



Observatoire de Genève
51 chemin des Maillettes
1290 SAUVERNY
Suisse



LAGNY Anne-Emmanuelle

Année 2006-2007

**Ecole Nationale Supérieure de Physique de Strasbourg
Université Louis Pasteur**

Stage de fin d'étude du cycle ingénieur

**ETUDE D'UN ETALON DE FABRY-PÉROT
POUR LA MESURE DES VITESSES RADIALES STELLAIRES
DE TRÈS HAUTE PRÉCISION**



Maîtres de stage : Michel MAYOR

Francesco PEPE

Tuteur école : David HALLEY

11 août 2007



« L'Univers est infini, peuplé d'une multiplicité de mondes analogues au nôtre. »

*Giordano Bruno
(1548 - 1600)*

Remerciements

Je tiens à remercier tout particulièrement MM. Michel Mayor et Francesco Pepe de m'avoir encadrée tout au long de ce stage et m'avoir fait profiter d'une part de leur savoir.

Je remercie M. Christophe Lovis pour ses réponses à mes questions concernant le Fabry-Pérot et la base de données HARPS, ainsi que M. Stéphane Udry pour les renseignements qu'il m'a fournis sur la méthode de traque des exoplanètes avec HARPS.

Un grand merci également à M. Gilbert Burki qui a pris de son temps pour m'expliquer le fonctionnement du télescope de 70 cm de l'observatoire, me permettant ainsi d'en disposer à volonté les (rares) week-end de beau temps.

Je souhaite par ailleurs remercier toute l'équipe des exoplanètes pour la gentillesse de son accueil, ainsi que tout le personnel de l'observatoire, et tout particulièrement le gardien, M. Heriberto Amores, qui s'est occupé régulièrement de la chambre prêtée à titre gracieux par l'observatoire tout au long de ce stage.

Merci également à Chloé, qui a corrigé mes fautes en anglais.

Enfin, un grand merci à Pavel pour sa relecture attentive de ce rapport.

Résumé

La recherche des exoplanètes, à l'Observatoire de Genève, poursuit depuis 12 ans le même but : découvrir des planètes de plus en plus légères, et orbitant autour de leur étoile dans des conditions similaires à la Terre. Cette recherche nécessite donc l'utilisation d'instruments de haute précision ainsi que leur constante amélioration.

Le spectrographe HARPS (High Accuracy Radial velocity Planetary Search) situé à La Silla, au Chili, a permis dernièrement la découverte d'une planète de 5 masses terrestres. La précision atteinte est d'environ $1m/s$ avec cet instrument. Mais celle-ci peut être augmentée d'un facteur 10 au moins si la calibration du spectrographe est quasi-parfaite, et que sa dérive en cours de nuit est exactement connue.

La solution envisagée pour résoudre ce problème est de remplacer la source de calibration actuelle, une lampe à cathode creuse au thorium, par un interféromètre de Fabry-Pérot illuminé par une lumière blanche. Il a donc fallu estimer la différence entre les performances théoriques de l'instrument et celles obtenues par simulation, afin de vérifier que ce système était viable.

Nous avons ensuite simulé le spectre d'un corps noir à travers le Fabry-Pérot au format employé par HARPS, afin d'estimer la précision atteinte dans la correspondance entre pixel et longueur d'onde.

L'activité chromosphérique apporte des variations de la vitesse radiale et peut donc perturber la détection des planètes de très faible masse. Cette variabilité intrinsèque (ou Jitter) entraîne même parfois la détection de mouvements périodiques de quelques jours assimilés à la présence d'une ou plusieurs planètes orbitant autour de cette étoile.

A partir d'un catalogue d'étoiles étudiées de HARPS, nous avons pu établir, par tirage gaussien, que le sigma du Jitter diminue avec l'activité stellaire, pour atteindre environ $1m/s$ pour les étoiles les moins actives. Ce résultat est véritablement fondamental pour affirmer la viabilité de projets destinés à la détection d'exoplanètes de masse équivalente à celle de la Terre. Il faut cependant noter que dans ces observations se situent sans aucun doute de nombreuses petites planètes que l'on est encore incapable de détecter. On pourrait ainsi espérer que le Jitter des étoiles soit en réalité de $0,5m/s$ seulement.

Ce résultat est donc véritablement encourageant pour l'équipe des exoplanètes de l'Observatoire de Genève.

Les deux parties sont étroitement corrélées par l'enjeu que représente la détection des planètes de très faible masse. Pour atteindre ce but, il s'agit en effet d'améliorer les performances des instruments mais aussi de déterminer combien de points de mesure il faudra au minimum pour établir l'orbite de planètes d'une masse équivalente à celle de la Terre. Le temps de télescope attribué à chaque projet étant précieux, il s'agit, avec cette recherche de l'extrême précision, de minimiser le temps consacré à chaque étoile que l'on désire observer.

Abstract

For 12 years, the search of exoplanets at the Geneva Observatory has had the same goal : discovering planets always lighter, and which are orbiting their star with conditions similar as on Earth. So this search needs some high precision instruments and their constant improvement.

The Swiss spectrograph HARPS (High Accuracy Radial velocity Planetary Search), located in La Silla, Chile, enabled recently to discover a planet which is 5 times the mass of the Earth. The precision is around $1m/s$ with this instrument. But it could be increased by a 10 factor if the calibration of the spectrograph was perfect, and if the drift during the night is perfectly known.

The solution envisaged to solve the problem is to replace the actual calibration source, a thorium lamp, by a Fabry-Pérot interferometer. We had to estimate the difference between the theoretical performances of the instrument and the simulated values, and confirm the viability of this system.

We have then produced the Fabry-Pérot spectrum of a black body on the HARPS format, to estimate the performance reached in the link between pixel and wavelength.

The chromospheric activity makes variations of the radial velocity and can disturb the detection of the very low-mass planets. This intrinsic variability (or Jitter) leads sometimes to the detection of few days periodical movements, linked with a wrong presence of one or more planets orbiting this star.

With a catalogue of stars used with HARPS we established, by a gaussian draft, that the sigma of the Jitter decreases with the stellar activity, to reach $1m/s$ for the less activ stars. This result is really fundamental to claim the viability of new projects, which are destined for the detection of Earth's mass like exoplanets. However, we have to notice that in these observations, there undoubtedly are many little planets which cannot be detected today. We could so hope that the Jitter of the stars is in reality only $0,5m/s$.

This result is so really encouraging for the exoplanets' team at Geneva Observatory.

These two parts are closely correlated by the stake of the detection of very low-mass exoplanets. To reach this aim, we have to improve the performances of the instruments but to determine too how many points we need at the very least to establish the orbit of Earth's mass like planets. The telescope time, allocated for each project, is very precious, and this search of extreme precision permit to minimize the time devoted to each star we want to observe.

Table des matières

Introduction	9
1 L’Observatoire de Genève	10
1.1 Présentation de l’Observatoire de Genève	10
1.2 L’équipe de recherche des exoplanètes	11
1.3 Budget de l’Observatoire de Genève et du groupe de recherche des exoplanètes	12
2 Les instruments d’observation	13
2.1 La spectroscopie : HARPS	13
2.2 Autres instruments d’observation	17
3 Cahier des charges	18
3.1 Etude d’un étalon de Fabry-Pérot pour la mesure des vitesses radiales stellaires de très haute précision	18
3.2 Limite de la précision par le jitter des étoiles	18
4 Etude d’un étalon de Fabry-Pérot pour la mesure des vitesses radiales stellaires de très haute précision	19
4.1 Définition d’un étalon de Fabry-Pérot	19
4.2 Intérêt d’un Fabry-Pérot pour la calibration de HARPS	21
4.3 Etude des performances du Fabry-Pérot	23
4.3.1 Conception du Fabry-Pérot	23
4.3.2 Performances du Fabry-Pérot	23
4.3.3 Interprétation des résultats : description des graphiques (figure 4.6)	24
4.4 Application aux spectres HARPS	25
4.4.1 Le format du spectre échelle	25
4.4.2 Réalisation du spectre échelle	26
4.4.3 Analyse des résultats	27
5 Limite de la précision par le jitter des étoiles	31
5.1 Variabilité intrinsèque des étoiles	31
5.1.1 Activité chromosphérique	31
5.1.2 Bruit acoustique	32
5.2 Etude sur les étoiles du catalogue 1a de HARPS	33
5.2.1 Le catalogue 1a de HARPS	33
5.2.2 Répartition de la variabilité intrinsèque des étoiles	34
5.3 Répartition du ΔV_{rad} des étoiles selon leur $\log(R'_{HK})$	34
5.3.1 Répartition du ΔV_{rad} des observations réalisées	34
5.3.2 Simulation de la répartition par tirage gaussien	34
5.3.3 Répartition du σ pour les trois et quatre premières mesures	38
Conclusion	42

Bibliographie	43
Annexe	44
A Liste des documents produits	45
A.1 Etude d'un étalon de Fabry-Pérot pour la mesure des vitesses radiales stellaires de très haute précision	45
A.1.1 Programmes Matlab pour le spectre en une dimension	45
A.1.2 Figures produites	45
A.1.3 Programmes Matlab pour le spectre échelle	46
A.1.4 Figures produites	46
A.2 Limite de la précision par le jitter des étoiles	46
A.2.1 Scripts de génération automatique des fichiers nécessaires	46
A.2.2 Programmes Matlab	47
A.2.3 Figures produites	47

Table des figures

1.1	A gauche, l'ancien bâtiment de l'Observatoire de Genève, situé en centre ville. A droite, Le bâtiment actuel, situé sur la commune de Sauverny. (Biblio 1.1)	10
1.2	Répartition des exoplanètes en fonction de leur date de découverte et de leur masse.	11
2.1	La coupole du télescope suisse de 3,6m à La Silla	13
2.2	Le spectrographe HARPS	14
2.3	Le schéma optique de HARPS (Biblio 2.4)	15
2.4	Spectres échelle réalisés par le spectrographe ELODIE (Biblio 2.4)	15
2.5	Variation de la vitesse radiale d'une étoile orbitant autour de son barycentre.	16
2.6	Vitesse radiale de l'étoile 51Peg, autour de laquelle orbite la première exoplanète découverte.	16
4.1	Schéma d'un étalon de Fabry-Pérot à injection à fibre	19
4.2	Distribution angulaire des interférences induites par un Fabry-Pérot entre ses deux plans réfléchissants.	20
4.3	Intensité transmise en fonction de la longueur d'onde (zoom).	20
4.4	Tungstène multiplié avec la transmission d'un Fabry-Pérot, dans le domaine du visible.	22
4.5	Détails de la figure précédente (figure 4.4).	22
4.6	Résultats des performances du Fabry-Pérot	26
4.7	Organisation de l'information sur la CCD.	27
4.8	Schéma de l'organisation du programme Matlab réalisé.	27
4.9	De gauche à droite : ordre 1, ordre 10 et ordre 30 du spectre obtenu.	28
4.10	Spectre d'un corps noir à 3000K après passage dans le Fabry-Pérot et convolution par le profil instrumental, pour différentes distances entre les deux miroirs partiellement réfléchissants du Fabry-Pérot.	29
4.11	Concept pour le système de calibration par un Fabry-Pérot.	30
5.1	Taches solaires	32
5.2	Mouvement de taches à la surface d'une étoile en rotation	32
5.3	Courbes simulée et mesurée du bruit acoustique présent en fonction du temps de pose.	33
5.4	Répartition de la variabilité intrinsèque des étoiles du catalogue 1a	34
5.5	Répartition du ΔV_{rad} des étoiles pour tout $\log(R'_{HK})$	35
5.6	Comparaison entre Jitter des étoiles et RMS d'étoiles à exoplanètes.	37
5.7	Répartition du ΔV_{rad} pour différentes tranches de $\log(R'_{HK})$	39
5.8	Répartition des exoplanètes autour des étoiles considérées, pour différents $\log(R'_{HK})$	40
5.9	Répartition du ΔV_{rad} ou du $\sigma_{Jitter+bruit}$ pour différentes activités stellaires.	41

Introduction

Depuis la découverte de la première exoplanète par Michel Mayor et Didier Queloz en 1995, les méthodes de détection dans ce domaine n'ont cessé de s'améliorer. Les exoplanètes publiées ont une masse de plus en plus faible et orbitent bien plus loin de leur étoile que les premières recensées. Dans ce domaine, la spectrographie semble à la pointe de la discipline, avec des détections d'une précision de l'ordre du mètre par seconde. C'est d'ailleurs au spectrographe HARPS et à l'Observatoire de Genève que revient l'honneur de la découverte de Gliese581c, la planète de plus faible masse annoncée à ce jour (5 masses terrestres).

Cependant, les spectrographes les plus performants ont eux aussi une limite, et il faut songer dès aujourd'hui à leur amélioration ainsi qu'à leurs successeurs. C'est dans le cadre de l'amélioration de HARPS que se situe cette étude. Une meilleure calibration de l'instrument et une connaissance exacte de la déviation en longueur d'onde au cours d'une nuit d'observation serait extrêmement bénéfique et pourrait décupler la précision en vitesse radiale de HARPS, passant la valeur limite de détection à une dizaine de centimètres par seconde. Etant très impliquée dans le programme HARPS et cherchant à rester à la pointe des découvertes, l'équipe de recherche sur les exoplanètes de l'Observatoire de Genève a pour projet d'apporter à la calibration du spectrographe une amélioration substantielle pour les futures découvertes de planètes d'une masse de l'ordre de celle de la Terre.

La précision des spectrographes demeure encore actuellement le facteur limitant quant à la détection de planètes de très faible masse. Mais la progression attendue des futurs instruments ainsi que celle programmée pour HARPS apportera de nouvelles difficultés dans la traque des exoplanètes : la variabilité intrinsèque des étoiles engendre un bruit pseudo-périodique facilement confondable avec la présence d'une planète. Il est donc important de chercher la valeur maximale en vitesse radiale de ce bruit stellaire, en fonction de l'activité de l'étoile, pour déterminer la méthode de détection la plus appropriée ainsi que la masse minimale des planètes que l'on peut espérer découvrir.

Cette étude porte donc tout d'abord sur la compréhension du fonctionnement du spectrographe HARPS et de sa méthode de calibration actuelle. La solution envisagée pour l'amélioration de ses performances étant un Fabry-Pérot, nous verrons en quoi consiste cet instrument optique, et en quoi il est intéressant de l'utiliser dans le cadre de la calibration d'un spectrographe destiné à la mesure des vitesses radiales stellaires de haute précision. Nous nous pencherons enfin sur le bruit engendré par la variabilité intrinsèque des étoiles, qui peut être à l'origine de fausses détections de compagnons de quelques masses terrestres. Ce facteur pourrait en effet s'avérer limitant quant à la détection des exoplanètes de très petite masse.

Chapitre 1

L'Observatoire de Genève

1.1 Présentation de l'Observatoire de Genève

L'Observatoire de Genève, créé en 1772 par Jacques André Mallet, est le Département d'Astronomie de l'Université de Genève. Il est installé depuis 1966 sur le site de Sauverny, où travaillent environ 120 personnes, dont 75 astronomes. Sur le même site se trouve également le Laboratoire d'Astrophysique de l'Ecole Polytechnique Fédérale de Lausanne comprenant environ 10 personnes. (Biblio 1.2)



FIG. 1.1 – A gauche, l'ancien bâtiment de l'Observatoire de Genève, situé en centre ville. A droite, Le bâtiment actuel, situé sur la commune de Sauverny. (Biblio 1.1)

Les coupoles installées à Sauverny permettent des travaux techniques, tels que le montage et la mise au point des instruments qui seront ensuite installés dans les stations lointaines, en particulier sur le site de l'ESO de La Silla au Chili. Ces télescopes sont également utilisés pour la formation des étudiants et pour des séances d'observation publiques.

Les domaines de recherche de l'Observatoire de Genève portent sur plusieurs sujets importants de l'astrophysique contemporaine : planètes extrasolaires, évolution stellaire et nucléosynthèse, physique et sismologie stellaires, dynamique et évolution galactiques, quasars et sources à haute énergie (Gamma-Ray Bursts par exemple), univers profond et lentilles gravitationnelles.

C'est d'ailleurs à l'Observatoire de Genève que fut découverte en 1995 par Michel Mayor et Didier Queloz la première exoplanète.

1.2 L'équipe de recherche des exoplanètes

L'équipe de recherche des exoplanètes de l'Observatoire de Genève, avec à sa tête Michel Mayor, est le groupe le plus important en nombre de personnes. Fort d'une vingtaine de membres, dont de nombreux doctorants ainsi que des techniciens permanents sur le site de La Silla, il est depuis 12 ans à l'origine de la découverte de plus de la moitié des exoplanètes connues, dont la plus légère jamais observée. Quel que soit le poste occupé (astronome, post-doctorant ou doctorant), chaque membre de l'équipe contribue par les observations qu'il effectue au cours de ses missions à l'avancée des recherches effectuées en commun, autour d'un catalogue d'étoiles candidates à la possession d'exoplanètes.

Les nombreuses collaborations (avec la France, le Portugal et la Belgique notamment) contribuent à son dynamisme. De plus, ceci permet une meilleure gestion des temps de télescope attribués à chaque équipe, et donc une plus grande efficacité des observations.

La recherche des exoplanètes, à Genève, se concentre majoritairement sur des étoiles de type solaire, proches de nous, afin de détecter des planètes de faible masse. La méthode employée est la détermination de la vitesse radiale par spectroscopie, bien que des recherches complémentaires soient effectuées dans la recherche d'éventuels transits de ces exoplanètes devant leur étoile, et ceci afin d'améliorer la précision sur les mesures déjà obtenues.

La performance des derniers instruments ne permet pas la découverte de planètes de très petite masse. Pour atteindre la zone entourée de rouge (voir figure 1.2), il faut améliorer leur précision. L'étude effectuée durant ce stage entre pleinement dans cette thématique.

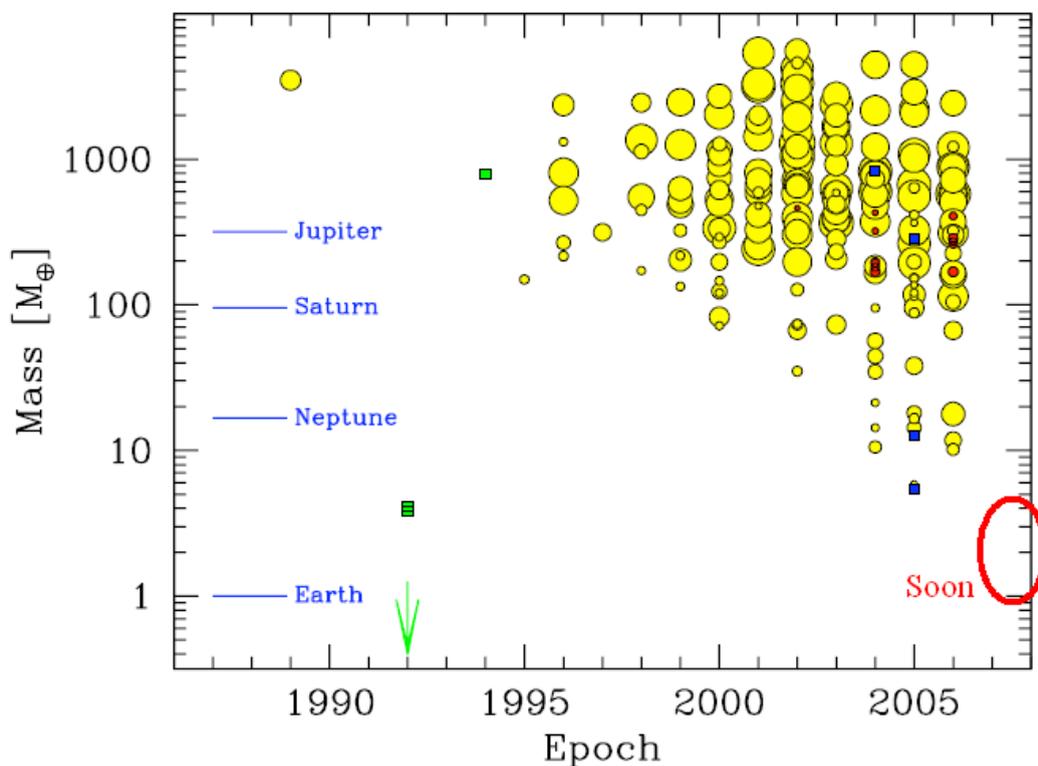


FIG. 1.2 – Répartition des exoplanètes en fonction de leur date de découverte et de leur masse.

En comparaison, on dispose des masses de 4 planètes du Système Solaire. On observe une tendance à la découverte de planètes de plus en plus petites. Ce diagramme ne recense pas les planètes découvertes en 2007.

Les ronds jaunes représentent les planètes découvertes par spectroscopie, leur diamètre étant exprimé en fonction de la période, les ronds rouges par transits, les carrés bleus par lentille gravitationnelle. Les carrés verts sont les planètes autour de pulsars, et n'entrent pas dans la même catégorie.

1.3 Budget de l'Observatoire de Genève et du groupe de recherche des exoplanètes

Le budget alloué à l'Observatoire, salaires et infrastructures compris, s'élève à environ 10 millions d'euros par an.

Les principales sources de financement sont l'Etat helvétique, par le biais de l'Université de Genève, et le Fond National pour la Recherche Suisse. Des fonds alloués pour des projets spécifiques en collaboration avec d'autres observatoires apportent la majeure partie de la somme restante, comme nous allons le voir dans le cas du groupe de recherche des exoplanètes.

Il est difficile d'établir le budget de l'équipe de recherche des exoplanètes car les sources de financement sont multiples et parfois non explicites.

- Les locaux et frais d'infrastructures sont fournis par l'Université et/ou l'Etat de Genève.
- Missions sur temps ESO (et donc financées par l'Organisation Spatiale Européenne).

Sources de paiement des personnes travaillant dans le groupe de recherche des exoplanètes :

- L'Université (5 personnes)
- Le Fond National de la Recherche Suisse (missions, voyages, salaires de 3 personnes techniques, 2 doctorants)
- Fonds spécifiques pour le développement de l'instrumentation ESO ou liée à l'ESA (fonds FINES, PRODEX), par exemple pour le développement et le suivi liés à COROT, construction des DLL de PRIMA, etc. (2 postdoctorants et 1 informaticien)
- Contrats avec JPL/NASA (1 physicien)
- Fonds privés (1 doctorant)
- Boursiers étrangers (2 doctorants)

En résumé :

- environ 17 personnes : environ 1,5 millions d'euros par an.
- missions, matériel, contribution spéciale pour l'implantation du télescope EULER à La Silla, frais de fonctionnement de cette station d'observation, achats de composants, etc. : 0,5 millions d'euros par an.

Chapitre 2

Les instruments d'observation

2.1 La spectroscopie : HARPS

Concept de l'instrument

HARPS (High Accuracy Radial velocity Planetary Search) est un spectrographe échelle franco-suisse de haute précision destiné à la recherche des exoplanètes par la méthode des vitesses radiales. Il est placé à la sortie d'un télescope suisse de 3,6 m de diamètre et situé à La Silla, au Chili, sur le site d'observation appartenant à l'ESO. (Biblio 2.2)



FIG. 2.1 – La coupole du télescope suisse de 3,6m à La Silla

Spécifications techniques du télescope de 3,6m (Biblio 2.3)	
Monture	Equatoriale, en fer à cheval
Diamètre du miroir M1	3.566 m
Diamètre du trou Cassegrain	0.698 m
Surface dégagée du M1	8.8564 m ²
Diamètre du miroir M2	1.200 m
Rapport de focale	f/8.09
Echelle dans le plan focal	7.12 arcsec/mm

Mis en service en 2003, il a déjà permis la découverte de nombreuses exoplanètes par l'équipe de l'Observatoire de Genève.

Sa précision est de l'ordre de 1 m/s actuellement. Cette valeur est atteinte grâce à la méthode de référence simultanée en Thorium-Argon. On peut ainsi vérifier en continu la déviation du spectrographe au cours de la nuit, et corriger la valeur en longueur d'onde des raies mesurées sur le spectre de l'étoile étudiée.

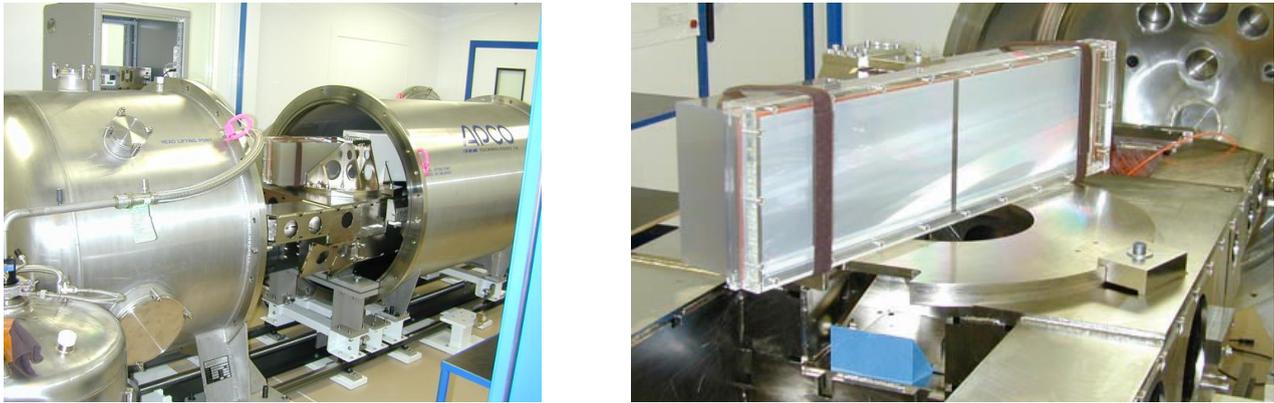


FIG. 2.2 – Le spectrographe HARPS

A gauche, le spectrographe HARPS ouvert, peu avant sa mise en service. A droite, le réseau échelle du spectrographe.

Spécifications techniques de HARPS (Biblio 2.3)	
Système	2 fibres (1" dia.), intervalle spectral 378-691 nm, faisceau collimaté 208 mm
Réseau échelle	R4, 31.6 gr/mm, angle de blaze 75°, efficacité > 65% dans le visible, mosaïque 2x1 en Zerodur monolithique 840x214x125 mm
Réseau par transmission	Réseau en FK5, 257.17 gr/mm blazé à 480 nm, 240x230x50 mm, T = 73% (av)
Miroir collimateur	Zerodur avec revêtement protecteur en argent, f = 1560 mm, diamètre utilisé 730 mm, à triple passage
Caméra	toutes dioptries, 6 éléments dans 6 groupes, f = 728 mm, f/3.3, T > 85%
Format spectral	"upper" CCD (Jasmin) : 89-114, 533-691 nm "lower" CCD (Linda) : 116-161, 378-530 nm
Résolution spectrale	RS = 120 000 (mesurée)
Largeur par élément spectral	4.1 px par FWHM
Séparation des spectres par les fibres A et B	17.3 px
Ordre de séparation	Jasmin : ordre 89 : 1,510 mm = 100,7 px, ordre 114 : 0,940 mm = 62,7 px Linda : ordre 116 : 0,910 mm = 60,7 px, ordre 161 : 0,513 mm = 34,2 px

Spectre échelle

Pour obtenir une très haute résolution spectrale, essentielle pour des mesures précises de vitesse radiale, il faut augmenter le pouvoir dispersif du spectrographe.

Le concept **échelle** fait appel à un réseau par diffraction travaillant à un angle d'incidence élevé (75°) et optimisé pour être efficace à des ordres élevés. Cet angle se nomme "angle de blaze".

Les ordres spectraux consécutifs sont alors superposés et il faut les séparer à l'aide d'un second élément dispersif, généralement un prisme ou un réseau par transmission (voir figure 2.3).

La combinaison de prismes et de réseaux par transmission permet de séparer les ordres et de les loger tous sur le récepteur CCD. Dans le cas du spectrographe HARPS, 73 ordres sont présents sur une même image CCD (voir figure 2.4).

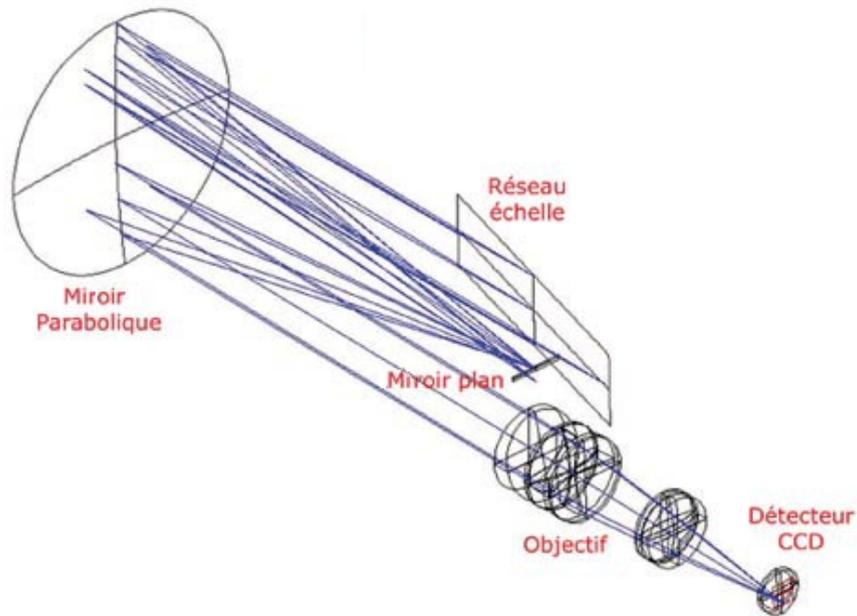


FIG. 2.3 – Le schéma optique de HARPS (Biblio 2.4)

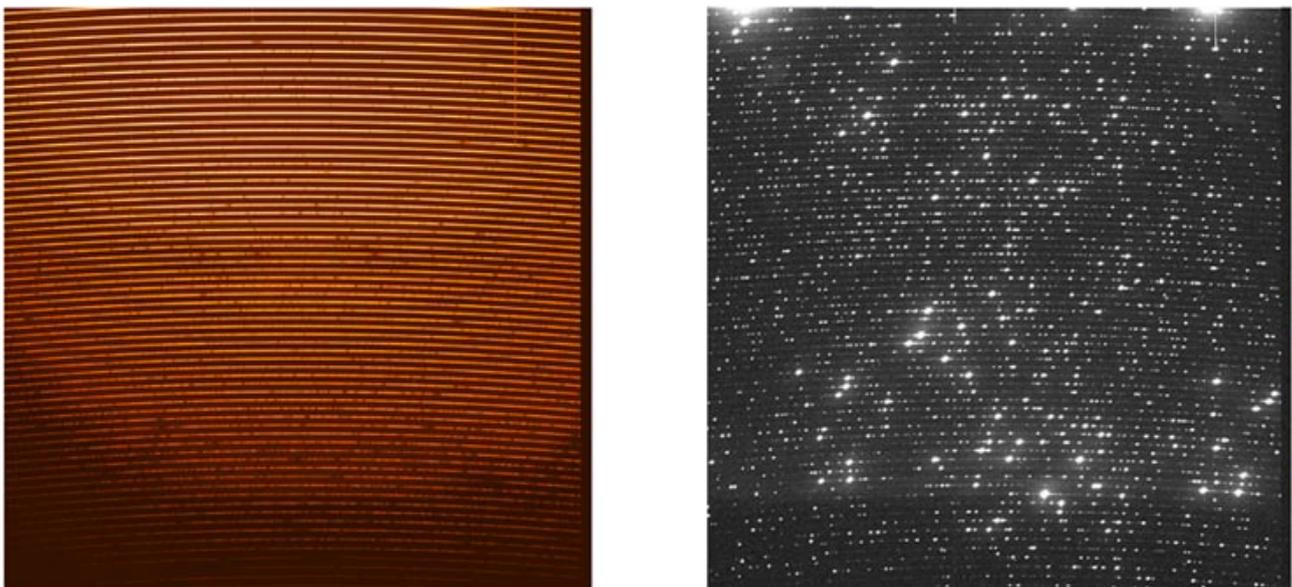


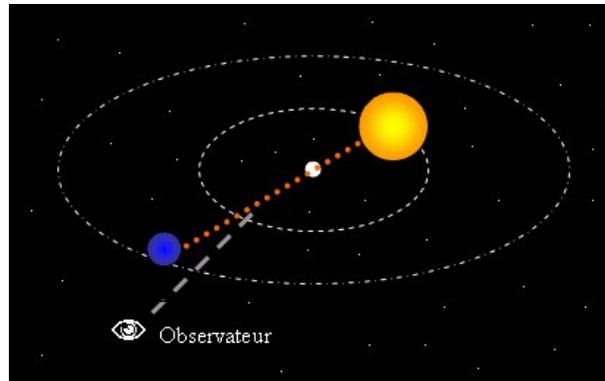
FIG. 2.4 – Spectres échelle réalisés par le spectrographe ELODIE (Biblio 2.4)

A gauche, l'image du spectre ELODIE de l'étoile Arcturus. On distingue les 67 ordres de ce spectre. L'image est en fausses couleurs. Le côté rouge du spectre (6815 Å) est en haut et le côté bleu (3895 Å) en bas.

A droite, l'image CCD du spectre du Thorium. Plus de 3000 raies sont visibles. Ce type de pose de calibration est indispensable pour atteindre une très bonne précision dans les vitesses radiales.

Détermination de la vitesse radiale

Une fois le spectre échelle réalisé, on peut déterminer la vitesse radiale de l'étoile par effet Doppler. En effet, si l'étoile possède un corps en orbite autour d'elle, le centre de masse de ce système n'est pas situé strictement au centre de l'étoile, et l'on observe une petite variation de la vitesse de l'étoile se chiffrant en mètres par seconde. Cette variation peut être bien plus complexe qu'une simple sinusoïde dans le cas de plusieurs planètes orbitant autour de la même étoile.



Source : <http://system.solaire.free.fr/exoplanete.htm>

FIG. 2.5 – Variation de la vitesse radiale d'une étoile orbitant autour de son barycentre.

Le schéma ci-dessus est très exagéré. En effet, la masse d'une planète représente une petite fraction de celle de son étoile. En réalité, le barycentre du système étoile-planète est situé à l'intérieur de l'étoile. Il est ainsi impossible de suivre le déplacement de l'étoile par astrométrie, et sans l'aide d'un spectrographe.

L'effet Doppler engendre un décalage des raies, mesurable avec précision sur la CCD si l'on connaît la correspondance entre longueur d'onde et pixel. On peut alors déterminer la vitesse radiale de l'étoile à partir d'une formule simple :

$$V_{rad} = c \cdot \frac{\Delta\lambda}{\lambda} \quad (2.1)$$

où : c est la vitesse de la lumière dans le vide,

$\Delta\lambda$ le décalage entre la position de la raie reçue et celle de référence.

Une fois la vitesse radiale obtenue, on peut placer le point sur un graphique, et peu à peu construire l'orbite. Une fois que l'on connaît précisément la durée de révolution de l'exoplanète autour de son étoile, on peut placer les points sur une seule période, et affiner le modèle.

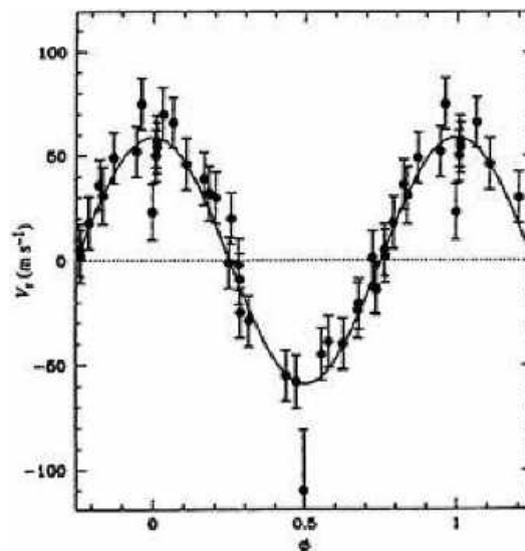


FIG. 2.6 – Vitesse radiale de l'étoile 51Peg, autour de laquelle orbite la première exoplanète découverte.

2.2 Autres instruments d'observation

(Biblio 2.3)

CORALIE

Mis en service en 1998, CORALIE est un spectrographe associé au télescope de 1,20m de l'ESO, à La Silla au Chili.

Ce spectrographe est une copie de ELODIE, l'ancien spectrographe du 1,93m de l'Observatoire de Haute-Provence, aujourd'hui remplacé par SOPHIE.

- Résolution spectrale : 50 000
- Taille du CCD : 30,7x30,7 mm
- Nombre de pixels : 4 millions
- Précision en vitesse radiale : 2 m/s

SOPHIE

SOPHIE est le plus récent des spectrographes utilisés par l'équipe de Genève pour la détection des exoplanètes. Mis en service en 2006 au 1,93m de l'Observatoire de Haute-Provence, il a remplacé ELODIE.

- Résolution spectrale : 70 000
- Taille du CCD : 61,4x30,7 mm
- Nombre de pixels : 8 millions
- Précision en vitesse radiale : 3-4 m/s

Le télescope amateur de l'Observatoire de Saint-Luc (Suisse)

Un télescope amateur de 60 cm de diamètre est suffisant pour observer des transits planétaires. Les temps de télescope étant programmés longtemps à l'avance, il peut être difficile d'obtenir une nuit précise un instrument professionnel pour observer ces transits. De plus, lors de la recherche d'une planète, il est préférable d'avoir du temps lorsqu'on en a besoin. Etant situé en Suisse, le télescope de l'Observatoire de Saint-Luc est ainsi de temps à autre mis à la disposition des astronomes de l'Observatoire de Genève, lorsqu'un transit important est prévu.

Chapitre 3

Cahier des charges

Le travail effectué au cours de ce stage s'articule en deux parties distinctes : la première partie est instrumentale tandis que la seconde est axée sur la recherche astrophysique pure.

3.1 Etude d'un étalon de Fabry-Pérot pour la mesure des vitesses radiales stellaires de très haute précision

Précision d'un étalon de Fabry-Pérot

- Compréhension du fonctionnement d'un Fabry-Pérot et de son intérêt dans la calibration du spectrographe HARPS
- Etude sous Matlab de la fonction de transmission d'un Fabry-Pérot
- Calcul sous Matlab de la Finesse, de la FWHM, du FSR
- Simulation sous Matlab d'un spectre d'un corps noir à 3000K (Tungstène) à travers un Fabry-Pérot
- Etude sous Matlab de la précision de la calibration par l'interféromètre, choix de la meilleure méthode de calcul de cette précision

Application aux spectres HARPS

- Compréhension du format de spectre échelle employé par HARPS
- Etude des données .fits nécessaire à la réalisation de spectres HARPS
- Travail sous Matlab pour réaliser un schéma permettant de transformer n'importe quelle fonction en un spectre HARPS
 1. Choix de la fonction étudiée
 2. Choix du profil instrumental
 3. Passage de la valeur en longueur d'onde en une valeur en pixel, au format HARPS
 4. Calcul de l'intensité lumineuse en chaque pixel

3.2 Limite de la précision par le jitter des étoiles

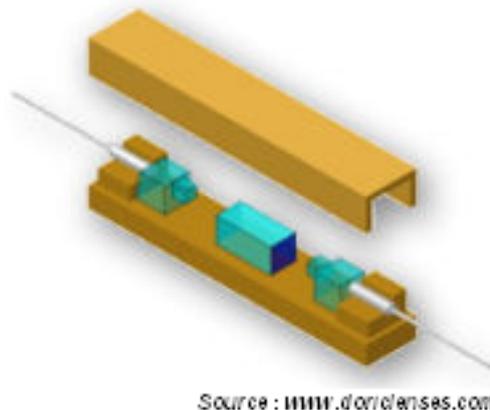
- Compréhension de la notion de variabilité intrinsèque (ou jitter) des étoiles
- Histogramme de la répartition des étoiles en fonction de leur coefficient d'activité $\log(R'_{HK})$
- Simulation par tirage gaussien du ΔV_{rad} des deux premières mesures, en fonction de la variabilité intrinsèque
- Analyse des courbes obtenues : détermination du jitter maximal des étoiles en fonction de leur $\log(R'_{HK})$
- Recommencer les simulations pour les 3 et 4 premières mesures, analyser à nouveau

Chapitre 4

Etude d'un étalon de Fabry-Pérot pour la mesure des vitesses radiales stellaires de très haute précision

4.1 Définition d'un étalon de Fabry-Pérot

Un étalon de Fabry-Pérot est composé de deux miroirs partiellement réfléchissants placés face à face. L'espace entre les deux miroirs peut être comblé par du vide, de l'air ou un matériau homogène transparent tel le verre. Dans le cas d'un étalon avec espacement d'air, la distance entre les miroirs est définie par des espaceurs de précision. Dans le but d'atteindre une grande stabilité thermique et mécanique, les espaceurs et le support de l'étalon sont fabriqués avec un verre qui possède un faible coefficient d'expansion thermique, le Zerodur. (Biblio 3.6)



Source : www.d'orielenses.com

FIG. 4.1 – Schéma d'un étalon de Fabry-Pérot à injection à fibre

Transmission d'un étalon de Fabry-Pérot

La transmission d'un étalon de Fabry-Pérot est fonction de la longueur d'onde incidente. L'interférence créée par les deux miroirs parallèles génère des ondes stationnaires qui ont une intensité maximale lorsque l'oscillation est en phase (un nombre entier de longueurs d'onde). Cela implique donc que l'interférence constructive a lieu pour un nombre discret de longueurs d'onde.

$$m \cdot \lambda = 2D \quad (4.1)$$

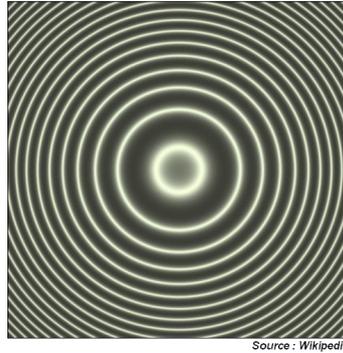


FIG. 4.2 – Distribution angulaire des interférences induites par un Fabry-Pérot entre ses deux plans réfléchissants.

Fonction de transmission T_e

La fonction de transmission T_e s'exprime par la relation :

$$T_e = \frac{(1 - R - a)^2}{(1 + R^2 - 2 \cdot R \cdot \cos(\delta))} \quad (4.2)$$

avec :

$$\delta = 2 \cdot \pi \cdot \frac{2 \cdot n \cdot d \cdot \cos(\theta)}{\lambda} \quad (4.3)$$

où : R est la réflectivité des miroirs (environ 50% dans notre cas),
 a l'absorption des miroirs,
 c la vitesse de la lumière dans le vide,
 d la distance entre les deux miroirs du Fabry-Pérot,
 θ l'angle entre le rayon incident et la normale au miroir,
 λ la longueur d'onde.

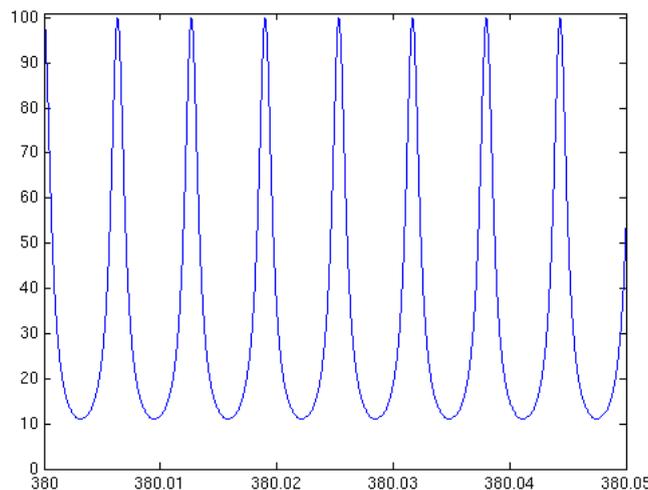


FIG. 4.3 – Intensité transmise en fonction de la longueur d'onde (zoom).

Finesse

La finesse est le rapport entre l'espacement et la largeur des pics. C'est un facteur directement relié aux différentes pertes présentes dans le Fabry-Pérot. Pour un étalon idéal, les seuls pertes sont celles causées par les

miroirs partiellement réfléchissants. Dans ce cas, pour deux miroirs identiques, la finesse peut s'exprimer par la relation :

$$F = \frac{\pi \cdot \sqrt{R}}{1 - R} = \frac{FSR}{\Delta\nu_{FWHM}} \quad (4.4)$$

où : FSR est l'intervalle spectral libre (Free Spectral Range),
 $\Delta\nu_{FWHM}$ la largeur spectrale des pics à mi-hauteur.

FWHM

La largeur des pics à mi-hauteur s'exprime par la relation simplifiée (valable pour $R \geq 0,5$) :

$$\Delta\nu_{FWHM} = \frac{2 \cdot (1 - R)}{\sqrt{R}} \quad (4.5)$$

Intervalle spectral libre (Free Spectral Range : FSR)

L'intervalle spectral libre (FSR) est défini comme étant l'espacement en fréquence entre deux pics de résonance successifs.

$$FSR = \frac{c}{2 \cdot n \cdot d} \quad (4.6)$$

où n est l'indice de réfraction du matériau entre les miroirs (ici, $n = 1$)

4.2 Intérêt d'un Fabry-Pérot pour la calibration de HARPS

A l'entrée du spectrographe se situe une fibre optique délivrant du Thorium-Argon, couramment utilisé comme calibration pour les spectrographes échelle, dont HARPS (voir figure 2.4). L'intérêt de cette lumière est que son spectre comporte environ 3000 raies. Il est donc possible d'établir la correspondance pixel - longueur d'onde sur la CCD enregistrant le spectre de référence et celui de l'étoile observée.

Cependant, une lampe au ThAr varie au cours du temps : les raies se décalent peu à peu lorsque l'ampoule vieillit et que la pression dans cette dernière change. De plus, les pics peuvent être plus ou moins élargis, et cela peut s'avérer gênant pour atteindre la précision désirée de quelques centimètres par seconde.

Pour établir les caractéristiques du Fabry-Pérot, nous utilisons une lampe blanche au Tungstène, qui se rapproche d'un corps noir à 3000K dans le domaine du visible.

L'équation de ce corps noir utilisée est :

$$I = \frac{8 \cdot \pi \cdot h \cdot c}{\lambda^5 \cdot \left(\exp\left(\frac{h \cdot c}{\lambda \cdot k \cdot T}\right) - 1 \right)} \quad (4.7)$$

où : $h = 6,626 \cdot 10^{-34}$, la constante de Planck,
 c la vitesse de la lumière dans le vide,
 $k = 1,38 \cdot 10^{-23}$, la constante de Boltzman,
 T la température.

Le Fabry-Pérot engendre plusieurs centaines de milliers de pics d'interférences, de longueurs d'onde connues très précisément. Multiplier le Thorium-Argon par la transmission d'un Fabry-Pérot permet donc de situer précisément les longueurs d'onde d'émission de la lampe de calibration, et d'étalonner le spectrographe HARPS

en conséquence.

Le but de cette étude est de vérifier que le Fabry-Pérot permettra bien d'atteindre la précision voulue, c'est-à-dire de l'ordre du cent millionième de la longueur d'onde émise ($10^{-8} \cdot 500nm = 5 \cdot 10^{-15}m$). Cette étude est cependant réalisée tout d'abord avec un corps noir à 3000K, afin d'étudier tout le spectre uniformément.

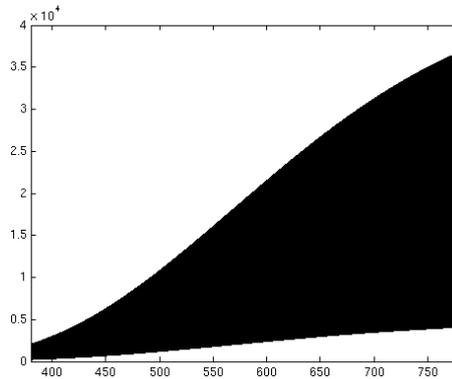


FIG. 4.4 – Tungstène multiplié avec la transmission d'un Fabry-Pérot, dans le domaine du visible.

Malheureusement le très grand nombre de raies empêche de les voir à ce niveau. Il faut donc effectuer un zoom sur différentes parties de la courbe pour se rendre compte de ce qui se passe réellement. (voir figure 4.5)

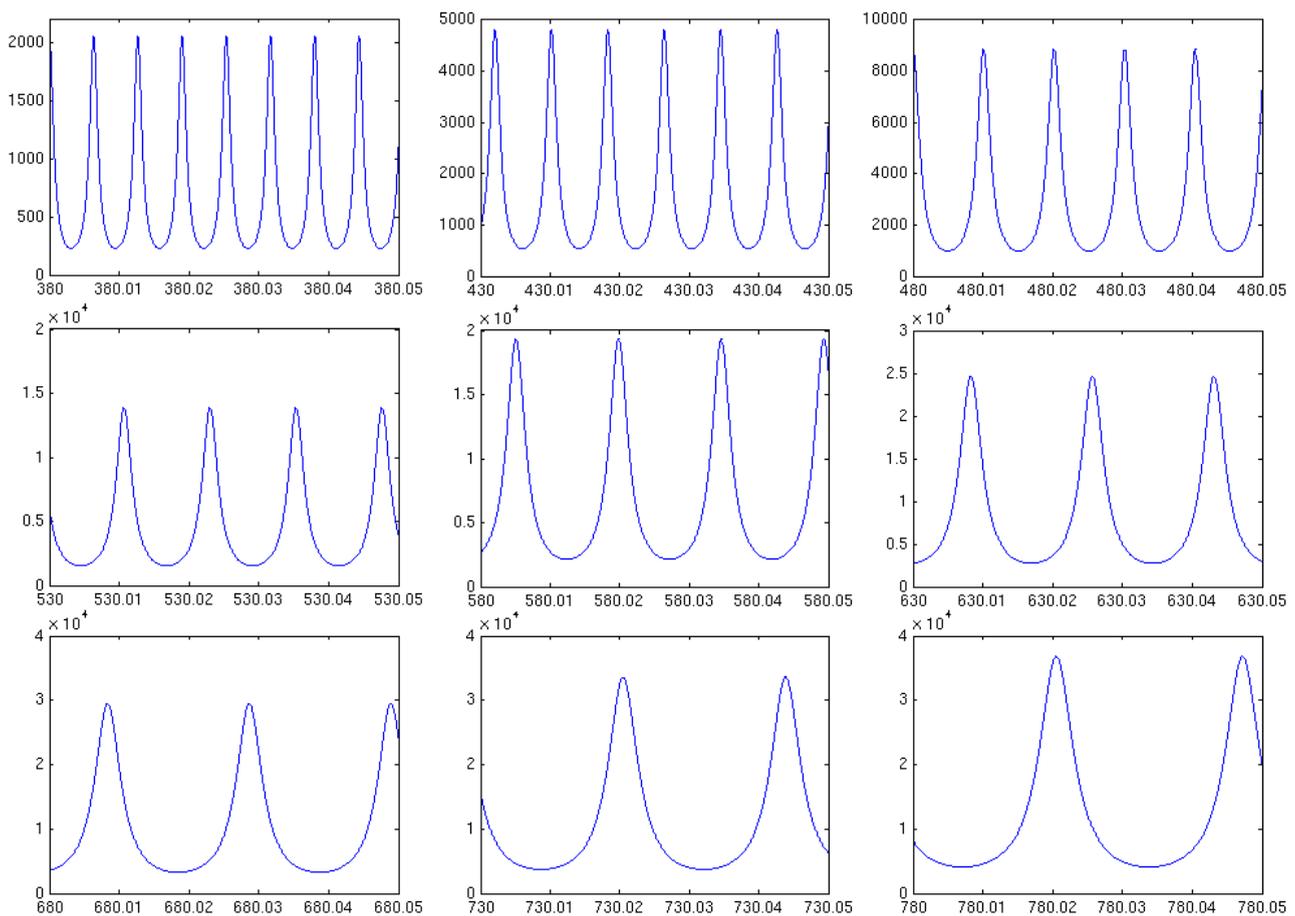


FIG. 4.5 – Détails de la figure précédente (figure 4.4).

L'échelle de longueur d'onde est fixe. On constate ainsi que l'espacement entre les raies n'est pas constant. L'amplitude varie avec la fonction du Corps Noir. (L'échelle de l'amplitude n'est pas fixe.)

4.3 Etude des performances du Fabry-Pérot

4.3.1 Conception du Fabry-Pérot

Il est nécessaire que le Fabry-Pérot soit situé dans le vide le plus poussé possible, afin de ne pas être soumis aux variations de la pression atmosphérique. Dans le cadre de cette étude, nous avons choisi d'obtenir une pression inférieure à 10^{-4} mbar .

Les miroirs semi-réfléchissants doivent avoir une réflexion et une transmission dépourvues de défauts, et rester le plus propre possible. Par ailleurs, le Fabry-Pérot doit être conçu pour fonctionner dans le visible, avec une transmittance de 50% dans cette plage de longueur d'onde. L'élément semi-réfléchissant considéré comme répondant le mieux à ces contraintes est composé de deux couches minces de diélectrique. En effet, trop de couches entraînerait un grand nombre de réflexions parasites et altérerait la précision du Fabry-Pérot.

Ces deux éléments doivent également conserver en permanence le même écartement, avec une stabilité extrême. Il est donc important que le matériau qui les relie ait une rigidité parfaite, et une absence d'altération avec le temps à des facteurs tels que l'oxydation par d'éventuelles traces d'air et d'eau. De plus, il faut absolument éviter un réarrangement des atomes au cours du temps, et donc une modification de structure et des dimensions. Ainsi, le Zerodur a été choisi. Ce matériau est particulièrement inerte en présence d'oxydants et résiste à des contraintes physiques très fortes.

Le soin de laisser un certain jeu aux fibres optiques entrantes et sortantes entre également en compte. En effet, il faut que les deux parties entourant le Fabry-Pérot soient mécaniquement découplées afin d'éviter toute tension et contrainte sur le dispositif (Biblio 3.4).

Le spectrographe HARPS fonctionne de manière optimale à une température de $-90^{\circ}\text{C} \pm 0,01$. Placé dans l'enceinte fermée du spectrographe, l'interféromètre de Fabry-Pérot doit donc se soumettre aux mêmes contraintes.

4.3.2 Performances du Fabry-Pérot

Méthodes de travail employées

Pour cette première phase de travail sur le Fabry-Pérot, nécessitant calculs et représentations graphiques, il a semblé plus judicieux d'utiliser Matlab. Il est en effet aisé d'afficher des courbes complexes, d'inclure les données d'un fichier, et de nombreuses fonctions mathématiques sont déjà pré-existantes.

Pour vérifier l'exactitude de notre modèle, nous avons tout d'abord choisi d'afficher la courbe de transmission d'un Fabry-Pérot, puis de la convoluer avec un corps noir à 3000K correspondant à la lampe au Tungstène (voir figures 4.4 et 4.5).

Nous avons ensuite étudié les performances théoriques d'un tel instrument, puis celles mesurées à partir des données calculées. La comparaison des deux donne une estimation de la différence de précision à laquelle on peut s'attendre en passant d'une simulation sur un modèle à un prototype.

Les performances reposent tout d'abord sur le lien entre longueur d'onde et réflexion du miroir. En effet, il s'agit d'une surface constituée de plusieurs couches, et cette réflexion n'est pas uniforme dans le domaine du visible. Néanmoins, la variation relative ne dépasse pas 0,5%.

On dispose pour cela d'un tableau de valeurs réparties tous les nanomètres, entre 380 et 780nm. Un fittage polynomial permet d'en déduire la réflexion en fonction de la longueur d'onde en tout point.

Calcul théorique

On cherche à déterminer la position précise d'une raie donnée, l'intervalle entre-celle-ci et la suivante (FSR), et enfin sa largeur à mi-hauteur ou FWHM.

Pour effectuer les calculs, on détermine tout d'abord l'ordre du Fabry-Pérot sur lequel on se place. Dans ce cas, on est entre 30 000 et 60 000. On prend donc des points à différents ordres sur tout cet intervalle.

On peut ensuite déterminer la longueur d'onde de ce pic :

$$\lambda_{m_{thorique}} = \lambda_{m_{thorique}-1} - \lambda_{m_{thorique}} = \frac{2 \cdot d}{m \cdot (m - 1)} = \frac{2 \cdot d}{m - 1} \quad (4.8)$$

où m est l'ordre considéré.

La séparation de ce pic avec le suivant obéit à la relation :

$$\delta\lambda_{thorique} = \frac{\lambda_m}{m} \quad (4.9)$$

On peut ensuite déterminer la FWHM théorique par la relation :

$$\Delta\nu_{FWHM} = \frac{\delta\lambda_{thorique}}{F_m} \quad (4.10)$$

où F_m est déterminée par la relation 4.4 autour de la longueur d'onde considérée λ_m .

Ces calculs sont effectués pour une réflectivité et un flux constants sur l'ensemble du domaine de longueur d'onde étudié.

Fittage gaussien

Pour obtenir les caractéristiques réelles du Fabry-Pérot, on multiplie la transmission T_e du dispositif et l'intensité I du corps noir en fonction de la longueur d'onde. On effectue ensuite un fittage gaussien sur chaque pic considéré, afin de déterminer le plus précisément possible ces valeurs.

Une fonction déjà implémentée dans Matlab nous permet d'effectuer un fittage non linéaire à partir de n'importe quelle fonction annexe implémentée dans un fichier séparé. Dans ce cas, il s'agit d'une gaussienne.

Il n'est pas nécessaire d'effectuer le calcul à partir de la fonction de transmission réelle du Fabry-Pérot. En effet, le profil instrumental du spectrographe est une gaussienne, et la précision recherchée est lue après passage dans ce spectrographe. Une gaussienne est donc suffisante pour le fittage non linéaire.

Nous récupérons ensuite par cette fonction, pour chaque valeur de λ considérée, les paramètres suivants :

- intensité du maximum,
- position de ce maximum,
- largeur à mi-hauteur,
- offset.

De même, nous effectuons le calcul pour le pic suivant, mais uniquement pour obtenir la position du maximum, servant à déterminer la distance $\delta\lambda$ entre deux pics.

La différence entre les valeurs calculées et les valeurs théoriques nous donne un ordre d'idée de la précision atteinte par le dispositif. Ces résultats sont représentés graphiquement dans la figure 4.6.

Ces écarts sont donc le résultat de la différence entre d'une part une simulation dans des conditions de réflectivité réelles et d'éclairage par un corps noir et d'autre part un calcul théorique à réflectivité et flux constant.

4.3.3 Interprétation des résultats : description des graphiques (figure 4.6)

L'intensité maximale du pic n'est pas prise en compte. En effet, on constate sur le graphique 1 qu'il y a un écart assez important entre la courbe réelle et la gaussienne qui la représente. La courbe n'étant pas une gaussienne, il est normal que l'on ne puisse pas atteindre par fittage une superposition exacte. Les comportements des deux courbes sont cependant très proches.

Erreur relative sur la position de la raie

$$Erreur_relative = \frac{\lambda_{calculé} - \lambda_{théorique}}{\lambda_{théorique}} \quad (4.11)$$

On s'intéresse tout d'abord à la courbe représentant l'erreur relative sur la position du maximum de la raie étudiée. Celle-ci est de l'ordre de $4 \cdot 10^{-11}$. Ce résultat varie en fonction de la réflectivité non constante et surtout de la fonction du corps noir à 3000 K. On observe dans les plus grandes longueurs d'onde une chute brutale de l'erreur relative. Ceci peut être attribué au fait que le polynôme régissant l'équation de réflectivité en fonction de la longueur d'onde est moins contraint aux extrémités.

Erreur relative sur l'intervalle entre deux pics successifs

$$Erreur_relative = \frac{\delta\lambda_{calculé} - \delta\lambda_{théorique}}{\lambda_{théorique}} \quad (4.12)$$

L'erreur relative sur l'intervalle entre deux pics successifs est également très faible. Elle est cependant inexplicablement trop forte par rapport aux valeurs attendues. Ceci doit être dû à une approximation effectuée dans les calculs, et n'a pas été détectée à ce jour.

En effet, si pour chaque pic l'erreur relative est de $4 \cdot 10^{-11}$, on s'attend à ce que celle-ci soit au maximum deux fois plus importante dans le cas de deux pics successifs.

$$\varepsilon_{\delta\lambda} = \varepsilon_{(\lambda_{exp1} - \lambda_{exp2}) - (\lambda_{th1} - \lambda_{th2})} = \varepsilon_{(\lambda_{exp1} - \lambda_{th1})} + \varepsilon_{(\lambda_{exp2} - \lambda_{th2})} = 2 \cdot \varepsilon_{position} \quad (4.13)$$

Or on trouve un résultat dix fois plus élevé. On reste cependant dans le domaine de précision exigé par le cahier des charges.

Erreur relative sur la largeur à mi-hauteur

$$Erreur_relative = \frac{\Delta\nu_{FWHM_{calculé}} - \Delta\nu_{FWHM_{théorique}}}{\lambda_{théorique}} \quad (4.14)$$

On constate sur le graphique 1 que le fitage n'est pas aussi bon lorsqu'il s'agit de la largeur à mi-hauteur. Ceci est dû au fait que le profil de la courbe de réponse du Fabry-Pérot n'est pas gaussien. On a alors un écart bien plus grand entre théorie et calcul (erreur relative de $3 \cdot 10^{-6}$ environ). Un fitage plus adapté donnerait sans doute des résultats plus exacts et une différence entre théorie et calcul bien plus conforme au domaine de précision désiré. Cependant, nous avons vu précédemment qu'un fitage plus précis n'est pas nécessaire dans ce cas.

4.4 Application aux spectres HARPS

Dans cette partie, il s'agit d'obtenir le spectre précédent, c'est-à-dire celui du Tungstène à travers le Fabry-Pérot, au format d'un spectre échelle HARPS. Cette dernière partie permet de fixer définitivement les paramètres du prototype comme par exemple la distance entre les deux miroirs partiellement réfléchissants du Fabry-Pérot.

4.4.1 Le format du spectre échelle

Le spectre échelle obtenu par HARPS comporte 72 ordres de 4096 pixels chacun. Les valeurs de correspondance entre pixel et longueur d'onde sont contenues dans un fichier fits. Le fichier contenant le spectre de l'étoile mémorise ainsi l'intensité lumineuse intégrée entre les longueurs d'onde λ_i et λ_{i+1} .

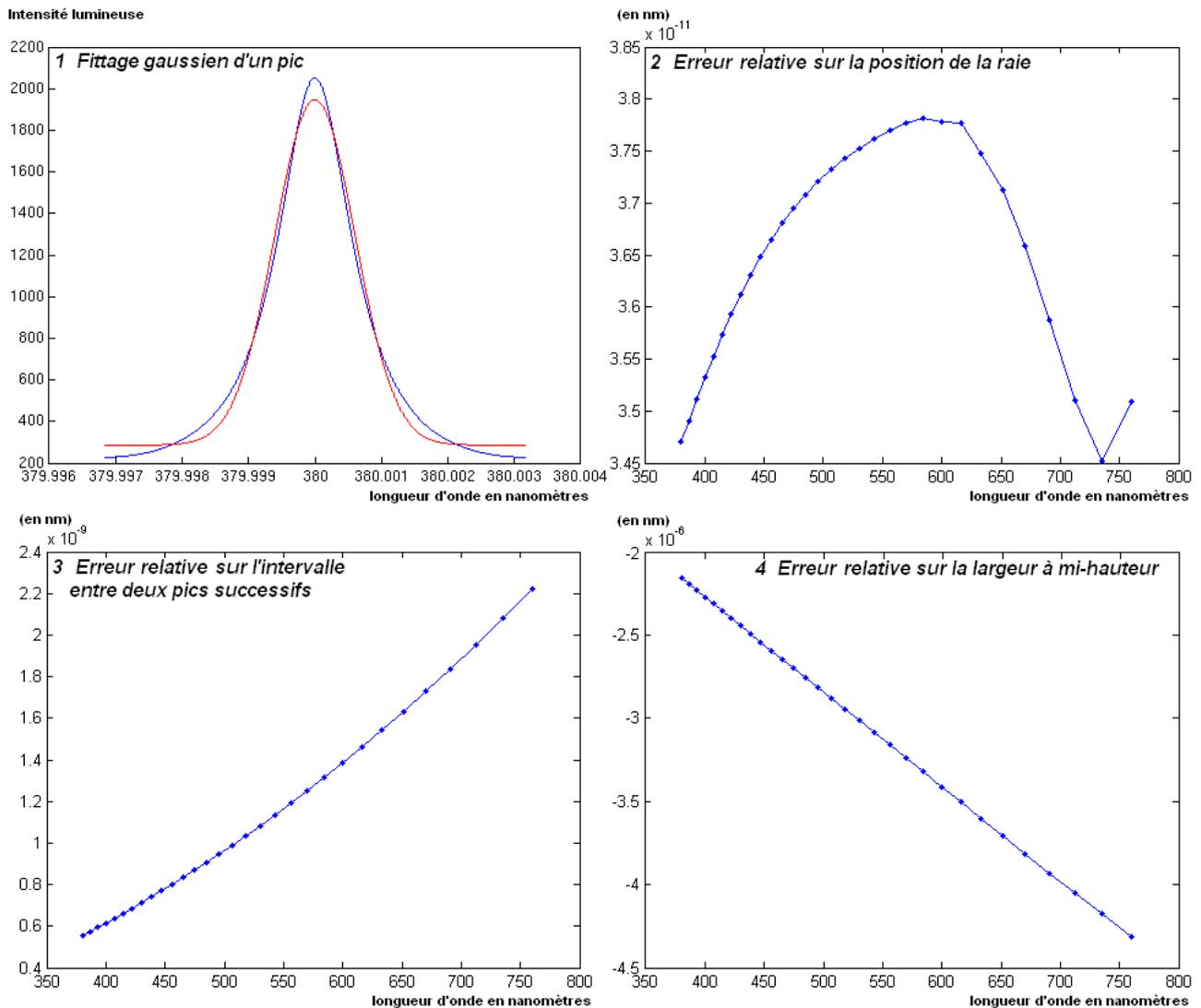


FIG. 4.6 – Résultats des performances du Fabry-Pérot

En haut à gauche, le fittage d'un pic du Fabry-Pérot par une gaussienne. En bleu, la courbe réelle. En rouge, la gaussienne dont les paramètres correspondent le mieux (intensité, position du maximum, largeur du pic).

4.4.2 Réalisation du spectre échelle

Le programme Matlab réalisé est conçu de manière à permettre une modification rapide des paramètres. Ainsi, on compte plusieurs fonctions appelées par le programme principal :

- spectre_FP charge dans le programme le spectre du corps noir à 3000K après son passage dans le Fabry-Pérot,
- IP désigne le profil instrumental, soit la réponse du spectrographe à un objet lumineux ponctuel. Ici, il s'agit d'une gaussienne parfaite de 3, 3 pixels de largeur, soit $5 \cdot 10^{-3} nm$,
- Conversion est une fonction permettant de lire le fichier fits contenant pour chaque pixel du spectre échelle la valeur en longueur d'onde correspondante.

Le programme principal se charge de :

- convoluer le spectre entré avec le profil instrumental,
- projeter le spectre dans l'espace des pixels en intégrant l'intensité lumineuse de $\lambda(x_i)$ à $\lambda(x_{i+1})$,
- rendre en sortie un tableau de valeurs de 72×4096 avec les intensités lumineuses contenues dans ses cases.

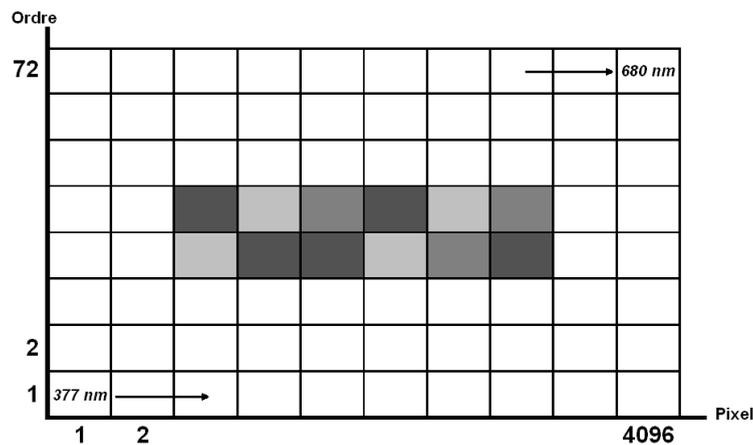


FIG. 4.7 – Organisation de l'information sur la CCD.
On a représenté en différents niveaux de gris l'intensité lumineuse enregistrée.

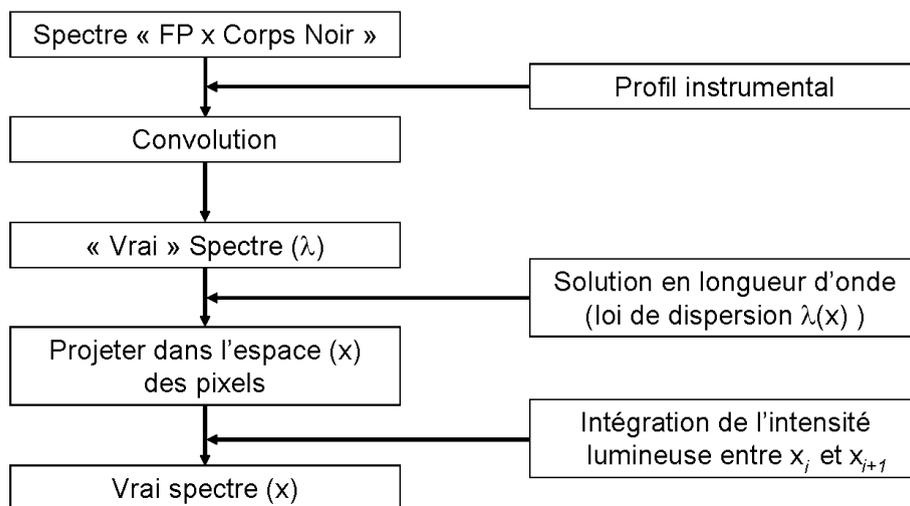


FIG. 4.8 – Schéma de l'organisation du programme Matlab réalisé.

4.4.3 Analyse des résultats

Spectre obtenu

Nous n'avons pas pu, au terme de cette simulation, enregistrer le spectre échelle obtenu au format fits, afin de le représenter sous forme d'une image, chaque pixel ayant une intensité lumineuse propre.

Nous avons donc arbitrairement choisi de faire figurer quelques ordres du spectre, afin d'observer le résultat. Le spectre n'est pas lisse car il s'agit ici de représenter l'intensité lumineuse intégrée par la CCD entre deux valeurs de longueur d'onde.

Nous pouvons cependant constater que l'intensité lumineuse croît effectivement avec l'ordre. Ceci est normal puisque nous augmentons la valeur en longueur d'onde, et nous suivons donc l'intensité du spectre du corps noir à 3000K.

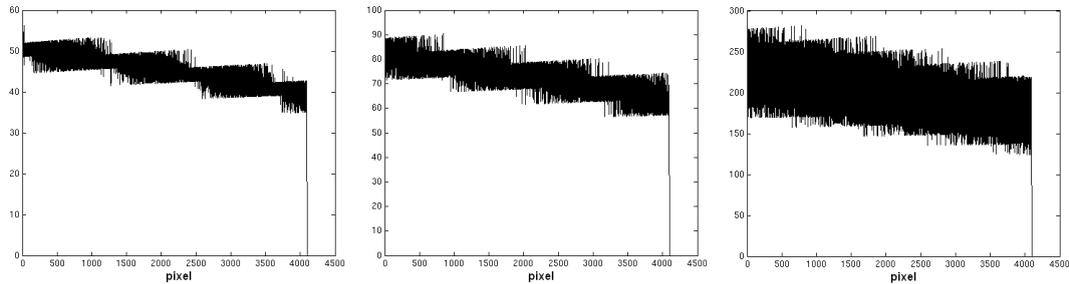


FIG. 4.9 – De gauche à droite : ordre 1, ordre 10 et ordre 30 du spectre obtenu.

En ordonnée, l'intensité lumineuse intégrée entre le pixel x_i et le pixel x_{i+1} .

On constate des sauts, engendrés par des "battements" entre la périodicité des raies du spectre et la progression de la valeur d'une fraction constante de nanomètre à chaque pixel.

Distance entre les deux miroirs partiellement réfléchissants du Fabry-Pérot

Nous avons tout d'abord affiché les spectres convolués par le profil instrumental, afin de juger de la validité de l'espace entre les miroirs partiellement réfléchissants du Fabry-Pérot.

Afin que la calibration fonctionne aussi bien dans le rouge que dans le bleu, il faut s'assurer que le contraste est suffisant sur la totalité du spectre. C'est ainsi que l'on constate que, pour un espace $d = 11,4\text{mm}$ entre les deux miroirs, on a un contraste très faible dans le bleu (voir figure 4.10 en haut à droite). En choisissant une distance de 6mm seulement, le contraste dépasse les 50%, y compris dans le bleu, et on a donc un spectre efficace, après convolution avec le profil instrumental.

Le choix définitif de la distance entre les deux miroirs partiellement réfléchissants se portera donc aux alentours de cette valeur de 6mm .

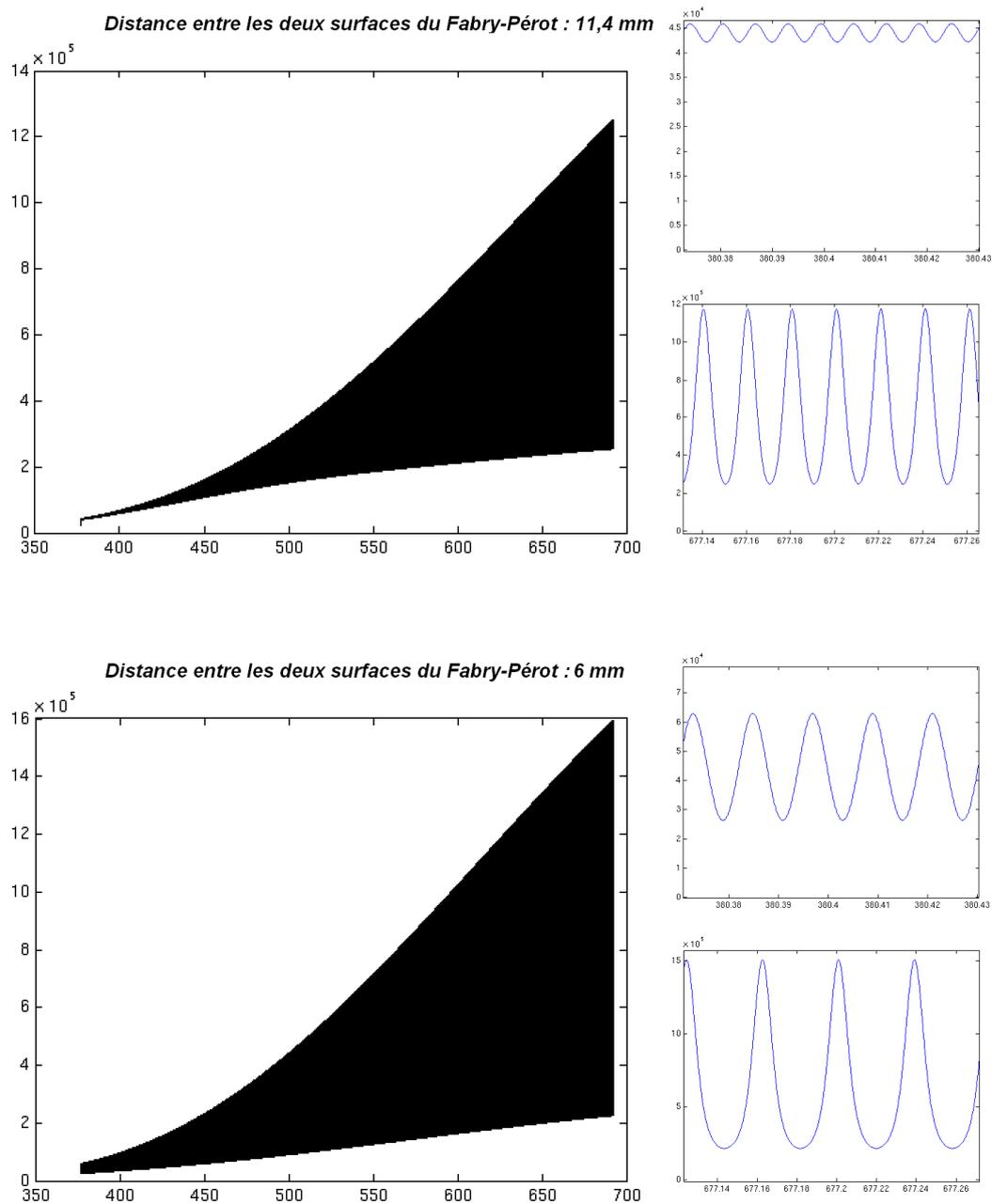


FIG. 4.10 – Spectre d'un corps noir à 3000K après passage dans le Fabry-Pérot et convolution par le profil instrumental, pour différentes distances entre les deux miroirs partiellement réfléchissants du Fabry-Pérot.

A droite, pour chaque spectre, on a : en haut, le spectre dans les rouges, en bas, le spectre dans les bleus.

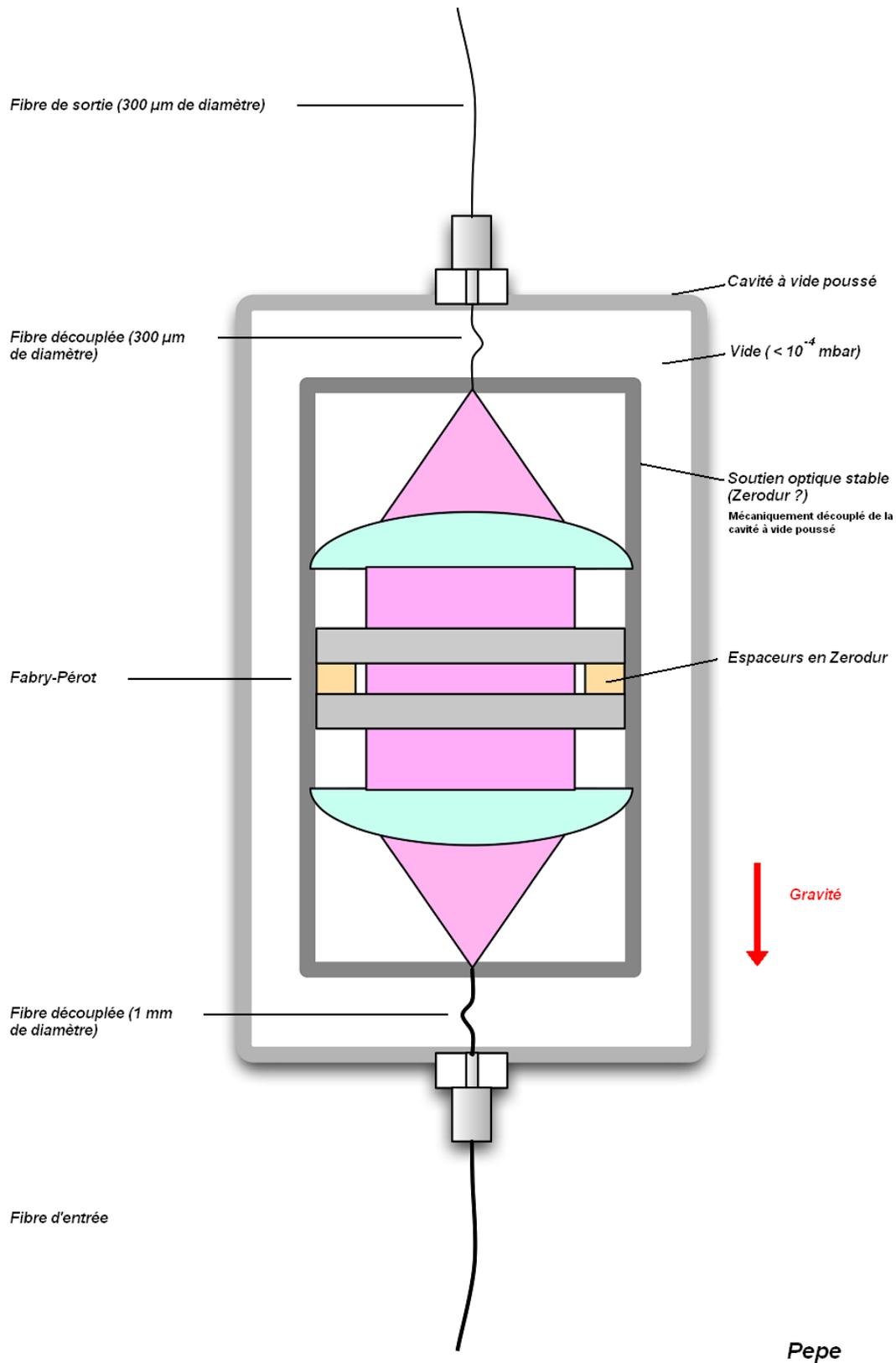


FIG. 4.11 – Concept pour le système de calibration par un Fabry-Pérot.

Chapitre 5

Limite de la précision par le jitter des étoiles

On utilisera dans ce chapitre indifféremment le terme de "jitter" ou l'expression "variabilité intrinsèque", qui sont strictement synonymes.

5.1 Variabilité intrinsèque des étoiles

5.1.1 Activité chromosphérique

Le jitter est l'ensemble des phénomènes intrinsèques à l'étoile influant sur la vitesse radiale mesurée. Cependant, dans le cas de notre étude, les variations observées peuvent également suggérer l'existence de toutes petites planètes de très faible masse. Induisant des variations de quelques dizaines de centimètres par seconde, elles sont actuellement encore indétectables par les spectrographes les plus performants.

L'activité chromosphérique est corrélée avec l'activité magnétique et les anisotropies de la photosphère de l'étoile peuvent produire une variation radiale quasi-périodique, d'amplitude si faible qu'on peut la prendre pour une révolution planétaire de quelques jours (Biblio 4.1).

Cette activité chromosphérique est mesurée par l'émission au centre des raies H et K du Ca II. Cette émission est caractérisée par une largeur pseudo-équivalente, ou index S. L'index S est ensuite transformé en R'_{HK} , rapport du flux HK au flux bolométrique de l'étoile.

R'_{HK} est un bon estimateur du niveau de l'activité chromosphérique et un bon prédicateur de la période rotationnelle de l'étoile et de son âge, pour les étoiles de la séquence principale (Biblio 4.5).

Pour une plus grande facilité d'utilisation, on considère $\log(R'_{HK})$ comme la magnitude de cette activité. Une étoile active de type solaire aura ainsi $\log(R'_{HK}) > -4,90$.

L'activité chromosphérique a pour résultat d'engendrer des différences de champs magnétiques, et donc de températures, dans la chromosphère de l'étoile. Les zones les plus froides étant les plus sombres, elles nous envoient moins de photons que les régions les plus chaudes. Il y a donc, comme sur le Soleil, des taches à la surface, tournant avec la rotation de l'étoile sur elle-même, avec une période de plusieurs jours à quelques dizaines de jours (voir figure 5.1).

La vitesse radiale mesurée d'une étoile est en réalité la somme des vitesses radiales de sa surface visible. Ainsi, une vitesse radiale nulle le sera malgré la rotation de l'étoile sur elle-même. Cependant, nous pouvons voir qu'une tache sombre sur la chromosphère entraînera une mesure faussée dans la région où elle se situe, et la valeur observée sur Terre en sera donc changée. Le problème est donc d'estimer l'amplitude de cette variation, et de compléter les observations spectroscopiques par un suivi photométrique.

De plus, toutes les taches ne tournent pas à la même vitesse, puisque l'étoile est une boule de gaz. Comme pour le Soleil, il y a une différence de vitesse de rotation entre l'équateur et les pôles. Tout ceci crée une variation pseudo-périodique de la vitesse radiale, dont il est très difficile de détecter la nature si les taches restent en place

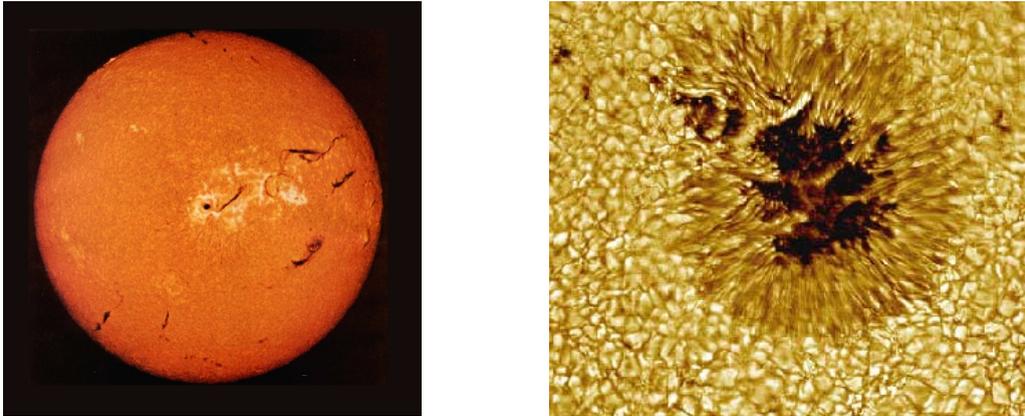


FIG. 5.1 – Taches solaires

A gauche, la chromosphère du Soleil comprenant de nombreuses nuances. A droite, une tache solaire d'un diamètre plus grand que celui de la Terre.

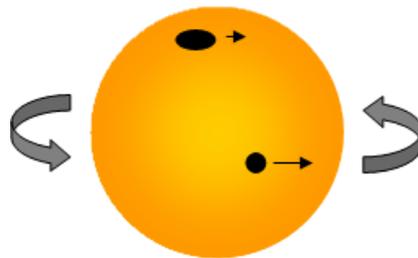


FIG. 5.2 – Mouvement de taches à la surface d'une étoile en rotation

pendant plusieurs rotations de l'étoile.

En revanche, une étoile semblant posséder de premier abord une planète peut se révéler dépourvue de tout compagnon plusieurs centaines de jours plus tard. L'inverse peut également se produire. Dans ce cas, il s'agit sans aucun doute d'une activité chromosphérique.

5.1.2 Bruit acoustique

Les étoiles ont par ailleurs de petites oscillations de quelques minutes de période. Afin d'éviter tout biais dû à ce bruit acoustique, il est nécessaire de poser longtemps. Il est ainsi possible de moyenniser ce bruit. Cependant, il n'est pas possible de le réduire en dessous de quelques centimètres par seconde. Le temps de pose serait vraiment trop long. La limite qu'il est possible d'atteindre semblerait être, d'après la figure 5.3, de 5 cm/s pour les étoiles de plus faible magnitude. Il faut en effet éviter que le spectre sature parce qu'on a choisi une pose trop longue pour la magnitude apparente de l'étoile observée.

On constate toutefois que la décroissance mesurée est bien moins rapide que celle donnée par la simulation. Ceci peut être dû aux perturbations engendrées par la masse d'air (d'épaisseur non constante selon la hauteur dans le ciel de l'objet pointé) et à l'éventuelle présence de nuages de très haute altitude, invisibles à l'œil nu, mais changeant le flux de photons arrivant de l'étoile observée.

L'excès de puissance à basse fréquence peut également résulter d'autres phénomènes propres à l'atmosphère stellaire (granulation stellaire).

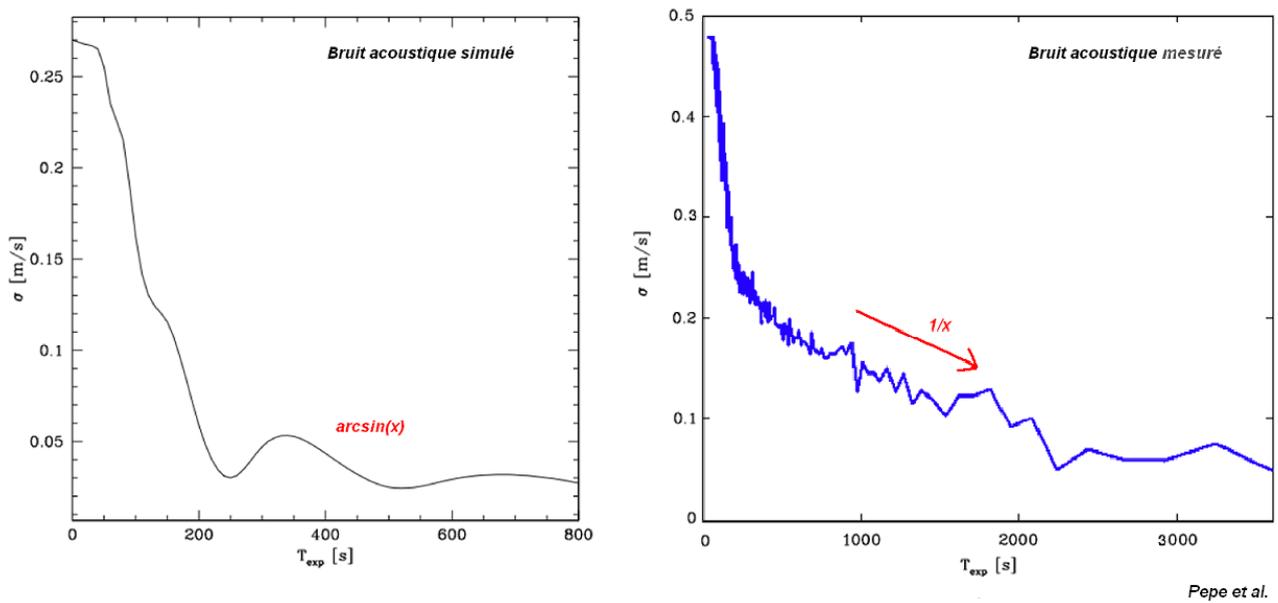


FIG. 5.3 – Courbes simulée et mesurée du bruit acoustique présent en fonction du temps de pose.

5.2 Etude sur les étoiles du catalogue 1a de HARPS

5.2.1 Le catalogue 1a de HARPS

Notre étude porte sur le catalogue 1a de HARPS. Ce catalogue contient une liste d'étoiles pour lesquelles quelques mesures ont été faites. Aucune d'entre elles n'a de planète publiée officiellement parce que dans ce cas, l'étoile change de catalogue, pour être étudiée plus assidûment, et déterminer les caractéristiques de la planète et de son orbite. Ce catalogue d'étoiles est donc la première phase de recherche des exoplanètes autour de nouvelles étoiles.

Toutes les étoiles du catalogue 1a sont de type spectral F8 à K5 et se rapprochent donc du type spectral du Soleil. De plus, leur distance est de 50 parsecs au plus, pour des raisons de précision des mesures. Une étoile trop lointaine, de ce type spectral, aurait une trop faible magnitude pour que HARPS puisse détecter avec précision le mouvement engendré par une petite planète orbitant autour d'elle.

On réalise tout d'abord deux spectres de l'étoile, suffisamment éloignés l'un de l'autre dans le temps. De la différence de vitesse radiale ΔV_{rad} dépend la suite des observations :

- si le ΔV_{rad} est quasi-nul, on peut décider d'arrêter là la prise de mesure, ou éventuellement d'effectuer une troisième mesure, pour vérification.
- si le ΔV_{rad} est d'une valeur de quelques m/s, les observations continuent, jusqu'à ce qu'on détermine si la présence d'une ou plusieurs planètes est envisageable. On déterminera par la suite les caractéristiques de cette orbite.

Tout dépend donc des deux premières mesures, et de la valeur de ΔV_{rad} qu'on considère comme valeur seuil pour stopper ou continuer l'acquisition de spectres. Il y a donc là un biais observationnel, puisque la décision revient à l'astronome en mission et à son équipe.

Le problème de ce seuil est qu'il dépend du jitter de l'étoile. En effet, une étoile ayant son $\log(R'_{HK})$ supérieur à $-4,90$ a une forte activité stellaire, et le bruit engendré donc perturber les mesures, que ce soit en augmentant ou en diminuant le ΔV_{rad} . Il est donc nécessaire de prendre en compte le jitter pour améliorer la stratégie observationnelle des étoiles du catalogue 1a de HARPS.

5.2.2 Répartition de la variabilité intrinsèque des étoiles

Nous avons tout d'abord conservé, à partir de la base de donnée de HARPS, les étoiles appartenant au catalogue 1a.

La stratégie de mesures ayant été modifiée au jour julien 53 200.0, il faut, pour établir les statistiques, conserver uniquement les étoiles ayant au moins deux mesures après cette date.

Pour ces dernières, on conserve uniquement les deux premières mesures, l'erreur sur celles-ci et la date de l'observation. On relève également pour chaque étoile son $\log(R'_{HK})$. On arrive ainsi à un total de 306 étoiles.

Il est intéressant d'étudier la répartition du $\log(R'_{HK})$ des étoiles de ce catalogue. On établit alors l'histogramme de cette répartition car il permet de noter la répartition du jitter des étoiles de type spectral proche de celui du Soleil, et donc de déterminer les différentes tranches d'activités que l'on va par la suite étudier.

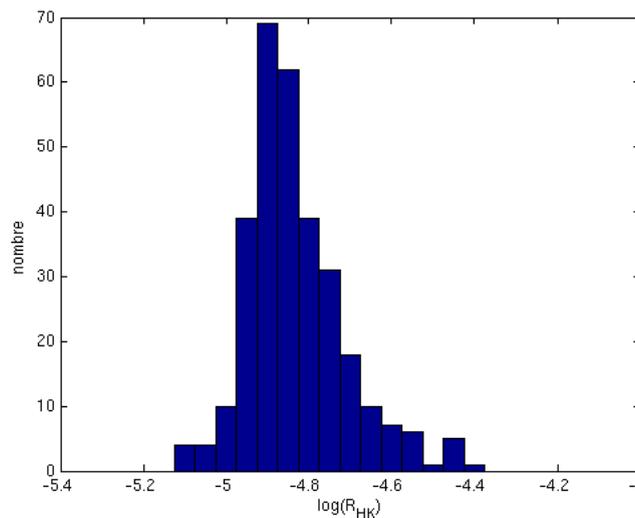


FIG. 5.4 – Répartition de la variabilité intrinsèque des étoiles du catalogue 1a

On considère que les étoiles sont faiblement actives lorsque leur $\log(R'_{HK})$ est inférieur à $-4,90$.

5.3 Répartition du ΔV_{rad} des étoiles selon leur $\log(R'_{HK})$

5.3.1 Répartition du ΔV_{rad} des observations réalisées

Du calcul du ΔV_{rad} des deux premières mesures dépend la poursuite ou non des observations. Il peut donc être intéressant de tracer la répartition de ces valeurs de ΔV_{rad} et de noter la position des planètes certaines ou fortement soupçonnées (et pour lesquelles il faut encore déterminer l'orbite).

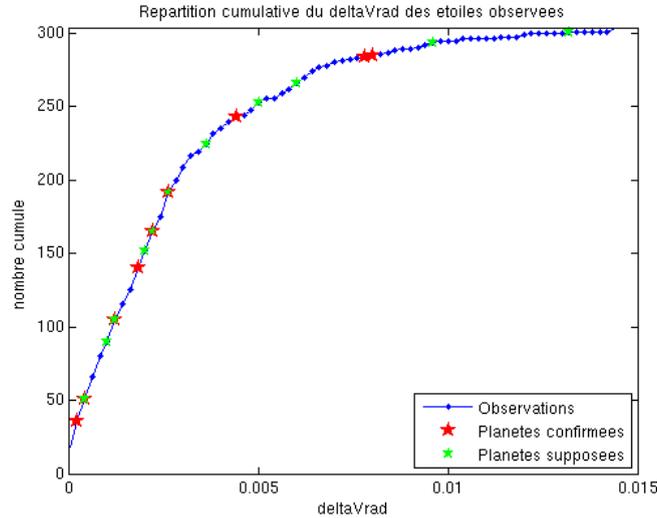
Dans ce cadre, la répartition cumulative est plus parlante. On peut ainsi constater que les étoiles ayant une ou plusieurs planètes font partie des étoiles ayant leur ΔV_{rad} situé surtout entre 2 et 5 m/s.

5.3.2 Simulation de la répartition par tirage gaussien

Description de la méthode employée

On peut effectuer une simulation par tirage aléatoire des vitesses radiales initiales, pour chaque étoile, en associant à ce tirage une valeur σ_{Jitter} qui déterminera la répartition statistique du bruit engendré par l'activité de l'étoile.

On prend tout d'abord une valeur quelconque de σ_{Jitter} (comprise entre 0,5 et 4 m/s, afin de centrer l'étude). Le σ_{total} du bruit est déterminé par la valeur de σ_{Jitter} et par celle de l'erreur engendrée par le bruit de mesure

FIG. 5.5 – Répartition du ΔV_{rad} des étoiles pour tout $\log(R'_{HK})$

Les étoiles possédant des planètes certaines sont affichées en rouge. Celles dont les présomptions sont très fortes sont marquées en vert.

et relevée pour chaque observation. Cette valeur répond à la relation :

$$\sigma_{total} = \sqrt{\sigma_{Jitter}^2 + \varepsilon^2} \quad (5.1)$$

Pour chaque étoile, on effectue deux tirages gaussiens de moyenne nulle et de sigma σ_{total} aux temps t_1 et t_2 . On prend alors le bruit de mesure ε associé à l'étoile et au numéro de la mesure. On a ainsi une estimation réelle de ce bruit.

Temps	Observations	Tirage Jitter
t_1	$V_{rad_1} \pm \varepsilon_{V_{rad_1}}$	$V_{rad} \text{ Jitter+bruit}_1$
t_2	$V_{rad_1} \pm \varepsilon_{V_{rad_1}}$	$V_{rad} \text{ Jitter+bruit}_1$

On déduit de ces deux tirages le $\Delta V_{rad, Jitter+bruit}$.

On peut ensuite tracer la répartition cumulative des $\Delta V_{rad, Jitter+bruit}$ obtenus, pour plusieurs valeurs de σ_{Jitter} différentes, et les comparer aux observations.

Pour lisser les courbes obtenues, on effectue en réalité 100 tirages, et on calcule leur moyenne. On obtient ainsi, à chaque simulation, des répartitions cumulatives des $\Delta V_{rad, Jitter+bruit}$ similaires.

Le $\hat{\sigma}$ effectif est déterminé par un accord à 50% entre observations et simulations. Il faut cependant prendre en compte le fait qu'on s'est limité à une certaine valeur d'activité stellaire. On a donc en réalité estimé $\hat{\sigma}(\log(R'_{HK}))$.

Afin de déterminer la barre d'erreur sur ce $\hat{\sigma}$, on peut ensuite zoomer sur la zone à 50% et donner des valeurs de σ_{Jitter} plus regroupées autour de celle estimée d'après le premier graphe.

Résultats obtenus

Nous avons choisi de découper en cinq tranches de $\log(R'_{HK})$ les observations, et d'effectuer des simulations sur ces zones. On peut ainsi suivre l'évolution du σ_{Jitter} en fonction de l'activité intrinsèque des étoiles. Les zones choisies sont :

- $\log(R'_{HK}) > -4,70$ (très forte activité)
- $-4,80 < \log(R'_{HK}) < -4,70$
- $-4,90 < \log(R'_{HK}) < -4,80$

- $-4,95 < \log(R'_{HK}) < -4,90$
- $\log(R'_{HK}) < -4,95$ (très faible activité)

Afin de déterminer quel σ_{Jitter} est le plus proche des observations, on a ensuite effectué un zoom sur une partie de la courbe 4 figure 5.7, en resserrant l'écart entre deux σ_{Jitter} successifs. C'est la dernière case en bas à droite de la figure 5.7.

Interprétation des résultats

Il faut tout d'abord noter qu'on englobe dans le σ_{Jitter} l'activité de l'étoile et les mouvements de très faible amplitude autour de son barycentre et dus à la présence de planètes de très petite masse, que l'on est encore incapable de détecter (à cause du bruit de photon et de l'activité stellaire).

On constate tout d'abord que les planètes certaines ou fortement probables sont situées autour d'étoiles dont le ΔV_{rad} entre les deux premières mesures est situé vers $2m/s$. Ceci est dû à deux effets :

- les planètes entraînent effectivement un ΔV_{rad} plus grand entre les deux premières mesures, puisqu'elles sont à l'origine de la vitesse radiale de l'étoile autour de laquelle elles orbitent. Cependant, si ce ΔV_{rad} est trop grand, cela implique des mouvements de trop forte amplitude, et ne correspond donc pas à la présence d'une planète. On peut alors chercher quelques points supplémentaires, et décider de la poursuite des observations ou pas.
- le biais de l'observateur : en effet, une planète avec un grand ΔV_{rad} continuera à être mesurée, et l'on pourra donc détecter la présence d'éventuelles planètes, tandis qu'un ΔV_{rad} quasi-nul entraînera l'arrêt des observations de cette étoile (même si parfois on fait une troisième mesure, afin de vérifier qu'on n'était pas sur un multiple de la période de la planète). On va donc peu détecter de planètes autour d'étoiles au ΔV_{rad} nul entre les deux premières mesures.

Il faut donc se concentrer sur la partie basse de la courbe puisque c'est lorsqu'on se situe dans les ΔV_{rad} les plus élevés qu'on a la plus forte probabilité de trouver des planètes. L'activité stellaire a un effet plus visible sur les ΔV_{rad} faibles, et l'on constate que l'on suit bien plus fidèlement les courbes simulées à différents σ_{Jitter} pour s'en écarter vers $2m/s$.

On observe très nettement une baisse de la valeur de σ_{Jitter} en corrélation avec la diminution de l'activité stellaire. De $3m/s$ pour les étoiles très actives, on passe à environ $1m/s$ pour les étoiles les moins actives. Ceci signifie bien que le jitter apporte une contribution non négligeable à la vitesse radiale.

D'autres études portent à penser que le bruit engendré par l'activité chromosphérique ne serait en réalité que de $50cm/s$, tout le reste du jitter étant en réalité engendré par des planètes de très petite masse. L'algorithme générique de recherche des planètes, développé à l'Observatoire de Genève, contribue ainsi à l'hypothèse que toutes les étoiles possèderaient des planètes de très petite masse.

Par ailleurs, le zoom sur la courbe 4 nous permet d'estimer la barre d'erreur à environ $0,2m/s$. En effet, après plusieurs simulations, on constate que les courbes se chevauchent légèrement, et qu'on ne peut donc pas départager avec davantage de précision la valeur de σ_{Jitter} .

Ce résultat est vraiment très intéressant. L'Observatoire de Genève a en effet actuellement deux projets de nouveaux spectrographes destinés à la recherche des exoplanètes :

- HARPS-N, la copie de HARPS, doit être installé à La Palma, sur le télescope WHT de $4,2m$. Ce projet en cours de réalisation, en collaboration avec Harvard, est destiné au suivi des sources de la mission Kepler (recherche de transits planétaires, en particulier par des planètes de très petite masse).
- ESPRESSO est un spectrographe de style HARPS, mais avec des modifications à l'étude pour permettre de diminuer le bruit de photon à $4cm/s$ et de détecter des variations de vitesse radiale de l'ordre de $10cm/s$. Il sera installé à Paranal sur le VLT ($8m$) de diamètre).

Pour une valeur de σ_{Jitter} donnée, l'intégration sur N points permet de diminuer la valeur du σ_{Jitter} par \sqrt{N} . Une diminution d'un facteur 2 entraînera ainsi une division par 4 du temps de télescope nécessaire à l'obtention

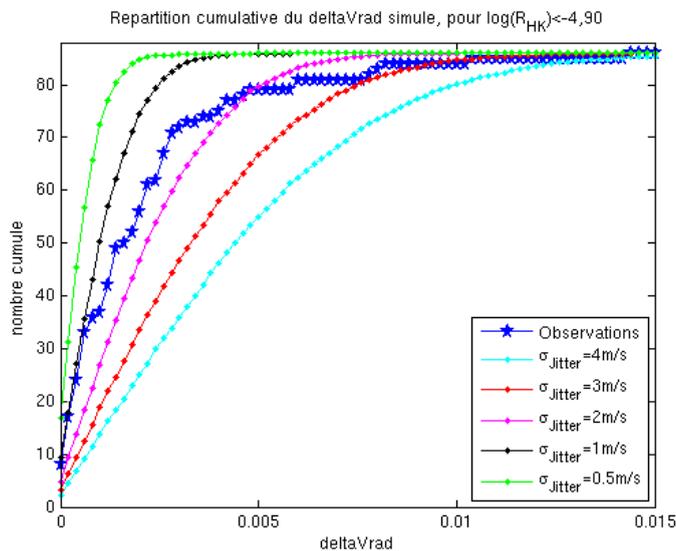
de l'orbite et de son amplitude.

Il est donc vital pour le projet ESPRESSO et pour d'autres futurs instruments de très haute précision de connaître le σ_{Jitter} moyen. Il s'agit de convaincre les commissions de financement de la viabilité du projet et de son utilité. Des chercheurs estiment en effet qu'il est impossible de descendre en dessous de $3m/s$, et qu'en dessous, le jitter de l'étoile domine. Ces courbes prouvent donc qu'on peut descendre au moins à $1m/s$ pour les étoiles les moins actives, en se rappelant que dans ce chiffre se trouvent les plus petites planètes, encore non détectées.

Ecart quadratique moyen (RMS) après calcul des orbites planétaires

Le tableau de la figure 5.6 regroupe des étoiles dont on connaît l'orbite d'une ou plusieurs planètes (jusqu'à quatre exoplanètes par étoile). On a oté les amplitudes de vitesse radiale engendrées par ces planètes, et donc gardé uniquement le reste, dont on a calculé l'écart quadratique moyen. Ceci revient donc à estimer le jitter de ces étoiles, puisqu'on a enlevé l'influence des planètes.

Il faut bien entendu se rappeler qu'il peut tout de même rester des planètes non détectées, soit parce qu'elles sont trop faibles, soit parce que leur période est si longue qu'on ne dispose pas encore d'assez de points de mesure pour envisager leur existence.



Nom	O-C (m/s)	$\log(R'_{HK})$
HD 69830	0,64	-4,92
HD 101930	0,77	-4,97
HD 102117	1,09	-4,98
HD 93083	1,12	-4,94
HD 160691	1,41	-4,99
HD 4308	1,31	-4,72

FIG. 5.6 – Comparaison entre Jitter des étoiles et RMS d'étoiles à exoplanètes.

Excepté pour la dernière étoile, d'activité intrinsèque forte ($\log(R'_{HK}) = -4,72$), toutes les étoiles sont faiblement active ($\log(R'_{HK}) < -4,9$). On regroupe donc les deux tranches d'activité les plus faibles, puis on effectue la simulation par tirage gaussien, comme précédemment. On constate ainsi que la valeur moyenne de σ_{Jitter} , pour plus 50% de ces étoiles, se situe très près de 1 m/s. Ceci correspond aux valeurs de RMS du tableau. On peut donc estimer qu'on a effectivement découvert les planètes actuellement détectables et que le reste représente l'activité de l'étoile ainsi que les plus petites planètes.

Ce tableau et ce graphique couplés valident une fois encore l'hypothèse d'un σ_{Jitter} inférieur à 1 m/s pour les étoiles de faible variabilité intrinsèque.

5.3.3 Répartition du σ pour les trois et quatre premières mesures

Description de la méthode employée

Pour chaque étoile, on effectue trois (ou quatre) tirages gaussiens de moyenne nulle et de sigma σ_{total} aux temps t_1 et t_2 . On prend alors le bruit de mesure ε associé à l'étoile et au numéro de la mesure. On a ainsi une estimation réelle de ce bruit.

On déduit de ces deux tirages le $\sigma_{Jitter+bruit}$ de l'étoile par la relation :

$$\sigma^2 = \frac{N}{N-1} \cdot \frac{\sum_i \frac{(V_{rad_i} - \overline{V_{rad}})^2}{\varepsilon_i}}{\sum_i \frac{1}{\varepsilon_i}} \quad (5.2)$$

avec :

$$\overline{V_{rad}} = \frac{\sum_i \frac{V_{rad_i}}{\varepsilon_i}}{\sum_i \frac{1}{\varepsilon_i}} \quad (5.3)$$

On peut ensuite tracer la répartition cumulative des $\sigma_{Jitter+bruit}$ obtenus, pour plusieurs σ_{Jitter} différents, et les comparer aux observations.

Résultats obtenus

Nous avons conservé les mêmes tranches d'activité, afin de comparer les résultats avec les précédents (figure 5.9). Simplement cette fois, ce n'est plus le ΔV_{rad} qui est représenté mais le σ_{Jitter} des étoiles.

Nous ne représentons ici que les courbes des étoiles les plus et les moins actives, afin de les comparer. Il serait en effet inutile de s'intéresser à chaque tranche de $\log(R'_{HK})$, puisqu'on observe le même comportement.

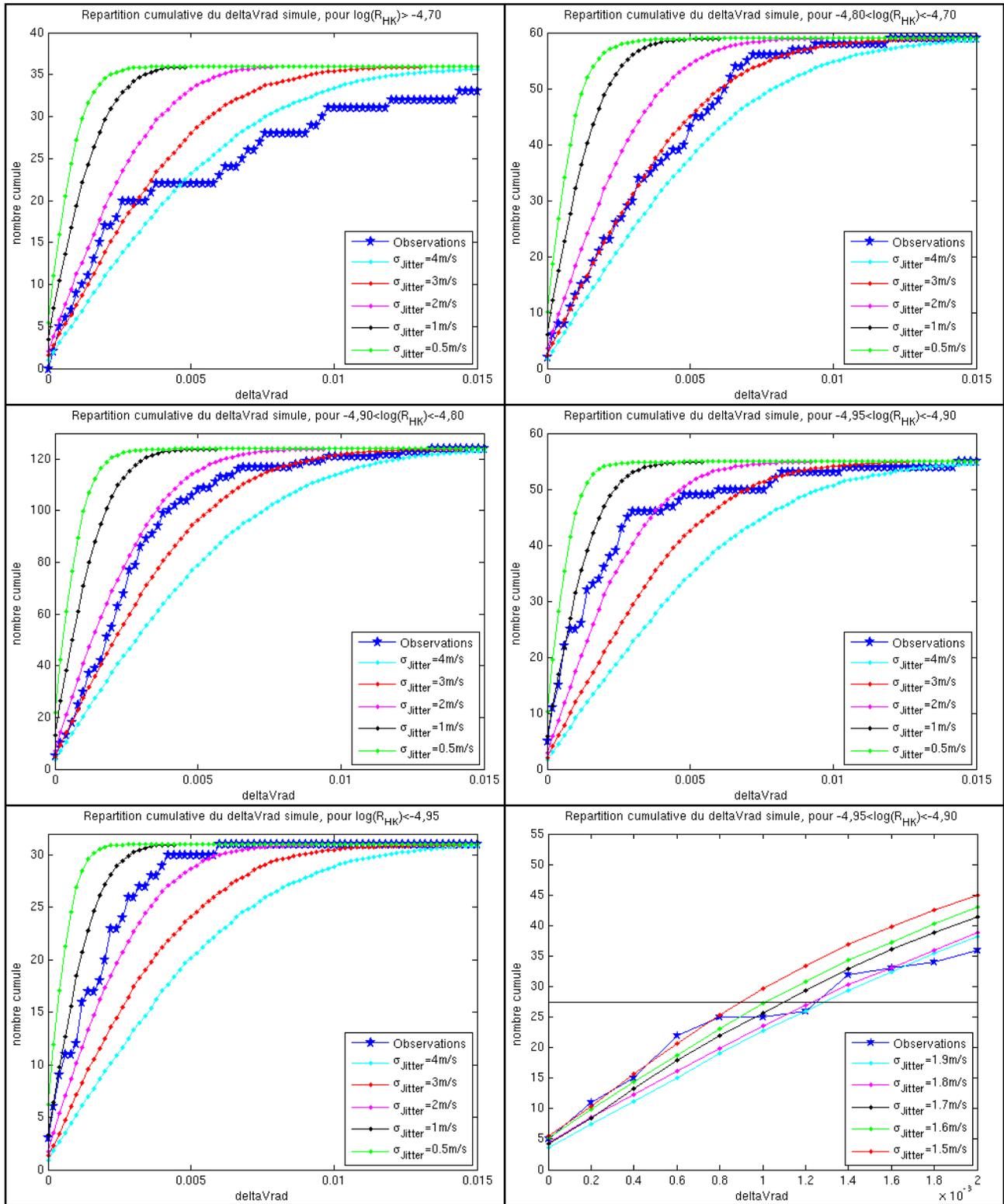
Interprétation des résultats

Il faut tout d'abord noter qu'on a quelques étoiles en moins par rapport à la simulation à deux mesures. En effet, les étoiles ont ici au minimum 3 (ou 4) points de mesure. Les étoiles n'en ayant que 2 (respectivement 3) ont donc été supprimées.

Ces étoiles sont donc des étoiles pour lesquelles on avait observé un ΔV_{rad} suffisant pour effectuer une troisième mesure, puis une quatrième. On trouve donc moins d'étoiles avec un ΔV_{rad} très faible pour les deux premières mesures (sauf troisième point de vérification éventuel).

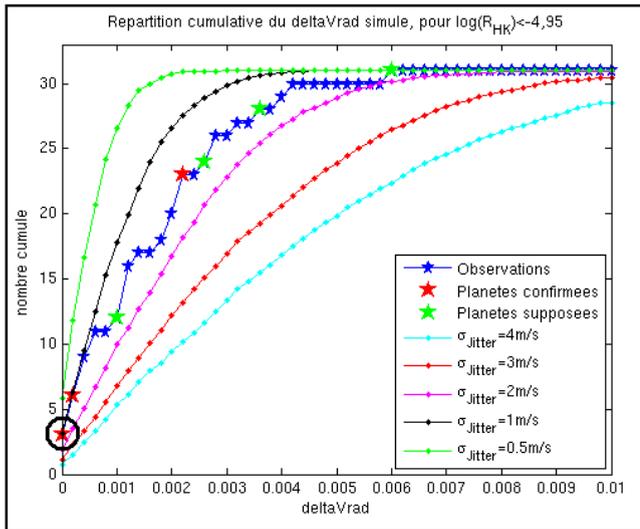
En comparant les courbes effectuées avec deux points de mesure ou plus, on s'aperçoit que plus le nombre de mesures est grand, plus on s'écarte rapidement de la courbe "optimale" d'un σ_{Jitter} donné. En effet, en réalisant plusieurs mesures aléatoires, pour un σ_{Jitter} donné, il est plus difficile d'obtenir des mesures toutes proches les unes des autres. D'ailleurs, plus le nombre de ces tirages sera grand, plus on tendra à l'uniformité des σ_{Jitter} obtenus. Toutes les étoiles présenteront alors une même valeur de σ_{Jitter} .

On constate toutefois que pour 3 et 4 mesures (figure 5.9, colonne de gauche), on tend vers un σ_{Jitter} de $2m/s$ pour les étoiles peu actives.



LAGNY 2007

FIG. 5.7 – Répartition du ΔV_{rad} pour différentes tranches de $\log(R'_{HK})$



3 planètes autour de cette étoile...

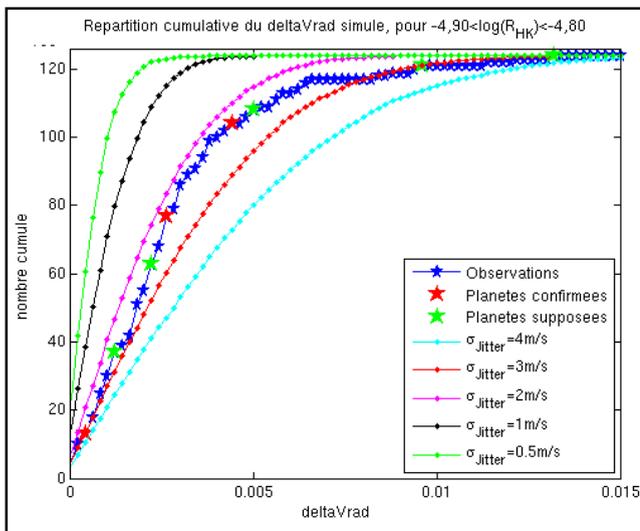
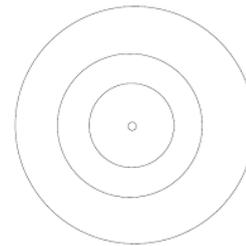
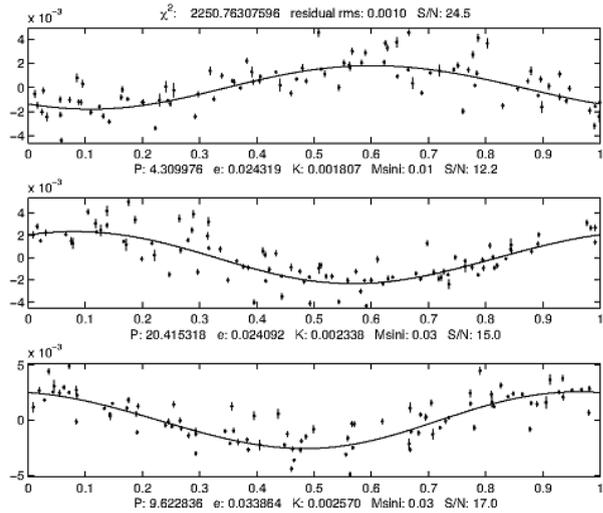


FIG. 5.8 – Répartition des exoplanètes autour des étoiles considérées, pour différents $\log(R'_{HK})$

A droite, on a les périodes de 3 planètes autour d'une étoile du catalogue 1a de HARPS. Encore non publiée, il n'est pas possible d'en révéler le nom.

Le schéma en-dessous donne les orbites des trois planètes, le rond central correspondant au diamètre de l'étoile. Ces résultats sont obtenus par un algorithme génétique cherchant les paramètres orbitaux en fonction du nombre de planètes que l'on souhaite y trouver.

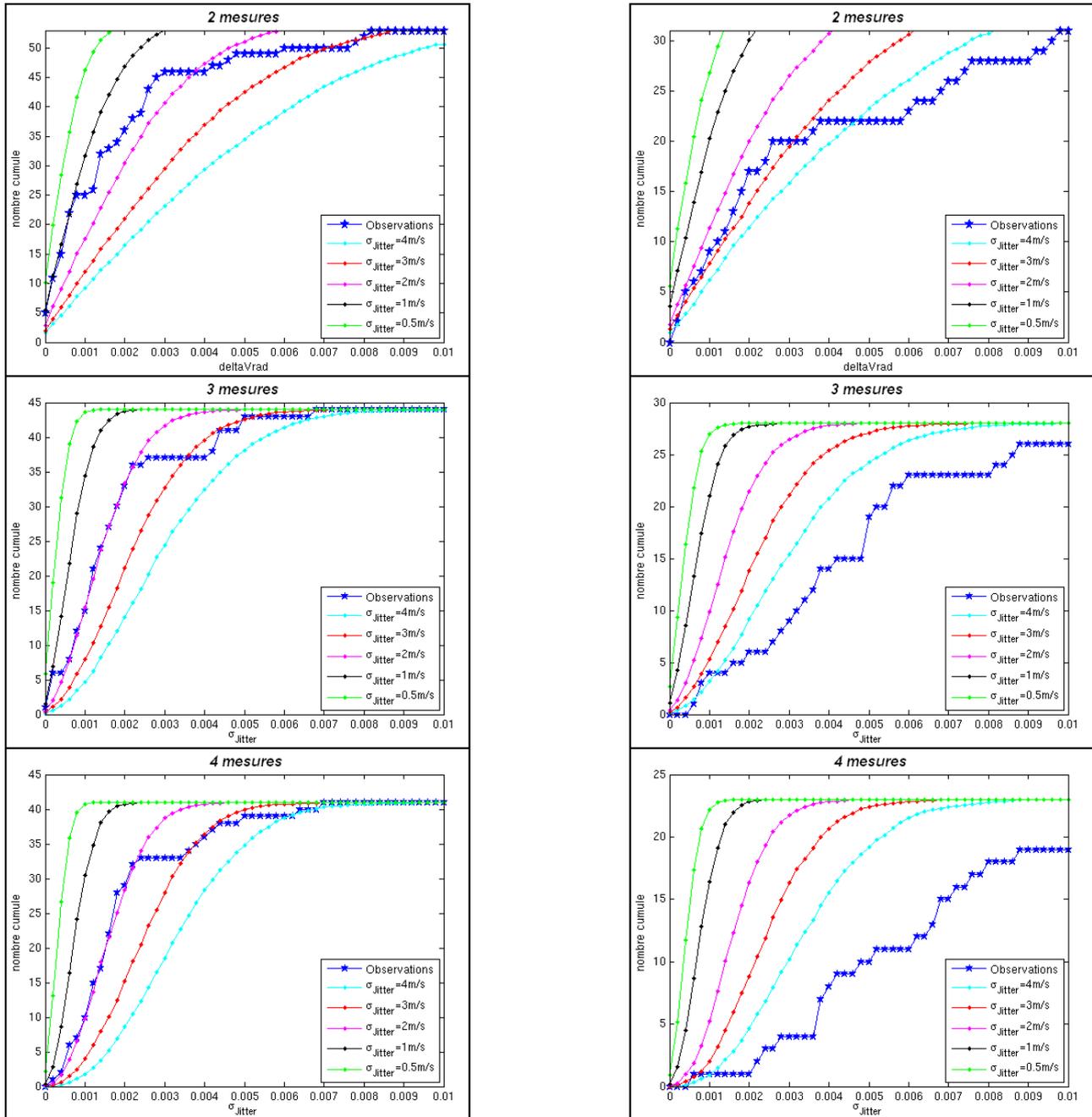


FIG. 5.9 – Répartition du ΔV_{rad} ou du $\sigma_{Jitter+bruit}$ pour différentes activités stellaires.

A gauche, les étoiles peu actives : $-4,95 < \log(R'_{HK}) < -4,90$.

A droite, les étoiles les plus actives : $\log(R'_{HK}) > -4,70$.

Conclusion

Ce stage fut très enrichissant tant pour les connaissances acquises que pour les méthodes de travail mises en œuvre. Vivre au sein de l'observatoire pendant plusieurs mois permet de comprendre le rythme de l'astronome, les réalités de son travail aussi bien au bureau qu'en mission d'observation. Les discussions informelles sont toujours riches et intéressantes et permettent de mieux réaliser ce qui nous attend dans un avenir proche.

Le travail accompli durant ce stage s'est axé en deux parties. L'une instrumentale, et concernant une future amélioration sur le spectrographe HARPS, l'autre plus astrophysique et portant sur l'activité intrinsèque des étoiles.

Il s'agissait tout d'abord de modifier le système de calibration pour y inclure un interféromètre de Fabry-Pérot. Nous avons pu vérifier, à partir des paramètres fixés dans le projet, que ce dernier était viable, et que la précision atteinte était conforme au cahier des charges. Nous avons ensuite mis ce spectre sous la forme d'un spectre échelle HARPS. Au cours de la poursuite du projet de calibration par un interféromètre de Fabry-Pérot, ce spectre servira de base aux tests à effectuer sur la précision de l'instrument.

En lien étroit avec la première partie, par l'intérêt profond porté à la recherche des exoplanètes de très petite masse, la recherche de la valeur moyenne de l'activité intrinsèque des étoiles de type solaire a donné d'excellents résultats. Nous avons pu établir que le jitter est, activité stellaire et petites planètes encore indétectables confondues, d'environ $1m/s$ pour les étoiles les moins actives. Cette valeur est très importante pour la viabilité de projets futurs destinés à la découverte d'exoplanètes d'une masse équivalente à celle de la Terre, et les résultats obtenus démontrent que l'hypothèse d'un jitter inférieur à $0,5m/s$ est justifiée.

Ce travail a ouvert autant une piste vers le doctorat. En collaboration avec Porto, dans le cadre de la poursuite des recherches sur le Fabry-Pérot, celle-ci permettrait d'intégrer le système au code de HARPS, avec une installation sur place à La Silla, puis de s'orienter vers la détection des planètes de très faible masse autour d'étoiles de type solaire. Ce sujet très intéressant s'inscrit dans la continuité directe de ce stage et l'Observatoire de Genève lui porte un intérêt tout particulier dans la poursuite de la recherche des exoplanètes.

Pour la recherche sur les exoplanètes, il est très important de pouvoir détecter des amplitudes plus faibles que les limites actuelles, et surtout être capable d'affirmer qu'il s'agit bien de planètes et non de bruit stellaire ou de mesure. Le travail effectué au cours de ce stage permet de progresser en ce sens en repoussant les limites du spectrographe actuellement le plus précis au monde ainsi qu'en émettant l'hypothèse que le bruit stellaire est limité et qu'il est donc possible de passer outre et de progresser encore davantage vers la détection d'exoplanètes de la masse de la Terre.

Bibliographie

Les références bibliographiques sont numérotées chapitre par chapitre.

L'Observatoire de Genève

1. http://www.unige.ch/sciences/astro/fr/Informations/Presentation/Presentation_01_2006.html
2. http://www.unige.ch/sciences/astro/fr/Informations/Presentation/pdf/Observatoire_de_Geneve_Version_Francais_20070503.pdf

Les instruments d'observation

1. Baranne A. et al.
ELODIE : A spectrograph for accurate radial velocity measurements
Astronomy and Astrophysics Supplement Series 119, 373-390, 1996
2. Mayor M. et al.
Setting New Standards with HARPS
The Messenger 114, 20-24
3. <http://www.la.eso.org/lasilla/sciops/3p6/harps/>
4. <http://www.obs-hp.fr/www/spectroscopie/PortesOuvertes.html>

Etude d'un étalon de Fabry-Pérot pour la mesure des vitesses radiales stellaires de très haute précision

1. Belland P., Lecullier J.-C.
Scanning Fabry-Perot interferometer : performance and optimum use in the far infrared range
Applied optics, Vol. 19 n°12, 1980, 1946 - 1952
2. Boukari H., Palik E. D., Gammon R. W.
Closed-form expressions to fit data obtained with a multipass Fabry-Perot interferometer
Applied optics, Vol. 34 n°1, 1995, 69 - 86
3. Nichelatti E., Salvetti G.
Spatial and spectral response of a Fabry-Perot interferometer illuminated by a Gaussian beam
Applied optics, Vol. 34 n°22, 1995, 4703 - 4712
4. Pepe F. et al.
HARPS. Statements of Work and Technical Requirement Specification for a Fabry-Perot Wavelength-Calibration System
(pré-étude du futur interféromètre de Fabry-Pérot de HARPS)

5. Rodriguez Espinosa J. M., Herrero A., Sánchez F. Instrumentation for Large Telescope
Edition Cambridge Contemporary Astrophysics, 1997, 145 - 150
6. <http://www.doriclenses.com/lire/44.html>
7. http://fr.wikipedia.org/wiki/Interféromètre_de_Fabry-Pérot (illustrations)

Limite de la précision par le jitter des étoiles

1. Santos N. C. et al.
The CORALIE survey for southern extra-solar planets. XI. The return of the giant planet orbiting HD 192263
Astronomy and Astrophysics 406, 373 - 381, 2003
2. Kürster M. et al.
The low-level radial velocity variability in Barnard's star (= GJ 699)
Secular acceleration, indications for convective redshift, and planet mass limits
Astronomy and Astrophysics 403, 1077 - 1087, 2003
3. Saar S. H., Donahue R. A.
Activity-related radial velocity variation in cool stars
The Astrophysical Journal 485, 319 - 327, 1997
4. Saar S. H., Fischer D.
Correcting radial velocities for long-term magnetic activity variations
The Astrophysical Journal 534, 105 - 108, 2000
5. Fischer D. A. et al.
Planetary Companions around Two Solar-Type Stars : HD 195019 and HD 2171071
Astronomical Society of the Pacific 111, 50 - 56, 1999

Annexe A

Liste des documents produits

Cette liste des scripts, programmes et figures est établie à la demande du groupe des exoplanètes de l'observatoire de Genève, afin de pouvoir réutiliser les données obtenues lors de ce stage.

A.1 Etude d'un étalon de Fabry-Pérot pour la mesure des vitesses radiales stellaires de très haute précision

A.1.1 Programmes Matlab pour le spectre en une dimension

- **SimuFP.m** : calcule le spectre d'un interféromètre de Fabry-Pérot pour deux indices de réflexion différents, l'un constant et l'autre variant en fonction de la longueur d'onde. Calcule les valeurs théoriques de la finesse, du FWHM et de l'intervalle entre deux pics pour chaque indice de réflexion.
- **SimuFP_2.m** : calcule le spectre d'un interféromètre de Fabry-Pérot pour l'indice de réflexion qui sera réellement utilisé (dépendant de la longueur d'onde). Calcule les paramètres théoriques de ce spectre. Affiche ce spectre en détail en une mosaïque de 9 courbes en différents points du spectre.
- **SimuFP_3.m** : calcule le spectre de SimuFP_2.m en un point choisi par calcul théorique, afin de tomber exactement sur le sommet d'un pic. Affiche le fittage gaussien en ce point, détermine les valeurs de position du pic gaussien, ainsi que la largeur à mi-hauteur de celui-ci.
- **SimuFP_4.m** : calcule sur l'ensemble du spectre visible le même spectre en 30000 points déterminés par le calcul théorique. Le programme effectue ensuite le fittage gaussien, puis calcule la différence entre les valeurs simulées et les valeurs théoriques. Affichage des courbes de différence sur la valeur de la position de la raie, de l'intervalle entre deux pics et de la largeur à mi-hauteur.
- **gauss.m** : fonction annexe générant une gaussienne et nécessaire pour le fittage gaussien de SimuFP_3.m et SimuFP_4.m.
- **Corps_noir.m** : génération d'un spectre de corps noir. Température choisie : 3000 K. Le spectre est compris entre 380 et 780 nm.
- **FP_corps_noir.m** : multiplication du spectre du corps noir à 3000 K par les interférences engendrées par le Fabry-Pérot. Figures obtenue : spectre sur l'ensemble de la plage de longueur d'onde et mosaïque de 9 courbes en différents points du spectre.

A.1.2 Figures produites

- **Te.png** : transmission du Fabry-Pérot sur un petit intervalle de longueur d'onde, afin de vérifier l'exactitude des équations.
- **CorpsNoirFP.png** : spectre d'un corps noir à 3000 K multiplié par le spectre du Fabry-Pérot, sur toute la plage du visible.
- **CorpsNoirFP_zoom.png** : mosaïque de 9 courbes en différents points du spectre précédent.
- **Mosaïque.png** : regroupement des résultats de précision :

1. Fittage gaussien d'un pic
2. Précision sur la position de la raie
3. Précision sur l'intervalle entre deux pics successifs
4. Précision sur la largeur à mi-hauteur

A.1.3 Programmes Matlab pour le spectre échelle

- **spectre_FP.m** : programme principal : crée le spectre échelle à partir des données fournies par les fonctions annexes.
- Fonctions annexes : ces fonctions permettent au programme principal d'être modifié plus facilement.
 1. **FabryPerot.m** : crée le spectre du corps noir à 3000 K multiplié par celui du Fabry-Pérot. C'est le spectre d'entrée.
 2. **IP.m** : profil instrumental : ici, il s'agit une gaussienne parfaite.
 3. **conversion.m** : lit dans le fichier fits approprié la correspondance entre pixel et longueur d'onde.

Le spectre d'entrée est convolué avec le profil instrumental. On intègre ensuite l'intensité lumineuse du spectre résultant entre deux valeurs de longueur d'onde, correspondant à la largeur d'un pixel, pour chaque pixel du spectre échelle.

A.1.4 Figures produites

- **spectre114.png** : spectre obtenu par FabryPerot.m convolué avec le profil instrumental, pour une distance entre les deux miroirs partiellement réfléchissants de 11,4 mm.
- **spectre114_bleu.png** et **spectre114_rouge.png** : zoom dans le bleu et dans le rouge.
- **spectre060.png** : même spectre, mais pour une distance de 6,0 mm.
- **spectre060_bleu.png** et **spectre060_rouge.png** : zoom dans le bleu et dans le rouge.
- **ordre1.png**, **ordre10.png** et **ordre30.png** : représentation de 3 ordres différents du spectre échelle, après passage dans le domaine des pixels.

A.2 Limite de la précision par le jitter des étoiles

A.2.1 Scripts de génération automatique des fichiers nécessaires

Ces scripts servent à effectuer le travail préparatoire à la lecture des données sous Matlab.

- **Supression** : suppression dans le dossier HARPS_e1a des fichiers d'étoiles n'appartenant pas au catalogue 1a de HARPS. (Le dossier HARPS_e1a est une copie du dossier original.)
- **deux_Vr** : sélectionne les étoiles ayant plus de deux mesures après le jour julien 53200, crée plusieurs fichiers rdb :
 1. **nom_de_l'étoile_tri.rdb** : contient uniquement les deux premières lignes de données après le jour 53200, ainsi que les noms des colonnes.
Si ce fichier contient exactement deux valeurs :
 2. **nom_de_l'étoile_jdb.rdb** : contient les dates des deux mesures.
 3. **nom_de_l'étoile_vrad.rdb** : contient les vitesses radiales de ces deux mesures.
 4. **nom_de_l'étoile_svrاد.rdb** : contient les erreurs sur ces vitesses radiales

Le fichier deux_Vr, modifié, a également permis de conserver les 3 et 4 premières mesures pour les autres simulations.

A.2.2 Programmes Matlab

Ces programmes ont pour but de créer des courbes que l'on peut ensuite analyser et comparer.

- **prog_lecture.m** : crée l'histogramme de répartition de l'activité stellaire, le diagramme de répartition cumulative du ΔV_{rad} puis, pour une tranche d'activité intrinsèque donnée, la répartition cumulative du ΔV_{rad} superposée à la simulation par tirage gaussien pour différentes valeurs de jitter.
- **prog_lecture_3.m** et **prog_lecture_4.m** : même chose mais en conservant les 3 et 4 premières mesures à partir du jour 53200.
- **prog_lecture_exo.m** : marquage sur la courbe des étoiles à exoplanètes supposées, à partir d'une liste établie dans un fichier annexe, à la main.

A.2.3 Figures produites

Ces courbes sont les plus intéressantes, que ce soit pour elles-mêmes ou en comparaison avec d'autres. Certaines figures sont ainsi un regroupement de plusieurs courbes obtenues sous Matlab. De même, certaines courbes sont représentées dans plusieurs figures, pour les besoins de comparaison. Les programmes matlab ne permettent donc pas d'obtenir toutes les courbes d'une même figure d'un coup, mais chaque courbe séparément, en modifiant un paramètre à chaque fois.

- **histo_rhk.png** : histogramme de répartition de l'activité stellaire pour les étoiles du catalogue e1a de HARPS.
- **exo_toutes_activités.png** : répartition cumulative du ΔV_{rad} des étoiles observée ; figuration des exoplanètes détectées, la couleur les représentant étant en fonction de leur probabilité de présence.
- **Jitter_2_mesures.png** : 5 courbes cumulatives des ΔV_{rad} ainsi que simulation gaussienne. Courbe en bas à droite : zoom de la courbe 4.
- **234_mesures.png** : courbes à 2, 3 et 4 mesures pour 2 tranches d'activité intrinsèque.
- **Avec_exoplanetes.png** : 2 courbes à 2 mesures, pour différentes tranches d'activité intrinsèque ; orbites de 3 planètes autour d'une étoile figurant dans une des deux courbes (orbites obtenues par un programme propre à l'Observatoire de Genève).