

GALLAND Franck
Maîtrise de Physique Fondamentale
Magistère 2^{ème} année

Université Paris-Sud Orsay

INFLUENCE DES CONDITIONS D'OBSERVATION SUR LA MESURE DE VITESSES RADIALES

stage effectué à l'Observatoire de Genève,
avec l'équipe de Michel Mayor (maître de stage)
et plus particulièrement avec Francesco Pepe.

avril-juillet 2001

RESUME

Ce travail s'inscrit dans le cadre de la recherche de planètes extra-solaires par la méthode dite des vitesses radiales. Il concerne l'évaluation de l'erreur sur la mesure de ces vitesses radiales, due aux conditions d'observation, et plus particulièrement à la présence de la lumière réfléchie par la Lune. Le problème des raies telluriques est également abordé. Les principales conclusions de ce travail sont les suivantes :

- l'erreur dépend de l'écart en vitesse radiale et du flux relatif de la Lune par rapport à l'étoile, du type spectral de l'étoile, de sa vitesse de rotation, de la résolution du spectrographe utilisé ;
- il existe une plage d'écart en vitesse radiale entre l'étoile et la Lune, dans laquelle l'erreur est supérieure à 1 m/s pour une étoile de magnitude 11 (resp. 13) dans le cas d'une nuit de pleine Lune (resp. nouvelle Lune), dans le cas d'Elodie et d'un type spectral G ou K ;
- hors de cette plage, l'erreur est inférieure à 1 m/s (étoile de magnitude plus petite que 14) ;
- il est possible de mesurer les flux de l'étoile et de la Lune grâce à la caméra de guidage du télescope ; un indicateur pourrait alerter l'utilisateur en cas d'erreur significative et donner l'ordre de grandeur de cette erreur ;
- dans le cas d'erreur non négligeable, une fonction appliquée au spectre obtenu peut permettre de la déterminer plus précisément.

ABSTRACT

This work is part of the search for extra-solar planets by mean of the radial velocity method. It deals with the evaluation of the error on the radial velocity measurement induced by the observational conditions, and more especially by moonlight. The Earth absorption lines problem is also discussed. The main conclusions of this work are :

- the error depends on the radial velocity difference and on the relative flux between the Moon and the star, on the spectral type of the star, on its rotationnal velocity, on the resolution of the spectrograph used ;
- a domain exists in the radial velocity difference space, where the error is more than 1 m/s dealing with a star with a magnitude of 11 (res. 13) and a night of full Moon (resp. new Moon), in the case of Elodie and G or K spectral type ;
- outside of this domain, the error is less than 1 m/s (star with a magnitude less than 14) ;
- star and Moon flux can be measured by mean of the guiding camera ; an indicator can warn the observator if the error is significative, and give the approximative error ;
- if the error is not negligible, a function applied to the obtained spectrum can give it more precisely.

Table des matières

1	Principes et idées directrices	3
1.1	La recherche de planètes extra-solaires	3
1.2	Obtention des spectres	4
1.3	Calibrations, réduction	4
1.4	La technique de corrélation	5
1.5	Influence des conditions d'observation	6
2	Effets de la Lune sur la mesure de vitesses radiales	8
2.1	Principes	8
2.2	Simulations.	9
2.3	Modélisation des résultats de la simulation	12
2.3.1	Dans la fenêtre $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$	12
2.3.2	Hors de la fenêtre $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$	13
2.4	Fonction donnant l'erreur sur la mesure	14
2.5	Ordres de grandeur de l'erreur sur la vitesse radiale	15
2.6	Influence de la vitesse de rotation de l'étoile sur l'erreur de mesure de la vitesse radiale	18
2.7	Influence de la résolution du spectrographe sur l'erreur de mesure de la vitesse radiale : cas de HARPS	21
2.8	En pratique...	23
2.9	Programmes sources	25
3	Mesure du flux de la Lune et de l'étoile avec la caméra de guidage et le spectrographe	26
3.1	Calcul du temps de pose nécessaire.	26
3.1.1	Nombre de photons reçus.	26
3.1.2	Rapports S/B , erreur sur le flux relatif (centrage).	28
3.1.3	Rapports S/B , erreur sur le flux relatif (guidage).	31
3.2	Tests réels de mesure de flux (cas de Coralie).	33
3.3	Temps de pose nécessaire (cas de HARPS).	42
4	Effets des raies telluriques sur la mesure de vitesses radiales	43
	Bibliographie	53

Chapitre 1

Principes et idées directrices

1.1 La recherche de planètes extra-solaires

La découverte récente de planètes extra-solaires a démontré que les planètes de notre Système Solaire n'étaient pas les seules de l'Univers, ce qui était longtemps resté une question en suspens. On disposera bientôt des éléments nécessaires pour tenter de comprendre la formation de notre Système Solaire, et déterminer si des conditions favorables au développement de la vie sont réunies ailleurs que sur Terre. L'examen des paramètres orbitaux des planètes déjà découvertes (notamment la masse et la distance à l'étoile) permet une première comparaison de ces systèmes planétaires au nôtre.

Parmi les méthodes de détection et de mesure des paramètres orbitaux, la méthode dite des vitesses radiales est à ce jour la plus efficace, puisque c'est avec elle qu'ont été détectées les quelques 70 planètes recensées actuellement : l'existence d'une planète en mouvement autour de son étoile induit une oscillation de celle-ci autour du centre de gravité du système, qui se traduit (par effet Doppler-Fizeau) sur le spectre de l'étoile par un décalage spectral périodique. En mesurant ces variations de décalage spectral, on a accès aux variations de vitesse radiale (i.e. projetée sur la ligne de visée) de l'étoile et à la période du mouvement. On peut alors en déduire les paramètres orbitaux (bien qu'on n'obtienne qu'une valeur inférieure de la masse de la planète compagnon).

La recherche s'effectue sur un échantillon d'étoiles intrinsèquement stables et dont le spectre est riche en raies, se focalisant ainsi sur des étoiles naines froides, plus tardives que F5.

Les premiers résultats obtenus laissent envisager une bien plus grande variété de systèmes planétaires qu'attendu (notamment en termes de distance à l'étoile par rapport à la masse, ou encore d'excentricité), ce qui soulève de nombreuses questions quant à la formation et à l'évolution de ces systèmes.

1.2 Obtention des spectres

Pour obtenir les spectres à dispersion croisée qui serviront à la détermination des variations de vitesse radiale, l'équipe de Genève utilise notamment les spectrographes Elodie (Observatoire de Haute-Provence ou OHP, télescope de 1,93 m de diamètre, précision de $8-10 \text{ m.s}^{-1}$) et Coralie (La Silla, télescope suisse Euler, 1,20 m, précision de $5-7 \text{ m.s}^{-1}$), et bientôt le spectrographe HARPS. La première dispersion est effectuée avec un réseau par réflexion sous conditions de blaze ¹ et en mode quasi-Littrow ².

On obtient un spectre, mais dans lequel les différents ordres se recouvrent ; une deuxième dispersion est alors effectuée dans une direction perpendiculaire à la précédente, afin de séparer les différents ordres (l'association d'un prisme et d'un grism permet d'obtenir un espacement régulier entre les ordres). Le spectre finalement obtenu et enregistré sur le détecteur CCD (image brute) est un "spectre échelle", qui contient 67 ordres avec Elodie, l'intensité dans chaque ordre ayant un profil de blaze.

1.3 Calibrations, réduction

A l'aide du software INTER-TACOS, cette image brute subit une première réduction.

Une pose de localisation, avec une lampe au tungstène, ayant permis de définir la position et la forme des ordres sur l'image brute, une image S2D (spectre deux dimensions) est construite. Chacune de ses lignes correspond à un ordre du spectre brut, tandis que la structure en pixels suivant la direction de la première dispersion est conservée. Cette pose de localisation permet également de déterminer une fonction de blaze lissée et un spectre de Flat-Field (le spectre du tungstène, qui émet une lumière blanche ne contenant quasiment pas de raies, corrigé du blaze, permet la détermination du gain de chaque pixel, et ce dans la longueur d'onde qu'il recevra lors des poses ultérieures).

¹d'où une restriction du domaine spectral où l'intensité est non négligeable ; pour un flux incident donné, on obtient ainsi une plus grande intensité lumineuse dans ce domaine spectral que si la condition de blaze n'était pas vérifiée

²rayons incident et émergent quasiment confondus, d'où une résolution spectrale ($R = \frac{\lambda}{\delta\lambda}$) constante sur tout le spectre

La calibration en longueur d'onde du spectre est effectuée avec une lampe au thorium-argon. Cette calibration peut intervenir de différentes manières suivant la précision souhaitée : les spectrographes cités ci-dessus sont (ou seront...) alimentés par deux fibres optiques, une fibre "objet" et une fibre "ciel" (l'utilisation de fibres optiques permet d'une part d'isoler le spectrographe dans un environnement contrôlé en pression et en température et où les vibrations mécaniques sont amorties, et permet d'autre part de bénéficier de l'effet de scrambling (brouillage) d'une fibre optique ³). La calibration minimale consiste à effectuer une pose avec la fibre objet illuminée seulement par la lampe au thorium-argon, en début de nuit.

On peut ensuite effectuer une pose avec la fibre objet seule, recevant la lumière de l'étoile, si celle-ci est suffisamment brillante par rapport au fond de ciel pour obtenir un S/B (signal sur bruit) suffisamment élevé (pose OBJO). Sinon, une pose où fibres objet et ciel reçoivent la lumière respectivement de l'étoile et du fond de ciel, permet d'étudier un objet plus faible (mais l'étude spectroscopique étant alors moins précise) (pose OBJ2). Pour obtenir une calibration très précise et donc des mesures très précises de vitesses radiales, on peut effectuer des poses où la fibre objet reçoit la lumière provenant de l'étoile et où la fibre ciel reçoit *simultanément* la lumière provenant de la lampe au thorium-argon ⁴ (pose OBTH). Ce dernier type de poses permet la mesure et l'élimination de dérives instrumentales.

1.4 La technique de corrélation

Une fois le spectre S2D obtenu et calibré en longueur d'onde, une technique de corrélation lui est appliquée. Elle revient à utiliser un masque numérique (et non matériel comme "autrefois" avec le spectrographe CORAVEL lui aussi installé à l'OHP) où les zones valant 1 (les trous du masque matériel) correspondent à l'emplacement des raies d'une étoile de référence (de

³perte de la mémoire de la position spatiale (champ proche) d'entrée du faisceau dans la fibre; par contre, la mémoire de la position angulaire (champ lointain) est conservée puisque le faisceau ressort avec le même angle qu'il était entré, mais l'introduction d'un système optique, constitué essentiellement de deux lentilles, permet d'inverser champ proche et champ lointain lors de la traversée de la fibre optique; finalement, tout défaut de centrage de l'image de l'objet sur la face d'entrée de la fibre est (presque) sans effet sur le centrage de l'image sur le détecteur CCD du spectrographe. Sans cela, la position de l'image pourrait varier aléatoirement, induisant des variations aléatoires de mesure de la vitesse radiale, qui seraient autant de parasites diminuant la résolution.

⁴les deux fibres ayant quasiment le même chemin optique, les variations de températures, pressions (...) affectant la fibre objet affectent de la même manière la fibre ciel, si bien que les effets correspondants sur le spectre de l'objet peuvent être corrigés avec le spectre du thorium-argon.

type solaire par exemple...); la translation de ce masque sur le spectre obtenu résulte en un signal d'autant plus intense que les raies de ce spectre coïncidant avec les "trous" du masque sont nombreuses (autrement dit d'autant plus que les deux systèmes sont corrélés).

Toutes les raies du spectre obtenu ayant subi le même décalage par effet Doppler-Fizeau, il résulte de cette opération de corrélation une fonction (pic) de corrélation croisée (CCF), sorte de raie moyenne de toutes les raies du spectre de l'étoile, contenant une information en termes de vitesse radiale beaucoup plus précise que celle contenue dans chaque raie prise individuellement (et heureusement car une vitesse radiale de 10 m.s^{-1} correspond à un décalage de 10^{-4} \AA , soit un millièème de la largeur typique des raies).

Cependant, l'espacement entre les raies d'un spectre possède un ordre de grandeur typique de 1 Angstrom, si bien que le signal de corrélation ne sera pas vraiment nul en dehors de l'ajustement entre spectre et masque, notamment lorsque de nombreuses raies se trouvent par hasard à l'endroit des "trous" du masque : il apparaît en plus du pic de corrélation principal, des pics secondaires, d'amplitude moindre, et centrés en des vitesses radiales en général différentes.

1.5 Influence des conditions d'observation

De nombreuses améliorations sont effectuées pour la réalisation de HARPS (High Accuracy Radial Velocity Planetary Search), successeur d'Elodie et Coralie, en cours de développement pour le télescope de 3,60 m de l'ESO, avec une mise sous vide pour annuler les variations de pression et réduire les variations thermiques. Les sources d'erreur sur la mesure des vitesses radiales peuvent être inattendues lorsque la précision recherchée devient de l'ordre de 1 m.s^{-1} . Les conditions d'observation, notamment, pourraient avoir une incidence non négligeable sur la précision obtenue. Mon stage a consisté à essayer de déterminer cette influence des conditions d'observation.

De manière analogue au cas ci-dessus, si les raies correspondant à de la lumière émise, réfléchiée ou absorbée par un autre objet se superposent au spectre de l'étoile, elles vont engendrer un autre pic principal de corrélation accompagné de pics secondaires. Ainsi en est-il de la lumière émise par le Soleil et réfléchiée par la Lune, ou encore des raies telluriques, à savoir les raies d'absorption dues à l'atmosphère terrestre qui apparaissent dans le spectre de l'étoile. Le présent rapport étudie les effets de ces pics de corrélations supplémentaires sur la précision de la mesure de la vitesse radiale de l'étoile

observée, sachant que l'ambition du futur spectrographe HARPS est d'atteindre une précision de 1 m.s^{-1} ...

Un autre paramètre affectant la précision sur la vitesse radiale mesurée est la finesse avec laquelle est effectué le guidage. En effet, cette précision est d'autant meilleure que la quantité de lumière reçue de l'étoile est grande ⁵, quantité qui augmente lorsque le centrage de l'image de l'étoile fournie par le télescope sur l'entrée de la fibre s'améliore (actuellement, jusqu'à 50 % de la lumière peut se trouver en dehors de la face d'entrée de la fibre). Par ailleurs, un guidage imparfait entraîne des variations artificielles de vitesse radiale, car l'erreur de positionnement du faisceau sur l'entrée de la fibre n'est pas totalement éliminée par l'effet de brouillage de la fibre .

⁵l'écart quadratique moyen concernant la vitesse radiale mesurée est : $\sigma_{vr} \propto resolution^{-1.5} * signal^{-0.5} * largeurdomainespectral^{-0.5}$ donc pour diminuer σ_{vr} , il faut :

- augmenter la résolution (donc d'une part diminuer le diamètre de la fibre car celle-ci projette l'image de l'étoile sur le CCD du spectrographe en une tâche dont le diamètre est d'autant plus petit que le diamètre de la fibre est petit ; d'autre part diminuer la taille de l'image donnée par le télescope, en augmentant la taille des miroirs *et/ou* en utilisant de
- augmenter le signal, c'est-à-dire la quantité de lumière reçue de l'étoile (en augmentant la taille des miroirs du télescope, en augmentant la taille de la fibre objet au détriment de la résolution, en améliorant le guidage ou encore l'efficacité de l'optique) ;
- augmenter la largeur du domaine spectral (ce qui met en lumière un avantage de la technique au thorium-argon sur la technique utilisant une cellule remplie de diode)

Chapitre 2

Effets de la Lune sur la mesure de vitesses radiales

2.1 Principes

La lumière du Soleil est réfléchiée par la Lune puis éventuellement diffusée par les nuages, si bien que le spectre solaire se superpose au spectre de l'objet. Or, le masque numérique de corrélation est construit à partir du spectre solaire (sauf pour le type spectral M), si bien que lors de la corrélation, on obtient en superposition du pic de l'objet, un pic dû à la lumière du Soleil réfléchiée par la Lune, que nous nommerons dans la suite "pic de la Lune".

Lorsque le pic de l'objet et celui de la Lune sont centrés en des vitesses radiales suffisamment proches et lorsque le flux relatif "de la Lune" par rapport à l'étoile est suffisamment grand, la mesure de la vitesse radiale de l'étoile est affectée d'une erreur non négligeable.

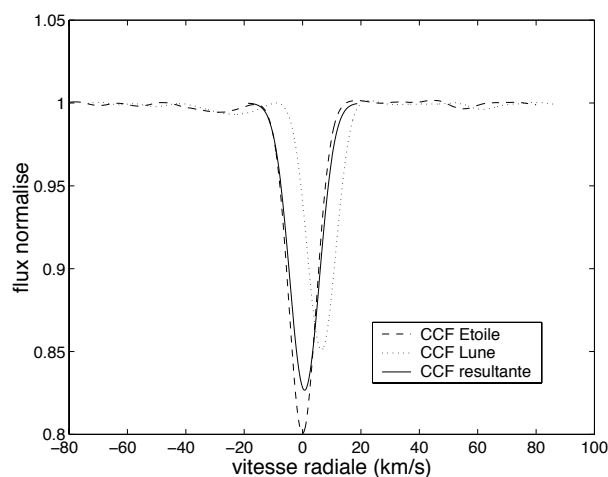


FIG. 2.1 – Illustration de l'erreur de mesure de vitesse radiale due à la Lune.

La figure 2.1 illustre ce problème (le flux relatif est exagérément grand, 15%, afin de mettre visuellement en évidence l'erreur (les CCF de l'étoile sans et avec Lune n'ont pas le même centre) ; noter les pics secondaires dans les "ailes" des CCF).

Par ailleurs, à magnitudes (apparentes) données pour l'étoile et pour la Lune, le flux relatif dépend du type spectral de l'étoile (la largeur des raies est d'autant plus grande que le type spectral est précoce).

2.2 Simulations.

Le but est ici de déterminer l'erreur sur la mesure de la vitesse radiale, à partir de fonctions de corrélation croisée (CCF) réelles issues de spectres d'Elodie, en fonction de l'écart en vitesse radiale des CCF et du flux relatif de la CCF de la Lune par rapport à la CCF de l'étoile.

J'ai ainsi réalisé des simulations, dans lesquelles étaient superposés une CCF d'étoile et une CCF d'une région proche de la Lune ¹ ce pour différentes valeurs d'écart en vitesse radiale des CCF, et pour différentes valeurs du flux relatif des CCF. Un ajustement gaussien est ensuite réalisé, pour chacun des cas obtenus, le centre de ce fit gaussien donnant la vitesse radiale de l'étoile qui serait mesurée dans les conditions correspondantes à chacun de ces cas (revoir la fig 2.1 ...). La différence avec la vitesse radiale qui serait mesurée en l'absence de la Lune (déterminée avec le centre d'un fit gaussien de la CCF de l'étoile seule ²) fournit l'erreur sur la mesure de vitesse radiale à laquelle on peut s'attendre.

La figure 2.2 illustre les résultats obtenus dans le cas d'une étoile de type spectral G0, pour un flux relatif de la Lune par rapport à l'étoile variant de 10^{-3} à 10^{-2} , et un écart en vitesse radiale entre les deux CCF variant de -50 km/s à +50 km/s.

La figure 2.3 est une projection de la figure 2.2 dans un plan (écart en vitesse radiale, erreur).

Il apparaît que si le centre de la CCF de la Lune se trouve dans une plage de $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$ autour du centre de la CCF de l'étoile, alors l'erreur sur la vitesse radiale mesurée de l'étoile est (beaucoup) plus grande (elle atteint un maximum autour de $6,7 \text{ km.s}^{-1}$) qu'en dehors de cette plage. Ceci se comprend assez bien si l'on considère que les raies ont en moyenne une demi-largeur à mi-hauteur d'environ 7 km.s^{-1} : l'erreur est maximale lorsque la CCF de la Lune se trouve au milieu d'un des côtés de la CCF de l'étoile.

¹le choix s'est porté sur des CCF obtenues à partir de spectres réels issus d'Elodie (possédant de hauts rapports S/B , supérieurs à 100), et non sur de simples gaussiennes, car les pics secondaires apparaissant dans les CCF réelles peuvent jouer un rôle non négligeable sur la CCF résultant de la superposition des deux CCF initiales.

²les ajustements gaussiens sont réalisés sur une plage de $\pm 4\sigma$, σ étant relié à la largeur à mi-hauteur de la gaussienne

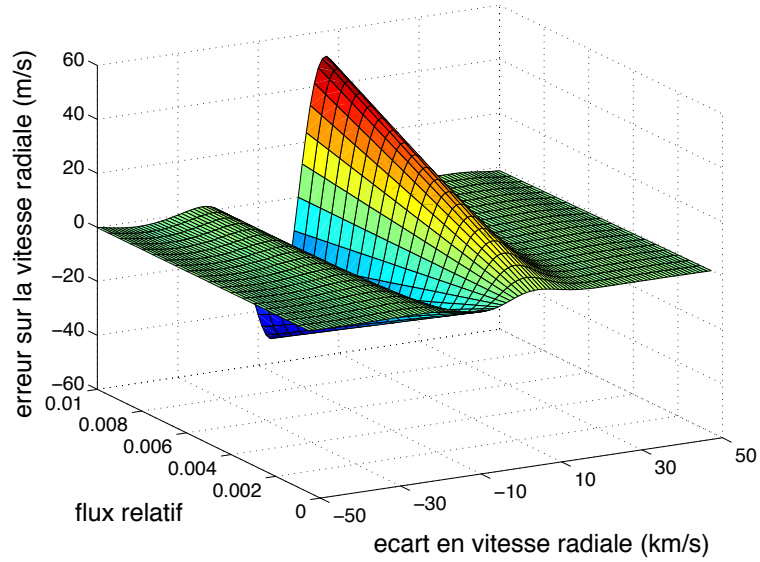


FIG. 2.2 – Exemple d’erreur sur la mesure de la vitesse radiale de l’étoile en fonction du flux relatif et de l’écart en vitesse radiale des deux CCF.

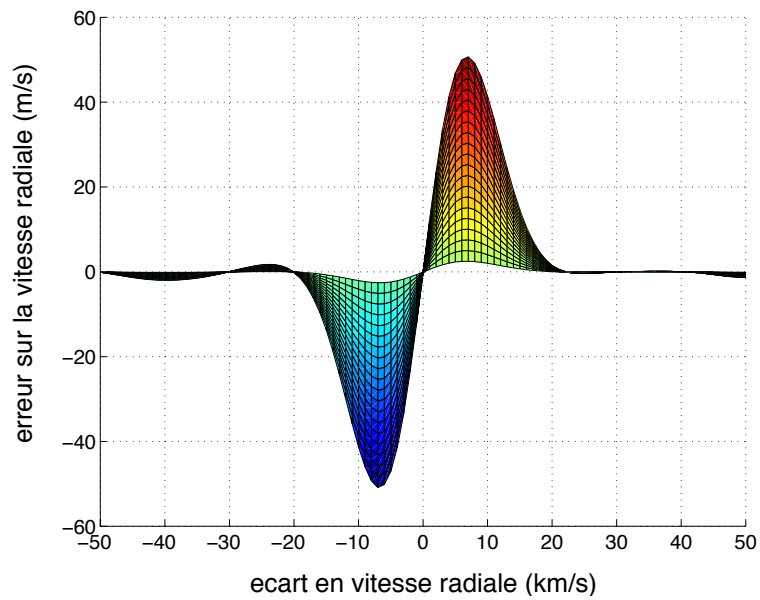


FIG. 2.3 – Projection de la fig 2.2 : les différentes courbes correspondent à un flux relatif donné, compris entre 0.001 et 0.01.

En revanche, lorsque le centre de la CCF de la Lune est plus éloigné qu'un peu plus de deux demi-largeurs à mi-hauteur, alors la CCF de l'étoile en présence de la Lune est peu déformée et son centre ne varie donc quasiment pas. Mais ce "quasiment" est seulement relatif à la plage $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$, et ne signifie pas que l'erreur est toujours négligeable!. Pour s'en convaincre, la figure 2.4 ne montre que la zone hors plage $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$. La structure qui apparaît est relative aux pics secondaires de la Lune, qui engendrent une erreur sur la mesure de la vitesse radiale lorsqu'ils se trouvent, eux, dans la fenêtre $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$ (on vérifie ceci en étudiant la structure mise en évidence pour les différents types spectraux d'étoile : il s'agit bien de la même.)

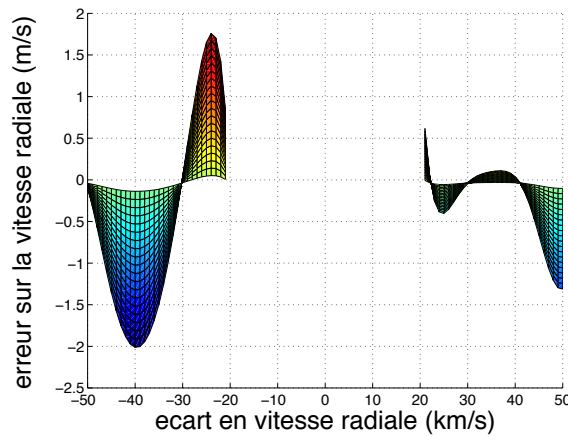


FIG. 2.4 – Erreur hors plage $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$ (flux relatif de 0.001 à 0.01).

La figure 2.5 projette la figure 2.2 dans un plan (flux relatif, erreur).

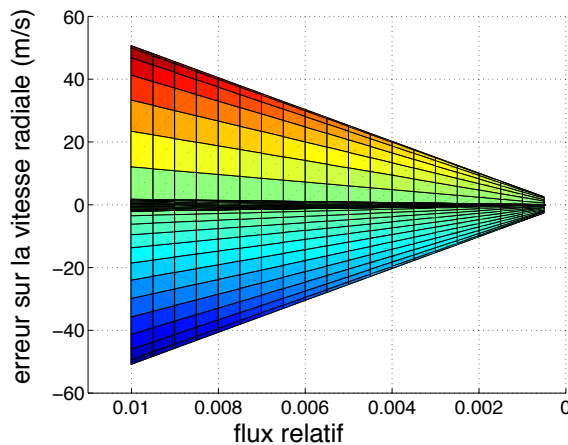


FIG. 2.5 – Projection de la fig 2.2 : les différentes courbes correspondent à un écart en vitesse radiale donné, compris entre -50 et $+50 \text{ km.s}^{-1}$.

2.3 Modélisation des résultats de la simulation

On cherche à présent une fonction modélisant les résultats obtenus avec les simulations précédentes.

2.3.1 Dans la fenêtre $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$.

A écart en vitesse radiale donné, le modèle est une droite (revoir la figure 2.4) : l'évolution de l'erreur de la mesure de la vitesse radiale est une fonction affine du flux relatif.

A flux relatif donné, le modèle est la dérivée d'une gaussienne, ce qui peut se comprendre en considérant les remarques accompagnant la figure 2.3, sachant que la forme des CCF est très proche d'une gaussienne.

La figure 2.6 est la projection dans un plan (écart en vitesse radiale, erreur) de la différence entre les résultats obtenus avec la simulation et le fruit de la modélisation. Loin de la plage $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$, on obtient la même structure que précédemment, ce qui est normal puisque le modèle correspond aux effets du pic principal de la Lune (dérivée d'une gaussienne), qui n'apparaissent vraiment que dans la fenêtre $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$. Dans et au voisinage immédiat de cette plage, il apparaît à nouveau une structure, du même ordre de grandeur que la structure précédente; cette structure, qui est là aussi la même quelque soit le type spectral de l'étoile, est encore la structure de la Lune, correspondant à une corrélation parasite entre des raies de la Lune simulant un décalage très proche de celui de l'étoile.

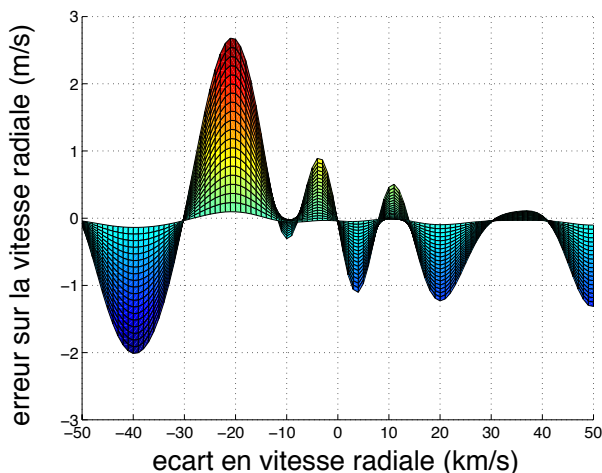


FIG. 2.6 – Résidus entre l'erreur sur la vitesse radiale trouvée avec les simulations et celle fournie par la modélisation des résultats de ces simulations.

2.3.2 Hors de la fenêtre $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$.

A écart en vitesse radiale donné, le modèle est, de même que précédemment, une droite.

A flux relatif donné, le modèle est une constante, prise égale à la valeur maximale de l'erreur pour ce flux relatif en dehors de la plage; la figure 2.7 est similaire à la figure 2.4, mais explore un domaine de vitesse radiale plus étendu, mettant ainsi plus en évidence la structure de la Lune, dont l'amplitude semble rester du même ordre de grandeur; elle montre également la modélisation de l'erreur hors de la plage $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$.

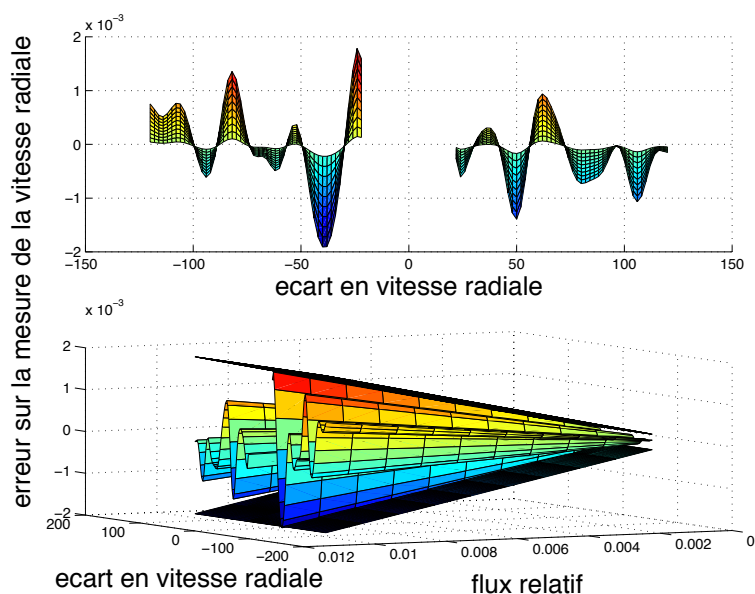


FIG. 2.7 – Illustration de la modélisation de l'erreur hors de la plage $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$.

2.4 Fonction donnant l'erreur sur la mesure

Les simulations et modélisations illustrées précédemment ont été réalisées avec des spectres issus du spectrographe Elodie.

La synthèse de ces simulations et modélisations est contenue dans une fonction `EFFET_LUNE_ok.m` ayant comme arguments le type spectral, l'écart en vitesse radiale (de la Lune par rapport à l'étoile) et le flux relatif (de la Lune par rapport à l'étoile), et ayant comme valeur l'erreur sur la mesure de la vitesse radiale ³ (à savoir la vitesse radiale de l'étoile en présence de la Lune moins celle que l'on mesurerait en l'absence de lumière réfléchie par la Lune), erreur absolue (limite supérieure) hors de la plage $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$, erreur algébrique dans cette plage.

On obtient typiquement la fonction illustrée sur la figure 2.8 qui est une projection dans un plan (écart en vitesse radiale, erreur).

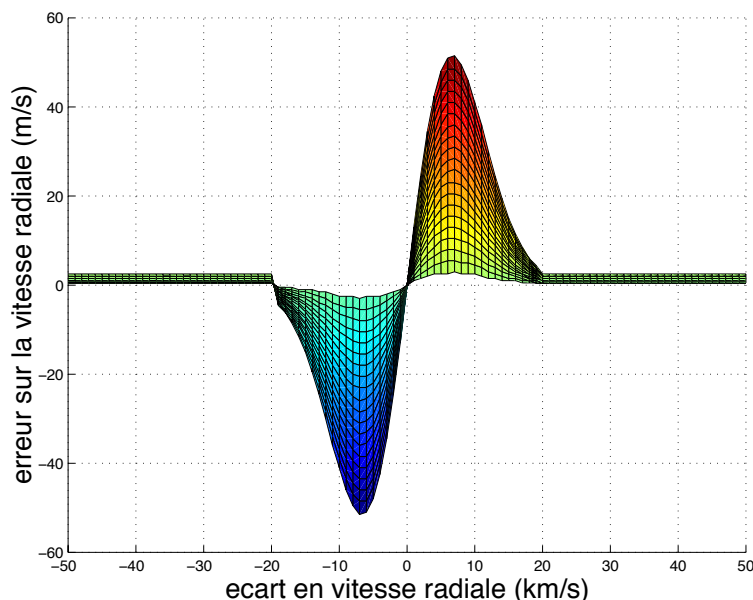


FIG. 2.8 – Exemple de fonction obtenue : erreur (absolue hors de la fenêtre $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$) sur la mesure de la vitesse radiale de l'étoile en fonction de l'écart en vitesse radiale des deux CCF (flux relatif de 0.001 à 0.01)

On remarque que l'erreur est bien maximale aux alentours de $\pm 7 \text{ km/s}$ (et nulle pour un écart en vitesse radiale des deux CCF nul, ce qui est normal puisqu'alors la CCF de la Lune, aussi importante soit-elle en terme de flux ne change alors pas le centre de la CCF de l'étoile, si les asymétries ne sont pas trop marquées), et beaucoup plus petite hors de la fenêtre $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$.

³en valeur absolue hors de la fenêtre $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$, car elle dépend alors des pics secondaires de la Lune, difficilement prévisibles en termes de valeur algébrique.

2.5 Ordres de grandeur de l'erreur sur la vitesse radiale

Le tableau 2.1 ci-dessous donne les ordres de grandeurs obtenus avec les modélisations. L'erreur sur la mesure de la vitesse radiale de l'étoile varie rapidement dans la plage $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$; on ne donne ici que l'erreur maximale attendue dans cette plage.

Type spectral	flux relatif (10^{-3})	erreur hors de la plage $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$ (en m.s^{-1})	erreur maximale dans la plage $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$ (en m.s^{-1})
G0	10.	2.5	49.5
	5.	1.0	
	1.	0.5	5.0
	0.2		1.0
K0	10.	1.5	29.0
	8.	1.0	
	1.	0.5	3.0
	0.3		1.0
K0IV	10.	1.5	28.5
	9.	1.0	
	1.	0.5	3.0
	0.4		1.0
M2	10.	1.5	5.0
	8.	1.0	
	2.		1.0
	1.	0.5	0.5

TAB. 2.1 – Erreurs sur la vitesse radiale obtenues en fonction du type spectral et du flux relatif.

De manière générale, on constate que plus le type de l'étoile est tardif, moins l'erreur sur la mesure de la vitesse radiale est importante, ce qui peut se comprendre en considérant que plus le type spectral de l'étoile est tardif, plus ses raies sont fines et profondes, si bien que la superposition de la CCF de la Lune a alors moins d'incidence sur la CCF résultante. Ainsi, le type spectral G0 apparaît comme étant le plus défavorable ; dans ce cas, la limite symbolique de 1 m/s d'erreur hors de la fenêtre $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$ est atteinte pour des flux relatifs de la Lune par rapport à l'étoile inférieurs à 5 millièmes.

Le type spectral K0IV est sensé représenter le cas d'étoiles un peu évoluées.

Le cas du type spectral M est un peu à part, puisque le masque utilisé pour la corrélation est alors un masque de type M4, qui produit un faible

pic de corrélation pour la Lune (ce qui est normal puisque la Lune réfléchit la lumière du Soleil dont le type spectral est G4, si bien que son spectre est assez différent de celui d'une étoile de type M4). L'erreur induite par la présence de la Lune provient alors essentiellement des pics secondaires de la Lune, quelque soit l'écart en vitesse radiale des deux CCF.

Par ailleurs, autant l'écart en vitesse radiale entre les pics de l'étoile et de la Lune peut appartenir à la plage $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$ (suivant la vitesse radiale de l'étoile et suivant l'époque de l'année, qui est corrélée avec la vitesse radiale de la Lune, ces deux vitesses radiales variant au cours de l'année du fait des mouvements orbitaux de la Terre et de la Lune) ou non, autant .. qu'en est-il des valeurs réelles que le flux relatif peut explorer en pratique? Un site web ⁴ de l'ESO fournit une magnitude comprise entre 20 et 21,8 mag.arcsec^{-1} pour la luminosité du fond de ciel au Cerro-Paranal ⁵. Le diamètre de la tâche de l'étoile fournie par le télescope (seeing) étant d'environ 1 arcsec, la surface de cette tâche est approximativement de $(1'')^2$, si bien que la magnitude de l'étoile par arcsec est presque la même valeur numérique que la magnitude de l'étoile. Nous utiliserons cette approximation dans toute la suite. Ainsi, pour une magnitude ⁶ de l'étoile de 12, le flux relatif est inférieur à $0,6 \cdot 10^{-3}$.

Le tableau 2.2 suivant illustre ainsi les erreurs auxquelles on peut s'attendre, en fonction de la magnitude de l'étoile, dans les plus mauvaises conditions de phase de la Lune (mais sans tenir compte de l'augmentation du flux de la Lune reçu par le télescope en cas de présence de nuages à proximité de la ligne de visée... et de la diminution du flux de l'étoile dans ce cas!) et dans le cas d'une nouvelle Lune (la magnitude de la Lune étant alors de 21.8 mag.arcsec^{-1} , soit presque de 2 mag.arcsec^{-1} plus élevé que dans le cas de la pleine Lune).

En fin de compte, l'erreur sur la mesure de vitesse radiale est négligeable (inférieure à 0.5 m/s) dans la plage $\pm 20 \text{ km.s}^{-1}$ si la magnitude de l'étoile est inférieure à 10 mag.arcsec^{-1} et négligeable hors de cette plage si cette magnitude est inférieure à 13 mag.arcsec^{-1} , dans le cas d'une pleine Lune et d'un ciel dégagé, et inférieure respectivement à 12 et 15 mag.arcsec^{-1} dans le cas d'une nouvelle Lune et d'un ciel dégagé.

⁴www.eso.org/observing/etc/doc/ut2/uves/helpuves.html#extsource.

⁵On pourrait être surpris de cette valeur de la magnitude, sachant que la magnitude des étoiles visibles à l'oeil nu peut atteindre 6 d'une part, et que d'autre part la plupart des étoiles peuvent devenir indiscernables à l'oeil nu en présence de la Lune. Cependant, il faut noter que cette magnitude de 20 au pire correspond à 1 arcsec. Or, la surface sur le ciel sur laquelle l'oeil intègre ce flux est bien plus grande que le seeing; l'étoile étant ponctuelle, intégrer sur une telle surface n'augmente pas le flux reçu de l'étoile; en revanche, cela augmente le flux reçu du fond de ciel : pour un degré carré, on obtient une magnitude du fond de ciel de 2...

⁶ $m_2 - m_1 = -2.5 \log(\text{flux}_2 / \text{flux}_1)$ où m désigne la magnitude apparente et flux ... le flux.

magnitude de l'étoile inférieure à : ($mag.arcsec^{-1}$)		flux relatif inf. à : (10^{-3})	type spectral	erreur hors plage $\pm 20 km.s^{-1}$ (en $m.s^{-1}$)	erreur max. dans plage $\pm 20 km.s^{-1}$ (en $m.s^{-1}$)
14 (pL)	16 (nL)	4	G0	1.	20.
			K0	1.	12.
			K0IV	0.5	11.5
			M2	0.5	2.
13 (pL)	15 (nL)	2.	G0	0.5	10.
			K0	0.5	6.
			K0IV	0.5	6.
			M2	0.5	1.
12 (pL)	14 (nL)	0.6	G0	0.5	3.
			K0	0.5	2.
			K0IV	0.5	2.
			M2	0.5	0.5
11 (pL)	13 (nL)	0.3	G0	0.5	1.5
			K0	0.5	1.
			K0IV	0.5	1.
			M2	0.5	0.5
10 (pL)	12 (nL)	0.1	G0	0.5	0.5
			K0	0.5	0.5
			K0IV	0.5	0.5
			M2	0.5	0.5

TAB. 2.2 – Erreurs sur la vitesse radiale en fonction de la magnitude et du type spectral (pL=pleine Lune, nL=nouvelle Lune), arrondie à 0,5 m/s près.

Encore une fois, le cas du type spectral M est à part : l'erreur est négligeable si la magnitude de l'étoile est inférieure à $13 mag.arcsec^{-1}$ dans le cas d'une pleine Lune ($15 mag.arcsec^{-1}$ dans le cas d'une nouvelle Lune), que ce soit à l'intérieur ou à l'extérieur de la fenêtre $\pm 20 km.s^{-1}$.

On rappelle que ces résultats correspondent aux magnitudes atteintes par la Lune au Cerro-Parranal et à un ciel exempt de nuages.

Par ailleurs, la valeur de $\pm 20 km.s^{-1}$ pour la fenêtre n'était qu'approximative, mais typique des cas les plus courants survenant avec Elodie (se reporter aux sections suivantes pour l'évolution de la largeur de cette fenêtre en fonction de la vitesse de rotation de l'étoile d'une part, et dans le cas de Harps, ou d'un autre spectrographe en général, d'autre part).

A titre de remarque, le rapport S/B et la magnitude initiale de l'étoile (c'est à dire celle des étoiles prises comme échantillon pour les simulations) n'interviennent pas dans les résultats car la CCF est normalisée.

2.6 Influence de la vitesse de rotation de l'étoile sur l'erreur de mesure de la vitesse radiale

La rotation d'une étoile sur elle-même entraîne un élargissement supplémentaire (par effet Doppler-Fizeau) des raies d'émission et d'absorption apparaissant dans le spectre de cette étoile : plus une étoile possède une vitesse de rotation élevée (vitesse projetée sur la ligne de visée, à savoir $v \cdot \sin(i)$ où v est la vitesse équatoriale de rotation de l'étoile sur elle-même), plus les raies de son spectre sont élargies.

A type spectral fixé (et donc à largeur intrinsèque de raies à peu près fixée), on obtient donc une CCF de l'étoile d'autant plus large que $v \cdot \sin(i)$ est grand. En revanche, $v \cdot \sin(i)$ n'intervient pas sur la largeur de la CCF de la Lune.

Cependant, il faut noter que la CCF obtenue est en fait le produit de convolution d'une fonction caractéristique du spectrographe utilisé (où intervient notamment la largeur de la fibre, influant sur la résolution si le spectrographe est alimenté par fibres optiques, ainsi que la largeur des trous du masque de corrélation utilisé) et de la CCF que l'on obtiendrait avec un spectrographe de résolution infinie.

Ainsi, la largeur effective de la CCF de l'étoile est en fait supérieure à la largeur moyenne réelle des raies du spectre. Par exemple, dans le cas d'Elodie, on obtient la relation suivante entre la largeur⁷ effective de la CCF (σ), la largeur intrinsèque des raies du spectre compte tenu de l'instrument et du masque de corrélation utilisés ($\sigma_0 = 0.27 * (B - V)^2 + 4.51$, où B-V est un indice de couleur caractérisant l'étoile, cette relation étant empirique, valable pour des étoiles de type G0 et plus tardives, dans le cas d'Elodie; cf la thèse de Didier Queloz p84) et la vitesse de rotation projetée de l'étoile $v \cdot \sin(i)$:

$$v \cdot \sin(i) = 1.9 * \sqrt{\sigma^2 - \sigma_0^2}$$

Or, c'est cette largeur effective qui intervient dans l'influence sur la précision de la mesure de la vitesse radiale de l'étoile.

Des simulations utilisant des CCF d'étoile réelles, à partir d'un même instrument (Elodie), de même type spectral (à savoir G0V) pour que σ_0 soit à peu près constante, mais de largeurs effectives différentes (et donc de $v \cdot \sin(i)$ différents en général), ont donné les résultats de la figure 2.9.

⁷ en fait, $\sigma = \frac{L}{2 \cdot \sqrt{2 \cdot \ln(2)}} \approx 0,425 \cdot L$, où L est la largeur à mi-hauteur

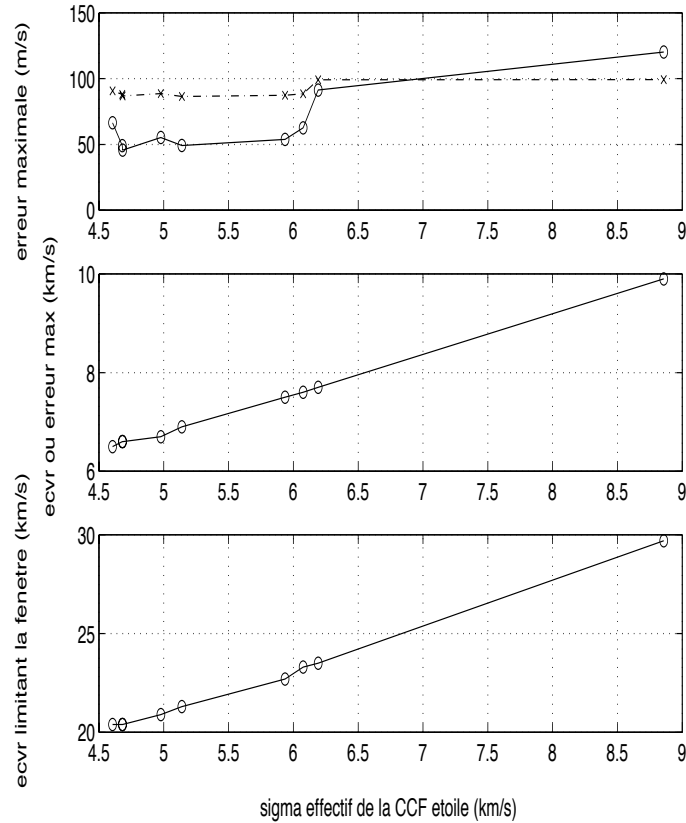


FIG. 2.9 – Influence de la largeur de la CCF de l'étoile sur l'écart en vitesse radiale (ecvr) limitant la fenêtre d'erreur la plus importante (dernier graphe), sur l'ecvr correspondant au maximum de l'erreur (deuxieme graphe), et enfin à l'erreur maximale (premier graphe, en trait pleins). Remarquez la corrélation entre les écarts de l'erreur maximale par rapport à une évolution proportionnelle et la profondeur du pic de corrélation (premier graphe, en tirets).

On constate que plus la largeur effective de la CCF de l'étoile, et donc plus la vitesse de rotation de l'étoile est grande (largeur intrinsèque des raies fixée), plus l'écart en vitesse radiale (de la CCF de la Lune par rapport à la CCF de l'étoile) limitant la fenêtre est grand, et plus l'écart en vitesse radiale correspondant au maximum de l'erreur est grand. Ceci est normal puisque la CCF de la Lune entre alors dans la zone où la CCF de l'étoile prend des valeurs non négligeables pour une plage d'écart en vitesse radiale plus importante; on a de plus à peu près une relation de proportionnalité.

Par ailleurs, plus les raies sont élargies, moins elles sont profondes : plus la largeur effective de la CCF de l'étoile est grande, plus la pente des côtés de cette CCF est petite, si bien que l'effet de la CCF de la Lune (qui elle, est inchangée) est plus important (la pente de la CCF résultante est plus affectée). Cependant, on constate que la relation entre largeur effective et erreur sur la vitesse radiale est loin d'être proportionnelle, ce qui peut s'expliquer par le fait que les étoiles de l'échantillon considéré, si elles sont de même type spectral, peuvent néanmoins avoir des raies un peu différentes (en terme d'éléments...), ce qui peut produire une CCF normalisée ayant une profondeur différente de celle utilisée dans les simulations. Ceci semble être confirmé par le premier graphe de la figure 2.9 : les écarts de l'erreur maximale par rapport à une évolution proportionnelle à la largeur effective semblent être corrélés à la profondeur du pic de corrélation.

Finalement, si les valeurs de la fenêtre données par `EFFET_LUNE_ok.m` seront sans doute correctes, connaissant le type spectral et la largeur effective de la CCF, en revanche l'erreur sur la vitesse radiale ne sera que très approximative ; elle pourra être suffisante pour le message s'affichant lors de la pose. Par contre, si l'on veut corriger la vitesse obtenue de l'effet de la Lune, alors il faudra utiliser (lors de la réduction des données...) le programme `prog_lune_ok.m` utilisant en entrée la CCF de l'étoile, pour tenir compte d'une profondeur différente de celle utilisée dans les simulations ; ce programme fournira alors la fonction d'erreur caractéristique de cette profondeur de CCF.

2.7 Influence de la résolution du spectrographe sur l'erreur de mesure de la vitesse radiale : cas de HARPS

Il n'est pas évident de prévoir, à partir des résultats ci-dessus issus de spectres enregistrés avec Elodie, les résultats qui seraient obtenus en utilisant des spectres issus du futur HARPS. En effet, si on reprend les notations de la section précédente, en affectant d'un indice E (resp. H) les grandeurs concernant Elodie (resp. HARPS), on obtient

$$\sigma_H^2 = \sigma_E^2 + \sigma_{0_H}^2 - \sigma_{0_E}^2$$

Le masque de corrélation qui sera utilisé dans le cas de HARPS, s'il n'est pas encore arrêté, sera de toute façon différent de celui utilisé avec Elodie, si bien qu'on ne peut établir de relation entre σ_{0_H} et σ_{0_E} .

Nous nous contenterons donc de donner des ordres de grandeur relatifs au cas extrême où σ est réduit à σ_R caractérisant la résolution du spectrographe, (ie) nous négligerons les largeurs intrinsèques de raies et la largeur due au masque de corrélation. L'erreur réelle se situera donc entre ces ordres de grandeur extrêmes et l'erreur trouvée avec Elodie.

Comme $R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} \approx \frac{c}{2,4\sigma_R}$, on a $\sigma_{R_H} = \frac{R_E}{R_H} \sigma_{R_E}$. Finalement :

$$\sigma_H \approx \frac{R_E}{R_H} \sigma_E$$

La largeur à mi-hauteur ($\approx 2,4\sigma$) est donc multipliée par $\frac{R_E}{R_H}$ dans le cas de HARPS par rapport au cas d'Elodie (et de même, de manière générale, pour un autre spectrographe).

Par ailleurs, l'intégrale de la fonction de corrélation reste la même pour une étoile donnée (même flux total) ; or, l'intégrale d'une gaussienne est proportionnelle à σ .hauteur ($\sqrt{2\pi}\sigma$.hauteur pour être précis...) donc la hauteur est multipliée par $\frac{R_H}{R_E}$ dans le cas de HARPS par rapport au cas d'Elodie (et de même, de manière générale, pour un autre spectrographe).

Des simulations puis des modélisations de ces simulations montrent que la *taille de la fenêtre* et l'écart en vitesse radiale des deux CCF correspondant au maximum de l'erreur sont *multipliés par $\frac{R_E}{R_H}$* dans le cas de HARPS par rapport au cas d'Elodie, *ainsi que l'erreur maximale*, et de manière générale l'erreur pour un écart en vitesse radiale donné et un flux relatif donné. Ainsi, la figure 2.10 illustre l'erreur sur la vitesse radiale mesurée dans le même cas que la figure 2.8 si ce n'est que l'on simule l'utilisation de HARPS à la place d'Elodie.

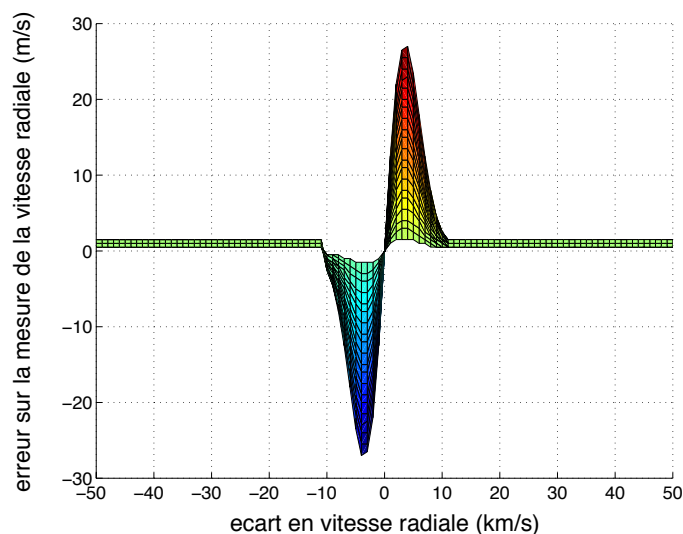


FIG. 2.10 – Fonction obtenue dans le cas de HARPS : erreur (absolue hors de la fenêtre $\pm 10 \text{ km.s}^{-1}$) sur la mesure de la vitesse radiale en fonction de l'écart en vitesse radiale des deux CCF (flux relatif de 0.001 à 0.01).

Le tableau 2.3 ci-dessous donne les ordres de grandeurs obtenus dans le cas de HARPS, limites inférieures de l'erreur vu ce qui vient d'être dit, à comparer avec ceux obtenus dans le cas d'Elodie (cf tableau 2.1).

Type spectral	flux relatif (10^{-3})	erreur hors de la plage $\pm 10 \text{ km.s}^{-1}$ (en m.s^{-1})	erreur maximale dans la plage $\pm 10 \text{ km.s}^{-1}$ (en m.s^{-1})
G0	10.	1.5	27.5
	1.	0.5	3.
K0	10.	0.5	16.5
	1.	0.5	2.
K0IV	10.	0.5	14.5
	1.	0.5	1.5
M2	10.	0.5	3.
	1.	0.5	0.5

TAB. 2.3 – Erreurs sur la vitesse radiale obtenues dans le cas de HARPS.

On constate que l'erreur a été divisée par $\frac{R_H}{R_E} \approx 2$ par rapport au cas d'Elodie, tout comme la taille de la fenêtre et l'écart en vitesse radiale correspondant à un maximum de l'erreur.

2.8 En pratique...

Comment déterminer en pratique les arguments de cette fonction ?

- La vitesse radiale du pic de corrélation de l'étoile peut être estimée à partir de mesures antérieures, celle du pic de corrélation de la Lune peut être déterminée connaissant la date et l'heure de la mesure (grâce aux éphémérides).
- Le flux de lumière provenant de l'étoile peut être déterminé grâce aux mesures effectuées par le spectrographe, celui provenant du Soleil et réfléchi par la Lune peut être mesuré avec la caméra de guidage (et pas avec la fibre ciel, puisque celle-ci véhicule la lumière provenant de la lampe *Th/Ar* pour les mesures de haute précision, pour lesquelles la lumière réfléchi par la Lune pourrait justement jouer un rôle non négligeable). Cette détermination en temps réel du flux de la Lune permet de s'affranchir d'une étude où figureraient explicitement la phase de la Lune, l'écart angulaire de la Lune par rapport à l'étoile, sans parler des conditions météorologiques (importance des nuages, augmentant la luminosité du fond de ciel).
On se reportera à la section "Mesure du flux de la Lune avec la caméra de guidage" pour plus d'informations.

Quels sont les causes qui pourraient engendrer une erreur de la mesure de la vitesse radiale différente de celle calculée par cette fonction ?

- Tout d'abord, les résultats trouvés pour les types spectraux G0, K0 et K0IV l'ont été en utilisant un masque de corrélation R37K0, ce qui signifie que c'est aussi ce masque qui a été utilisé pour obtenir le pic de corrélation de la Lune, dans le cas de ces types spectraux. Ainsi, si des corrélations sont effectuées avec un autre masque, les erreurs effectivement dues à la Lune pourraient s'avérer être différentes de celles fournies par la fonction. En effet, le pic de corrélation effectif de la Lune serait alors d'autant plus différent que le masque utilisé s'éloigne du masque K0 ⁸.
- Les fonctions de corrélation utilisées dans ces simulations ont été obtenues avec un pas d'échantillonnage de 0.1 km/s. J'ai effectué des tests avec TACOS, consistant à calculer la vitesse radiale à partir d'un même spectre, mais pour des valeurs du pas d'échantillonnage et pour

⁸Une simulation utilisant un pic d'étoile, de type spectral M, obtenu avec un masque M4, et un pic de la Lune obtenu avec un masque K0 donne ainsi, de manière analogue mais en inversant les rôles, des résultats très différents de ceux trouvés ci-dessus pour le type spectral M2, où l'on a utilisé un masque M4 aussi bien pour l'étoile que pour la Lune...

des valeurs de la plage à partir de laquelle est calculée la vitesse radiale, différentes. La figure 2.11 illustre les résultats obtenus, la figure 2.12 en étant une projection dans un plan (pas d'échantillonnage, vitesse radiale).

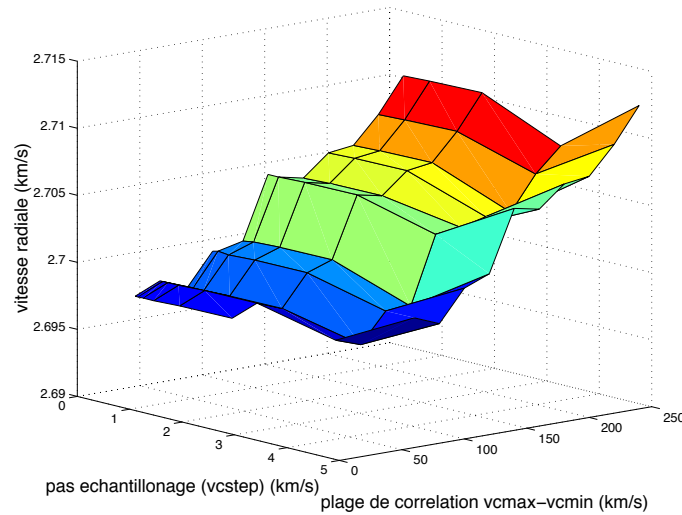


FIG. 2.11 – Variation de la mesure de la vitesse radiale effectuée par TACOS à partir d'un même spectre

Ces tests n'ont rien révolutionné, puisque les résultats en étaient en fait déjà connus... Ceci dit, on constate une variation de la vitesse radiale mesurée en fonction de la plage utilisée pour la corrélation, qui s'explique par le fait que plus ou moins de raies sont alors prises en compte pour la corrélation, ce qui fournit un résultat différent ; pour remédier à cela, une même plage est utilisée pour une étoile donnée, une plage $\pm 40 \text{ km.s}^{-1}$ autour de la vitesse radiale attendue étant la valeur habituelle. Par ailleurs, on constate que pour une plage de corrélation donnée, la vitesse radiale varie pour un pas d'échantillonnage supérieur à 2 km/s, et ne varie pas si ce pas est inférieur à 2 km/s ; ceci est dû à la réalisation d'ajustements linéaires entre les éléments du CCD (qui sont distants d'une longueur constante), si bien qu'au-dessus d'une certaine valeur du pas d'échantillonnage (2 km/s ...), ces fits sont différents (sous-échantillonnage), alors qu'au dessus ces fits restent inchangés (sur-échantillonnage).

Ceci pour faire remarquer que si le pas effectif d'échantillonnage (vstep) est inférieur à 2 km/s, l'erreur effective sur la vitesse radiale due à la Lune ne devrait pas être différente de celle donnée par la fonction.

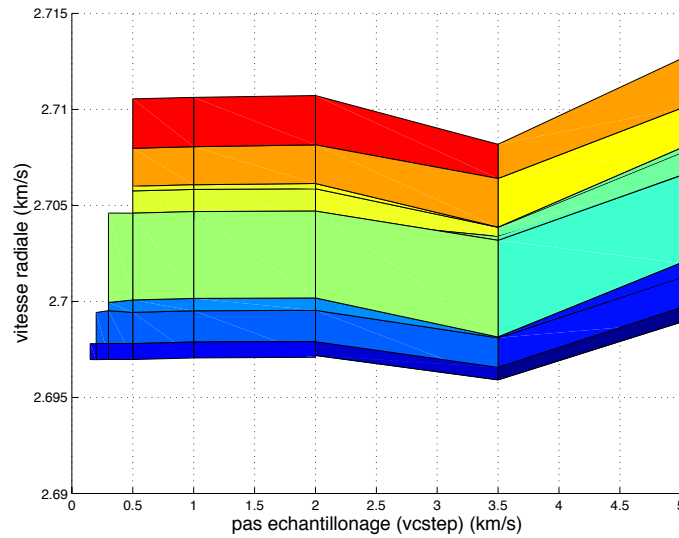


FIG. 2.12 – Projection de la figure précédente dans un plan (pas d'échantillonnage, vitesse radiale)

2.9 Programmes sources

Pour l'utilisateur désireux de refaire ou d'approfondir l'étude précédente, voici les programmes réalisés nécessaires, figurant dans le répertoire :

- Le programme prog_lune_ok.m contient de nombreux commentaires sur les spectres utilisés et sur les paramètres nécessaires à l'utilisation du programme (noms des fichiers etoile.dat et lune.dat contenant les fonctions de corrélation, extrema des écarts en vitesse radiale des CCF désirés, extrema des flux désirés...). Sous matlab, il fournit un tableau des erreurs sur la mesure de la vitesse radiale en fonction de l'écart des CCF et du flux relatif (simulation), des impressions graphiques si désiré... De plus, il effectue la modélisation des résultats obtenus avec la simulation, à l'intérieur et à l'extérieur de la fenêtre où l'erreur prend des valeurs importantes (des visualisations graphiques sont possibles). Enfin, la fonction finalement trouvée est imprimée dans le fichier fonction_trouvée (il n'y a pas écrasement des données).
- Si les résultats obtenus conviennent, il faut alors reporter la fonction trouvée dans le programme EFFET_LUNE_ok.m. qui a comme argument le spectrographe utilisé, le type spectral de l'étoile, le flux relatif de la Lune par rapport à l'étoile et l'écart en vitesse radiale de la Lune par rapport à l'étoile.

Chapitre 3

Mesure du flux de la Lune et de l'étoile avec la caméra de guidage et le spectrographe

On se propose de calculer le temps de pose nécessaire pour obtenir une valeur du flux relatif significative, dans le cas de Coralie, puis d'effectuer des observations pour tester la validité de ces calculs.

3.1 Calcul du temps de pose nécessaire.

On évalue tout d'abord le nombre de photons collectés par le télescope, puis les rapports S/B obtenus dans la phase de centrage, où les flux de l'étoile et du fond de ciel sont mesurés sur le CCD de la caméra de guidage, et enfin les rapports S/B obtenus durant la phase de guidage, où le flux de l'étoile est cette fois mesuré sur le CCD du spectrographe, le flux du fond de ciel étant encore mesuré sur celui de la caméra de guidage. Dans chaque cas, on évalue l'erreur relative obtenue sur la mesure du flux relatif.

3.1.1 Nombre de photons reçus.

Hors atmosphère, le flux d'une étoile de magnitude 0 est de 10^3 photons/s/cm²/Å à 550 nm. Or, l'intensité spécifique (flux surfacique par unité d'angle solide et par unité de longueur) d'un champ électromagnétique est, dans le cas d'un spectre de corps noir :

$$B(\lambda) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/\lambda kT} - 1}$$

Or l'énergie d'un photon de longueur d'onde λ est $\frac{hc}{\lambda}$ donc la répartition du nombre de photons par unité de temps, de surface, d'angle solide et de

longueur, est :

$$N_{ph/s/m^2/str/m}(\lambda, T) = \frac{2c}{\lambda^4} \frac{1}{e^{hc/\lambda kT} - 1}$$

Hors atmosphère, ce nombre de photon est :

$$N_{ph/s/cm^2/\text{Å}}(\lambda, T) = C^{te} \cdot N_{ph/s/m^2/str/m}(\lambda, T)$$

La constante est déterminée en considérant une étoile de température de surface de 6000 K, et une longueur d'onde de 550 nm, puisque l'on connaît alors $N_{ph/s/cm^2/\text{Å}}$. On trouve finalement :

$$N_{ph/s/cm^2/\text{Å}} = 1,18 \cdot 10^{-29} \frac{2c}{\lambda^4 \cdot 10^{-40}} \frac{1}{e^{2,4 \cdot 10^4/\lambda} - 1}$$

Or, l'intervalle de longueur d'onde utile avec un spectrographe tel qu'Elodie s'étend de 3850 à 6800 Å (peu différent du cas de Coralie) donc le nombre de photons reçus par seconde et par cm^2 est :

$$N_{ph/s/cm^2} = \int_{3850}^{6800} N_{ph/s/cm^2/\text{Å}} d\lambda = 2,7 \cdot 10^6$$

On se rend compte qu'il n'est guère différent de celui calculé en considérant un spectre plat au lieu d'un spectre de corps noir ($3 \cdot 10^6 ph/s/cm^2$). En fait, la réponse spectral du silicium d'un CCD va jusqu'à environ 10000 Å, mais on a vu que le nombre de photons reçus par seconde et par cm^2 pour un spectre de corps noir est peu différent de celui d'un spectre plat, si bien que nous nous contenterons de la valeur ci-dessus pour ce calcul d'ordre de grandeur.

Coralie est installé sur le télescope suisse Euler à la Silla, de 1,20 m de diamètre (surface $S_{telescope}$); le nombre de photons, d'une étoile de magnitude m , reçus par seconde par le télescope, en considérant un facteur de transmission de 0.7 pour l'ensemble {atmosphère + télescope}, est donc :

$$\underline{N_{phEtoile/s}} = S_{telescope} \cdot N_{ph/s/cm^2} / 2.512^m = \underline{2,1 \cdot 10^{10} / 2.512^m}$$

Par ailleurs, en considérant un seeing (taille de l'image obtenue) de 1",

$$\underline{N_{phEtoile/s}''} \approx \underline{N_{phEtoile/s}}$$

3.1.2 Rapports S/B , erreur sur le flux relatif (centrage).

• Si on considère un flux relatif de la Lune par rapport à l'étoile de $flux_{relatif} = 10^{-3}$ (cas typique où l'influence de la Lune commence à être non négligeable), alors le nombre de photons réfléchis par la Lune et arrivant sur la caméra de guidage est :

$$N_{phLune_{guid/s/n}} = flux_{relatif} \cdot N_{phEtoile/s/n} = 2,1 \cdot 10^7 / 2.512^m$$

Or, la caméra de guidage possède les caractéristiques suivantes :

- n pixels correspondant à $(0,27'')^2$ sur le ciel chacun (n= 1040*1360 lors du guidage, moins lors du centrage) ;
- une efficacité pour l'optique de la caméra de guidage de 1 (autrement dit on considère qu'il joue un rôle négligeable...);
- un rendement quantique ¹ de 0,3 en moyenne ² ;
- un bruit de lecture b_l allant de $4 e^-/pixel$ à $10 e^-/pixel$ RMS ³ (voir les tests réels plus loin) ;
- un courant d'obscurité $c_o = 0,02.electrons/s/pixel$;

Le signal sur la caméra CCD de guidage est donc :

$$\underline{S_{e^-Lune/s/pixel}} = N_{phLune-guid/s/n} * 0.27^2 * 1 * 0,3 = \underline{4,6 \cdot 10^5 / 2.512^m}$$

De plus, le bruit (écart quadratique moyen) correspondant à la mesure de $S_{e^-Lune/s/pixel}$ est, si la magnitude de l'étoile est inférieure ⁴ à 14 :

$$B_{e^-Lune/pixel} = \sqrt{t * S_{e^-Lune/s/pixel} + t * c_o + b_l^2} \approx \sqrt{t * S_{e^-Lune/s/pixel} + b_l^2}$$

Finalement, sur le CCD entier de la caméra de guidage :

$$\begin{cases} S_{e^-Lune/s} = n \cdot flux_{relatif} \cdot 4,6 \cdot 10^8 / 2.512^m \\ B_{e^-Lune} = \sqrt{n} \sqrt{t * S_{e^-Lune/s/pixel} + b_l^2} \end{cases}$$

Quant à l'étoile, on a sur le CCD de la caméra de guidage (lors du centrage, avant que le guidage ne soit activé) :

$$\underline{S_{e^-Etoile/s/pixel}} = N_{phEtoile/s/n} * 0.27^2 * 1 * 0,3 = \underline{4,6 \cdot 10^8 / 2.512^m}$$

¹c'est-à-dire le nombre d'électrons émis par effet photo-électrique divisé par le nombre de photons incidents.

²le rendement quantique dépend de la longueur d'onde, chutant vers les courtes longueurs d'onde, atteignant un maximum d'environ 0,4 à 550 nm.

³autrement dit, l'écart quadratique moyen sur le bruit de lecture est de 4 à 10 $e^-/s/pixel$.

⁴la valeur du courant d'obscurité est celle fournie par le constructeur et n'a pas été mesurée, mais il est alors négligeable devant le bruit de photons auquel correspond le terme $t * S_{e^-Lune/s/pixel}$ (la distribution statistique sur le signal est une loi de Poisson)

Finalement, si la lumière de l'étoile tombe sur $n_* \approx 60$ pixels du CCD :

$$\begin{cases} S_{e^-Etoile/s} = n_* \cdot 4,6 \cdot 10^8 / 2.512^m \\ B_{e^-Etoile} \approx \sqrt{n_*} \sqrt{t * S_{e^-Etoile/s/pixel} + b_l^2} \end{cases}$$

- Or, la grandeur à mesurer est :

$$flux_relatif = \frac{N_{phLune/s}}{N_{phEtoile/s}} = C^{te} \cdot \frac{S_{e^-Lune}}{S_{e^-Etoile}}$$

$$\text{où } C^{te} = \begin{cases} \frac{n \cdot (2''/1'')^2 / (0,27^2 \cdot 0,3)}{n_* \cdot (2''/1'')^2 / (0,27^2 \cdot 0,3)} = n/n_* \text{ lors du centrage} \\ \frac{n \cdot (2''/1'')^2 / (0,27^2 \cdot 0,3)}{1/0,015} = 2,7 \cdot n \text{ lors du guidage (voir plus loin)} \end{cases}$$

donc l'erreur (écart quadratique moyen) sur cette mesure est :

$$\sigma_{flux_relatif} = \sqrt{\left(\frac{\partial flux_relatif}{\partial S_{e^-Lune}}\right)^2 \sigma_{Lune}^2 + \left(\frac{\partial flux_relatif}{\partial S_{e^-Etoile}}\right)^2 \sigma_{Etoile}^2}$$

soit

$$\sigma_{flux_relatif} = \frac{C^{te}}{S_{e^-Etoile}} \sqrt{\sigma_{Lune}^2 + \left(\frac{S_{e^-Etoile}}{S_{e^-Lune}}\right)^2 \sigma_{Etoile}^2}$$

L'erreur relative étant $err_{relative} = \frac{\sigma_{flux_relatif}}{flux_relatif}$, et puisque $\sigma_{Lune} = B_{e^-Lune}$ et $\sigma_{Etoile} = B_{e^-Etoile}$, on a finalement :

$$\left(\frac{B_{e^-Lune}}{S_{e^-Lune}}\right)^2 + \left(\frac{B_{e^-Etoile}}{S_{e^-Etoile}}\right)^2 = err_{relative}^2$$

- Lors de la phase de centrage (le flux de la Lune et le flux de l'étoile sont mesurés sur la totalité de la caméra CCD de guidage), l'équation donnant l'erreur relative sur le flux relatif est donc la suivante :

$$\frac{1}{n} \frac{t * S_{e^-Lune/s/pixel} + b_l^2}{(t * S_{e^-Lune/s/pixel})^2} + \frac{1}{n_*} \frac{t * S_{e^-Etoile/s/pixel} + b_l^2}{(t * S_{e^-Etoile/s/pixel})^2} = err_{relative}^2$$

On cherche à évaluer quels temps de pose correspondent à une valeur du flux relatif dont l'erreur relative soit suffisamment petite et bien définie. En effet si, par exemple, cette erreur est dominée par le bruit de lecture de la caméra CCD de guidage, alors cette erreur n'est pas bien définie car le bruit de lecture peut varier.

Les temps de pose adéquats sont donc tels que l'erreur relative varie en $1/\sqrt{t}$, et non en $1/t$. Les graphiques *log/log* de la figure 3.1 montrent ainsi les temps de pose tels que l'erreur relative, le rapport S/B de la Lune ou encore le rapport S/B de l'étoile soit dominé par le bruit de photon relatif

à chacun de ces cas. De plus, ils correspondent à une étoile de magnitude 12.5 et 13.5, à un flux relatif de 10^{-3} , soit une magnitude du fond de ciel de 20 et 21. Par ailleurs, on a pris pour b_l une valeur de $4/3 e^-/pixel$ afin de tenir compte du fait que la lecture de l'image de la caméra CCD se fait en regroupant les pixels 3 par 3 (voir la section suivante).

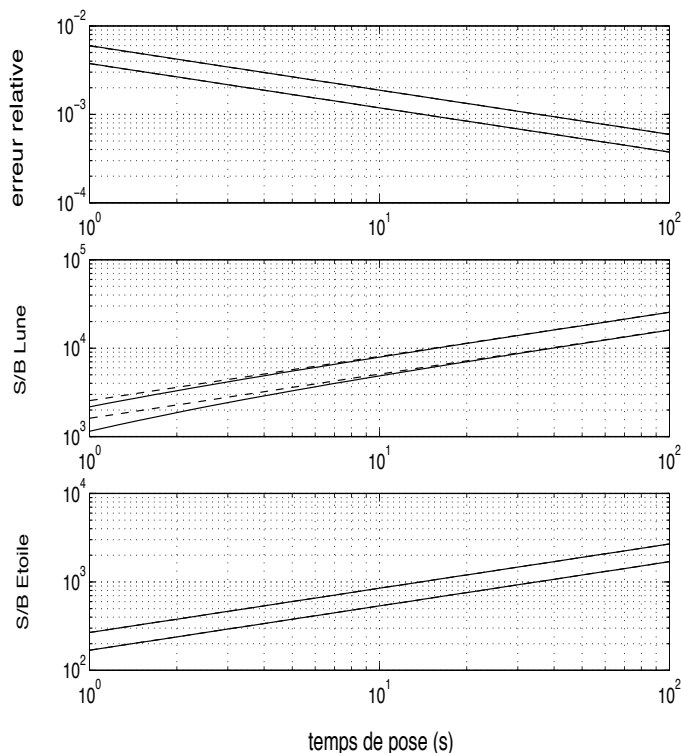


FIG. 3.1 – Domination du bruit de photon sur le bruit de lecture, pour différentes magnitudes de l'étoile (12.5,13.5), correspondant à des magnitudes de 20 et 21 du fond de ciel, lors du centrage.

On constate que les rapport S/B de la Lune et de l'étoile (et par conséquent l'erreur relative globale) sont dominés par le bruit de photons pour les temps de pose considérés, de plus de quelques secondes.

De plus, l'erreur relative sur le flux relatif correspondant à ces temps de pose est inférieure à 0,01%, ce qui est largement suffisant ! De plus, le rapport S/B de la Lune ⁵ est alors supérieur à 10^3 et celui de l'étoile à 10^2 .

⁵à temps de pose donné, le rapport S/B de l'étoile est inférieur à celui de la Lune, ce qui n'est guère étonnant puisque la lumière de l'étoile n'illumine qu'une soixantaine de pixels alors que celle de la Lune (comprenant aussi les diverses diffusions dans l'atmosphère) illumine le gros million de pixels que contient la caméra. Par contre, le bruit de photons de l'étoile devient naturellement plus rapidement supérieur au bruit de lecture, puisque le flux par arcsec de l'étoile est bien plus grand.

3.1.3 Rapports S/B , erreur sur le flux relatif (guidage).

• Examinons maintenant le cas de la phase de guidage, où le flux de l'étoile est cette fois mesuré sur le CCD du spectrographe, le flux du fond de ciel étant encore mesuré sur celui de la caméra de guidage, mais dans une petite fenêtre d'environ $n' \approx 100 * 100$ pixels.

En considérant un seeing de $1''$ et un diamètre de la fibre objet de $2''$, de sorte que 90 % du flux de l'étoile pénètre dans la fibre objet. On obtient :

$$\underline{N_{phEtoileentreefibre/s} = 1,9.10^{10}/2.512^m \text{ à l'entrée de la fibre}}$$

Si on considère le cas où le flux relatif de la Lune par rapport à l'étoile est de 10^{-3} , le nombre de photons "réfléchis" par la Lune et arrivant sur l'entrée de la fibre objet est :

$$N_{phLuneentreefibre/s} = flux_{relatif} \cdot N_{phEtoileentreefibre/s} \cdot \left(\frac{\varnothing_{seeing}}{\varnothing_{fibre}} \right)^2 = \frac{4,8.10^6}{2.512^m}$$

Mais le flux de la Lune est encore mesuré sur le CCD de la caméra de guidage, si bien que l'on a :

$$\begin{cases} S_{e-Lune/s} = n' \cdot flux_{relatif} \cdot 4,6.10^8 / 2.512^m \\ B_{e-Lune} = \sqrt{n'} \sqrt{t * S_{e-Lune/s/pixel} + b_l^2} \end{cases}$$

Et sur le CCD du spectrographe, lorsque le guidage est activé, en prenant un facteur de transmission de 0.015 pour le spectrographe (tenant compte des diverses pertes, du rendement quantique du CCD ...):

$$\underline{S_{e-Etoile/s} = 0,015 \cdot N_{phEtoile(entree.fibre)/s} = 2,9.10^8 / 2.512^m}$$

$$\begin{cases} S_{e-Etoile/s} = 2,9.10^8 / 2.512^m \\ B_{e-Etoile} \approx \sqrt{t * S_{e-Etoile/s}} \end{cases}$$

• Lors de la phase de guidage, l'erreur relative est donnée par :

$$\frac{1}{n'} \frac{t * S_{e-Lune/s/pixel} + b_l^2}{(t * S_{e-Lune/s/pixel})^2} + \frac{1}{t * S_{e-Etoile/s}} = err_{relative}^2$$

De même que ci-dessus, on trace les graphiques log/log de la figure 3.2.

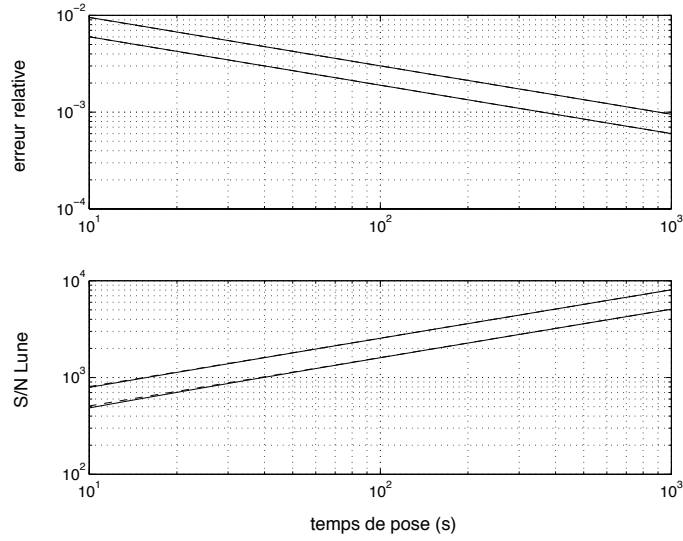


FIG. 3.2 – Domination du bruit de photon sur le bruit de lecture, pour différentes magnitudes de l'étoile (12.5,13.5), correspondant à des magnitudes de 20 et 21 du fond de ciel, lors du guidage.

On constate que les temps de pose adéquats sont tout à fait compatibles avec la durée d'une pose d'acquisition de spectres (plusieurs minutes).

On remarque que l'erreur relative sur le flux relatif correspondant à ces temps de pose est inférieure à 1% (suffisant). On rappelle que ces résultats ont été obtenus en divisant b_l par trois (regroupement des pixels en paquets de 9).

Finalement, mesurer le flux de la Lune sur une fenêtre de 100 par 100 pixels sur la caméra de guidage et le flux de l'étoile sur le CCD du spectrographe permet d'obtenir une erreur relative sur le flux relatif inférieure à 1% pour les temps de pose courants de quelques minutes, pourcentage qui est non seulement largement suffisant, mais en plus dominé par le bruit de photons.

3.2 Tests réels de mesure de flux (cas de Coralie).

Pour tester les temps de pose correspondant à une erreur raisonnable sur la mesure du flux relatif de la Lune par rapport à l'étoile, correspondant à des rapport S/B suffisamment élevés, j'ai demandé plusieurs poses avec la caméra de guidage du télescope Euler (La Silla, Chili), sur lequel est installé Coralie, qui ont été effectuées dans la nuit du 25 au 26 mai 2001 (période de nouvelle lune, par ailleurs elle-même sous l'horizon) et dans la nuit du 14 au 15 juin (période de demi-Lune).

Les pixels de la caméra de guidage sont regroupés 9 par 9 (attente de décalage de trois lignes, puis lecture des paquets correspondants, en groupant ces paquets 3 par 3, le CCD étant à transfert de trame; il en résulte une image de $1040/3 * 1360/3 = n/9$ macro-pixels; le bruit de lecture est seulement réduit d'un facteur 3, lors de la lecture des paquets) en un "macro-pixel", pour effectuer la lecture du CCD afin de l'accélérer. Ceci a pour conséquence des modifications des formules précédentes, que l'on veut tester. De manière générale (et plus particulièrement pour la Lune dans la suite), notons :

- S_{sp} (resp. S_{smp}) le signal mesuré corrigé du bias ⁶, en électrons par seconde et par pixel (resp. par macro-pixel);
- B_p (resp. B_{mp}) le bruit de la mesure, en électrons par pixel (resp. par macro-pixel);
- S et B le signal (corrigé du bias) et le bruit mesuré (en électrons);
- n le nombre de pixels recevant les photons de la source considérée;
- nm le nombre de macro-pixels : $nm = n/9$;
- t_p le temps de pose.

Dans le cas des calculs précédents, on avait :

$$B = \sqrt{n} B_p = \sqrt{n} \sqrt{t * S_{sp} + b_l^2}$$

Dans le cas des poses effectuées, on a, puisque $S_{smp} = 9 * S_{sp}$ et que les pixels sont regroupés lors de la lecture :

$$B_{mp} = \sqrt{9} \sqrt{t * S_{sp} + (b_l/3)^2} = \sqrt{t * S_{smp} + (b_l)^2}$$

Remarque : cette formule n'est pas équivalente à la précédente (multiplier B_{mp} par \sqrt{nm} pour s'en convaincre), sauf si on divise le bruit de lecture des calculs précédents par 3; on retrouve d'ailleurs alors (voir plus loin) l'ordre de grandeur du bruit de lecture déduit des mesures. C'est pourquoi on a pris dans la section précédente un bruit de lecture divisé par trois, afin de tenir compte du regroupement 9 par 9 des pixels en "macro-pixels" et de pouvoir ainsi comparer les résultats attendus à ceux effectivement obtenus. En revanche, on a bien :

$$S = n * t * S_{sp} = nm * t * S_{smp}$$

⁶décalage entre le signal réel et la valeur mesurée.

Pour chaque image obtenue, j'ai tracé un graphique donnant le nombre de pixels en fonction du nombre d'électrons reçus par pixel ; on obtient un pic correspondant "à la Lune" (fond de ciel). En effectuant un ajustement gaussien de ce pic, on a accès au signal ⁷ par macro-pixel (centre de la gaussienne corrigée du bias), au signal total (flux intégré sur la gaussienne corrigée du bias) et au bruit par macro-pixel (demi-largeur à mi-hauteur de la gaussienne) correspondants à la lune. A titre d'exemple, la figure 3.3 montre le pic du fond de ciel et son ajustement gaussien, dans le cas d'une pose de 11 secondes lors de la demi-Lune.

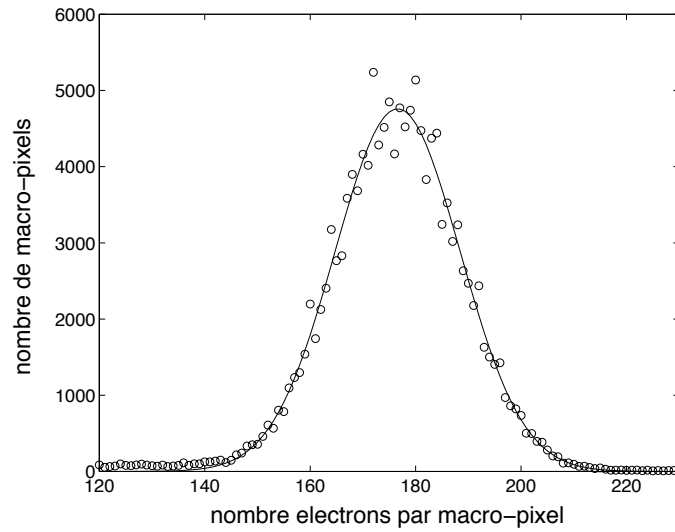


FIG. 3.3 – Nombre de pixels en fonction du nombre d'électron par pixel reçus et provenant du fond de ciel, pour une pose de 11 secondes durant une nuit de demi-Lune.

⁷ tout d'abord en ADU (Analogic Digital Unit : la tension analogique mesurée en ADU est convertie en nombre d'électrons, connaissant le gain en e^-/ADU), puis en électrons ; le gain déduit des mesures (voir plus loin) est de $1.2 e^-/ADU$, alors que le gain théorique de cette caméra CCD est de $1.6 e^-/ADU$...de toute façon, gardons à l'esprit que ce sont des ordres de grandeur que nous recherchons ici.

- Dans la nuit de demi-Lune, 14 poses de durée différente ont été effectuées, le télescope étant censé pointer des régions du ciel se situant de part et d'autre de la Lune. Les caractéristiques principales des 13 premières poses figurent dans le tableau 3.1. On s'assure que le pic mesuré est bien celui correspondant à la Lune (fond de ciel) en effectuant l'intégrale sous ce pic. On trouve $(1.41 \pm 0.01) \cdot 10^5$ macro-pixels, ce qui correspond à presque tout le CCD ($1040 * 1360/9 = 1.57 \cdot 10^5$). On remarque par ailleurs l'existence d'un pic correspondant à quelques e^- /macro-pixel, sans doute des pixels défectueux, et quelques 25-30 pixels "déclarant" recevoir plus de 60000 e^- /macro-pixel, sans doute une colonne chaude.

Les valeurs figurant dans ce tableau ont été corrigées du bias, de sorte que Smp soit proportionnel au temps de pose. Le graphique 3.4 illustre la variation affine, avec le temps de pose, du signal par macro-pixel non corrigé du bias, pour la direction (-15 degrés, 0 degré) par rapport à la Lune, ainsi que la variation proportionnelle au temps de pose de Smp (signal mesuré corrigé du bias).

écart(α) à Lune (en deg)	écart(δ) à lune (en deg)	t_p (s)	Smp Lune (corr. bias) (e^- /m.-p.)	S Lune (corr. bias) (e^- /m.-p.) (1e6)	Bmp (e^- /m.-p.)
-30	0	5	72	12	9
-15	0	5	84	14	10
-5	0	5	119	20	11
+5	0	5	146	25	13
+15	0	5	118	20	11
+30	0	5	145	25	13
0	-15	5	82	14	10
0	+15	5	108	18	11
-15	0	7	113	19	11
-15	0	9	144	25	13
-15	0	11	176	30	14
-15	0	13	208	35	16
-15	0	15	241	41	17

TAB. 3.1 – Caractéristiques principales des poses de la nuit de demi-Lune.

On obtient $bias = -60 \pm 3e^-$ /macro-pixel (bias physique plus une valeur arbitraire mais constante).

Une dernière pose (1s) a été effectuée en pointant le télescope sur l'intérieur de la coupole afin de tenter de mesurer le bias. Cependant, la valeur arbitraire ci-dessus biaise les résultats : nous abandonnons cette dernière pose.

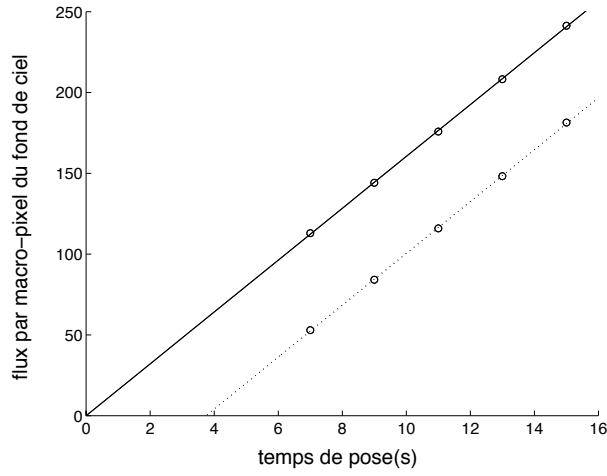


FIG. 3.4 – Variation affine du signal non corrigé du bias (pointillés) et proportionnalité de Smp corrigé du bias (traits pleins), en fonction du temps de pose.

Déterminons à présent la valeur de b_l : traçons $\sqrt{Bmp^2 - Smp}$ en fonction du déroulement chronologique des poses. On obtient le graphique 3.5, et $b_l = 4.1 \pm 1 e^-/\text{macro-pixel}$. La valeur du gain a été déterminée de sorte que b_l varie le moins possible entre les différentes poses (b_l ne devrait pas varier significativement puisque les poses étaient espacées de seulement quelques dizaines de secondes). On trouve ainsi un gain de $1.2 e^-/ADU$.

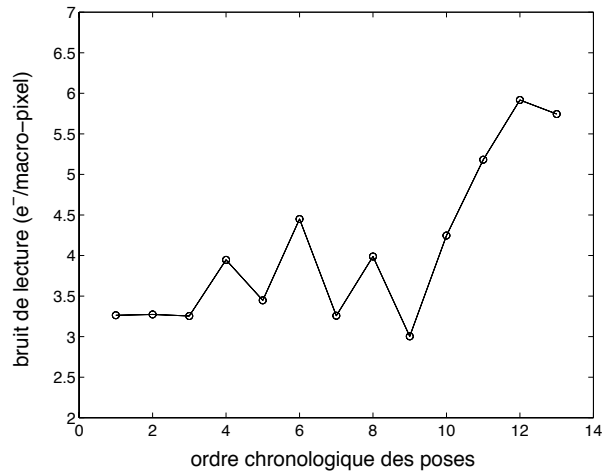


FIG. 3.5 – Détermination du bruit de lecture b_l .

En considérant les calculs effectués dans la section précédente, on trouve que la relation entre la magnitude du fond de ciel et le signal intégré du fond de ciel mesuré est, de manière analogue au cas d'une étoile :

$$S/t_p = \frac{3.10^{10} * 0.7 * 0.3 * 0.27^2 * 1040 * 1360}{2.512^m}$$

D'où on déduit la magnitude du fond de ciel dans chaque cas (voir tableau 3.2, le temps de pose sert seulement à distinguer les poses (-15,0) : on constate que la magnitude n'est pas significativement différente entre ces poses, ce qui était attendu puisque la magnitude est calculée avec le signal intégré sur le CCD, mais par unité de temps).

écart (α, δ) à la Lune	-30,0	-15,0	-5,0	+5,0	+15,0	+30,0	0,-15	0,+15
t_p (s)	5	5	5	5	5	5	5	5
magnitude du fond de ciel ($mag.arcsec^{-1}$)	21.0	20.9	20.5	20.3	20.5	20.3	20.9	20.6

écart (α, δ) à la Lune	-15,0	-15,0	-15,0	-15,0	-15,0
t_p (s)	7	9	11	13	15
magnitude du fond de ciel ($mag.arcsec^{-1}$)	20.9	20.9	20.9	20.9	20.9

TAB. 3.2 – Magnitudes du fond de ciel obtenues durant la nuit de demi-Lune.

La figure 3.6 présente ces magnitudes en fonction de l'azimut et de l'élévation du lieu du ciel observé.

La remontée de la magnitude dans le cas (+30,0) (et déjà dans le cas (+15,0)) s'explique peut-être par le fait que cette pose est celle où l'horizon était le plus proche. De même, on explique le cas de la pose (0,+15). Pour le reste, ces magnitudes sont en accord avec la fourchette 20-21.8, en sachant que la nuit était une nuit de demi-Lune. On remarque qu'à écart angulaire fixé de 15 degrés par rapport à la Lune, on obtient une magnitude de 20,9 pour toutes les poses (si on écarte les poses (+15,0) et (0,+15) plus proches de l'horizon). En fin de compte, ces magnitudes montrent que les poses ont bien été effectuées aux écarts voulus par rapport à la Lune.

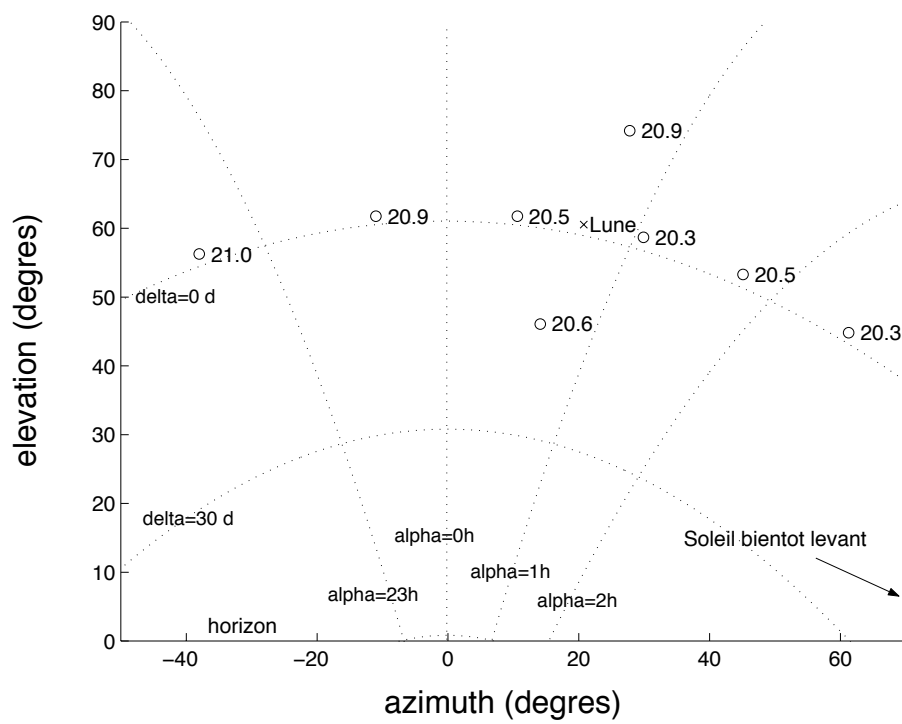


FIG. 3.6 – Magnitude estimée du fond de ciel en fonction de l’azimuth et de l’élévation.

Les rapports S/B de la Lune correspondant aux différentes poses (B est calculé à partir de Bmp, en utilisant le nombre de macro-pixels atteints) figurent dans le tableau 3.3. On constate qu'ils sont bien de l'ordre de quelques 10^3 (voir les calculs effectués dans la section précédente, magnitude du fond de ciel d'environ 21, avec un temps de pose de 5 secondes à 15 secondes suivant les cas).

écart (α, δ) à la Lune	-30,0	-15,0	-5,0	+5,0	+15,0	+30,0	0,-15	0,+15
t_p (s)	5	5	5	5	5	5	5	5
$S_{Lune}(10^6)$	12	14	20	25	20	25	14	18
$B_{Lune}(10^3)$	3.5	3.7	4.3	4.8	4.3	4.8	3.6	4.2
$S/BLune(10^3)$	3.6	3.9	4.7	5.2	4.7	5.1	3.9	4.4

écart (α, δ) à la Lune	-15,0	-15,0	-15,0	-15,0	-15,0
t_p (s)	7	9	11	13	15
$S_{Lune}(10^6)$	19	25	30	35	41
$B_{Lune}(10^3)$	4.2	4.8	5.4	5.9	6.2
$S/BLune(10^3)$	4.6	5.1	5.6	6.0	6.6

TAB. 3.3 – Rapports S/B de la Lune correspondant aux différentes poses durant la nuit de demi-Lune.

Cela nous conforte dans le fait que des poses de 5 secondes seront (largement) suffisantes pour mesurer le fond de ciel avec des rapports S/B de l'ordre de 10^3 , correspondant à une erreur relative sur le flux relatif inférieure au %.

- Dans la nuit de nouvelle Lune, trois poses de 1, 5 et 15 secondes ont été prises, le télescope pointant l'étoile NSV 5602, de magnitude visuelle (indice V) $11.3 \text{ mag.arcsec}^{-1}$.

Les résultats obtenus figurent dans le tableau 3.4. On voudrait les comparer avec ceux que l'on peut calculer à l'aide de la section précédente, en considérant une étoile de magnitude $11.3 \text{ mag.arcsec}^{-1}$ et une nouvelle Lune (magnitude à évaluer). Cependant, le pic de l'étoile n'est pas discernable, ce qui est dû au fait que la lumière de l'étoile atteint seulement environ 60 pixels, soit environ 7 macro-pixels : ce signal est noyé dans le bruit !

durée de la pose (secondes)	Smp (corr. du bias) ($e^-/\text{m.-pixel}$)	S corr. du bias ($e^-/\text{m.-pixel}$) (1e6)	Bmp ($e^-/\text{m.-pixel}$)
1	17	3.3	7.0
5	53	9.2	9.5
15	160	26	15

TAB. 3.4 – Poses durant la nuit de nouvelle Lune.

On n'obtient pas de relation de proportionnalité, en fonction du temps de pose, entre les Smp. On remarque que c'est surtout à cause de la pose de 1 seconde ; or, le temps de pose n'est définissable qu'à une seconde près, donc l'erreur sur le temps de pose peut devenir critique pour des poses de l'ordre de 1 à 3 secondes. Ainsi, on obtient une relation de proportionnalité (compte tenu des incertitudes) si le temps de pose réel était de 1.7 secondes... Nous écartons donc cette première pose dans la suite.

On obtient de même que précédemment $b_l = 10 \pm 1e^-/\text{macro-pixel}$ (avec un gain de $1.2 e^-/ADU$), ce qui est significativement plus élevé que précédemment : le bruit de lecture peut varier en fonction des conditions.

De même, on déduit la magnitude du fond de ciel (voir tableau 3.5).

temps de pose (s)	(1)	5	15
magnitude du fond de ciel (mag.arcsec^{-1})	(20.7)	21.4	21.4

TAB. 3.5 – Magnitudes du fond de ciel obtenues (nuit de nouvelle Lune).

En écartant la première pose, ces magnitudes sont en accord avec la fourchette 20-21.8, sachant que la nuit était une nuit de nouvelle Lune.

Par ailleurs, les rapports S/B du fond de ciel correspondant aux différentes poses (B est calculé à partir de B_{mp} , en utilisant le nombre de macro-pixels atteints) figurent dans le tableau 3.6.

temps de pose (s)	(1)	5	15
$S_{Lune}(10^6)$	(3.3)	9.2	26
$B_{Lune}(10^3)$	(2.8)	3.6	5.7
$S/BLune(10^3)$	(1.2)	2.6	4.6

TAB. 3.6 – Rapports S/B de la Lune correspondant aux différentes poses durant la nuit de nouvelle Lune.

Là encore, nous sommes conforté dans le fait que des poses de 5 secondes seront (largement) suffisantes pour mesurer le fond de ciel avec des rapports S/B de l'ordre de 10^3 , correspondant à une erreur relative sur le flux relatif inférieure au %. Cependant, cette méthode ne semble pas permettre de mesurer le flux de l'étoile (trop peu de "macro-pixels" atteints); voir toutefois le programme `mom.c`, qui semble capable de mesurer un pic de l'étoile, ne travaillant pas sur un histogramme tel que ceux utilisés ici.

Par ailleurs, en vue de mesures des flux durant le guidage, (mesure du flux de la Lune sur la caméra de guidage, mesure de l'étoile avec le spectrographe), une calibration devra être effectuée entre le signal mesuré sur le CCD de la caméra de guidage et le signal mesuré sur le CCD du spectrographe, pour obtenir une valeur significative du flux relatif (par exemple, en mesurant le flux reçu d'un même objet sur les deux CCD).

3.3 Temps de pose nécessaire (cas de HARPS).

Dans le cas de Coralie, il existait un seul pose-mètre mesurant à la fois le flux de l'étoile et le flux de la lampe thorium-argon lors de poses simultanées, le rendant inexploitable pour l'étude présente. En revanche, dans le cas de HARPS, il existe deux pose-mètre, mesurant séparément le flux provenant de chaque fibre. On va donc pouvoir utiliser le pose-mètre de la fibre objet pour mesurer le flux de l'étoile pendant la phase de guidage.

Chapitre 4

Effets des raies telluriques sur la mesure de vitesses radiales

De même que la lumière réfléchiée par la Lune produit des raies d'absorption supplémentaires dans le spectre mesuré de l'étoile, les raies d'absorption dues aux éléments se trouvant sur la ligne de visée et appartenant à l'atmosphère terrestre (d'où le nom de "raies telluriques") déforment le pic de corrélation de l'étoile, si bien que la vitesse radiale mesurée est modifiée.

Ces raies d'absorption, essentiellement dues aux molécules d'eau et de dioxygène, varient suivant les conditions atmosphériques, notamment suivant le taux d'humidité, la présence ou non de nuages... De plus, de par le mouvement orbital de la Terre autour du Soleil, le spectre de l'étoile subit un décalage périodique d'amplitude allant jusqu'à $\pm 30 \text{ km.s}^{-1}$ si l'étoile est dans le plan de l'écliptique, par rapport aux raies telluriques stationnaires.

Ainsi, non seulement les raies telluriques induisent une erreur sur la vitesse radiale mesurée, mais en plus cette erreur dépend des conditions atmosphériques et de la vitesse radiale de l'étoile observée.

Afin de déterminer les ordres correspondant aux domaines spectraux où les raies telluriques sont les plus intenses, je suis allé à l'O.H.P. (Observatoire de Haute-Provence) pour acquérir des spectres des raies telluriques, dans la nuit du 15 au 16 mai. Pour cela, j'ai choisi une étoile chaude et possédant une vitesse de rotation élevée afin que les raies d'absorption de l'étoile soient très élargies, pour ne pas les confondre avec les raies telluriques. De plus, deux spectres ont été acquis, l'un en début et l'autre en fin de nuit, l'étoile devant être dans un cas proche du zénith (masse d'air minimale), et dans l'autre cas le plus éloigné possible du zénith (masse d'air maximale), afin qu'en divisant un spectre par l'autre (après normalisation), on obtienne seulement les raies telluriques.

Le choix s'est ainsi porté sur l'étoile HD 113797, de type spectral B9V, de vitesse de rotation supérieure à 100 km/s, la masse d'air étant de 1.05 en début de nuit (premier spectre) et de 1.8 en fin de nuit (deuxième spectre). La figure 4.1 montre le spectre obtenu en divisant le deuxième spectre par le premier : les raies telluriques apparaissent clairement (on peut s'en convaincre en comparant ce spectre à celui obtenu de manière synthétique avec le logiciel HITRAN).

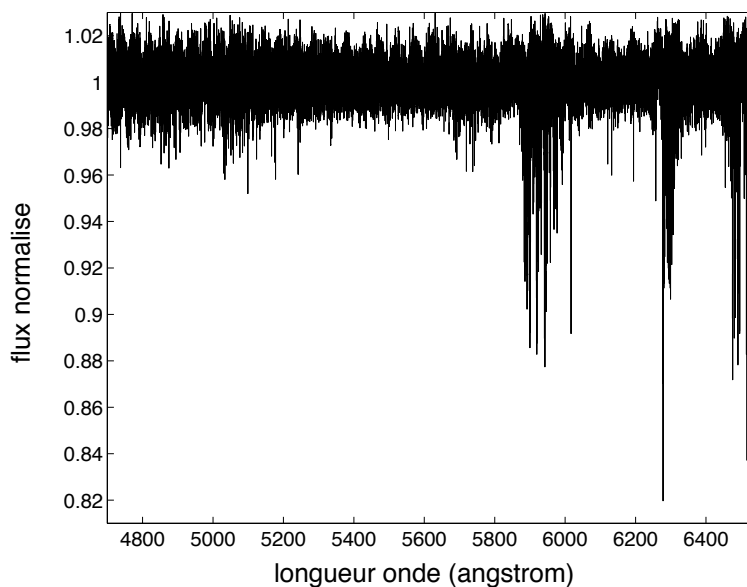


FIG. 4.1 – Spectre de raies telluriques obtenu.

Jusqu'à présent, dans le cas de Coralie et d'Elodie, ce problème est réglé en partie en éliminant du domaine spectral sur lequel est effectuée la corrélation, certains 'trous' des ordres où les raies telluriques sont sensées être les plus intenses. Dans le cas d'Elodie, ces ordres sont, jusqu'à présent les ordres 52, 53, 54 et 60. Deux problèmes peuvent *a priori* se poser :

- ces ordres correspondent-ils vraiment aux domaines spectraux où les raies telluriques sont les plus intenses ?
- le fait que le spectre de l'étoile subisse un décalage périodique par rapport au spectre tellurique, impliquant que des raies telluriques apparaissent et disparaissent périodiquement des ordres supprimés du spectre de l'étoile, a-t-il comme conséquence une déformation significative du pic de corrélation de l'étoile, d'où une erreur significative sur la mesure de la vitesse radiale de l'étoile ?

La figure 4.2 montre le spectre des raies telluriques dans les ordres où les raies telluriques sont intenses.

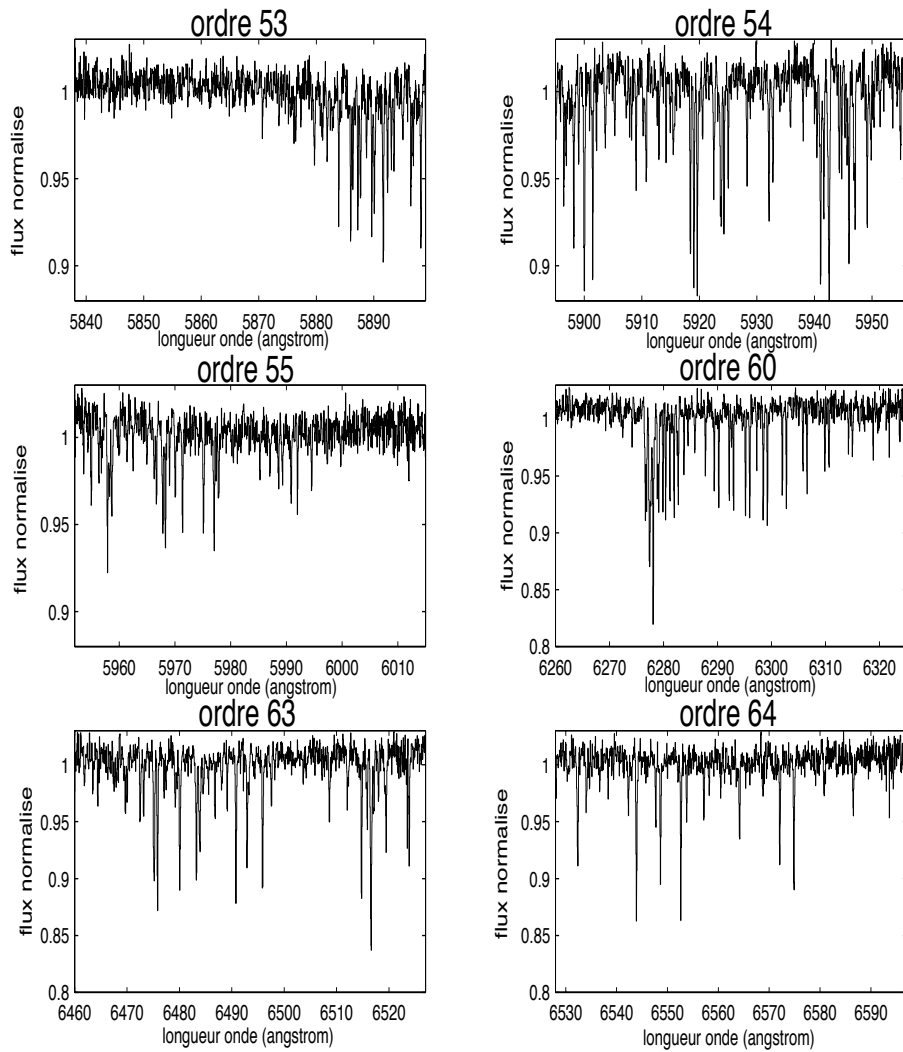


FIG. 4.2 – Ordres du spectre où les raies telluriques sont particulièrement intenses.

Seuls les ordres 53, 54 et 60 sont jusqu'à présent supprimés, alors que les ordres 55, 63 et 64 contiennent des raies telluriques tout aussi intenses. De plus, l'ordre 52 ne contient apparemment pas de raies telluriques intenses, comme on peut s'en rendre compte sur la figure 4.3.

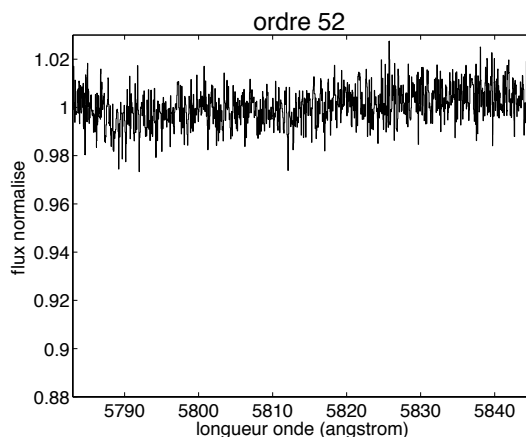


FIG. 4.3 – Ordre 52 du spectre des raies telluriques : les raies sont très peu intenses dans cet ordre, pourtant supprimé avant d'effectuer la corrélation.

J'ai obtenu des spectres ne contenant *a priori* que les raies telluriques en mettant le bruit de fond pris arbitrairement à 1 ± 0.015 , des spectres précédents normalisés, à la valeur 1, ce dans les six ordres où apparaissaient clairement des raies. Tous les autres ordres ont été mis à 1. J'ai ensuite simulé le décalage du spectre stellaire allant jusqu'à ± 30 km/s par rapport à sa valeur moyenne, en décalant le spectre des raies telluriques dans l'espace des pixels, équivalent à l'espace des vitesses radiales puisque l'on se trouve en mode quasi-Littrow et vue la relation de Doppler-Fizeau. Remarquons que décaler le spectre des raies telluriques est équivalent à décaler le spectre stellaire car lors de la corrélation ¹, le masque n'est pas fixe mais balaie, numériquement, l'espace des vitesses radiales. Enfin, j'ai multiplié un spectre stellaire donné ² par ce spectre de raies telluriques normalisé et peu bruité, où un seul des ordres était en réalité non mis à 1, recommençant ainsi 6 fois de suite l'opération, afin de mettre en évidence l'incidence de chaque ordre sur l'erreur de la mesure de la vitesse radiale. J'ai ensuite déterminé à chaque fois la vitesse radiale de l'étoile, puis cette erreur, à partir de la vitesse mesurée grâce au seul spectre stellaire. Les graphes de la figure 4.4 montrent cette erreur dans les six cas correspondants.

¹toujours effectuée sur tous les ordres sauf indication contraire

²celui de l'étoile G0 du début du deuxième chapitre en l'occurrence

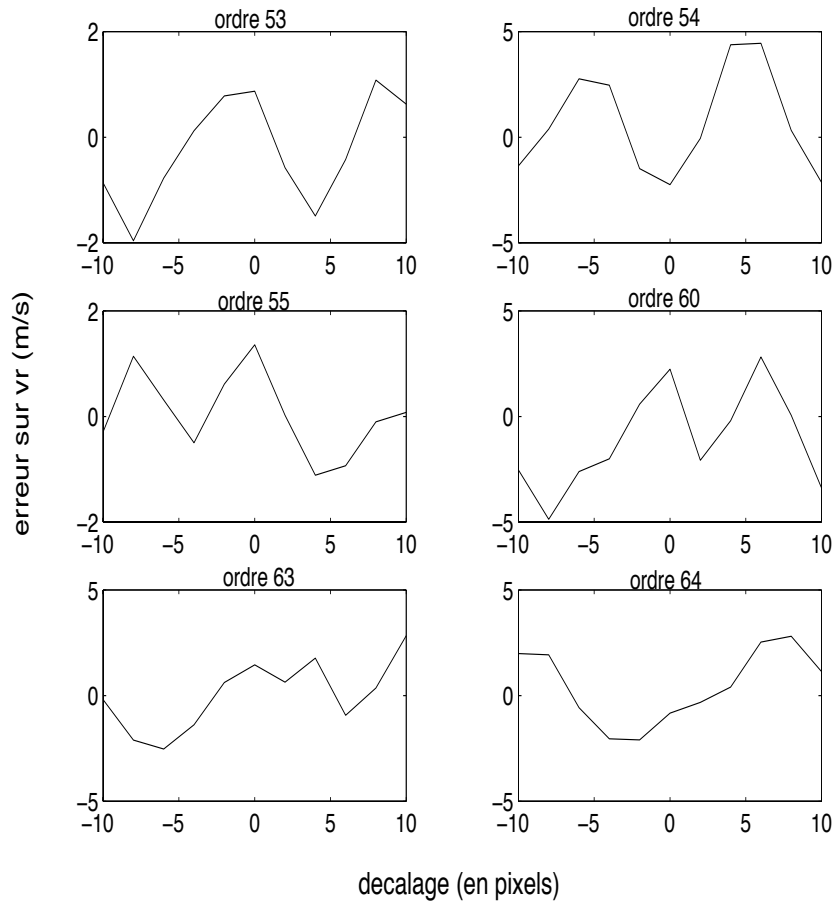


FIG. 4.4 – Erreur sur la mesure de la vitesse radiale de l'étoile, due à la présence de raies d'absorption telluriques, obtenue en multipliant le spectre stellaire par un seul ordre parmi les six principaux du spectre tellurique à la fois, en effectuant la corrélation sur tous les ordres, et en recommençant à chaque fois.

Il est ainsi apparu que l'erreur pouvait atteindre 3-4 m/s en 'polluant' seulement un ordre ³, allant jusqu'à 8 m/s lorsque les six ordres en question sont pollués à la fois, comme l'illustre la figure 4.5.

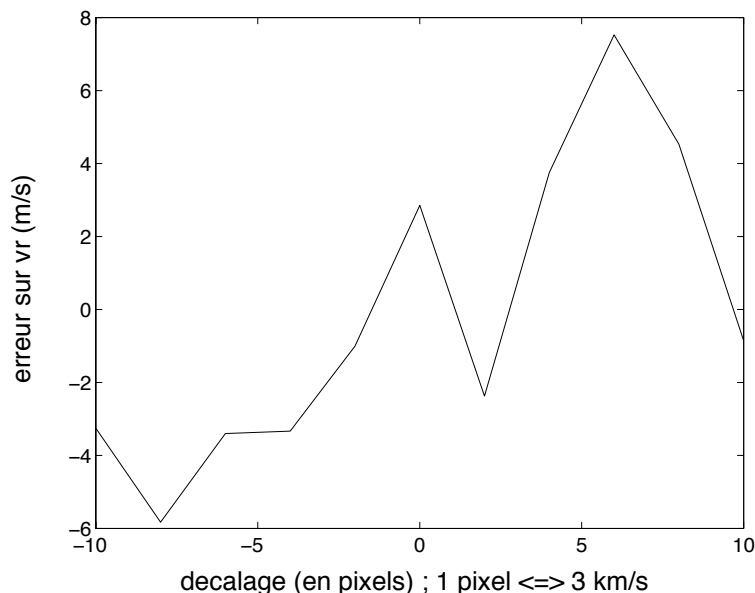


FIG. 4.5 – Erreur sur la mesure de la vitesse radiale de l'étoile, due à la présence de raies d'absorption telluriques, obtenue en multipliant le spectre stellaire par les six principaux ordres du spectre tellurique à la fois, en effectuant la corrélation sur tous les ordres.

L'erreur pourrait ainsi être de l'ordre de grandeur, ou du moins être responsable d'une part non négligeable, de l'amplitude de la variation observée de la précision d'Elodie au cours d'une année, qui pourrait alors s'expliquer par des variations annuelles de la concentration en vapeur d'eau de l'atmosphère. Le fait que Coralie, installé à La Silla où l'atmosphère est beaucoup plus sèche, ne montre pas de telles variations, irait en ce sens.

J'ai ensuite examiné la position des raies telluriques par rapport aux trous, numériques, du masque de corrélation. Compte tenu du décalage du spectre de raies telluriques ⁴, j'ai fabriqué un nouveau masque à partir du masque R37K0, en supprimant les trous se trouvant à un décalage en longueur d'onde inférieur à une vitesse radiale correspondante de ± 30 km/s,

³soit plus de 100 m/s lorsque l'on effectue la corrélation ordre par ordre!

⁴en réalité, le spectre de raies telluriques est fixe par rapport à l'observateur, mais l'on n'obtient comme seule différence un décalage du signal de corrélation des raies telluriques dans l'espace des vitesses radiales, sans importance dans le cas qui nous intéresse ici.

par rapport à des raies telluriques plus profondes que 0.97 (spectre normalisé). On obtient alors, en effectuant les mêmes opérations que ci-dessus, des erreurs sur la mesure de la vitesse radiale de l'étoile, de l'ordre de 1 m/s, comme le montre la figure 4.6. La figure 4.7 montre l'erreur obtenue en "polluant" les six ordres à la fois.

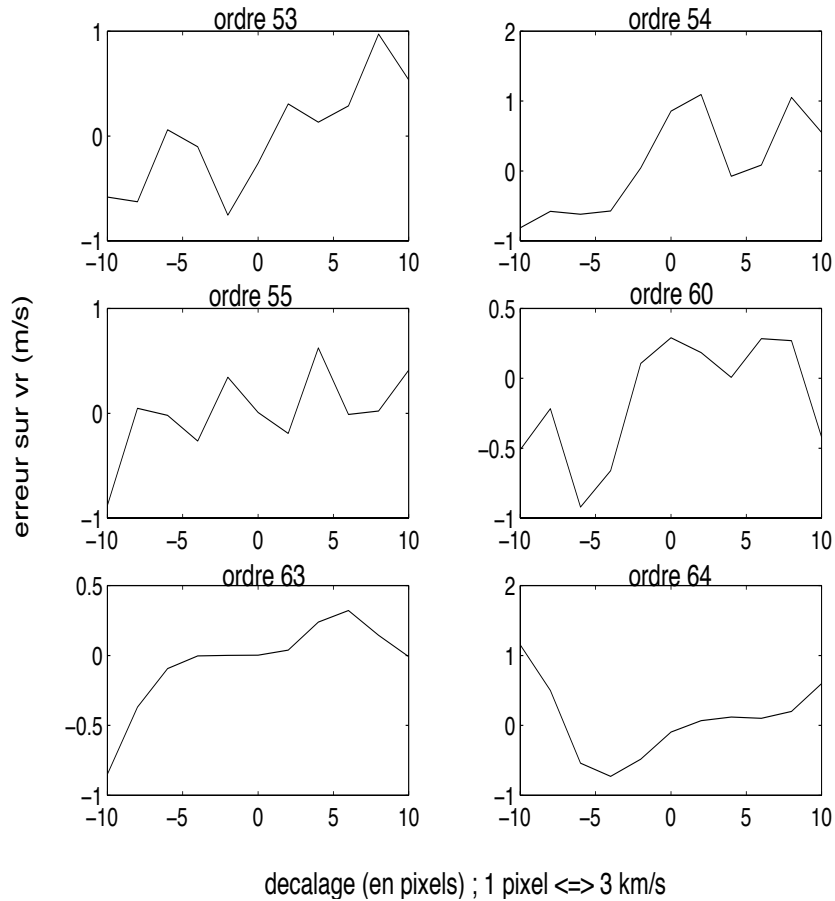


FIG. 4.6 – Mêmes opérations que pour la figure 4.4, mais avec un masque de corrélation modifié.

Ces erreurs sont dues au signal restant dans le spectre tellurique et pouvant se superposer avec les trous du masque, à savoir des signaux d'amplitude comprise ici entre 0,97 et 0,985, que l'on ne peut souvent attribuer clairement à des raies telluriques, et qui constituent une sorte de bruit résiduel. Ainsi, à moins d'éliminer de la corrélation de larges plages du spectres, il semble que la présence de raies telluriques, même si le masque de corrélation est plus "nettoyé" qu'actuellement, implique une limitation sur la précision de la mesure de la vitesse radiale, supérieure à 1 m/s.

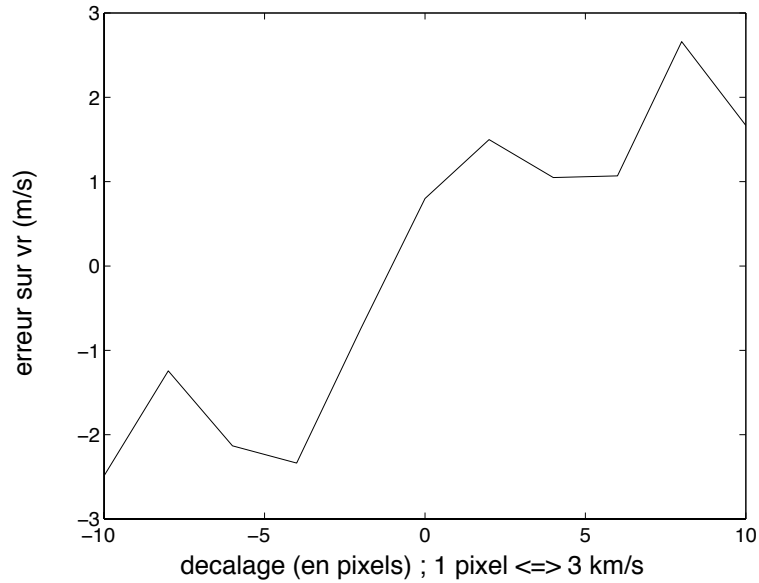


FIG. 4.7 – Mêmes opérations que pour la figure 4.5, mais avec un masque de corrélation modifié.

A titre de remarque, voici les longueurs d'onde délimitant les trous supprimés de la corrélation. Ils sont nombreux, plus d'une cinquantaine, et ceci est nécessaire pour ramener l'erreur à 1 m/s, correspondant à la limite apparemment accessible. La vitesse radiale mesurée de l'étoile en est alors affectée de manière non négligeable : elle est de 5 m/s supérieure avec le nouveau masque par rapport au masque actuellement utilisé. Ceci serait néanmoins à tester sur un large échantillon d'étoiles. Malgré tout, de nombreux trous pourraient être réduits au lieu d'être supprimés, réduisant ainsi l'effet des raies telluriques sans trop affecter la vitesse radiale mesurée à partir du spectre stellaire seul, avec l'un ou l'autre masque. Par ailleurs, il faudrait vérifier que chaque raie considérée est bien une raie tellurique, à partir d'un spectre tellurique synthétique.

début (Angstroms)	fin (Angstroms)	début (Angstroms)	fin (Angstroms)
5879.4574	5879.5426	6299.5509	6299.6401
5879.7735	5879.8262	6301.4167	6301.6231
5880.0233	5880.0769	6302.4169	6302.6034
5881.6962	5881.7424	6305.6215	6305.7181
5883.7495	5883.9301	6315.2574	6315.4714
5884.3934	5884.4871	6464.6233	6464.7363
5888.3010	5888.3601	6469.1599	6469.2600
5892.7650	5892.9773	6471.5528	6471.7669
5899.2147	5899.4243	6475.5431	6475.7169
5899.4837	5899.5756	6482.7171	6482.8832
5914.0255	5914.2677	6483.9013	6483.9780
5915.4784	5915.6013	6490.3056	6490.3744
5918.4603	5918.6397	6493.6491	6493.9120
5922.0278	5922.2124	6494.8242	6495.1357
5923.9351	5923.9451	6495.7596	6495.8003
5927.7466	5927.8534	6496.4125	6496.5065
5940.9149	5941.0251	6496.8244	6496.9766
5941.6702	5941.8498	6497.6378	6497.7406
5944.6133	5944.7467	6508.0771	6508.2045
5946.4782	5946.5006	6508.7857	6508.9081
5949.2808	5949.4192	6516.0784	6516.0820
5958.2815	5958.3997	6518.2783	6518.4610
5975.3113	5975.4087	6531.3882	6531.4717
5976.7215	5976.8785	6532.8183	6532.9424
5991.8154	5991.9440	6533.9260	6534.0352
6016.5380	6016.7420	6551.6356	6551.7644
6280.5089	6280.7311	6554.1461	6554.3142
6282.5549	6282.7051	6563.3478	6563.4910
6292.7540	6292.9083	6572.6763	6572.8838
6296.4165	6296.5734	6574.1612	6574.3388
6296.5839	6296.7303	6574.9451	6575.2200
6297.6929	6297.9060	6586.2238	6586.3962

TAB. 4.1 – Délimitations en longueurs d’onde des trous du masque R37K0 éliminés lors de l’élaboration d’un masque de corrélation limitant plus les effets des raies telluriques qu’actuellement.

REMERCIEMENTS

Je remercie vivement Michel Mayor de m'avoir permis d'effectuer ce stage à l'Observatoire de Genève, avec son équipe de "chercheurs de planètes", ce dans les meilleures conditions matérielles.

Je remercie tout particulièrement Francesco Pepe qui, de par sa disponibilité, sa bonne humeur permanente, sa curiosité, son enthousiasme, a transformé ce stage en une expérience passionnante : si chercheur je deviens, Francesco n'y sera pas étranger ! Par ailleurs, les résultats obtenus sont à mettre au moins autant à son actif qu'au mien !

Mes remerciements vont également à Didier Queloz, Dominique Naef et François Bouchy pour leur aide et leurs remarques, ainsi qu'à Bernard Pernier pour son aide durant la nuit d'observation à l'O.H.P.

De manière générale, je remercie toute l'équipe pour son aide et son ambiance chaleureuse.

Enfin, un grand merci à Luc Weber, qui malgré son temps compté, a su m'éclairer sur de nombreux points, que ce soit, par exemple, pour les observations à La Silla ou à propos de la caméra de guidage du télescope Euler...

Bibliographie

- [1] A.Baranne & al. *ELODIE : a spectrograph for accurate radial velocity measurements*. Astronomy & Astrophysics, Supplement Series, 1996.
- [2] Didier Queloz. *ELODIE Programme de Réduction, Guide de l'utilisateur*. septembre 1994.
- [3] Francesco Pepe. *HARPS Final System Design and Performance Report*. Observatoire de Genève, février 2001.
- [4] Francesco Pepe. *HARPS Scientific Proposal*. Observatoire de Genève, février 1999.
- [5] Francesco Pepe. *HARPS Technical Proposal*. Observatoire de Genève, février 1999.
- [6] S.Udry, M. Mayor & D. Queloz. *CORALIE-ELODIE new planets and planetary systems. Looking for fossil traces of formation and evolution*. ASP Conferences Series, 2000.
- [7] Stéphane Udry. *Planètes extra-solaires*. Ecole CNRS de Goutelas XXIII, 2000.
- [8] D.Queloz, M. Mayor & al. *Extrasolar Planets in the Southern Hemisphere : The CORALIE Survey*. ESO Astrophysics Symposia Ser., 1999.
- [9] Didier Queloz. *THESE : Recherches liées à la spectroscopie par corrélation croisée numérique*. Genève, Atelier de reproduction de la section physique, 1995.
- [10] François Bouchy *THESE : Réalisation d'un spectrographe astronomique dédié aux mesures de vitesses radiales stellaires*. 1999.
- [11] J.Max. *Méthodes et techniques de traitement du signal et applications aux mesures physiques*. MASSON, 1977.
- [12] C.Buil *Astronomie CCD*. Société d'Astronomie Populaire, 1989.