amplitude of the GP
$\ln \ell$	$\mathcal{GP}(\text{FWHM})^1$	$3.37_{-0.24}^{+0.22}$	Exponential timescale of the GP
$\ln \Gamma$	$\mathcal{GP}(\text{FWHM})^1$	$-0.22_{-0.34}^{+0.33}$	Coherence scale of the correlation
$\ln P_{GP}$	$\mathcal{GP}(\text{FWHM})^1$	$3.367_{-0.046}^{+0.046}$	Period of the GP
s	$\mathcal{U}(0, 100)$	0.92 ± 0.10	Extra white noise term
<i>Fitted parameters</i>			
γ_{pre} [m/s]	$\mathcal{U}(-20000, 10000)$	-4715.8 ± 0.9	RV HARPS offset, pre data
γ_{post} [m/s]	$\mathcal{U}(-20000, 10000)$	-4715.5 ± 0.9	RV HARPS offset, post data
a [m/s days ⁻¹]	$\mathcal{U}(-10, 10)$	0.0012 ± 0.0006	Slope of linear term
T_0 [RJD]	$\mathcal{U}(57000, 57500)$	57238 ± 14	Time of inferior conjunction
P [days]	$\mathcal{U}(1.00, 550.0)$	$60.96_{-0.91}^{+316.27}$	Orbital period
K [m/s]	$\mathcal{U}(0, 50)$	$1.14_{-0.61}^{+0.35}$	RV semi-amplitude

Gaussian prior on P

		<i>Planet b</i>	
		BIC : 906	
P [days]	$\mathcal{N}(579.47, 1.68)$	$579.47^{+1.68}_{-1.67}$	Orbital period
K [m/s]	$\mathcal{U}(0, 50)$	$0.596^{+0.640}_{-0.419}$	RV semi-amplitude
K_{Ref} [m/s]	-	$1.966^{+0.161}_{-0.167}$	Reported semi-amplitude ²
		BIC : 907	
P [days]	$\mathcal{N}(471, 22)$	467^{+18}_{-13}	Orbital period
K [m/s]	$\mathcal{U}(0, 50)$	$1.012^{+0.796}_{-0.688}$	RV semi-amplitude
K_{Ref} [m/s]	-	$3.83^{+1.74}_{-1.68}$	Reported semi-amplitude ³
		<i>Planet c</i>	
		BIC : 887	
P [days]	$\mathcal{N}(121.933, 0.082)$	$121.937^{+0.081}_{-0.081}$	Orbital period
K [m/s]	$\mathcal{U}(0, 50)$	$1.438^{+0.497}_{-0.526}$	RV semi-amplitude
K_{Ref} [m/s]	-	$1.872^{+0.125}_{-0.133}$	Reported semi-amplitude ²

Table 2.3.2. Fitted orbital parameters for GL229 A RV's and activity GP .

¹GP(FWHM) is the posterior distribution on the hyperparameter from the FWHM GP. ² Feng et al. (2022). ³ Tuomi et al. (2014)

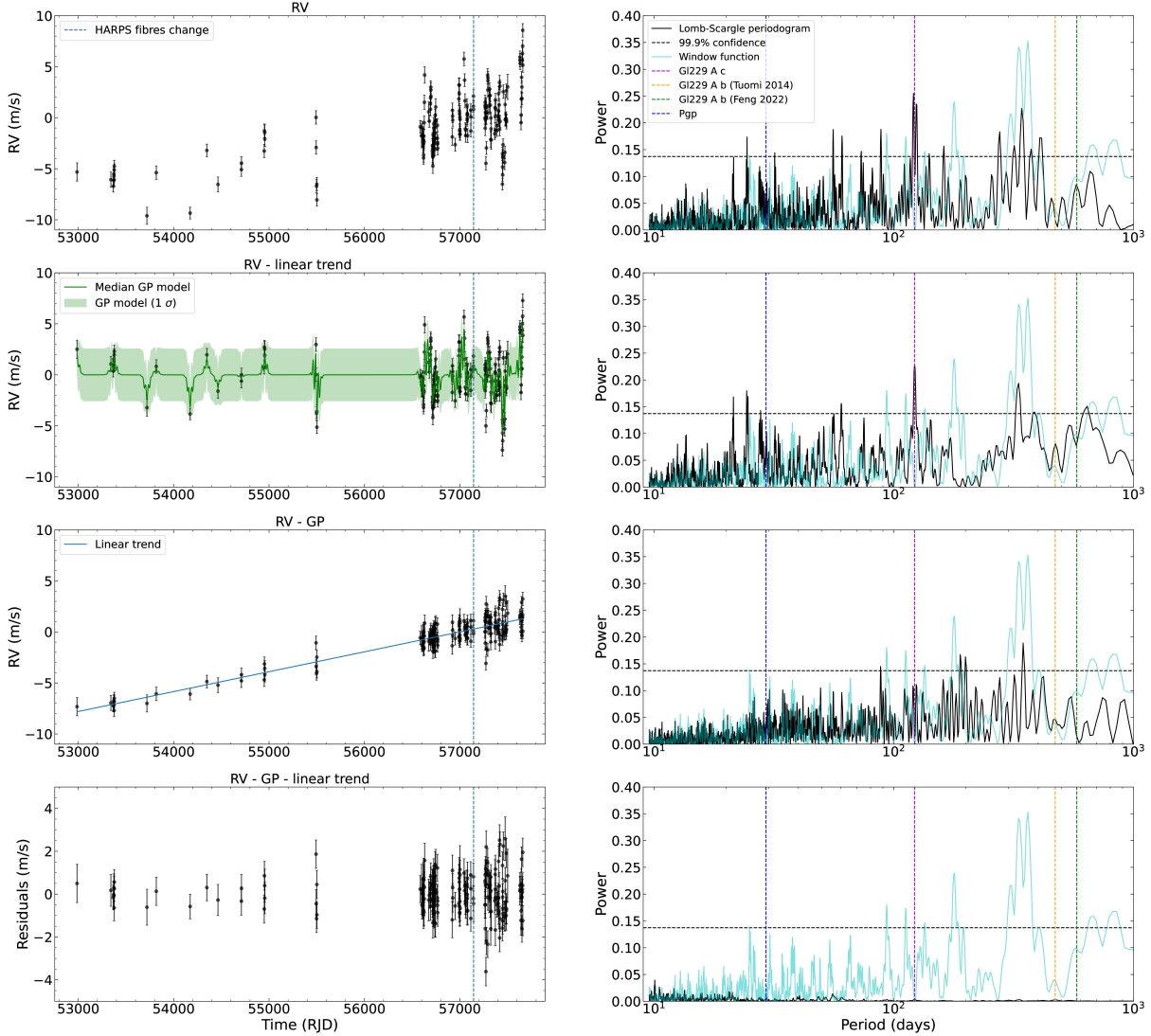


Fig. 2.3.3. Summary of the RV analysis of Gl 229. *Left panels:* RV with systemic velocities (γ_{pre} and γ_{post}) removed followed by the contribution from stellar activity with the mean prediction of the activity model (green curve) with its 1σ confidence envelope. The two last plots represent the linear component to capture the BD effects (blue curve) and the residuals of the best-fit joint model (activity + linear trend). The vertical blue dashed line separates the values obtained before and after the optical fibres change in the HARPS instrument. *Right panels:* The corresponding Lomb-Scargle periodogram (in black) after subtracting the different components of the model and the associated window function (in cyan). Various relevant periodicities are shown with dashed vertical lines (same as in Figure 2.1.1).

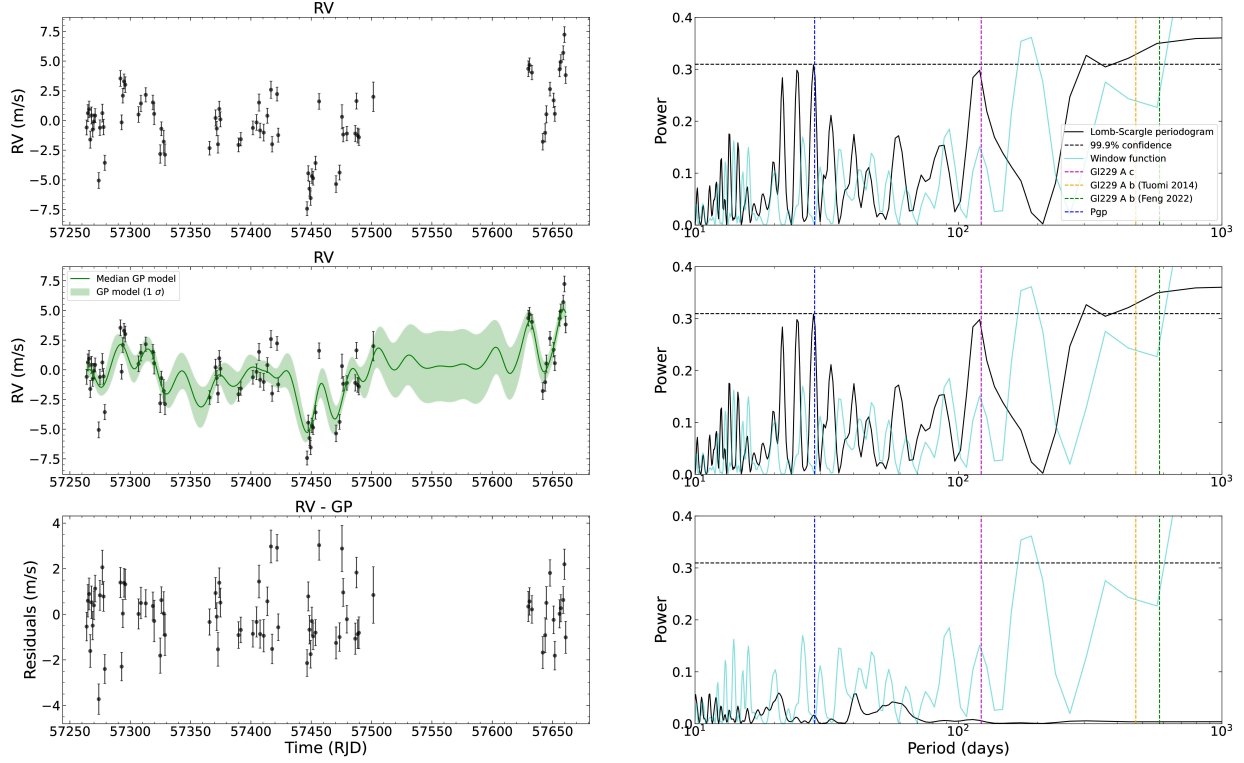


Fig. 2.3.4. Summary of the RV analysis on the post-fibres change data of G1229 (RJD > 57144.5) *Left panels:* RVs with the BD's linear term and systemic velocity removed followed by the contribution from stellar activity with the mean prediction of the activity model (green curve) with its 1σ confidence envelope. The bottom panel represents the residuals of the best-fit model. *Right panels:* The corresponding Lomb-Scargle periodogram (in black) after subtracting the different components of the model and the associated window function (in cyan). Various relevant periodicities are shown with dashed vertical lines (same as in Figure 2.1.1).

2.4. Discussion

2.4.1. Stellar Activity Ghosts

Our results emphasize the importance of adequately modelling stellar activity as it can be mistaken for genuine Keplerian signals. Stellar activity is particularly acute for M dwarfs characterized by deep convection zones (Ortiz-Rodríguez et al., 2022) that generate active regions, spots and faculae, affecting a significant fraction of their surface (Barnes et al., 2011). These active regions produce asymmetries in the shape of the spectral lines inducing an RV shift (Jeffers et al., 2022), which can be mistaken as a planetary signal.

Gl229 is adding to a growing list of M dwarf systems in which stellar activity was mistaken as planets, e.g. the formerly identified HZ planets in GL581 (Robertson et al., 2014) and GJ832 (Gorini et al., 2022). Our work and recent others call for a reanalysis of existing RV data for M dwarfs. There is a sizable sample of 141 RV planets orbiting such stars, of which 36 have relatively long orbital periods between 30 to 700 days (Akeson et al., 2013). Long-period, low-RV amplitude planets are particularly prone to systematics effects, e.g. the long-period planets Proxima c (Damasso et al., 2020) and Gl699 b (Ribas et al., 2018) now demonstrated, through an LBL analysis, to be artifacts (Artigau et al., 2022). Identifying these ghost planets is essential as they bias occurrence rates and our understanding of exoplanet demographics. They also misguide follow-up observing programs.

2.4.2. Mass Limit for a Planet in the Habitable Zone

The massive BD companion around Gl229 A could potentially disturb an inner planet and make it dynamically unstable. The dynamical model of Pu & Wu (2015) provides a criterion to determine whether a planet of a given mass and semi-major axis is dynamically stable (see Equation 3 from Pu & Wu 2015). For the Gl229 system, this model suggests that any companion smaller than $13 M_{\text{Jup}}$ with an orbital period less than ~ 25450 days, or approximately $1/3$ of the BD period, should be dynamically stable. Thus, from a dynamic stand point, planets could co-exist with the BD companion.

Despite a feasible system stability, the formation of planets in binary systems with separations of $<50\text{-}100$ au is, however, believed to be highly challenging. Observational evidence suggests that binary companions on such separation scales prevent the formation or survival

of planets, with fewer planets observed around such systems compared to longer-period binaries (Bergfors et al., 2013; Kraus et al., 2016; Bonavita & Desidera, 2020). Similarly, very few close-in binary companions are seen among the sample of known exoplanets (Fontanive et al., 2019; Fontanive & Bardalez Gagliuffi, 2021), despite such binaries being the most common in the stellar field population (separation distribution peaking around 50 au for Sun-like stars; Raghavan et al. (2010)). Studies of binaries at young ages have also revealed lower circumstellar disk fractions and shorter disk lifetimes in binaries below hundred au separations (Kraus & Ireland, 2012), both unfavourable effects to planet formation. Due to the many biases against binaries and incompleteness in existing data (Fontanive & Bardalez Gagliuffi, 2021), the boundaries from which the effects of binary companions become detrimental to the formation or survival of close-in planets are not clear. In particular, the minimum separation from which companions might influence inner planetary systems is likely to shift with companion mass (e.g. Cadman et al. (2022)). Existing data for systems like GL229, with a brown dwarf as a binary companion, are currently insufficient to draw robust conclusions on how observed trends in the stellar regime might extend to sub-stellar companions. Nonetheless, with a mass close to the BD/star boundary and a semi-major axis of only 33 au, the presence of GL229 B would be hard to reconcile with the existence of two small planets around the primary star. Although more extreme systems (<20 au) are known to exist (Queloz et al., 2000; Hatzes et al., 2003), these exceptions mostly seem to be massive, close-in giant planets, which exhibit somewhat different demographics for the population of such planets in binaries (Fontanive & Bardalez Gagliuffi, 2021), possibly linked to a different GI origin of the planets themselves (Cadman et al., 2022). As the planets around GL229 would be much smaller, their existence would remain in tension with our understanding of planet formation in binaries given the presence of the nearby and massive GL229 B BD companion.

Given the existing RV data set, one can set an upper mass limit of a planetary companion orbiting the HZ of Gl 229 A. The HZ ranges from ~ 24 to ~ 97 days according to the definition of the recent Venus/early Mars of Kopparapu et al. (2014). The period corresponding to the same flux received by Earth is ~ 43 days.

The radial velocities induced by planets of different semi-amplitudes were calculated for various periods. The first one, around ten days, is the minimal period detectable with the sampling of our dataset. A circular orbit was assumed for all cases. Simulated planets were

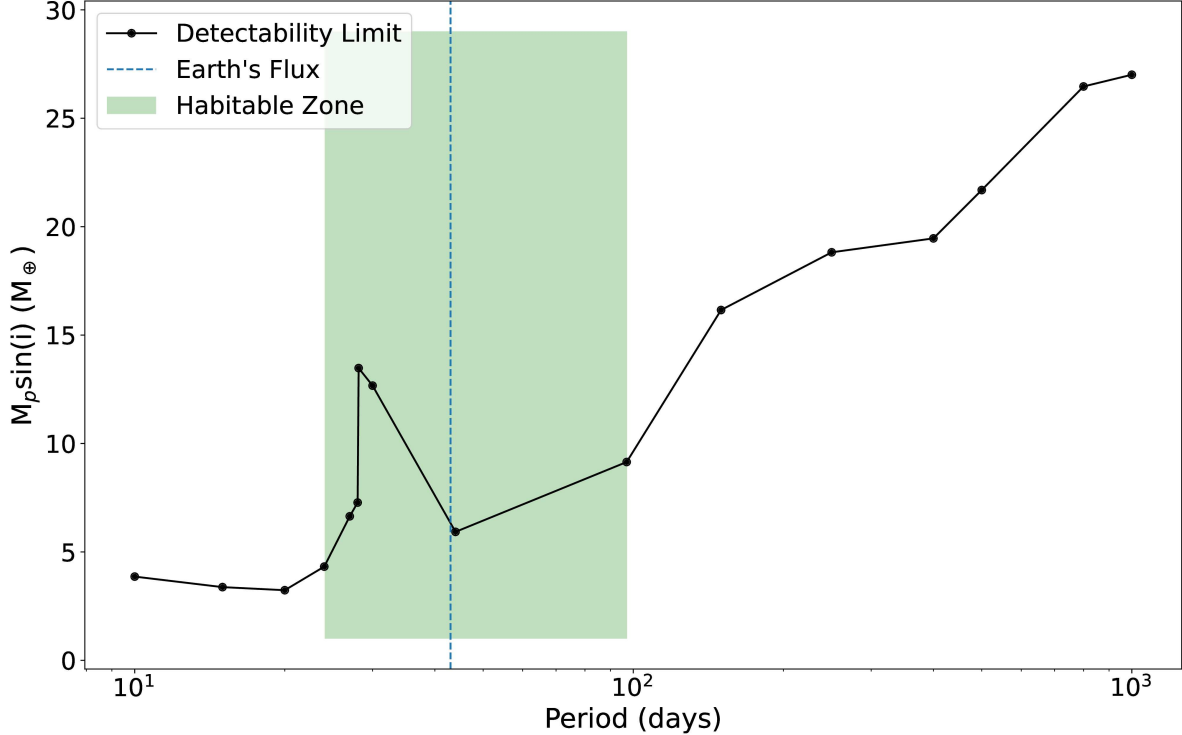


Fig. 2.4.1. Detection limit for a planet in the Gl 229 system. The black line represents the minimal $M_p \sin i$ at which a planet can be detected at the associated period with the LBL data set. The tested periods are represented by the dots. The green-shaded region delimits the system’s HZ, while the vertical blue dashed line indicates the orbital period at which the received flux is the same as Earth.

injected into the data and then retrieved using Model 2. The orbital parameters all had broad, uniform priors. We define a planet as detected when it is retrieved with a confidence level greater than 3σ .

Figure 2.4.1 summarizes the results, showing the $3\text{-}\sigma$ $M_p \sin i$ upper limit as a function of the orbital period; the shaded area represents the HZ.

This analysis sets mass upper limits of 4.3 and $9.1 M_\oplus$ for the inner and outer edge of the HZ, respectively. This limit is higher, around $12.7 M_\oplus$, at the periods close to the star’s rotation period. At the exact rotation period, 28.9 days, it is very difficult to retrieve a planet, as it is removed by the activity model. Planet b and c were most recently reported as having a minimal mass of $\sim 15 M_\oplus$ and $\sim 8.6 M_\oplus$ (Feng et al., 2022). We thus cannot exclude with 99.7% confidence planets of such masses at orbital periods greater than ~ 100

days. This upper limit corresponds to a blind search using uniform priors on orbital periods and phase in contrast with our test in subsection 2.3.2 where we forced the orbital period to be close to the claimed planets. Furthermore, the RV signal around 130 days are also close to the rotation period aliases. As a result, the activity GP model tends to remove planets injected at these periods, increasing their detectability limit.

2.5. Conclusion

We have presented a reanalysis of the HARPS radial velocities for the GL229 system. We used the LBL method to extract the RV measurements and FWHM variations from the publicly available spectra. We produced a stellar activity model from which we infer a rotation period of 28.9 ± 1.6 days for GL229A.

The analysis shows that the Keplerian signals previously attributed to planets GL229 A b and GL229 A c (Tuomi et al., 2014; Feng et al., 2020) with orbital periods of ~ 122 , ~ 471 , and ~ 579 days are not real when stellar activity is taken into account. We can exclude at the 3σ level the presence of a planet with a mass higher than $9.1 M_{\oplus}$ in the system's habitable zone except at periods close to the rotation of the star.

Appendix A

Data

Table A.0.1. GL229 data obtained with the LBL method.

Time (RJD)	FWHM (m/s)	σ_{FWHM} (m/s)	RV (m/s)	σ_{RV} (m/s)
52986.75	3194.51	2.01	4710.48	0.89
53341.82	3204.32	1.66	4709.73	0.74
53366.74	3199.51	1.28	4709.08	0.57
53370.74	3198.19	1.37	4709.67	0.61
53372.70	3198.10	1.45	4710.27	0.65
53373.73	3209.64	1.38	4710.05	0.62
53375.74	3207.75	1.33	4709.71	0.60
53376.68	3208.53	1.30	4710.68	0.58
53377.68	3202.15	1.31	4711.05	0.59
53719.77	3194.63	1.89	4706.19	0.84
53817.53	3223.61	1.48	4710.42	0.66
54172.52	3212.55	1.28	4706.45	0.57
54347.88	3226.44	1.38	4712.60	0.62
54464.74	3205.27	1.62	4709.26	0.73
54709.91	3221.89	1.47	4710.72	0.66
54710.91	3220.24	1.46	4711.34	0.65
54949.48	3225.48	1.47	4712.54	0.66
54951.49	3231.70	1.50	4714.51	0.67

54954.49	3230.64	1.71	4714.34	0.76
54955.48	3232.36	1.64	4713.73	0.73
55492.88	3213.28	1.48	4715.83	0.66
55493.88	3218.12	1.46	4712.88	0.65
55497.83	3225.43	1.45	4709.09	0.65
55500.86	3226.19	1.47	4709.29	0.66
55501.82	3226.69	1.39	4707.75	0.62
56584.84	3236.85	1.42	4714.90	0.63
56598.83	3231.14	2.62	4714.02	1.20
56602.85	3228.70	1.46	4714.05	0.65
56604.87	3237.73	1.44	4714.82	0.64
56612.84	3228.75	1.63	4713.70	0.73
56614.79	3233.29	1.41	4712.98	0.63
56615.83	3229.47	1.67	4714.03	0.75
56618.80	3234.62	1.31	4713.21	0.59
56619.83	3228.85	1.42	4711.86	0.64
56620.69	3224.28	2.19	4713.59	0.98
56620.83	3230.77	1.55	4712.14	0.69
56622.70	3233.36	1.52	4713.99	0.68
56624.75	3224.80	1.45	4713.42	0.65
56626.72	3232.02	1.45	4715.31	0.65
56628.82	3227.23	1.60	4717.31	0.71
56631.77	3227.14	1.80	4719.99	0.80
56673.73	3228.59	2.18	4716.38	0.97
56680.67	3232.20	1.36	4715.46	0.61
56691.69	3236.98	1.42	4717.15	0.64
56692.64	3236.28	1.44	4716.64	0.65
56693.59	3236.91	1.39	4717.75	0.62
56695.56	3237.25	1.41	4718.80	0.63
56696.59	3233.20	1.60	4718.53	0.72
56697.62	3237.99	1.37	4717.91	0.61

56712.64	3228.71	1.44	4712.53	0.65
56713.63	3227.91	1.57	4713.06	0.71
56714.63	3228.58	1.92	4712.26	0.86
56715.62	3232.14	1.70	4712.76	0.76
56716.65	3231.24	1.78	4712.04	0.80
56717.62	3231.66	1.62	4711.06	0.72
56718.65	3234.25	1.64	4713.00	0.73
56719.59	3230.13	1.58	4712.00	0.71
56720.62	3234.09	1.56	4712.58	0.70
56721.58	3235.74	1.39	4714.10	0.62
56722.58	3236.85	1.40	4714.26	0.63
56723.58	3236.97	1.48	4713.72	0.67
56724.54	3238.49	1.33	4713.20	0.60
56725.52	3236.48	1.39	4713.97	0.63
56726.55	3238.13	1.42	4715.18	0.64
56727.56	3238.03	1.39	4714.81	0.62
56728.56	3238.05	1.39	4713.33	0.63
56729.58	3232.63	1.56	4712.86	0.70
56730.58	3235.12	1.56	4713.52	0.70
56732.57	3226.04	2.01	4713.67	0.90
56738.53	3228.18	1.46	4712.70	0.65
56739.53	3230.10	1.42	4714.30	0.64
56740.54	3229.18	1.33	4715.32	0.60
56741.54	3230.78	1.34	4716.04	0.60
56742.53	3228.15	1.38	4714.84	0.62
56744.55	3229.06	1.40	4713.77	0.63
56745.49	3231.64	1.43	4715.50	0.64
56746.53	3232.82	1.37	4715.56	0.62
56747.49	3229.08	1.82	4716.85	0.82
56764.48	3228.38	1.43	4713.78	0.64
56765.48	3230.17	1.42	4715.05	0.64

56766.48	3233.01	1.38	4713.22	0.62
56767.48	3231.08	1.60	4713.36	0.72
56768.47	3228.39	1.42	4712.82	0.64
56920.89	3230.05	1.87	4713.93	0.83
56922.88	3227.76	1.60	4716.52	0.71
56924.88	3227.45	1.45	4715.97	0.65
56925.89	3230.19	1.48	4715.56	0.66
56951.89	3229.27	1.42	4713.16	0.64
56989.77	3232.95	1.47	4717.65	0.66
56992.80	3238.45	1.42	4719.01	0.64
56993.77	3238.59	1.62	4718.99	0.73
56994.81	3237.16	1.75	4718.14	0.78
56995.84	3235.45	1.63	4716.47	0.73
56997.77	3241.95	1.30	4716.18	0.58
56998.75	3238.81	1.44	4714.60	0.65
56999.78	3240.55	1.29	4714.17	0.58
57000.76	3238.09	1.38	4714.48	0.62
57001.83	3233.17	2.49	4715.86	1.10
57002.82	3234.00	1.55	4715.62	0.70
57003.77	3235.13	1.31	4714.18	0.59
57044.63	3240.25	1.49	4721.56	0.67
57050.63	3243.94	1.40	4719.48	0.63
57054.68	3242.86	1.54	4717.46	0.69
57058.70	3243.60	1.35	4714.71	0.61
57061.72	3242.31	1.46	4714.05	0.65
57062.65	3241.34	1.34	4714.59	0.60
57075.68	3247.58	1.48	4717.01	0.66
57076.64	3249.58	1.41	4715.59	0.63
57077.65	3248.64	1.45	4716.15	0.65
57078.64	3246.57	1.37	4715.73	0.62
57079.55	3245.79	1.63	4716.03	0.73

57080.56	3244.10	1.68	4716.15	0.75
57082.56	3244.54	1.52	4714.05	0.68
57114.54	3235.65	1.39	4716.54	0.62
57115.55	3235.44	1.32	4714.50	0.59
57116.53	3237.11	1.54	4715.87	0.69
57142.46	3231.55	1.29	4716.92	0.58
57143.47	3235.64	1.42	4717.92	0.64
57144.46	3233.27	1.89	4716.62	0.85
57263.88	3270.53	1.40	4715.38	0.63
57264.90	3268.69	1.60	4716.59	0.71
57265.88	3270.77	1.57	4716.91	0.70
57266.89	3266.41	1.61	4714.37	0.72
57267.88	3268.29	1.60	4716.40	0.71
57268.89	3265.77	1.40	4715.22	0.62
57269.91	3266.02	1.41	4715.90	0.63
57270.92	3266.88	1.31	4716.40	0.59
57273.91	3264.28	1.50	4710.94	0.67
57274.90	3265.59	1.47	4715.39	0.66
57276.90	3261.32	1.68	4716.62	0.75
57277.89	3261.68	1.46	4715.45	0.65
57278.91	3260.80	1.42	4712.44	0.63
57291.90	3270.32	1.49	4719.57	0.66
57292.88	3272.75	1.40	4715.87	0.62
57293.88	3273.25	1.38	4718.12	0.62
57294.89	3274.39	1.41	4719.32	0.63
57295.88	3273.67	1.49	4719.05	0.66
57306.87	3270.34	1.48	4716.56	0.66
57308.87	3268.67	1.55	4717.50	0.69
57312.87	3274.50	1.34	4718.23	0.60
57318.80	3274.57	1.38	4717.60	0.61
57319.83	3272.95	2.04	4716.64	0.91

57324.86	3273.80	1.74	4713.27	0.77
57325.80	3275.25	1.30	4715.40	0.58
57327.77	3264.38	2.15	4714.32	0.95
57328.82	3265.72	2.02	4713.22	0.90
57365.74	3263.93	1.29	4713.84	0.57
57370.72	3257.94	1.53	4716.39	0.68
57371.70	3261.89	1.37	4715.51	0.61
57372.73	3256.79	1.65	4714.18	0.74
57373.81	3266.06	1.46	4717.16	0.65
57374.74	3262.34	1.41	4716.28	0.63
57389.73	3260.15	1.30	4714.16	0.58
57391.63	3262.12	1.26	4714.65	0.56
57401.66	3261.30	1.30	4715.62	0.58
57404.69	3255.23	1.49	4716.08	0.66
57406.74	3256.28	1.61	4717.76	0.72
57407.64	3259.09	1.38	4715.41	0.62
57410.61	3253.49	1.59	4715.24	0.71
57413.65	3256.75	1.41	4716.66	0.63
57416.64	3254.96	1.62	4718.86	0.72
57417.60	3255.10	1.45	4714.27	0.65
57421.68	3259.10	1.30	4718.50	0.58
57422.64	3261.16	1.31	4715.05	0.59
57446.56	3260.01	1.31	4708.90	0.59
57447.56	3256.31	1.42	4711.88	0.64
57448.54	3258.77	1.39	4710.59	0.62
57449.53	3257.60	1.36	4709.80	0.61
57450.53	3259.48	1.37	4711.65	0.61
57451.54	3261.81	1.30	4711.48	0.58
57453.57	3263.72	1.27	4712.76	0.57
57456.54	3266.13	1.47	4717.95	0.66
57470.57	3257.38	1.57	4711.02	0.70

57473.50	3262.36	1.40	4712.00	0.62
57475.51	3252.58	2.28	4716.70	1.00
57476.50	3262.62	1.37	4715.20	0.61
57479.54	3268.12	1.35	4715.29	0.61
57486.52	3263.20	1.53	4715.31	0.68
57487.50	3263.25	1.50	4718.04	0.67
57488.50	3263.36	1.40	4715.14	0.63
57489.52	3265.50	1.56	4715.00	0.70
57501.49	3260.76	2.78	4718.43	1.20
57629.92	3270.95	1.48	4721.04	0.66
57630.92	3275.02	1.35	4721.35	0.60
57632.91	3272.24	1.36	4720.73	0.60
57641.91	3260.19	1.57	4714.92	0.70
57643.89	3261.07	1.71	4715.67	0.76
57644.88	3258.83	1.60	4717.24	0.71
57647.90	3260.16	1.30	4719.36	0.58
57650.89	3263.54	1.36	4718.42	0.60
57651.87	3261.78	1.41	4717.29	0.63
57655.82	3269.22	1.38	4721.04	0.62
57656.85	3270.39	1.33	4721.68	0.60
57658.87	3271.46	1.32	4722.44	0.59
57659.85	3267.39	1.49	4723.97	0.66
57660.88	3269.94	1.57	4720.56	0.70

Appendix B

Corner Plots

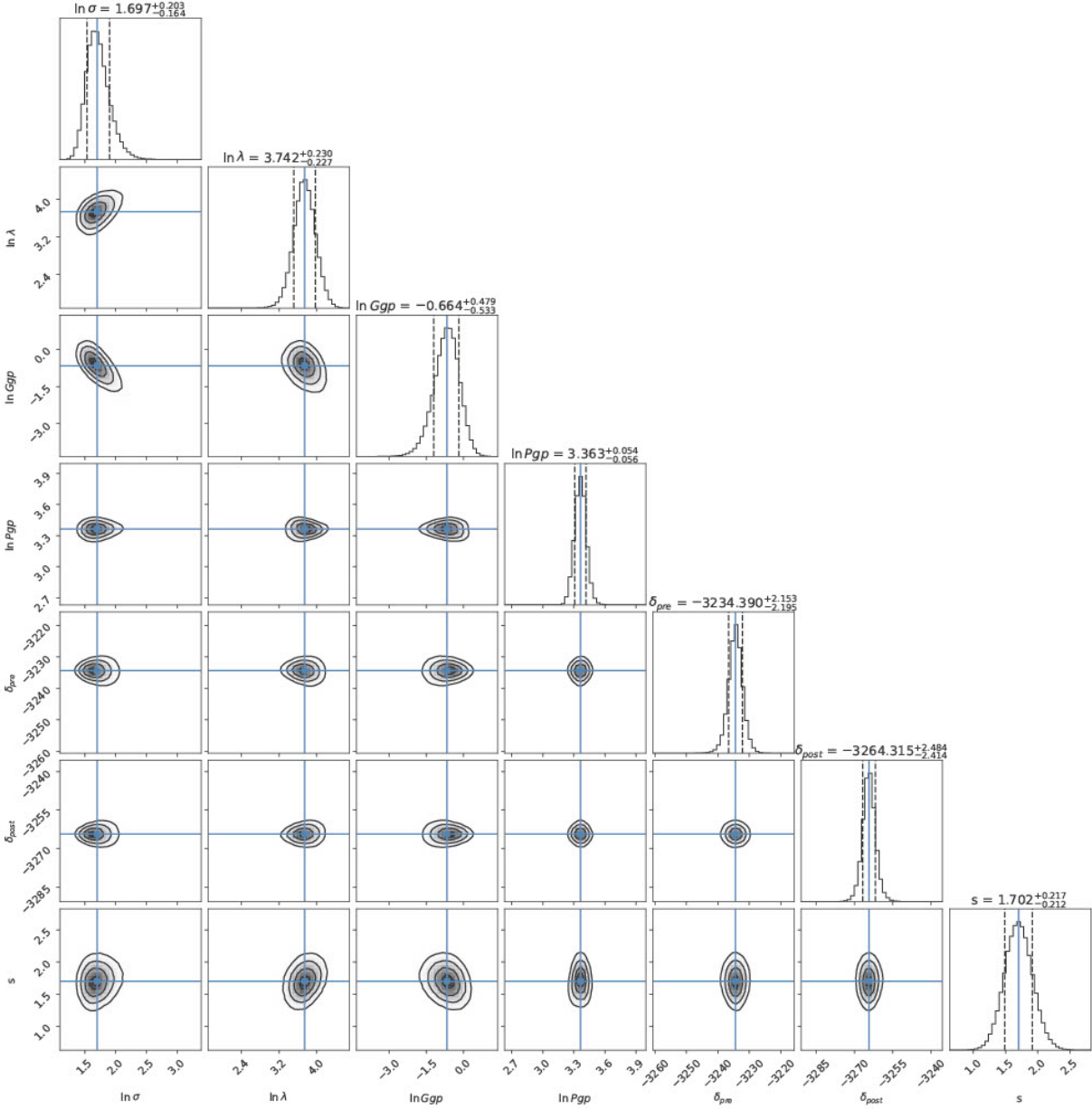


Fig. B.0.1. Posterior distributions of the activity model parameters. Contours denote the 1σ , 2σ and 3σ confidence level. The blue lines indicate the median of the distributions, and the vertical black dashed lines represent the 16th and 84th percentiles.

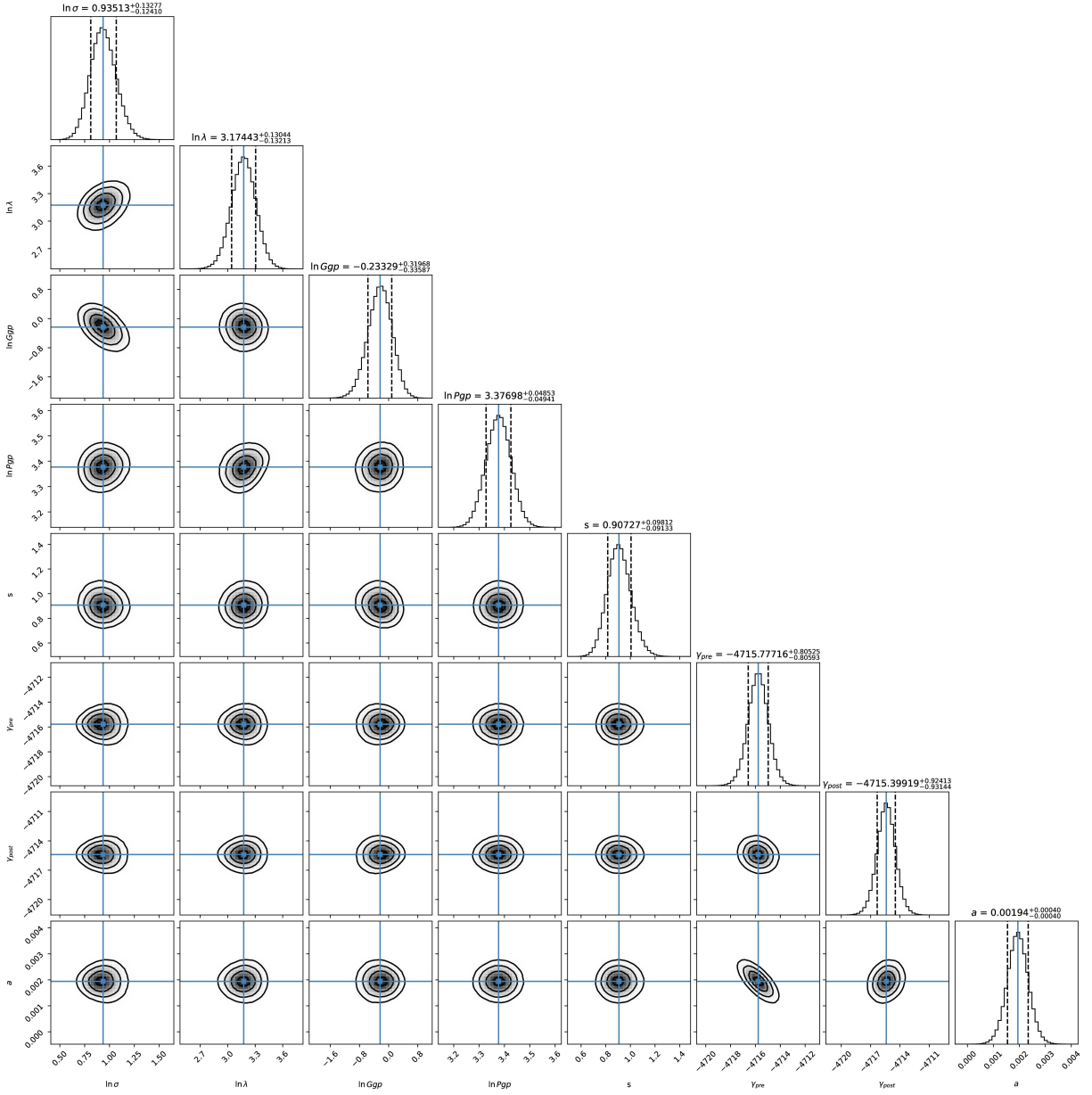


Fig. B.0.2. Posterior distributions of Model 1 parameters. Contours denote the 1σ , 2σ and 3σ confidence level. The blue lines indicate the median of the distributions, and the vertical black dashed lines represent the 16th and 84th percentiles.

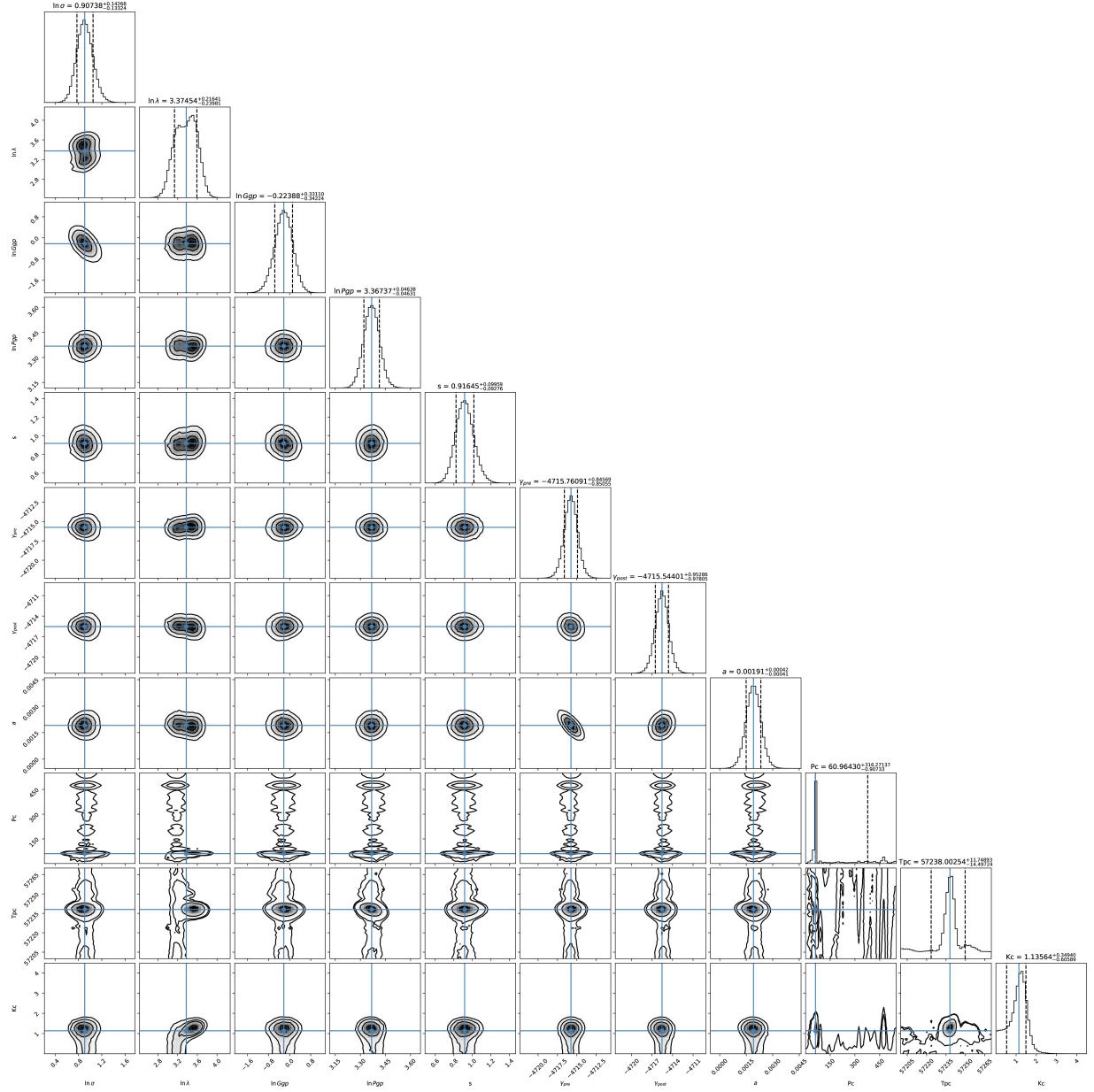


Fig. B.0.3. Posterior distributions of Model 2 parameters. Contours denote the 1σ , 2σ and 3σ confidence level. The blue lines indicate the median of the distributions, and the vertical black dashed lines represent the 16th and 84th percentiles.

References

- Aigrain, S., Parviainen, H., & Pope, B. J. S. 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 459, 2408, doi: [10.1093/mnras/stw706](https://doi.org/10.1093/mnras/stw706)
- Akeson, R. L., Chen, X., Ciardi, D., et al. 2013, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 125, 989, doi: [10.1086/672273](https://doi.org/10.1086/672273)
- Alonso, E. D., Caballero, J. A., Montes, D., et al. 2019, *Astronomy & Astrophysics*, 621, A126, doi: [10.1051/0004-6361/201833316](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201833316)
- Ambikasaran, S., Foreman-Mackey, D., Greengard, L., Hogg, D. W., & O’Neil, M. 2015, *IEEE Transactions on Pattern Analysis and Machine Intelligence*, 38, 252, doi: [10.1109/TPAMI.2015.2448083](https://doi.org/10.1109/TPAMI.2015.2448083)
- Angus, R., Morton, T., Aigrain, S., Foreman-Mackey, D., & Rajpaul, V. 2018, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 474, 2094, doi: [10.1093/mnras/stx2109](https://doi.org/10.1093/mnras/stx2109)
- Artigau, E., Cadieux, C., Cook, N. J., et al. 2022, *The Astronomical Journal*, 164, 84, doi: [10.3847/1538-3881/ac7ce6](https://doi.org/10.3847/1538-3881/ac7ce6)
- Astudillo-Defru, N., Delfosse, X., Bonfils, X., et al. 2017, *Astronomy & Astrophysics*, 600, A13, doi: [10.1051/0004-6361/201527078](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201527078)
- Barnes, J. R., Jeffers, S. V., & Jones, H. R. A. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 412, 1599, doi: [10.1111/j.1365-2966.2010.17979.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2010.17979.x)
- Barrado, D., de Gregorio Monsalvo, I., Huélamo, N., et al. 2018, *Astronomy & Astrophysics*, 612, A79, doi: [10.1051/0004-6361/201527938](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201527938)
- Bergfors, C., Brandner, W., Daemgen, S., et al. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 428, 182, doi: [10.1093/mnras/sts019](https://doi.org/10.1093/mnras/sts019)
- Bonavita, M., & Desidera, S. 2020, *Galaxies*, 8, 16, doi: [10.3390/galaxies8010016](https://doi.org/10.3390/galaxies8010016)
- Boss, A. P. 1997, *Science*, 276, 1836, doi: [10.1126/science.276.5320.1836](https://doi.org/10.1126/science.276.5320.1836)

- Boss, A. P., Butler, R. P., Hubbard, W. B., et al. 2005, Proceedings of the International Astronomical Union, 1, 183, doi: 10.1017/S1743921306004509
- Bouchy, F., Pepe, F., & Queloz, D. 2001, Astronomy & Astrophysics, 374, 733, doi: 10.1051/0004-6361:20010730
- Brandt, G. M., Dupuy, T. J., Li, Y., et al. 2021, arXiv:2109.07525 [astro-ph]. <http://arxiv.org/abs/2109.07525>
- Burgasser, A. J., Kirkpatrick, J. D., Cutri, R. M., et al. 2000, The Astrophysical Journal, 531, L57, doi: 10.1086/312522
- Cadieux, C., Doyon, R., Plotnykov, M., et al. 2022, The Astronomical Journal, 164, 96, doi: 10.3847/1538-3881/ac7cea
- Cadman, J., Hall, C., Fontanive, C., & Rice, K. 2022, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 511, 457, doi: 10.1093/mnras/stac033
- Collaboration, G., Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. 2018, Astronomy and Astrophysics, 616, A1, doi: 10.1051/0004-6361/201833051
- Curto, G. L., Pepe, F., Avila, G., et al. 2015, 7
- Damasso, M., Del Sordo, F., Anglada-Escudé, G., et al. 2020, Science Advances, 6, eaax7467, doi: 10.1126/sciadv.aax7467
- Dekker, H., D’Odorico, S., Kaufer, A., Delabre, B., & Kotzlowski, H. 2000, 4008, 534, doi: 10.1117/12.395512
- Delmotte, N., Dolensky, M., Micol, A., et al. 2006, The Messenger, 125, 41. <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2006Msngr.125...41D>
- Dressing, C. D., & Charbonneau, D. 2015, The Astrophysical Journal, 807, 45, doi: 10.1088/0004-637X/807/1/45
- Feng, F., Butler, R. P., Shectman, S. A., et al. 2020, The Astrophysical Journal Supplement Series, 246, 11, doi: 10.3847/1538-4365/ab5e7c
- Feng, F., Butler, R. P., Vogt, S. S., et al. 2022, The Astrophysical Journal Supplement Series, 262, 21, doi: 10.3847/1538-4365/ac7e57
- Fontanive, C., & Bardalez Gagliuffi, D. 2021, Frontiers in Astronomy and Space Sciences, 8, 16, doi: 10.3389/fspas.2021.625250
- Fontanive, C., Rice, K., Bonavita, M., et al. 2019, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 485, 4967, doi: 10.1093/mnras/stz671

- Foreman-Mackey, D., Hogg, D. W., Lang, D., & Goodman, J. 2013, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 125, 306, doi: 10.1086/670067
- Forgan, D., & Rice, K. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 430, 2082, doi: 10.1093/mnras/stt032
- Fulton, B. J., Petigura, E. A., Blunt, S., & Sinukoff, E. 2018, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 130, 044504, doi: 10.1088/1538-3873/aaaaa8
- Gaia collaboration, G., Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. 2021, *Astronomy and Astrophysics*, 649, A1, doi: 10.1051/0004-6361/202039657
- Gan, T., Soubkiou, A., Wang, S. X., et al. 2022, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 514, 4120, doi: 10.1093/mnras/stac1448
- Goldreich, P., & Ward, W. R. 1973, *The Astrophysical Journal*, 183, 1051, doi: 10.1086/152291
- Gorini, P., Astudillo-Defru, N., Dreizler, S., et al. 2022, *Astronomy & Astrophysics*, 664, A64, doi: 10.1051/0004-6361/202243063
- Hatzes, A. P., Cochran, W. D., Endl, M., et al. 2003, *The Astrophysical Journal*, 599, 1383, doi: 10.1086/379281
- Haywood, R. D., Collier Cameron, A., Queloz, D., et al. 2014, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 443, 2517, doi: 10.1093/mnras/stu1320
- Jeffers, S. V., Barnes, J. R., Schöfer, P., et al. 2022, *Astronomy & Astrophysics*, 663, A27, doi: 10.1051/0004-6361/202141880
- Jenkins, J. S., Ramsey, L. W., Jones, H. R. A., et al. 2009, *The Astrophysical Journal*, 704, 975, doi: 10.1088/0004-637X/704/2/975
- Kass, R. E., & Raftery, A. E. 1995, *Journal of the American Statistical Association*, 90, 773, doi: 10.1080/01621459.1995.10476572
- Kiefer, F., Hébrard, G., Martioli, E., et al. 2023, *Astronomy and Astrophysics*, 670, A136, doi: 10.1051/0004-6361/202245129
- Kopparapu, R. K., Ramirez, R. M., SchottelKotte, J., et al. 2014, *The Astrophysical Journal*, 787, L29, doi: 10.1088/2041-8205/787/2/L29
- Kraus, A. L., & Ireland, M. J. 2012, *The Astrophysical Journal*, 745, 5, doi: 10.1088/0004-637X/745/1/5

- Kraus, A. L., Ireland, M. J., Huber, D., Mann, A. W., & Dupuy, T. J. 2016, *The Astronomical Journal*, 152, 8, doi: 10.3847/0004-6256/152/1/8
- Martioli, E., Hébrard, G., Fouqué, P., et al. 2022, *Astronomy & Astrophysics*, 660, A86, doi: 10.1051/0004-6361/202142540
- Mayor, M., & Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 355, doi: 10.1038/378355a0
- Mignon, L. 2021, phdthesis, Université Grenoble Alpes [2020-....]. <https://theses.hal.science/tel-03643132>
- Nakajima, T., Oppenheimer, B. R., Kulkarni, S. R., et al. 1995, *Nature*, 378, 463, doi: 10.1038/378463a0
- Oppenheimer, B. R., Kulkarni, S. R., Matthews, K., & Nakajima, T. 1995, *Science*, 270, 1478, doi: 10.1126/science.270.5241.1478
- Ortiz-Rodríguez, C. A., Schleicher, D. R. G., Käpylä, P. J., & Navarrete, F. H. 2022, Simulations of fully convective M dwarfs: dynamo action with varying magnetic Prandtl numbers, arXiv, doi: 10.48550/arXiv.2206.14123
- Pepe, F., Mayor, M., Rupprecht, G., et al. 2002, *The Messenger*, 110, 9. <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2002Msngr.110....9P>
- Perez, F., & Granger, B. E. 2007, *Computing in Science & Engineering*, 9, 21, doi: 10.1109/MCSE.2007.53
- Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., et al. 1996, *Icarus*, 124, 62, doi: 10.1006/icar.1996.0190
- Pu, B., & Wu, Y. 2015, *The Astrophysical Journal*, 807, 44, doi: 10.1088/0004-637X/807/1/44
- Queloz, D., Eggenberger, A., Mayor, M., et al. 2000, *Astronomy and Astrophysics*, 359, L13, doi: 10.48550/arXiv.astro-ph/0006213
- Radica, M., Artigau, E., Lafrenière, D., et al. 2022, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 517, 5050, doi: 10.1093/mnras/stac3024
- Raghavan, D., McAlister, H. A., Henry, T. J., et al. 2010, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 190, 1, doi: 10.1088/0067-0049/190/1/1
- Rajpaul, V., Aigrain, S., & Roberts, S. 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 456, L6, doi: 10.1093/mnrasl/slv164

- Reylé, C., Jardine, K., Fouqué, P., et al. 2021, *Astronomy & Astrophysics*, 650, A201, doi: 10.1051/0004-6361/202140985
- Ribas, I., Tuomi, M., Reiners, A., et al. 2018, *Nature*, 563, 365, doi: 10.1038/s41586-018-0677-y
- Robertson, P., Mahadevan, S., Endl, M., & Roy, A. 2014, *Science*, 345, 440, doi: 10.1126/science.1253253
- Safronov, V. S. 1969, *Evoliutsiia doplanetnogo oblaka*. <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1969edo...book.....S>
- Scargle, J. D. 1982, *The Astrophysical Journal*, 263, 835, doi: 10.1086/160554
- Schwarz, G. 1978, *The Annals of Statistics*, 6, 461, doi: 10.1214/aos/1176344136
- Sokal, A. 1997, in *Functional Integration: Basics and Applications*, ed. C. DeWitt-Morette, P. Cartier, & A. Folacci, NATO ASI Series (Boston, MA: Springer US), 131–192, doi: 10.1007/978-1-4899-0319-8_6
- Stamatellos, D., & Whitworth, A. P. 2009, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 392, 413, doi: 10.1111/j.1365-2966.2008.14069.x
- Stassun, K. G., Oelkers, R. J., Paegert, M., et al. 2019, *The Astronomical Journal*, 158, 138, doi: 10.3847/1538-3881/ab3467
- Tuomi, M., Jones, H. R. A., Barnes, J. R., Anglada-Escudé, G., & Jenkins, J. S. 2014, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 441, 1545, doi: 10.1093/mnras/stu358
- Vorobyov, E. I., & Basu, S. 2010, *The Astrophysical Journal*, 719, 1896, doi: 10.1088/0004-637X/719/2/1896

Conclusion

Le rythme effréné de détection de nouvelles exoplanètes permet une compréhension jusqu'ici inégalée des mondes qui nous entourent. Ces échantillons grandissants permettent la validation ou l'invalidation de théories de formations parfois formulées bien avant l'avènement des télescopes spatiaux. Or, comme démontré dans ce projet, il est important de perpétuellement questionner les fondations sur lesquelles repose notre travail.

Gliese 229 était un système étonnant. La présence de deux planètes orbitant entre une naine M et une naine brune laissait présager la possibilité de la cohabitation de différents mécanismes de formation. Cependant, comme démontré plus haut, la source la plus probable des signaux correspondant aux planètes GL229 A b et Gl229 A c n'est pas képlérienne. Les variations périodiques de vitesses radiales induites par l'activité stellaire peuvent aisément être confondues avec la présence de compagnon. La modélisation d'indicateurs d'activité est alors essentielle pour l'étude des vitesses radiales. Particulièrement dans le contexte exoplanétaire puisque, comme mentionnées précédemment, les naines M sont considérablement enclines à une intense activité magnétique. En plus d'être les étoiles les plus communes du voisinage solaire, elles sont aussi des cibles privilégiées pour la recherche de mondes habitables. La faible luminosité de ces corps stellaires impose une zone habitable beaucoup plus rapprochée que pour les autres types spectraux. Cette courte distance entre l'exoplanète et l'hôte augmente l'amplitude du signal RV (Kasting et al., 2014). Ceci implique que plusieurs planètes dont le transit ne peut être observé, détectées à l'aide de la méthode des VR, pourraient se trouver dans la même situation que les planètes du système GL229. Ces exoplanètes fantômes pourraient alors entraîner des biais dans les échantillons utilisés pour calculer les taux d'occurrence ou sélectionner les futures cibles à observer. Les naines brunes étant des compagnons stellaires formant déjà un groupe restreint, les systèmes comprenant

aussi des exoplanètes sont alors bien plus sujets à d'importants biais étant donné la petite taille de l'échantillon disponible.

Afin d'augmenter l'impact des résultats de cette étude, il serait nécessaire d'effectuer l'analyse présentée sur plusieurs autres systèmes, favorisant ceux ayant des planètes orbitant des étoiles M à des périodes près de celle de la rotation de leur étoile. L'utilisation de la méthode LBL pour la réduction des vitesses radiales fournit aussi un indicateur d'activité fiable et simultané aux observations qui permet de distinguer efficacement les signaux d'origine stellaire de ceux d'origine képlérienne.

Références bibliographiques

Kasting, J. F., Kopparapu, R., Ramirez, R. M., & Harman, C. E. 2014, Proceedings of the National Academy of Sciences, 111, 12641, doi: [10.1073/pnas.1309107110](https://doi.org/10.1073/pnas.1309107110)