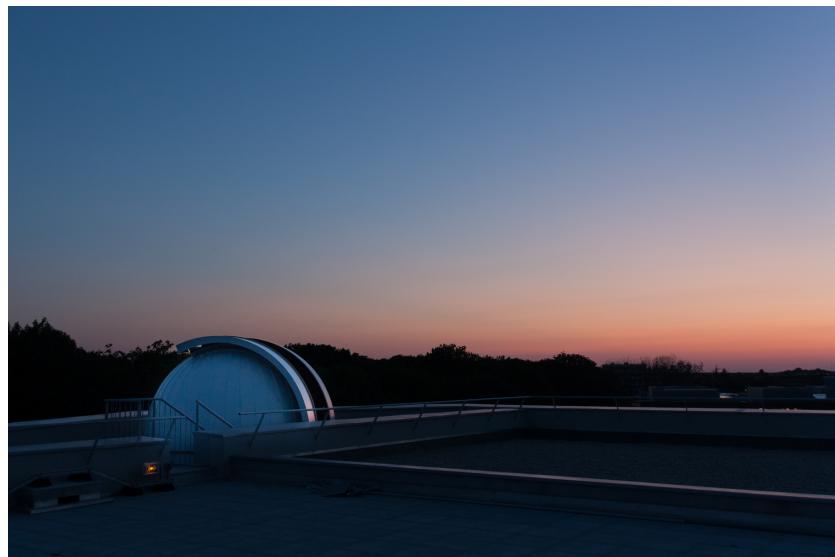


# Travaux pratiques d'observations astrophysiques à la coupole du $\hbar$

Option astrophysique de M1



Hervé Dole,  
Pacôme Estève, Louise Mousset, Laura Nardelli  
(précédemment:  
Cateline Lantz, Pierre Guiot, Lucie Degott, Théo Lebeau)

2025–2026

Université Paris-Saclay



# Contents

<b>1</b>	<b>Introduction</b>	<b>7</b>
1.1	Présentation des TP d'observation . . . . .	7
1.2	Organisation des TP . . . . .	7
1.3	Évaluation des TP . . . . .	8
1.4	Ressources pour les TP . . . . .	8
<b>2</b>	<b>Procédure d'acquisition de données spectroscopiques</b>	<b>9</b>
2.1	Utilisation du télescope . . . . .	9
2.2	Utilisation de la caméra CCD Atik One 9.0 . . . . .	11
2.3	Utilisation du spectrographe LHIRES III . . . . .	12
2.4	Utilisation de la webcam de guidage ZWO ASI . . . . .	15
2.5	Guide rapide de démarrage d'une soirée d'observation (pour les encadrants) . . . . .	16
2.6	Check list pour la fin d'une observation à la coupole . . . . .	17
<b>3</b>	<b>Réduction des données</b>	<b>18</b>
3.1	Qu'est-ce qui compose un signal ? . . . . .	18
3.2	Comment conserver uniquement le signal scientifique ? . . . . .	18
3.3	Comment prendre en compte les défauts du détecteur et de l'optique ? . . . . .	19
3.4	Formule de réduction de données . . . . .	19
3.5	Étalonnage spectral . . . . .	20
3.5.1	Spectroscopie et nécessité de l'étalonnage spectral . . . . .	20
3.5.2	Spectre de la lampe d'étalonnage ArNe . . . . .	21
3.6	Utilisation du Jupyter Notebook pour traiter et visualiser les données . . . . .	23
3.6.1	Avec Google Colab: le plus simple . . . . .	23
3.6.2	Alternative à Google Colab pour les puristes : MyDocker de l'Université Paris-Saclay . . . . .	24
<b>4</b>	<b>Sujets des projets scientifiques</b>	<b>26</b>
4.1	Classification stellaire par spectroscopie à faible résolution spectrale . . . . .	26
4.1.1	Contexte astrophysique . . . . .	26
4.1.2	Travail préliminaire potentiel . . . . .	27
4.1.3	Acquisition des données . . . . .	27
4.1.4	Traitements des données . . . . .	29

4.1.5	Analyse des données et interprétation . . . . .	29
4.2	Étude de la raie H $\alpha$ dans le spectre haute résolution spectrale d'étoiles Be . . . . .	30
4.2.1	Contexte astrophysique . . . . .	30
4.2.2	Travail préliminaire potentiel . . . . .	30
4.2.3	Acquisition des données . . . . .	31
4.2.4	Traitements des données (la démarche détaillée ci-dessous est celle suivie dans le notebook, il faudra l'adapter à votre sujet) . . . . .	32
4.2.5	Analyse des données et interprétation . . . . .	32
4.3	Comparaison des âges des terrains lunaires par spectroscopie à faible résolution spectrale . . . . .	33
4.3.1	Contexte astrophysique . . . . .	33
4.3.2	Travail préliminaire potentiel . . . . .	34
4.3.3	Acquisition des données . . . . .	34
4.3.4	Traitements des données (la démarche détaillée ci-dessous est celle suivie dans le notebook, il faudra l'adapter à votre sujet) . . . . .	35
4.3.5	Analyse des données et interprétation . . . . .	35
4.4	Étude d'une planète géante gazeuse par spectroscopie à haute résolution spectrale . . . . .	36
4.4.1	Contexte astrophysique . . . . .	36
4.4.2	Travail préliminaire potentiel . . . . .	37
4.4.3	Acquisition des données . . . . .	37
4.4.4	Traitements des données (la démarche détaillée ci-dessous est celle suivie dans le notebook, il faudra l'adapter à votre sujet) . . . . .	38
4.4.5	Analyse des données et interprétation . . . . .	39
4.5	Étude de la raie H $\alpha$ des phénomènes solaires à haute résolution spectrale . . . . .	40
4.5.1	Contexte astrophysique . . . . .	40
4.5.2	Travail préliminaire potentiel . . . . .	42
4.5.3	Acquisition des données . . . . .	43
4.5.4	Traitements des données (la démarche détaillée ci-dessous est celle suivie dans le notebook, il faudra l'adapter à votre sujet) . . . . .	43
<b>Annexes</b>		<b>45</b>
<b>A Effets instrumentaux : origine physique et conséquences pratiques</b>		<b>45</b>
A.1	Formation d'image par un télescope : Fonction d'Étalement de Point (PSF) . . . . .	45
A.1.1	Cas de l'imagerie . . . . .	47

A.1.2	Cas de la spectroscopie . . . . .	48
A.2	Réponse d'un capteur semi-conducteur . . . . .	49
A.3	Bilan des biais instrumentaux et traitement du signal . . . . .	52
<b>B</b>	<b>Observabilité d'une cible</b>	<b>55</b>



# 1 Introduction

## 1.1 Présentation des TP d'observation

L'objectif de ces TP réalisés dans le cadre de l'option astrophysique du cours de M1 est de vous permettre de découvrir les méthodologies de l'observation astrophysique depuis le sol. Vous acquérez vos propres données et les traiterez pour extraire des paramètres physiques des objets étudiés. La technique utilisée est la spectroscopie dans le domaine visible pour tous les sujets, seule la cible sera différente.

La présente section vous donne les grandes lignes de ce projet d'astronomie. La [section 2](#) présente en détail les procédures d'utilisation des différents instruments que vous aurez à utiliser, la [section 3](#) explique les différentes étapes de la réduction de données et la [section 4](#) explore quant à elle chacun des sujets à votre disposition. Vous trouverez en annexes des informations complémentaires pour approfondir les concepts abordés.

## 1.2 Organisation des TP

Vous aurez plusieurs séances et échéances:

- 1 séance plénière au  $\hbar$  d'introduction le 5 septembre 13:45-17:30. (Plénière = tous les étudiants et tous les encadrants présents). Choix des sujets. Puis premier TP d'analyse de données.
- devoir maison sous forme de notebook python à renvoyer en lien par email à votre encadrant de TP avant une date qui vous sera communiquée.
- 1 séance d'observation de nuit à la coupole. Cette séance peut avoir lieu entre le lundi et le jeudi.
- 1 séance de tutorat par groupe avec votre encadrant de 2h, durant laquelle vous analyserez les données et les discuterez ensemble. Prendre rendez-vous avec votre encadrant.
- 1 séance plénière au hbar en décembre pour finaliser votre analyse, sélectionner les résultats et préparer le plan de votre oral avec votre encadrant.
- la soutenance orale en janvier.

Après une première séance commune d'introduction à ces TP, une seconde séance propre à chaque groupe et dédiée aux observations aura lieu durant les soirs de semaine (du lundi au jeudi uniquement) du premier semestre (qui s'étend du 09/09 au 18/12). Deux groupes (de chacun environ 4 à 5 personnes) se relaieront au cours de la soirée sous la coupole et dans la salle informatique 515 du bâtiment 625 dit  $\hbar$  de l'Université Paris-Saclay. RDV à 19h00 en salle 515. La séance se déroule de 19h00 à 23h30.

Préparez votre séance en amont, en relisant attentivement le poly de TP sur le télescope et le spectromètre (sections 2 et 3), et votre projet scientifique (section 4). Venir avec une clef USB (A et C) pour le transfert des données. Venir avec votre ordinateur ou tablette. Avoir ce poly en pdf à disposition, ainsi que votre notebook python pour le traitement des données.

S'agissant de TP d'observation, les dates des séances en soirée seront imposées par la météo, et ne pourront donc pas être connues plus de quelques jours à l'avance au mieux. **Il est donc impératif que vous consultiez régulièrement vos mails universitaires**, en particulier les semaines durant lesquelles vous aurez été informés que votre groupe sera prioritaire.

À l'issue de ces deux séances, vous aurez pris en main le matériel, acquis des données et vous pour-

rez commencer leur traitement. Une session de tutorat sera mise en place avec votre enseignant encadrant pour faire le point sur l'avancement de votre projet. Une fois les données « réduites », vous pourrez les analyser et en extraire l'information scientifique d'intérêt.

Une troisième séance aura lieu avant les vacances de Noël pour finaliser vos projets et vous donner les informations concernant le mode d'évaluation finale : une soutenance orale par groupe.

Il sera nécessaire de fournir du travail personnel tout au long du projet.

### 1.3 Évaluation des TP

La note de TP sera constituée à 70% de la note de soutenance (répartis en 50% pour l'oral de groupe et 20% d'une note individuelle liée aux réponses apportées lors de la séance de questions à la fin de l'oral) et de 30% d'une note individuelle de contrôle continu portant sur votre implication durant les séances.

### 1.4 Ressources pour les TP

Vous trouverez sur le site de l'[archive de la coupole<sup>1</sup>](#) l'ensemble des données acquises au cours des séances d'observation dans le dossier *TP\_M1\_2025-2026*. Le dossier *Documents\_TP* renferme quant à lui divers documents dont vous pourrez avoir besoin durant les séances de TP : le polycopié, des éléments de cours, ou encore le [tuto\\_python\\_astro<sup>2</sup>](#) qui présente les bases de l'utilisation du langage Python nécessaires pour le traitement des données.

---

<sup>1</sup><http://coupole.ias.u-psud.fr/>

<sup>2</sup>[https://github.com/gpelouze/tuto\\_python\\_astro/releases/latest/download/tuto\\_python\\_astro.pdf](https://github.com/gpelouze/tuto_python_astro/releases/latest/download/tuto_python_astro.pdf)

## 2 Procédure d'acquisition de données spectroscopiques

### 2.1 Utilisation du télescope

Il s'agit d'un télescope Celestron C14 de configuration optique Schmidt-Cassegrain, sur une monture équatoriale allemande Skywatcher EQ8 Go-To. Son diamètre est de 355,6 mm, et sa longueur focale de 3910 mm pour un rapport d'ouverture de  $f/11$ .

#### SÉCURITÉ

Lors d'une observation sous la coupole, les risques de dommages irréparables au matériel utilisé sont peu nombreux et votre propre sécurité doit rester la priorité.

Pour le matériel, trois points seulement peuvent être critiques :

- Ne pas faire tomber un oculaire, la caméra, ou le spectrographe
- Ne pas ébrécher un filtre, un réseau, ou la lame de Schmidt du télescope avec ses ongles ou un objet abrasif
- Ne pas mettre le télescope à l'horizontale ou plus bas

**Ouvrir le cimier** avec le commutateur situé sur le dôme de la coupole. Garder le commutateur enclenché tant que le cimier n'est pas complètement ouvert, une butée l'arrêtera.

**Enlever les bâches** du C14 sans forcer et les ranger sous une table pour ne pas gêner durant les déplacements.

**Enlever tous les caches du télescope** (côté objectif, côté oculaire, et les deux caches du chercheur qui est la petite lunette sur le tube principal) et **les ranger soigneusement**.

**Allumer l'alimentation de la monture puis la monture** et brancher le télescope (câble USB étiqueté "Télescope") à l'ordinateur.

**Connecter la manette** à l'ordinateur.

#### IMPORTANT

Bien vérifier la tension des câbles autour du pylône du télescope, notamment lors du mouvement du télescope.

**Lancer le logiciel Stellarium** qui permettra d'orienter le télescope vers vos cibles. Une fois le logiciel démarré, le télescope est censé être connecté à l'ordinateur. Une fenêtre *GS Server* doit s'ouvrir en arrière plan. Sur cette dernière, le télescope est marqué comme étant "Parké", en position "Home". Cliquer sur "Déparker", cela démarre le suivi sidéral du télescope.

**Faire tourner la coupole** vers la cible en utilisant le commutateur situé sous le bouton « Start ». Afin de ne pas abîmer les moteurs, il est important d'attendre leur arrêt complet de rotation dans un sens avant de les lancer dans l'autre sens.

**Pointer une cible.** Chercher et sélectionner la cible voulue sur *Stellarium* puis cliquer sur l'icône montrant un télescope dans la barre inférieure. Cela ouvre une fenêtre. Cliquer sur "Objet actuel" pour signifier à *Stellarium* qu'il s'agit de l'objet d'intérêt. Cliquer ensuite sur "Pointer" pour envoyer le télescope sur ce point.

**Vérifier que la cible est centrée** en l'observant à l'œil avec l'oculaire 21 mm qu'il faut installer sur le porte-oculaire sans renvoi coudé en sortie du télescope.

Il est possible d'ajuster le pointage avec le joystick (cf [figure 1](#)) pendant une observation, en s'a aidant par exemple du chercheur. Si ce dernier n'est pas bien aligné avec le télescope, on peut jouer sur ses 3 vis de maintien jusqu'à ce que la cible située au centre de sa croix noire coïncide avec l'objet centré dans l'oculaire au C14.



Figure 1 Affectation des touches avant de la manette au contrôle du télescope.



Figure 2 Affectation des touches arrière de la manette au contrôle du télescope.

Lors des observations, la mise au point se fait avec la grosse molette noire située à l'arrière du télescope à côté du porte-oculaire. À partir d'une position nette à l'oculaire de 21 mm pour un œil normal (fixé au porte-oculaire sans renvoi coudé), il faut faire environ 2.5 tours complets dans le sens trigonométrique avec cette molette pour avoir une mise au point correcte à la CCD ou au LHIRES III.

**Pour éteindre** il est important de suivre les mêmes étapes dans l'ordre inverse : parquer le télescope, déconnecter, fermer le logiciel et enfin éteindre la monture et son alimentation.

### IMPORTANT

Ne jamais éteindre ou débrancher la monture avant d'avoir parqué correctement le télescope, sans quoi l'alignement du télescope sur le ciel serait perdu.

## 2.2 Utilisation de la caméra CCD Atik One 9.0

Il s'agit d'une Atik One 9.0, utilisant un détecteur de  $3379 \times 2703$  pixels de type Charge Coupled Device (CCD). Le champ apparent de chaque pixel une fois connectée au C14 est de  $0,19''$  soit un champ total approximatif de  $11' \times 9'$ , à comparer aux  $\approx 30'$  de champ à l'œil derrière l'oculaire de 21 mm. Pour la connecter au C14, il faut utiliser la bague rangée dans la mallette de la CCD. On la place alors comme un oculaire.

**Brancher la caméra au PC puis l'alimenter.** Pour la relier au PC, utiliser le câble USB avec l'étiquette « CCD ATIK » situé au niveau du pied du télescope. Dès qu'elle est alimentée, les ventilateurs doivent se mettre en fonction, sinon il y a un problème. On prendra bien soin de diminuer l'encombrement des câbles, par exemple en les faisant passer dans une poignée de l'arrière du télescope et en mettant le bloc transfo de l'alimentation près de la table équatoriale.

**Ouvrir DUSK sur le PC, et glisser les fenêtres sur le moniteur externe:** connecter la caméra, lancer le refroidissement, faire une pose de test de quelques secondes. Vérifier le chemin d'enregistrement des fichiers en format FITS. Avec le curseur, vérifier sur l'image (ou le spectre) les ADU afin de s'assurer d'un bon rapport signal sur bruit approximatif.

**Les réglages** s'effectuent avec les différents outils de la barre d'icônes du logiciel, les plus importants étant :

- « Exposure » pour le temps de pose, le binning et la sauvegarde des fichiers ;
- « Cooler » pour le contrôle/commande de température ;
- « Snapshot » pour acquérir une image test ;
- « Sequencer » pour programmer des séries d'images, leur ordre, les filtres, mettre des suffixes différents aux noms de fichiers à chaque étape – bref tout ce qui est nécessaire pour lancer une véritable acquisition une fois les paramètres appropriés déterminés ;
- « Filter Wheel » pour faire tourner la roue à filtres.

**Absolument visualiser chaque image**, notamment le niveau de signal en ADU (analog-to-digital unit) en passant la souris. La saturation étant provoquée vers 65000 ADU, un bon signal doit avoir environ 30000 ADU. Cf cadre ci-dessous.

**Visualiser les fits** au fur et à mesure dans SAOImage DS9 est une autre possibilité.

Ne pas descendre à plus de 30 à 35 °C sous la température de la coupole sous peine de dégrader les performances du module Pelletier (TEC). Les descentes en température doivent toujours se faire progressivement, par exemple par paliers de 10 °C. En général en hiver, utiliser la caméra vers -20 °C.

**Choix du temps de pose :** Afin d'optimiser la qualité des données acquises, on veillera à choisir un temps de pose qui maximise l'utilisation de la dynamique du capteur, **sans le saturer** mais avec un bon rapport S/N. Pour cela, on pourra s'aider (de l'histogramme) des valeurs des pixels en ADU présent dans DUSK. Regarder l'intensité du signal mesuré en différents points de l'image en déplaçant le curseur dessus, les valeurs en ADU étant comprises entre 0 et 65 536 (soit  $2^{16}$ , codage de l'ADC sur 16 bits). Idéalement, la source ou le spectre d'intérêt doit être détecté dans la plage 5000-40000 ADU.

**Choix du binning de la caméra :** La caméra CCD Atik One 9.0 possède la capacité de ré-échantillonner son capteur en regroupant les pixels mitoyens pour n'en former qu'un seul. On parle alors de *binning* ( $2 \times 2$ ,  $3 \times 3$ ,  $4 \times 4$ , etc). Cela permet d'adapter la résolution du capteur pour éviter de sur-échantillonner, sans toutefois perdre d'information. Pour plus de détails sur cet aspect cf. annexe A.1.

**Séquence :** Il est recommandé de mettre un délai de 1 s entre chaque image lorsqu'on programme une séquence, car de la rémanence peut se manifester, surtout si les temps de pose de chaque image sont courts.

## 2.3 Utilisation du spectrographe LHIRES III

Il s'agit d'un spectromètre à réseau LHIRES III de la marque Shelyak Instruments. Il possède deux réseaux interchangeables de 150 et 2400 tr/mm, soit une résolution spectrale de  $R = \lambda/\Delta\lambda = 400$  et  $R = 10\,330$  respectivement, pour une fenêtre spectrale d'environ 300 nm et 15 nm respectivement une fois le spectre imagé sur la caméra Atik One 9.0. Le pas spectral par pixel est à déterminer précisément au cas par cas avec la lampe spectrale d'étalonnage Ar-Ne. La graduation de la vis micrométrique correspondant à l'ordre 1 pour le milieu de la gamme visible est approximativement 0,3 mm pour le 150 tr/mm, et 17,9 mm pour le 2400 tr/mm. Dans ces deux cas, les longueurs d'onde bleues sont plutôt vers la gauche de l'écran de capture, les rouges plutôt vers la droite. Lorsqu'on visse on se translate vers le bleu, quand on dévisse vers le rouge.

Pour changer de réseau, il faut sortir complètement la vis micrométrique (25 mm de course), puis retirer les 4 vis noires situées à l'arrière. **Ne pas changer le réseau sans la supervision d'un enseignant.**

La fente sériographiée réfléchissante possède 4 largeurs (15, 19, 23, 35  $\mu\text{m}$ ), par défaut c'est la 35  $\mu\text{m}$  qui est en place. **Cette fente ne doit en aucun cas être exposée à la poussière**, s'il est nécessaire de changer la largeur il faut le prévoir à l'avance et ce changement sera fait à l'IAS.

Enfin, il est équipé d'un module d'étalonnage motorisé, avec plusieurs lampes et positions :

- Une lampe Ar-Ne pour l'étalonnage en longueur d'onde (bouton « Calib ») dont les raies caractéristiques sont données en [figure 6](#). **Elle ne doit jamais être éteinte puis rallumée rapidement au risque de diminuer significativement sa durée de vie !**
- Une lampe à large continuum spectral avec un diffuseur pour faire des flats (bouton « Flat »).
- Une position bloquant le faisceau provenant du télescope pour acquérir des dark (boutons « Calib » et « Flat » enclenchés en même temps).
- Et bien sûr la position par défaut laissant passer la lumière provenant du télescope.

Cf. la description du fabricant [Sheylak Instruments<sup>3</sup>](#) du LHIRES si besoin.

Il y a toujours un risque important que des parties vissées entre elles se bloquent :

- Ne rien serrer à fond (en particulier la bague de fixation du haut du LHIRES sur le pas de vis du télescope, et de la CCD sur le LHIRES) ;
- S'assurer périodiquement que rien n'est trop serré, notamment lors de mouvements im-

<sup>3</sup><https://www.shelyak.com/produit/spectroscope-lhires-iii/>

- portants du télescope qui modifient le couple exercé ;
- Si le problème survient, désolidariser du reste les deux parties bloquées puis amener les deux parties serrées à l'atelier de mécanique de l'IAS.

Avant de monter le LHIRES sur le télescope, il est nécessaire d'y installer la CCD (pour enregistrer les spectres), ainsi qu'une caméra de guidage ou un oculaire pour visualiser la position de la fente sur la cible que l'on pointe.

**On monte la CCD sur la sortie inférieure du LHIRES** par laquelle est renvoyé le spectre après diffraction par le réseau. La CCD se visse en utilisant la « petite rallonge Spectro  $\leftrightarrow$  CCD » rangée dans la mallette du LHIRES. Il n'est pas possible de la serrer correctement tout en ayant un alignement correct de ses axes avec ceux du télescope, une étape de rotation des spectres est donc nécessaire au début du traitement des images.

Il n'est pas possible de visser la CCD avec sa roue à filtres sur le LHIRES directement, il faut au préalable enlever le porte-oculaire de la première sortie du LHIRES (en utilisant le tournevis rangé dans la malette de la CCD). Ces pièces doivent être remises en places dès que la CCD est serrée.

**Ensuite, placer la webcam de guidage ZWO ASI sur la sortie supérieure du LHIRES** afin de visualiser quelle partie de l'image est envoyée dans la fente, et dont on va faire le spectre.

**Finalement, connecter le LHIRES au C14** en enlevant le porte-oculaire de ce dernier. Le montage final doit ressembler à l'illustration de la [figure 3](#).

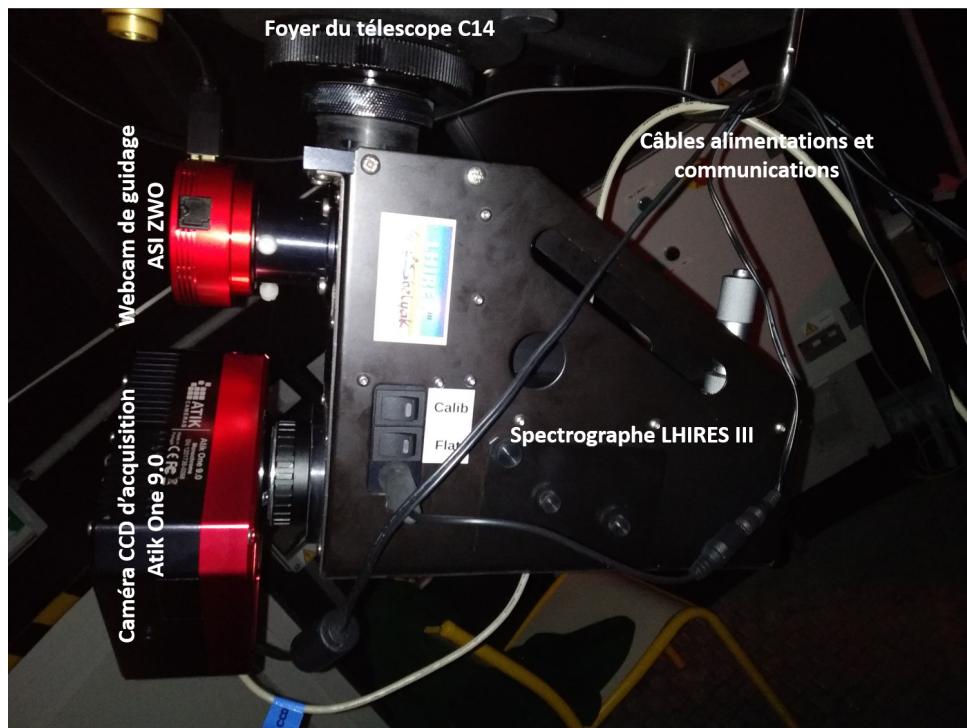


Figure 3 Spectrographe, caméra CCD et caméra de guidage montés derrière le C14.

La mise au point au niveau de la sortie de guidage se fait en deux étapes. 1) Il faut d'abord déplacer la caméra de guidage ou l'oculaire dans son logement afin d'avoir une image nette de la fente. Pour ce faire, on pourra éclairer l'entrée du télescope avec une lampe, afin d'éclairer la fente de manière

approximativement uniforme. 2) Ensuite, on fait la mise au point sur l'objet observé au télescope, en utilisant la molette de ce dernier comme d'habitude.

Le chemin suivi par la lumière implique un miroir de renvoi à  $45^\circ$ , un miroir principal envoyant la lumière sur le réseau, et un doublet de lentilles pour la mise au point sur le capteur. Le doublet de lentilles notamment se dérègle très facilement ce qui exige souvent d'ouvrir les deux petites trappes noires situées sur les côtés du LHIRES (seule la grosse vis noire est à retirer, les deux autres restent) pour y accéder et le tourner jusqu'à avoir des raies spectrales les plus fines possibles sur la CCD. Il faut ensuite serrer les petites vis plastiques blanches pour maintenir cette mise au point et refermer les trappes qui sont de grosses sources de lumière parasite sinon.

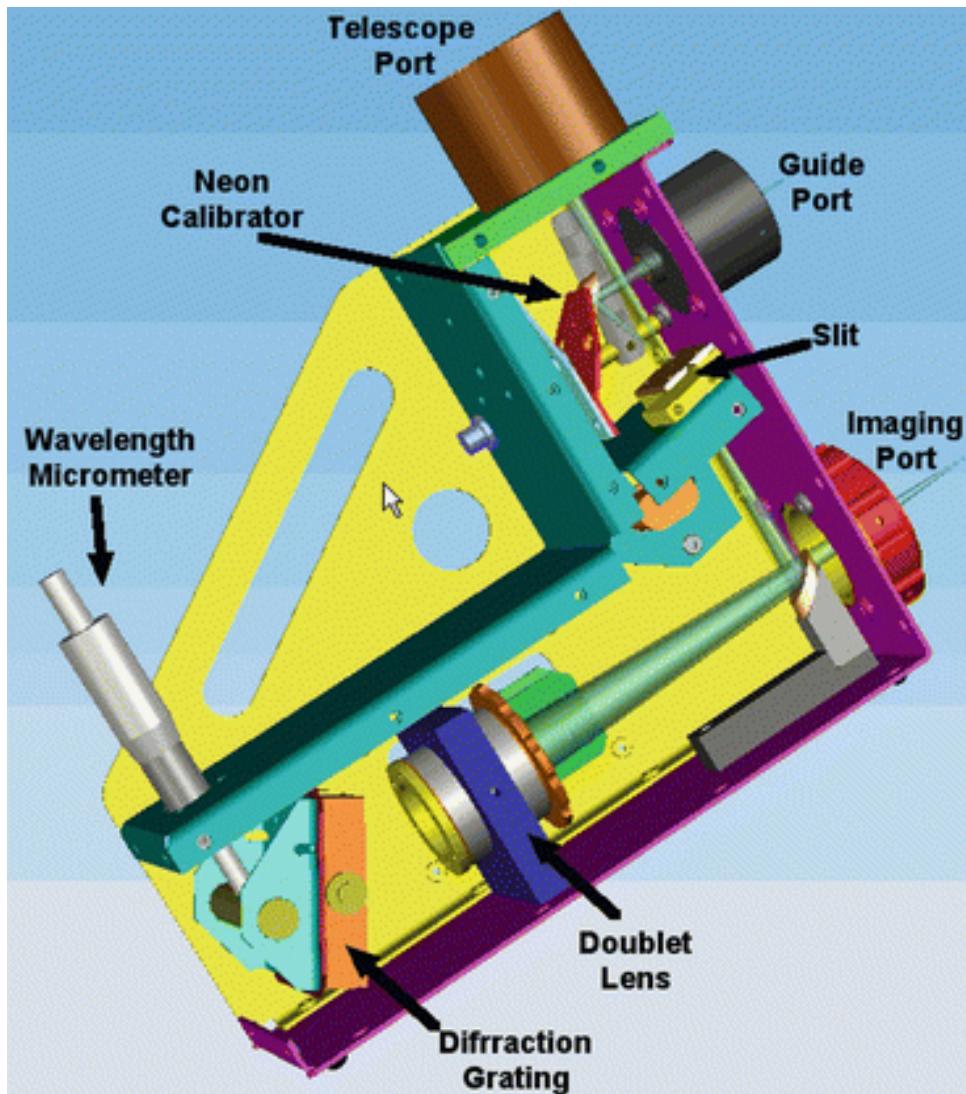


Figure 4 Schéma de l'intérieur du spectroscope LHIRES III.

En tournant la vis micrométrique grise, on modifie la gamme spectrale réfléchie par le réseau sur le capteur. Ensuite il ne vous reste qu'à faire vos acquisitions exactement comme avec la CCD seule.

Sur des objets peu étendus (étoiles) ou peu lumineux (nébuleuses), il est en général difficile de voir où se situe la fente par rapport à l'objet : pour pallier à cela, le plus pratique est d'éclairer l'entrée du télescope avec une lampe de téléphone pour rendre la fente bien visible puis de l'enlever pour voir de nouveau la cible observée. Si la cible est basse sur l'horizon ou l'atmosphère particulièrement turbulente, il est très possible que l'effet Speckle sur une étoile soit très fort, ce qui rend son maintien sur la fente difficile voire impossible sur quelques dizaines de secondes par la seule monture. Il faut

alors utiliser le joystick de pointage manuel en position de déplacement fin et compenser ces petits mouvements à la main, en surveillant l'image de la caméra de guidage tout au long de l'acquisition.

Enfin, il faut bien penser à faire des darks, des flats et des images de calibration spectrale avec la lampe Ar-Ne. Pour des sources étendues, il est aussi intéressant de réaliser des images de contexte avec la caméra de suivi.

## 2.4 Utilisation de la webcam de guidage ZWO ASI

Il s'agit d'une caméra ZWO ASI 120 MC-S, utilisant un détecteur CMOS couleur de  $1280 \times 960$  pixels de  $3.75\mu\text{m}$ . Elle permet des temps de pose allant de  $64\ \mu\text{s}$  à  $1000$  s. Pour la connecter au LHIRES en coulant  $31.75$  mm, il faut utiliser la bague rangée dans la boîte de la webcam.

**Choix de l'objectif** Par défaut un objectif de type *fisheye* est vissé devant le capteur de la webcam pour permettre une mise au point à distance finie. Le spectromètre et/ou le C14 joue le rôle d'objectif lors des utilisations sur le ciel, il faut donc d'abord dévisser tout le bloc noir portant l'objectif et visser à la place l'adaptateur mécanique  $31.75$  mm fourni. Le capteur est alors visible, juste derrière sa vitre de protection, ce qui exige de manipuler avec beaucoup de soin.

**Brancher la caméra au PC.** Pour cela, utiliser son câble USB 3.0 fourni dans la boîte et le connecter à la rallonge portant l'étiquette « Webcam » située au niveau du pied du télescope. On prendra bien soin de diminuer l'encombrement des câbles, par exemple en les faisant passer dans une poignée de l'arrière du télescope.

**Ouvrir la suite ASI sur le PC** Connecter la caméra en cliquant sur le triangle à côté du nom ZWO ASI 120 MC-S dans l'onglet Camera à droite. Cela affiche une première image en continu. En dessous l'onglet Control permet de régler le temps des poses individuelles et le gain si nécessaire. L'onglet Capture permet de sélectionner le nombre d'images, leur dossier de destination, et surtout en sélectionnant ou non le mode Raw on peut enregistrer des images noir et blanc. L'acquisition et l'enregistrement d'une image se font simplement en cliquant sur l'icône d'appareil photo.

Si la caméra n'est pas détectée immédiatement à l'ouverture de ASICap, l'interface pour l'imagerie planétaire, il faut essayer de débrancher et rebrancher les USB et relancer la recherche de matériel en cliquant sur les flèches circulaires à côté du menu des noms de caméras à droite. Si besoin cette caméra possède un module Pelletier permettant de la refroidir, il faut dans ce cas lancer le logiciel ASIIImg au départ pour accéder à cette option.

## 2.5 Guide rapide de démarrage d'une soirée d'observation (pour les encadrants)

### Logiciels.



Stellarium → Planétarium ciel et visualisation de la position du télescope.



GS Server → Contrôle du pointage de la monture du télescope.



ASI studio → Acquisition de la caméra de pointage ZWO ASI.



Dusk → Contrôle de la caméra CCD Atik et acquisitions des spectres ou images scientifiques.  
En spectroscopie: utiliser bin 2 ou 3.

**Mise au point de l'image oculaire → spectro ou CCD.** Avec l'oculaire de 21 mm de focale pour un œil normal (fixé au porte-oculaire sans renvoi coudé) et une image nette, il faut faire environ 2.5 tours complets dans le sens trigonométrique avec la molette de mise au point du C14 pour avoir une mise au point correcte à la CCD ou au LHIRES III.

**Longueurs d'ondes.** Raie H $\alpha$ : vernier du LHIRES III à  $\sim 17.85\text{mm}$  au 2400 traits/mm, et 0.3 mm au 150 traits/mm.

## 2.6 Check list pour la fin d'une observation à la coupole

1. Fermer le cimier.
2. Tourner la coupole vers le Sud.
3. Lancer le warmup de la caméra CCD.
4. Sauvegarder les données sur clef USB (si ce n'est déjà fait).
5. Dans GSserver, parquer le télescope.
6. Éteindre la monture EQ8, son alimentation, et débrancher les prises 220V de l'alim et du hub USB.
7. Fermer les applications Stellarium et GSserver.
8. Remettre les caches du C14, de la lunette guide, du chercheur.
9. Une fois la CCD réchauffée, fermer les applications DUSK et ASI.
10. Débrancher les câbles des caméras.
11. Délicatement enlever le spectro (et les caméras) du C14. Attention, manip délicate: prendre les précautions afin de ne rien laisser tomber.
12. Poser le spectro+caméras sur la table, puis désolidariser les caméras du spectro.
13. Remettre les bouchons sur le spectro et caméras. Attention aux poussières.
14. Ranger de manière ordonnée les caméras et spectro dans leurs malettes et boite respectives.
15. Vérifier que les malettes sont bien fermées avant de les manipuler.
16. Éteindre le PC et le ranger (avec ses câbles et accessoires) dans la saccoche.
17. Remettre la bâche sur le télescope.
18. Dernière vérification que rien n'est laissé dans la coupole et que tout est débranché.
19. Éteindre la lumière.
20. Sortir et fermer à clef la coupole.
21. Vérifier que la porte est effectivement fermée et verrouillée.
22. Vérifier qu'il ne reste personne sur la terrasse.
23. Dans la salle 515, revérifier le contenu des malettes et dévisser et ranger ce qui doit l'être (CCD par exemple).
24. Ranger les malettes et le matériel dans l'armoire B.
25. Remplir le cahier de coupole.
26. Fermer à clef l'armoire.
27. Vérifier que l'armoire est bien fermée et verrouillée.
28. Déposer les clefs dans la boîte à clef dans l'embase de la coupole et la fermer. Eteindre.
29. Vérifier que la porte de l'embase est bien fermée et verrouillée.
30. Vérifier que la porte vers la terrasse est bien fermée et verrouillée.
31. Sortir du bâtiment  $\hbar$  uniquement côté sud (ne surtout pas passer par le grand escalier ni la hall), en ayant réarmé l'alarme.
32. Appeler le poste de sécurité au 01.69.15.79.99 et leur indiquer que vous quitter le bâtiment  $\hbar$  625 et qu'il n'y a plus personne dans la coupole.

En cas d'anomalie ou question, immédiatement contacter les responsables de la coupole, sur slack (et éventuellement par email).

### 3 Réduction des données

#### 3.1 Qu'est-ce qui compose un signal ?

Chaque image acquise contient du signal ayant plusieurs contributions, dont le signal scientifique (ou signal d'intérêt) que l'on veut étudier pour extraire une information scientifique/astrophysique.

On définit **un signal** utile comme la valeur moyenne de l'énergie  $N$  provenant de la source astrophysique observée. Il s'accompagne d'un **bruit aléatoire**, à moyenne temporelle nulle, d'écart-type  $\sqrt{N}$  appelé bruit de photons. Ce bruit étant aléatoire, il ne peut être soustrait mais pourra être minimisé.

Au signal d'intérêt s'ajoutent différents signaux dits parasites que l'on cherche à minimiser pour conserver uniquement le signal d'intérêt. Ces signaux parasites peuvent être présents à cause de l'environnement (pollution lumineuse par exemple), du télescope, de la caméra CCD, etc.

L'un de ces signaux parasites est appelé Dark, ou courant d'obscurité additif, qui est bien un signal parasite puisqu'il est généré par la température du capteur (apport de charges par agitation thermique). Ce signal non voulu est donc un biais, à moyenne non nulle car non aléatoire, que l'on va soustraire.

Pour résumer, il y a deux contributions dans les données : le signal en tant que tel, à moyenne non nulle, et son bruit qui n'est autre que des variations aléatoires et dont la moyenne temporelle est nulle.

#### 3.2 Comment conserver uniquement le signal scientifique ?

**Minimisation du bruit** Pour maximiser le rapport signal à bruit (RSB en français, SNR en anglais) qui constitue le critère de "lisibilité" ou plutôt de significativité des résultats, on cherche alors à minimiser le bruit.

Dans un premier temps, pour réduire le bruit de photons, on peut tout d'abord baisser la température de la caméra. Ceci a pour but de diminuer considérablement le nombre de photons détectés par la CCD dus à l'**agitation thermique** et non à la source astrophysique.

Dans un deuxième temps, on peut également augmenter le temps d'exposition du capteur pour augmenter la quantité de photons provenant de la source par rapport à la quantité de photons provenant de son bruit associé. En effet, puisque le signal d'intérêt comporte  $N$  photons et son bruit comporte  $\sqrt{N}$  photons, le rapport signal à bruit est alors :  $\text{SNR} \propto \frac{N}{\sqrt{N}} = \sqrt{N}$ . Augmenter le temps de pose augmente le nombre de photons détectés et donc **augmente le rapport signal à bruit**.

Il faut cependant se rappeler que les capteurs CCD sont de simples matrices de semi-conducteurs découpées en pixels qui convertissent la lumière incidente en électrons par effet photoélectrique. Si on laisse l'intégration se prolonger trop longtemps ou si la cible est trop lumineuse, l'énergie reçue rendra le pixel conducteur et il n'accumulera plus d'information. C'est la **saturation**, qui impose donc de choisir judicieusement le temps de pose pour faire un compromis entre SNR suffisant et éviter la saturation.

Enfin, on peut sommer plusieurs images acquises de la source d'intérêt dans le but d'augmenter le SNR. Cela peut être facilement fait pour un objet n'évoluant pas au cours de l'observation comme une galaxie. En revanche il ne faut pas le faire systématiquement en début de traitement car on peut

souhaiter conserver chaque image individuellement de la source, pour suivre par exemple l'évolution de la luminosité d'une étoile devant laquelle transite une exoplanète. Dans tous les cas il risque d'être nécessaire de réaligner les images entre elles avant de les sommer car le délai qui les séparent suffit à décaler très légèrement le pointage du télescope.

**Soustraction des signaux parasites** Pour soustraire le courant d'obscurité additif ou Dark, on fait l'acquisition d'images prises sans source. Pour cela, il faut bloquer la lumière à l'entrée du télescope avec un cache pour mesurer uniquement le signal thermique provenant du capteur CCD. Il suffit alors de soustraire le signal mesuré au signal d'intérêt. Comme tout signal, il comporte une partie aléatoire, son bruit, c'est pourquoi on soustraira toujours une moyenne de Dark pour ne pas soustraire une valeur aléatoire aberrante.

### 3.3 Comment prendre en compte les défauts du détecteur et de l'optique ?

Un capteur et l'optique devant lui ont des inhomogénéités de réponse spatiale, pour des angles d'incidence différents et tout simplement pour des pixels différents, même proches. Par exemple, deux pixels du même capteur seront différents et en recevant le même signal ils auront donc une réponse différente. Il faut alors éliminer ces inhomogénéités car une différence de réponse entre pixels peut se transformer en fausse pente de spectre par exemple.

Pour corriger cet effet appelé Flat (ou champ plat), on acquiert une série d'images en éclairant de manière uniforme le capteur. On obtiendra alors une image de référence (en moyennant la série) dont les inhomogénéités sont celles du système d'acquisition seul. Il suffira alors de diviser le signal d'intérêt par ce Flat.

### 3.4 Formule de réduction de données

On peut alors déduire de ce bilan des biais instrumentaux une méthode pratique de correction de chaque image brute de l'objet d'intérêt. Celle-ci fournira en sortie des images qui ne contiennent plus que le signal d'intérêt et sur lequel il sera possible d'extraire les informations astrophysiques recherchées. On désigne usuellement cette première étape comme la *réduction* des données :

$$I_{corr} = \frac{I_{brute} - \langle I_{Dark} \rangle}{\langle I_{Flat} \rangle / \overline{Flat}} \quad (1)$$

Dans l'expression précédente, les chevrons désignent la moyenne temporelle d'une série d'images de taille suffisante pour que les bruits aléatoires deviennent négligeables devant le biais systématique que l'on cherche à mesurer, typiquement entre 10 et 30 images. La notation  $\overline{Flat}$  désigne la moyenne spatiale de l'image de Flat obtenue après moyenne temporelle, utilisée pour la normalisation du dénominateur afin qu'il soit exprimé en pourcents d'écart à la réponse moyenne.

Une autre manière d'exprimer la même chose est d'utiliser la formule suivante:

$$I_{corr} = \frac{I_{brute} - \text{MasterDARK}}{\text{MasterFLAT}} \quad (2)$$

Avec:

$$\text{MasterDARK} = \langle I_{Dark} \rangle \quad (3)$$

$$\text{MasterFLAT} = \frac{\langle I_{Flat} - \text{MasterDARK} \rangle}{\langle I_{Flat} - \text{MasterDARK} \rangle} \quad (4)$$

de sorte que MasterFLAT soit de moyenne spatiale égale à 1 (et qu'à chaque étape après la soustraction du masterDARK les flats soient normalisés à 1).

A noter que toutes les moyennes  $\langle \rangle$  s'effectuent idéalement sur 10 à 30 images.

## 3.5 Étalonnage spectral

### 3.5.1 Spectroscopie et nécessité de l'étalement spectral

Tous les sujets proposés ici nécessitent l'acquisition d'un spectre de la source astrophysique, c'est-à-dire de décomposer sa lumière dans le domaine visible pour analyser une composition chimique, une température, une densité, une vitesse, etc. En effet, toutes ces caractéristiques physico-chimiques influencent le spectre. Pour cela, un réseau par réflexion, qui n'est autre qu'un miroir finement gravé de sillons de taille similaire à la longueur d'onde d'observation comme un CD, va diffracter la lumière incidente. On rappelle à ce propos la formule des réseaux qui permet de prédire le résultat attendu :

$$\sin(i) + \sin(r) = \frac{k \cdot \lambda}{a} \quad (5)$$

où  $i$  et  $r$  sont les angles d'incidence et de réflexion sur le réseau respectivement,  $a$  est le pas du réseau en mm (espacement entre deux sillons consécutifs),  $k$  l'ordre de diffraction qu'on choisit d'observer, et  $\lambda$  la longueur d'onde considérée. La séparation des longueurs d'onde en angle est l'objectif de l'acquisition, afin que des couleurs différentes arrivent sur le capteur CCD selon des angles différents donc des pixels différents pour que le spectre soit le plus résolu possible. Donc si on diminue le pas  $a$ , avec un réseau plus finement gravé donc plus diffractant, on aura un spectre plus résolu spectralement, bien que l'on perde en intensité lumineuse dans chaque raie. De même, on peut augmenter la résolution en regardant un ordre de diffraction plus élevé que 1, mais la perte de flux lumineux étant quadratique en ordre cela risque donc de rendre très vite le SNR du spectre inexploitable, c'est une méthode à éviter.

Une fois ce spectre acquis, **il reste à établir la correspondance entre le pixel illuminé par une raie et la longueur d'onde correspondante**, dont on n'a jusqu'ici aucune idée. C'est pourquoi une lampe spectrale de référence à l'Argon-Néon, sous la pression adéquate pour ne pas élargir les raies, est incluse dans le spectroscope utilisé. Ainsi, il suffit d'acquérir un spectre de cette lampe d'étalement avant ou après le spectre de la source astrophysique, en prenant bien soin de ne pas changer le réseau ni son angle d'observation, afin de construire a posteriori une table de correspondance entre les pixels et la longueur d'onde. Les spectres de référence d'une lampe ArNe effectués en laboratoire sont donnés dans le paragraphe suivant afin de permettre d'établir cette correspondance.

### 3.5.2 Spectre de la lampe d'étalonnage ArNe

#### Spectre à haute résolution spectrale

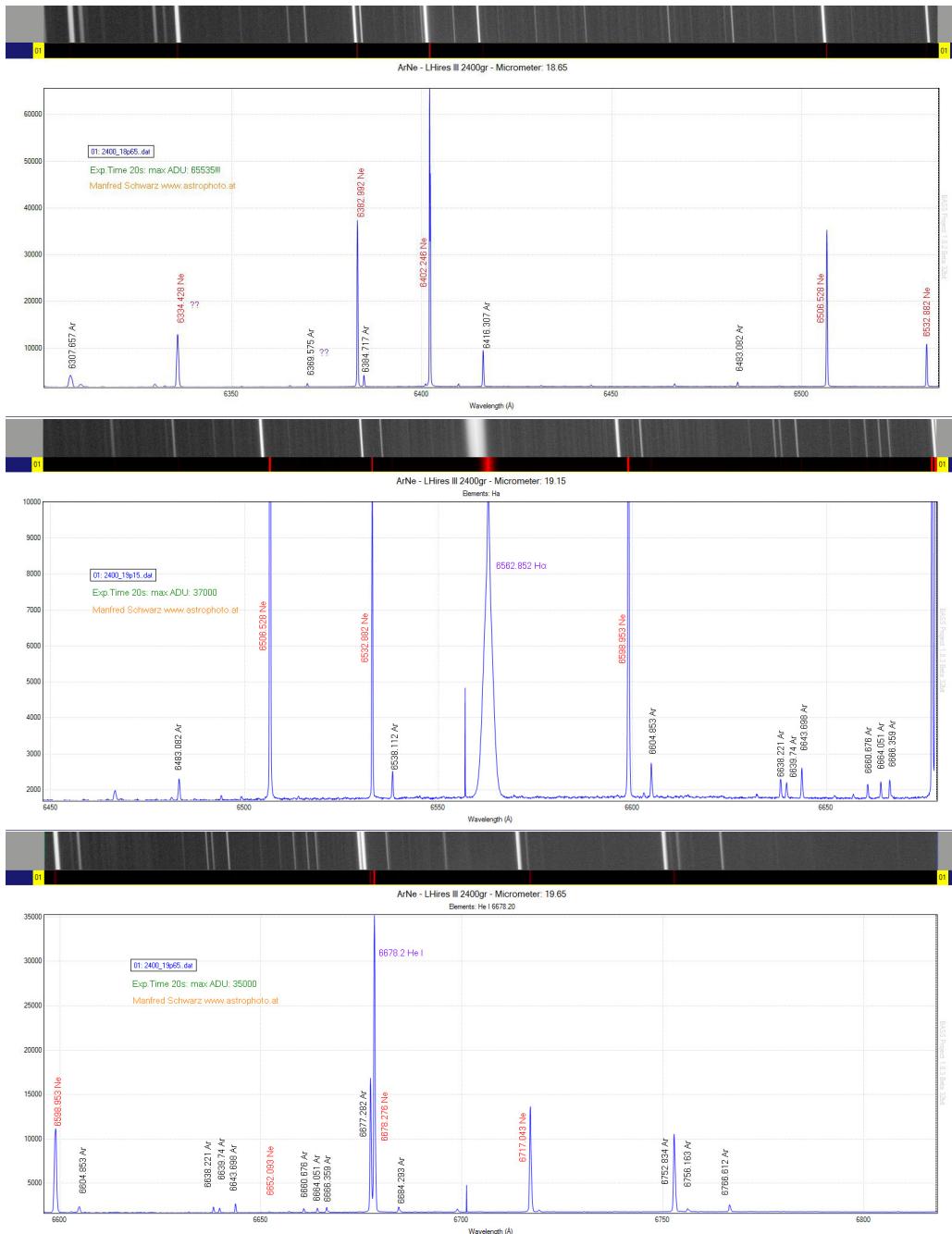
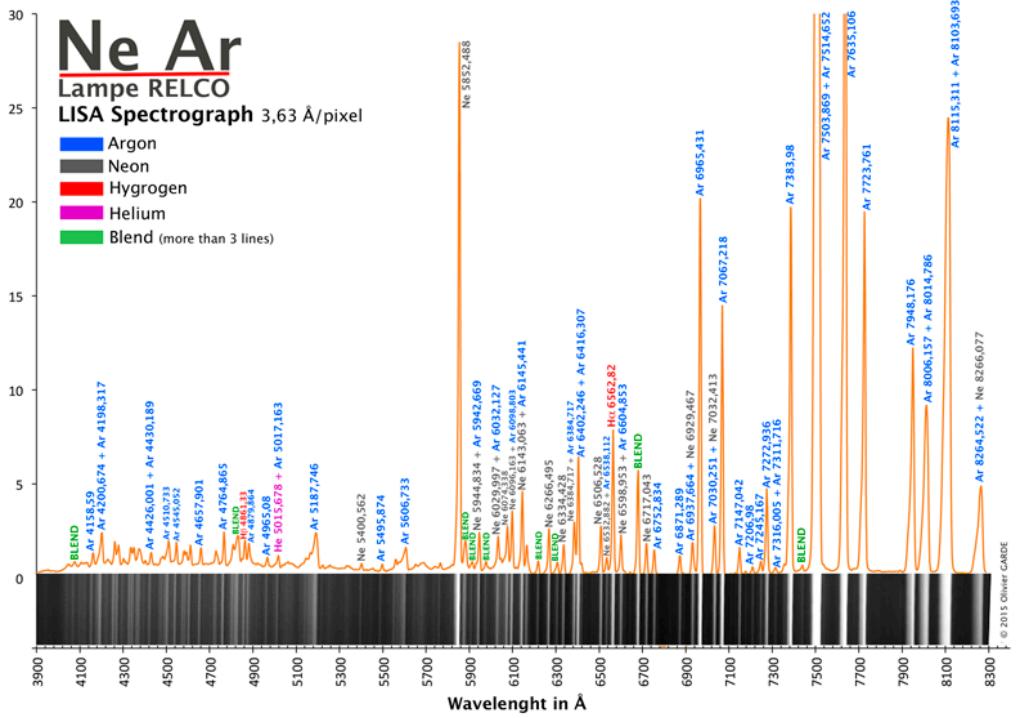


Figure 5 Spectre visible de la lampe Ar-Ne utilisée pour l'étalonnage à haute résolution (réseau 2400 tr/mm) autour de la région de la raie H $\alpha$  (panel du milieu).

## Spectre à faible résolution spectrale



Christel

CAVALIERE Christel CAVALIERE Christel CAVALIERE

Figure 6 Spectre visible de la lampe Ar-Ne utilisée pour l'étalonnage à basse résolution (réseau 150 tr/mm).

## 3.6 Utilisation du Jupyter Notebook pour traiter et visualiser les données

Pour vous familiariser avec la réduction et le traitement des données de spectroscopie que vous aurez à traiter, un DM sous forme de notebook jupyter vous est proposé. Le fichier (au format .ipynb) ainsi que les données sont disponible sur l'[archive<sup>4</sup>](#) publique de la coupole d'Orsay .

En premier: télécharger le notebook et les données (au format .zip) :

`DM_notebook_avec_donnees.zip`

### 3.6.1 Avec Google Colab: le plus simple

Voici la procédure d'installation du notebook:

- Connectez-vous à votre compte google
- Ouvrez Google Colab (c'est un service proposé gratuitement par Google pour travailler sur des Jupyter Notebook) sur une page web
- Importez-y le notebook (voir Figure 7)
- Cela a, normalement, créé un dossier "Colab Notebooks" (de couleur jaune) dans votre Google Drive, importez les données décompressées dans ce dossier.

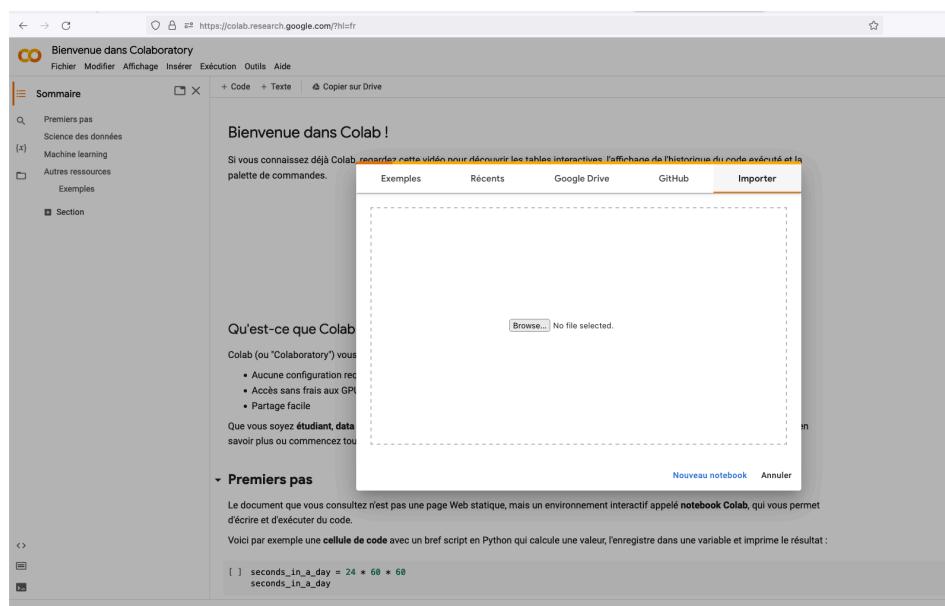


Figure 7 Page d'accueil de Google Colab, onglet "Importer"

Une fois le notebook ouvert, chacune des cellules peut être exécutée indépendamment en cliquant sur l'icône entouré en rouge sur la Figure 8 , soit simplement en faisant Maj+Entrée (ou command + Entrée sur Mac) dans chaque cellule. Vous pouvez executer toutes les cellules dans le menu entouré en bleu Figure 8 .

Les cellules avant la partie *Lecture de données* servent à importer les librairies et fonctions nécessaires. La 2e cellule sert notamment à créer un lien entre le Notebook et votre Google Drive dans lequel vous avez déposé vos données, une autorisation d'accès à votre Google Drive vous sera demandé. Lorsque l'accès est autorisé vous pouvez voir vos fichiers dans le menu déroulant de gauche

<sup>4</sup>[https://coupole.ias.u-psud.fr/archive/Documents\\_TP/DM\\_a\\_rendre/](https://coupole.ias.u-psud.fr/archive/Documents_TP/DM_a_rendre/)

(zone verte Figure 8). En cliquant sur les 3 petits points à droite d'un dossier vous pourrez copier son chemin d'accès.

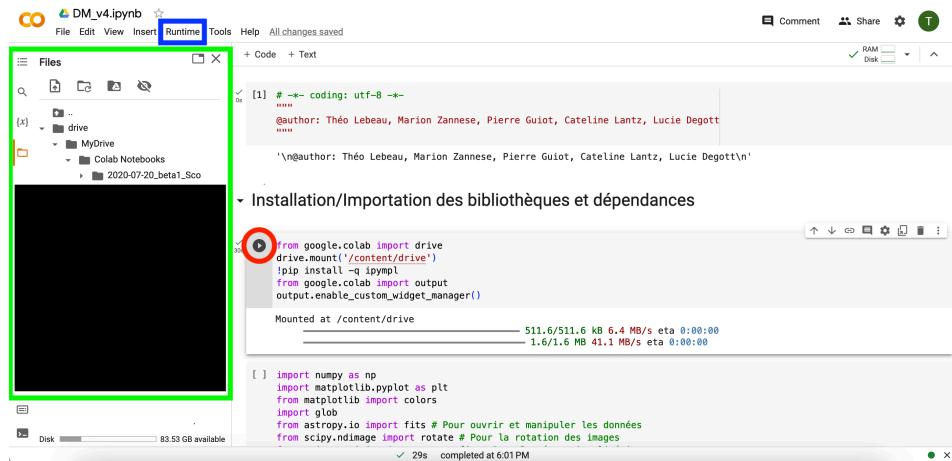


Figure 8 Notebook Google Colab. le bouton d'exécution d'une cellule est entouré en rouge, le menu pour executer tout le notebook est entouré en bleu, la zone permettant de visualiser vos fichiers est entourée en vert.

Les cellules suivantes devront être modifiées afin que vous puissiez charger, visualiser et réduire les données d'archive qui vous intéressent.

Les annotations tout du long du document et à l'intérieur des cellules de code ont pour but de vous guider le long du processus de traitement de vos données.

Chaque section de l'analyse contient en une partie codage, une partie visualisation des produits intermédiaires afin que chaque opération sur les données puisse être comprise en détail et des questions auxquelles vous devez répondre (pour le DM).

**N.B. :** Si vous modifiez une cellule et que vous cherchez à exécuter une autre cellule qui dépend de celle qui a été modifiée, n'oubliez pas d'exécuter la cellule modifiée au préalable. Dans le cas contraire vos modifications ne seront pas prises en compte.

### 3.6.2 Alternative à Google Colab pour les puristes : MyDocker de l'Université Paris-Saclay

L'Université Paris-Saclay propose un service en tout point similaire, mais souverain. La condition est d'avoir un compte informatique à jour à l'Université Paris-Saclay, ou l'ENS, ou CentraleSupélec. Dans ce cas:

- Connectez-vous au service: MyDocker@Paris-Saclay:  
<https://nthiery.github.io/mydocker-upsaclay-doc/#creer-environnement><sup>5</sup>
- Choisissez, en haut de la page dans la section "Accès aux environnements", le troisième choix: **JupyterLab, Python et bibliothèques scientifiques Démarrer l'environnement** en cliquant sur "Démarrer l'environnement"
- Connectez-vous avec "Connexion universitaire" (pas l'autre) en utilisant votre compte universitaire ou ENS ou CS
- Cliquez sur "demander un environnement" et attendre environ 1 minute
- Cliquez sur "Connexion à l'interface" Jupyterlab, lorsqu'elle apparaît à gauche

<sup>5</sup><https://nthiery.github.io/mydocker-upsaclay-doc/#creer-environnement>

- Vous tomberez sur l'interface montrée en Figure 9.
- 1- cliquez sur la flèche en haut à gauche dans Upload files pour téléverser le fichier zip (notebook et données).
- 2- cliquez en bas dans Other Terminal pour ouvrir un onglet terminal dans lequel vous taperez:
  - `unzip DM_notebook_avec_donnees.zip`
  - puis `pip install astropy`
- Cliquez sur "+" afin d'ouvrir un nouvel onglet comme dans la Figure 9
- Cliquez sur Notebook Python 3 (ipykernel) qui lance l'interface notebook
- Double-cliquez à gauche sur le nom de votre notebook python (probablement DM.ipynb), qui s'ouvrira.
- à la fin de votre session, cliquez sur "Eteindre l'environnement" puis "se déconnecter".

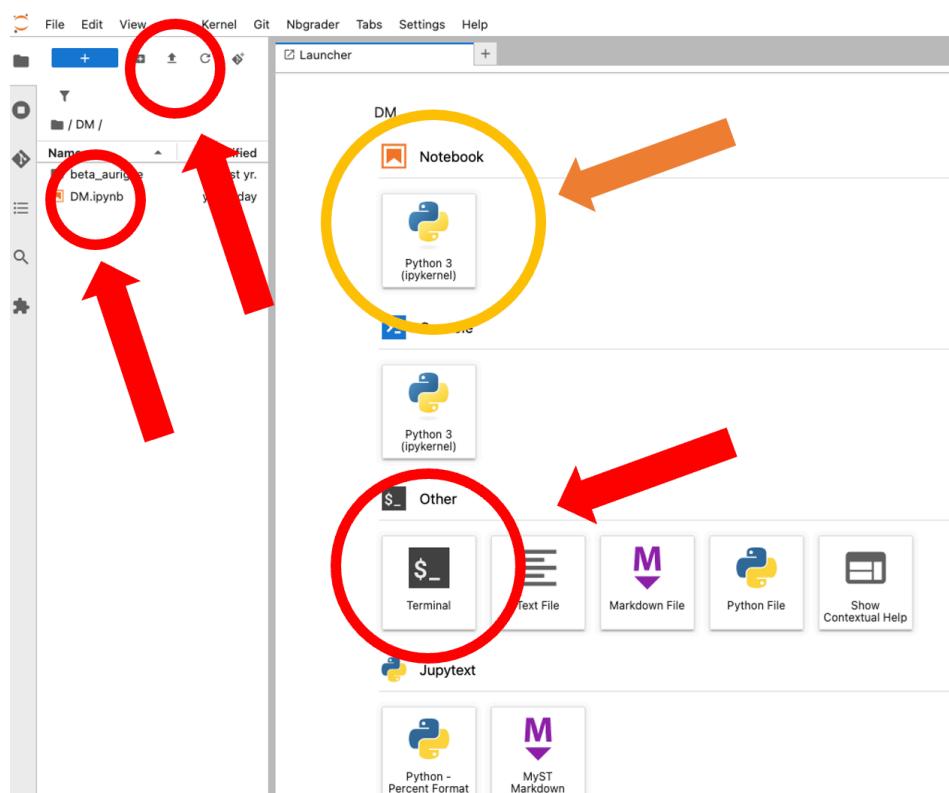


Figure 9 Interface mydocke de l'université Paris-Saclay. Cercles rouges: cliquez en haut à gauche sur la flèche pour uploader le fichier zip; cliquez en bas pour lancer un terminal dans lequel vous dézipperez les données et le notebook (et installerez astropy). Enfin, cliquez sur le nom de votre notebook à gauche ou en haut) pour lancer / ouvrir l'interface notebook.

## 4 Sujets des projets scientifiques

Pour chaque sujet, vous aurez à justifier le choix des paramètres d'acquisition et la façon dont les données sont traitées. Se référer pour cela à l'[annexe A](#) où vous trouverez des notions de cours indispensables pour la bonne interprétation de données d'observation à but scientifique.

### 4.1 Classification stellaire par spectroscopie à faible résolution spectrale

**Objectifs et résultats attendus** L'objectif de ce TP est d'obtenir le spectre de plusieurs étoiles de types spectraux différents afin de les placer sur la séquence principale du diagramme HR en fonction des propriétés physiques et de leur composition chimique. À partir des spectres que vous aurez récoltés, il vous sera demandé de justifier le type spectral de vos différentes cibles et qui sait ? Peut-être trouverez-vous la trace de phénomènes particuliers sur vos spectres ! A vous de trouver lesquels !

#### 4.1.1 Contexte astrophysique

À force d'observations, une classification des étoiles a vu le jour pour rendre compte des différentes caractéristiques mesurées. La première classification (par Angelo Secchi) se basait sur une inspection visuelle des spectres stellaires : les objets étaient alors regroupés selon les raies obtenues. Le système de classification actuellement utilisé repose sur l'interprétation physique des spectres. Le diagramme de Hertzsprung-Russell (dit "HR") permet de rendre compte :

1. De la température de surface de l'étoile. Les sept classes principales sont décrites par les lettres O, B, A, F, G, K, M (ordre décroissant).
2. De sa magnitude absolue (liée à la luminosité).

La position d'une étoile dans ce diagramme permet de déterminer son rayon, sa masse, sa distance ou bien encore sa durée de vie. La [figure 10](#) montre ces caractéristiques principales. On y voit que les étoiles se répartissent selon des séquences reflétant les différents stades de leur vie :

- la séquence principale (dite aussi des étoiles naines) où se trouvent la majorité des étoiles ;
- la branche des géantes rouges ;
- la séquence des naines blanches.

Les étoiles qui brûlent leur hydrogène en hélium sont sur la Séquence principale et la quittent une fois qu'il n'y a plus possibilité de faire cette réaction. Selon leur masse initiale, ces étoiles se déplaceront ensuite dans une ou plusieurs autres branches du diagramme. Une étoile de la masse du Soleil par exemple finira sa vie en naine blanche.

Des observations en photométrie permettent d'accéder à la valeur de la magnitude tandis que des observations en spectroscopie sont nécessaires pour obtenir l'information sur la température via la loi de Wien décrivant le rayonnement d'un corps noir (cf. [figure 11](#)). Cette loi relie la longueur d'onde où l'émission du corps noir est maximum à sa température :

$$\lambda_{max} \cdot T = 2,89 \cdot 10^{-3} [K.m] \quad (6)$$

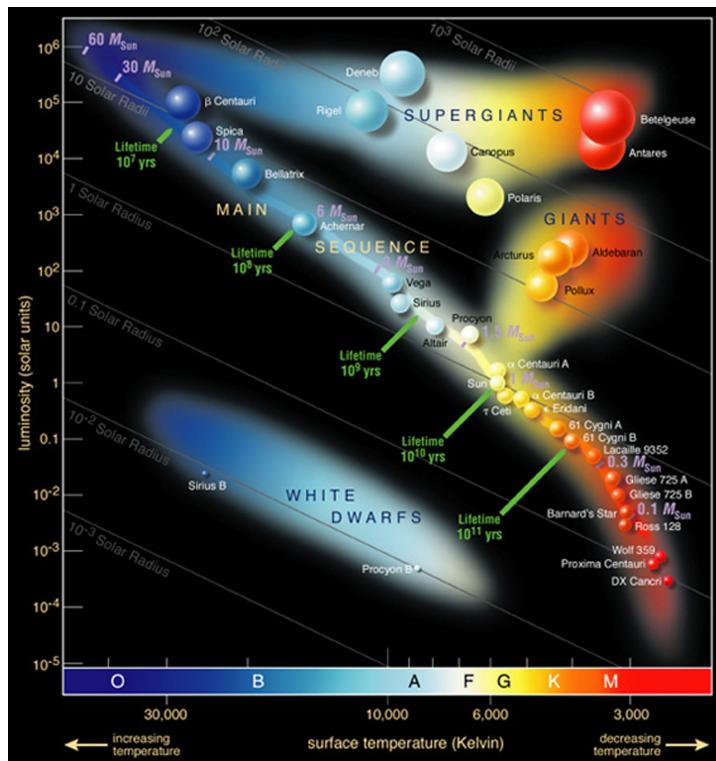


Figure 10 Diagramme HR d'étoiles de la Voie Lactée : température en abscisse et luminosité en ordonnée. Les courbes d'isorayon et les temps de vie sont également représentés.

#### 4.1.2 Travail préliminaire potentiel

Pour mener à bien ce TP, vous allez devoir observer plusieurs étoiles. Vous pourrez vous inspirer de la liste qui vous est proposée dans la **table 1** ou de regarder les cibles le plus adéquates en vous aidant d'un logiciel comme **Stellarium**<sup>6</sup>. Il s'agira de :

- Sélectionner des étoiles de différents types spectraux selon leur observabilité en vous aidant du logiciel **Stellarium**<sup>7</sup>. Attention à bien justifier vos choix de cible en fonction de leur position dans le ciel ;
- Proposer différents créneaux d'observation de 1h durant votre séance d'observation.

#### 4.1.3 Acquisition des données

Se référer à la **section 2** pour l'utilisation de la coupole et des instruments.

**Remarque importante :** Gardez en tête que vous aurez à vous replonger dans vos données plusieurs jours voire plusieurs semaines après la soirée d'observation. Il est donc **TRÈS** fortement conseillé de nommer explicitement et ranger vos données au fur et à mesure, et de prendre des notes pour s'y retrouver par la suite (Quel objet ? Quelle série ? Quel type de données ? Quelles conditions d'observation ? Temps de pose ? Test ou à garder ?).

<sup>6</sup><https://stellarium.org/fr>

<sup>7</sup><https://stellarium.org/fr>

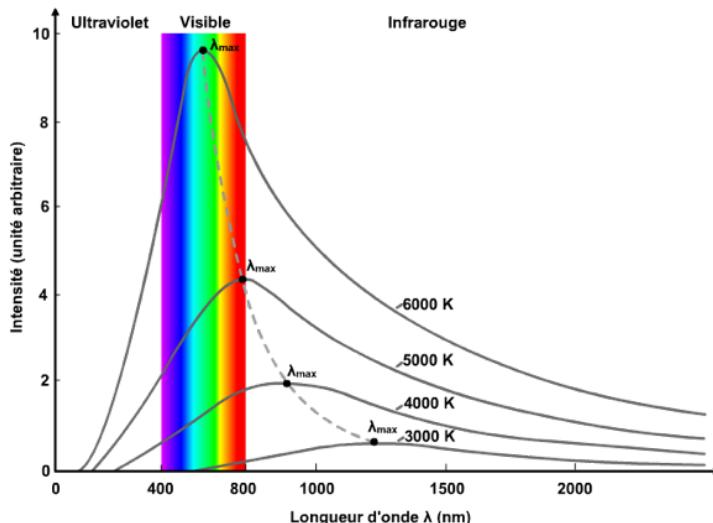


Figure 11 Illustration de la loi de Wien.

Type spectral	Étoiles
O	Mintaka
B	Rigel, Spica
A	Sirius, Vega, Deneb
F	Canopus, Procyon, Polaris
G	Capella
K	Arcturus, Aldébaran
M	Bételgeuse, Antarès

Table 1 Liste d'étoiles cibles potentielles, classées par type spectral.

**Attention :** le changement du réseau est une étape délicate qui doit s'effectuer **uniquement** sous la supervision d'un encadrant.

## Montage

- Pointer avec le télescope la première étoile choisie, et la centrer à l'oculaire 21mm.
- S'assurer que le chercheur est bien aligné avec le télescope, sinon le réaligner.
- Vérifier que le réseau installé dans le LHIRES est bien celui à 150 tr/mm.
- Assembler la caméra CCD Atik One 9.0, sans filtre, en sortie du LHIRES III.
- Installation du LHIRES III au foyer du télescope, avec sa caméra de guidage et la CCD.
- Mettre la caméra sous tension et la refroidir par paliers de 10 °C jusqu'à une température inférieure d'au plus 30 °C à la température ambiante sous la coupole.
- Préparer le paramétrage de la CCD depuis le logiciel : binning  $3 \times 3$ , dossier cible pour l'enregistrement...
- Mettre au point l'image de la fente à la caméra de guidage, puis l'image de l'objet par le télescope sur la fente du spectroscope.
- Mettre au point le spectre sur la CCD à l'aide du doublet de focalisation.
- Vérifier que l'étoile est centrée au chercheur, cela sera utile lors du changement de cible.

## Acquisition des spectres

- Ajuster le positionnement en longueur d'onde du spectre d'étalonnage à l'aide du vernier ( $\sim 1$  mm). Attention à bien cibler la bonne gamme de longueur d'onde en fonction du type spectrale de l'étoile !
- Acquérir une dizaine de spectres d'étalonnage avec un temps d'intégration de quelques secondes.
- Acquérir des spectres de l'étoile avec un temps de pose adéquat ( $\sim 30$  s – 2 min en fonction de la magnitude de l'étoile).
- Acquérir des images de *flat* pour la position du réseau utilisée.
- Acquérir au moins 10 images de *dark*, toujours avec le LHIRES III au foyer du télescope, **pour chaque temps de pose** utilisé dans les étapes précédentes.
- Déplacer le télescope vers l'étoile suivante et répéter les étapes précédentes.

### 4.1.4 Traitement des données

Le traitement des images obtenues vise au tracé du spectre 1D indexé en longueur d'onde des étoiles observées :

- Assurez-vous que les données sont bien rangées dans les dossiers adéquats.
- Réduction des données à partir des images de caractérisation instrumentale
- Rotation et somme des images obtenues
- Identification de la zone contenant le signal d'intérêt, extraction et sommation
- Procédure identique sur les spectres d'étalonnage acquis avec la lampe Ar-Ne
- Création d'un tableau de correspondance pixel-longueur d'onde grâce au spectre d'étalonnage
- Tracé du spectre, en intensité relative, des étoiles observées en fonction de la longueur d'onde

### 4.1.5 Analyse des données et interprétation

- Identifier les raies atmosphériques terrestres. À quels éléments sont-elles associées ? Sont-ils attendus ?
- Identifier les raies d'absorption spécifiques à chaque étoile. À quels éléments sont-elles associées ? Est-ce cohérent avec le type spectral de l'étoile ? Vous pourrez vous aider des deux sites : [astrosurf<sup>8</sup>](http://astrosurf.com/aras/spectypes/spectypes.htm), <http://wsdiscovery.free.fr/astronomie/spectro/atlas/seriebr/>.
- Pour chaque étoile, rechercher dans [Simbad<sup>9</sup>](http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/) les valeurs de magnitude et de température de surface.
- Placer les étoiles dans un diagramme HR en utilisant les valeurs de magnitude disponibles dans Simbad. Quelles informations cela nous apporte-t-il sur leur stade d'évolution ?
- A votre avis, pourquoi n'est-il pas possible de récupérer la température de l'étoile à partir de son spectre ?

---

<sup>8</sup><http://www.astrosurf.com/aras/spectypes/spectypes.htm>

<sup>9</sup><http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

## 4.2 Étude de la raie H $\alpha$ dans le spectre haute résolution spectrale d'étoiles Be

**Objectifs et résultats attendus** L'objectif de ce TP est d'observer au moins deux étoiles en spectroscopie visible afin de constater et quantifier les différences dans la forme de la raie H $\alpha$ . Celle-ci est typiquement de l'ordre du nanomètre : une haute résolution spectrale sera nécessaire, en utilisant un réseau de diffraction fortement dispersif. Une étoile classique (type B) sera utilisée comme référence afin de constater la présence de la raie typique de H $\alpha$ , puis une étoile de type Be sera étudiée afin de déduire son orientation à partir de son spectre.

### 4.2.1 Contexte astrophysique

Les étoiles de type Be sont des étoiles de type spectral B (température de surface de l'ordre de 10 000 K), en séquence principale ou non, qui présentent dans leur spectre visible une ou plusieurs raies de l'hydrogène en émission. Sur une étoile classique comme le Soleil, l'hydrogène atomique se trouve à la surface, au niveau de la photosphère, où il absorbe le rayonnement provenant de l'intérieur de l'étoile : on obtient alors les raies en absorption bien connues du spectre solaire visible qui sont les raies de Balmer de l'hydrogène, dont H $\alpha$  à 656,3 nm. Dans le cas d'une étoile Be, sa rotation très rapide sur elle-même éjecte son propre gaz qui forme alors une coquille ou des anneaux autour d'elle. La densité de cette coquille est généralement la plus élevée au niveau de l'équateur puisque c'est le seul plan stable dans le cas d'une attraction centrale gravitationnelle.

L'anneau ainsi formé a la même composition chimique que l'étoile, l'hydrogène y est donc largement présent. Mais dans ces conditions, l'hydrogène atomique de l'anneau va être excité par le rayonnement de l'étoile et va émettre dans ses raies de Balmer. Le profil de raie résultant de ces conditions d'observation, par exemple sur H $\alpha$ , est illustré par la [figure 12](#). Les ailes de la raie sont en général en absorption, dues à la photosphère de l'étoile. Si l'étoile est vue par son pôle l'émission dominera largement car les photons proviennent des atomes de gaz de l'anneau situés les plus à l'extérieur qui émettent directement vers l'observateur. Plus l'angle d'observation se rapproche du plan équatorial, plus l'épaisseur d'anneau à franchir est importante pour les photons émis par les premiers atomes d'hydrogène rencontrés par le rayonnement stellaire. Ce que les premiers atomes émettent dans une raie de Balmer va alors pouvoir être ré-absorbé par les suivants. Une compétition entre absorption et émission va alors se mettre en place. Le stade d'observation par le plan équatorial correspond donc à un profil de raie dit inversé, où l'émission et l'absorption par les atomes d'hydrogène de l'anneau contribuent dans les mêmes proportions.

L'observation de ce comportement spectral des étoiles Be nous renseigne sur l'orientation de la source, information généralement inaccessible puisque les étoiles sont des objets ponctuels pour nos instruments. Il faut noter que les étoiles Be ont un comportement souvent plus complexe où la forme de la raie H $\alpha$  et/ou son intensité varient dans le temps, en fonction de l'activité de l'étoile. Leur observation systématique permet donc de mieux contraindre les modèles stellaires décrivant ces systèmes ainsi que les mécanismes à l'oeuvre dans ces étoiles.

### 4.2.2 Travail préliminaire potentiel

Pour mener à bien ce TP, vous allez devoir observer quelques étoiles de type B et Be. **Vous devez choisir les cibles** parmi la liste présentée dans la [table 2](#). Il s'agira de :

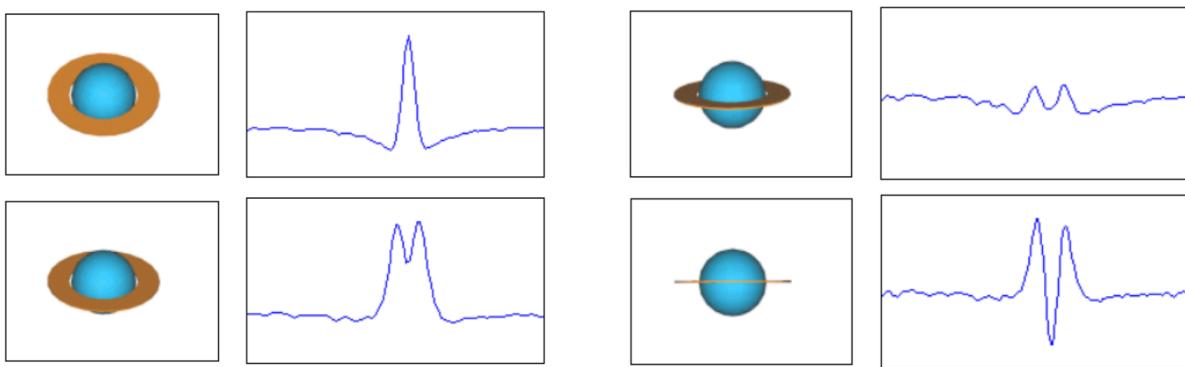


Figure 12 Schéma du principe d'émission-absorption de la raie H $\alpha$  en fonction de la géométrie d'observation d'une étoile de type Be.

- Sélectionner des étoiles selon leur observabilité en vous aidant par exemple du logiciel **Stellarium**<sup>10</sup> ;
- Proposer un programme d'observation optimisé pour quelques étoiles pour la (courte) soirée en fonction de la date d'observation (annoncée au mieux une semaine en avance).

Type spectral	Étoiles
Be	Pléiades, $\kappa$ Dra, $\gamma$ Cas, $\beta$ Lyr, Omi Cas, $\zeta$ Tau, 4 Her, 10 Cas, $\psi$ Per, $\beta$ Psc
B	$\varphi$ Per, $\theta$ Ari, 103 Her, $\iota$ Lyr, 4 Aql, $\epsilon$ Cas

Table 2 Liste d'étoiles cibles potentielles de type B et Be.

#### 4.2.3 Acquisition des données

Se référer à la **section 2** pour l'utilisation de la coupole et des instruments.

**Remarque importante :** Gardez en tête que vous aurez à vous replonger dans vos données plusieurs jours voires plusieurs semaines après la soirée d'observation. Il est donc **TRÈS** fortement conseillé de nommer explicitement et ranger vos données au fur et à mesure, et de prendre des notes pour s'y retrouver par la suite (Quel objet ? Quelle série ? Quel type de données ? Quelles conditions d'observation ? Temps de pose ? Test ou à garder ?).

**Attention :** le changement du réseau est une étape délicate qui doit s'effectuer **uniquement** sous la supervision d'un encadrant.

#### Montage

- Pointer avec le télescope la première étoile choisie, et la centrer à l'oculaire 21mm.
- S'assurer que le chercheur est bien aligné avec le télescope, sinon le réaligner.
- Vérifier que le réseau installé dans le LHIRES est bien celui à 2400 tr/mm.
- Assembler la caméra CCD Atik One 9.0, sans filtre, en sortie du LHIRES III.
- Installer le LHIRES III au foyer du télescope, avec sa caméra de guidage et la CCD.

<sup>10</sup><https://stellarium.org/fr>

- Mettre la caméra CCD sous tension et la refroidir par paliers de  $10^\circ\text{C}$  jusqu'à une température inférieure d'au plus  $30^\circ\text{C}$  à la température ambiante sous la coupole.
- Préparer le paramétrage de la CCD depuis le logiciel : binning  $2 \times 2$ , dossier cible pour l'enregistrement...
- Mettre au point l'image de la fente à la caméra de guidage, puis l'image de l'objet par le télescope sur la fente du spectroscope.
- Mettre au point le spectre sur la CCD à l'aide du doublet de focalisation.
- Vérifier que l'étoile est toujours centrée au chercheur, cela sera utile lors du changement de cible.

### Acquisition des spectres

- Ajuster le positionnement en longueur d'onde du spectre d'étalonnage autour de la raie  $\text{H}\alpha$  à l'aide du vernier ( $\sim 17,85$  mm). Pour cela, servez-vous de la lampe de calibration, il faut centrer la raie  $\text{H}\alpha$  sur les images prises par la CCD, elle est repérable de par son élargissement très supérieur aux autres raies.
- Acquérir une dizaine de spectres d'étalonnage avec un temps d'intégration de quelques secondes.
- Acquérir des spectres de l'étoile avec un temps de pose adéquat ( $\sim 30$  s – 2 min en fonction de la magnitude de l'étoile et de la qualité de suivi de la monture).
- Acquérir des images de *flat* pour la position du réseau utilisée.
- Acquérir au moins 10 images de *dark*, toujours avec le LHIRES III au foyer du télescope, avec le temps de pose utilisé pour l'acquisition des spectres de l'étoile
- Déplacer le télescope vers l'étoile suivante et répéter les étapes précédentes.

#### 4.2.4 Traitement des données (la démarche détaillée ci-dessous est celle suivie dans le notebook, il faudra l'adapter à votre sujet)

Le traitement des images obtenues vise au tracé du spectre 1D indexé en longueur d'onde des étoiles observées :

- En premier lieu, assurez-vous que les données sont bien rangées dans les dossiers adéquats, et que vous indiquez le bon chemin source dans votre notebook.
- Réduire les données à partir des images de caractérisation instrumentale (dark et flat, le flat pouvant altérer la qualité de la réduction il faut tester avec et sans)
- Orienter horizontalement (rotation avec DS9) et sommer les images obtenues
- Identifier la zone contenant le signal d'intérêt, extraire et sommer sur ces quelques lignes.
- Procéder de la même manière sur les spectres d'étalonnage acquis avec la lampe Ar-Ne
- Créer un tableau de correspondance pixel-longueur d'onde grâce au spectre d'étalonnage, faire un ajustement affine
- Tracer le spectre, en intensité relative, des étoiles observées en fonction de la longueur d'onde

#### 4.2.5 Analyse des données et interprétation

- Comparer les spectres de vos étoiles cibles. Y a-t-il des différences ?
- Pouvez-vous détecter d'autres raies que la  $\text{H}\alpha$  ?
- Classer vos étoiles cibles en deux catégories (*Be / non-Be*) en fonction de vos observations.
- Indiquer la géométrie d'observation pour chaque étoile Be, à partir des profils des raies  $\text{H}\alpha$ .

## 4.3 Comparaison des âges des terrains lunaires par spectroscopie à faible résolution spectrale

**Objectifs et résultats attendus** L'objectif de ce TP est d'observer plusieurs régions lunaires afin de mettre en évidence une différence d'âge due à l'exposition de la surface lunaire à l'environnement spatial via leurs spectres. On veillera à distinguer les effets de composition des effets dûs à l'altération spatiale qui sont l'objet de cette étude.

### 4.3.1 Contexte astrophysique

La thématique de recherche liée au processus d'altération spatiale – modification des surfaces des corps sans atmosphère via l'interaction avec leur environnement – a été amorcée au milieu des années 50 par l'astronome T. Gold. Il était parti du constat que les cratères de la Lune et les éjectas avaient des caractéristiques spectrales légèrement changeantes par rapport au reste de la surface. Lors d'un impact, la matière est brassée de telle sorte que des couches de matériaux enfouis peuvent se retrouver à la surface. Ainsi, cratères et éjectas représentent les matériaux les plus jeunes sur une surface planétaire. Gold en déduisit qu'un processus devait agir au cours du temps pour transformer les propriétés optiques de la matière restée en surface. L'Histoire lui donna raison avec les premiers retours d'échantillons par les missions Apollo 11 (1969) et Luna 16 (1970). Ceci est illustré sur la [figure 13](#) montrant des spectres de ces échantillons lunaires. On y voit clairement :

1. un assombrissement (signifiant une réduction globale de la réflectance) ;
2. le rougissement spectral (indiquant une augmentation de la réflectance vers les grandes longueurs d'onde) ;
3. des bandes d'absorption (caractéristiques minérales) plus faibles, voire qui disparaissent.

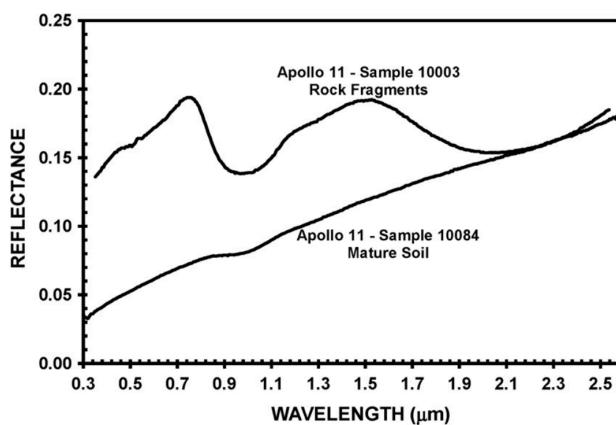


Figure 13 Spectres de réflectance pris sur des échantillons lunaires : une roche non altérée et une roche exposée à l'altération spatiale (indicatif *mature soil*).

La surface de la Lune n'est toutefois pas homogène en terme de composition initiale. On identifie deux types de terrains : les mers lunaires (il était évoqué à l'époque qu'il y avait de l'eau à ces endroits) constituées de basalte et les hauts plateaux (les « terres », par opposition, car plus hautes en altitudes) riches en anorthosite.

L'objectif de ce TP sera la mise en évidence de la différence d'âge entre différents terrains lunaires via leurs spectres.

Il sera judicieux de faire d'abord la distinction entre plateaux et mers lunaires qui n'ont pas la même

composition initiale. Affirmation que l'on vérifiera par la mesure.

Il faudra ensuite sur chacun de ces terrains trouver des zones plus jeunes, typiquement des éjectas autour des cratères, où l'on pourra observer des modifications spectrales dues uniquement au vieillissement des surfaces.

Le but principal de ce TP étant de mettre en évidence des différences entre terrains sans chercher à identifier leurs compositions, on procédera à des comparaisons relatives via des ratios de spectres. En effet, la Lune ne nous envoie que la lumière émise par le Soleil qui est réfléchie par sa surface (aux mêmes longueurs d'onde). Pour accéder au spectre de la Lune seule (c.-à-d. supprimer la contribution solaire), il faut diviser son spectre par un spectre d'étoile similaire au Soleil. Ces analogues solaires sont des étoiles du même type spectral que la nôtre (et non variable) et idéalement observées proches en temps et distance dans le ciel pour avoir les mêmes conditions atmosphériques. L'obtention d'un tel spectre corrigé sort du cadre de ce TP.

#### 4.3.2 Travail préliminaire potentiel

Pour mener à bien ce TP, vous allez devoir observer la Lune. Si la cible est imposée, elle n'est pas visible tout le temps. Une fois la date d'observation communiquée (au mieux une semaine en avance), il s'agira de :

- Vérifier les heures d'observabilité optimale, en vous aidant par exemple de [Stellarium<sup>11</sup>](#), ainsi que sa phase;
- Réfléchir à des zones "théoriques" (mers, plateaux et zones d'éjecta) où aller observer et pourquoi.

#### 4.3.3 Acquisition des données

Se référer à la [section 2](#) pour l'utilisation de la coupole et des instruments.

**Remarque importante :** Gardez en tête que vous aurez à vous replonger dans vos données plusieurs jours voire plusieurs semaines après la soirée d'observation. Il est donc **TRÈS** fortement conseillé de nommer explicitement et ranger vos données au fur et à mesure, et de prendre des notes pour s'y retrouver par la suite (Quel objet ? Quelle série ? Quel type de données ? Quelles conditions d'observation ? Temps de pose ? Test ou à garder ?).

#### Montage

- Pointer avec le télescope la Lune, et centrer à l'oculaire 21 mm une zone choisie.
- Assembler la caméra CCD Atik One 9.0, sans filtre, en sortie du LHIRES III.
- Vérifier que le réseau installé dans le LHIRES est bien celui à 150 tr/mm.
- Installation du LHIRES III au foyer du télescope, avec sa caméra de guidage ZWO ASI et la CCD.
- Mettre la caméra CCD sous tension et la refroidir par paliers de 10 °C jusqu'à une température inférieure d'au plus 30 °C à la température ambiante sous la coupole.
- Préparer le paramétrage de la CCD depuis le logiciel : binning  $3 \times 3$ , dossier cible pour l'enregistrement...
- Mettre au point l'image de la fente à la caméra de guidage, puis l'image de l'objet par le télescope sur la fente du spectroscope.

<sup>11</sup><https://stellarium.org/fr>

- Orienter la fente sur la Lune en vous aidant de la caméra de guidage.
- Mettre au point le spectre sur la CCD à l'aide du doublet de focalisation.

### Acquisition des spectres

- Ajuster le positionnement en longueur d'onde du spectre d'étalonnage à l'aide du vernier ( $\sim 0.3$  mm).
- Acquérir une dizaine de spectres d'étalonnage avec un temps d'intégration de quelques secondes.
- Acquérir quelques spectres de la Lune avec un temps de pose adéquat (dépendant essentiellement de la phase de la Lune, typiquement entre 100 ms et 10 s). **Penser à enregistrer l'image de la caméra de guidage pour chaque acquisition**, c'est ce qui vous fournira le contexte de l'observation (dimension spatiale) pour exploiter les données spectrales.
- Acquérir des images de *flat* pour la position du réseau utilisée.
- Acquérir au moins 10 images de *dark*, toujours avec le LHIRES III au foyer du télescope, avec le temps de pose utilisé pour l'acquisition des spectres lunaires.
- Déplacer le télescope vers une autre région et répéter les étapes précédentes.

#### 4.3.4 Traitement des données (la démarche détaillée ci-dessous est celle suivie dans le notebook, il faudra l'adapter à votre sujet)

Le traitement des images obtenues vise au tracé du spectre 1D indexé en longueur d'onde des terrains observés :

- En premier lieu, assurez-vous que les données sont bien rangées dans les dossiers adéquats, et que vous indiquez le bon chemin source dans votre notebook.
- Réduire les données à partir des images de caractérisation instrumentale (dark et flat, le flat pouvant altérer la qualité de la réduction il faut tester avec et sans).
- Orienter horizontalement (rotation avec DS9) les images.
- Identifier la zone contenant le signal scientifique.
- Procéder de la même manière sur les spectres d'étalonnage acquis avec la lampe Ar-Ne.
- Créer un tableau de correspondance pixel-longueur d'onde grâce au spectre d'étalonnage, faire un ajustement affine
- Identifier, pour chaque région observée, la partie de l'image finale contenant le signal d'intérêt. Pour ce faire, se rappeler qu'il y a deux dimensions sur vos images : tracer une coupe dans la dimension spatiale et repérer les différents terrains visés (cratère, ejecta, etc.).
- Tracer pour chaque endroit nécessaire un spectre (pourquoi pas moyenné spatialement sur quelques lignes) représentant l'intensité relative en fonction de la longueur d'onde.

#### 4.3.5 Analyse des données et interprétation

- Comparer les spectres d'une région à l'autre. Comment allez-vous procéder ?
- Quelles informations récupérez-vous ainsi ? Décrivez vos comparaisons.
- Pouvez-vous comparer tous les terrains entre eux ?
- À partir des observations, essayer de classer des terrains selon leur âge.
- Comment déterminer une composition ?

## 4.4 Étude d'une planète géante gazeuse par spectroscopie à haute résolution spectrale

**Objectifs et résultats attendus** L'objectif dépend de l'efficacité de l'acquisition et du traitement des données. Une première analyse consiste à déterminer la vitesse de rotation de la planète par mesure du décalage Doppler de ses raies d'absorption via spectroscopie à haute résolution. Une seconde analyse à faible résolution permettrait d'identifier les raies de différentes origines : solaires, telluriques ou endogènes à la planète.

### 4.4.1 Contexte astrophysique

Jupiter et Saturne constituent des cibles intéressantes pour l'observation depuis le sol dans le domaine visible, par leur luminosité mais aussi la quantité d'information qui peut être obtenue aisément sur ces deux géantes gazeuses.

Elles possèdent par exemple toutes les deux la particularité d'une rotation sur elles-mêmes très rapide : 13,07 km/s pour Jupiter et 9,67 km/s pour Saturne, à l'équateur. La lumière émise par le Soleil et réfléchie par l'atmosphère de ces planètes va ainsi subir un décalage en longueur d'onde lié à cette vitesse par effet Doppler-Fizeau. Pour une source de lumière qui s'approche de l'observateur, les longueurs d'onde seront décalées vers de plus petites valeurs (décalage vers le bleu), tandis que si la source s'éloigne le décalage sera vers de plus grandes valeurs (décalage vers le rouge). Dans le cas particulier de la rotation des planètes, le spectre lumineux va subir à la fois un décalage vers le bleu du côté de la planète qui s'approche de la Terre et un décalage vers le rouge du côté qui s'en éloigne. On observe ainsi sur un spectre acquis selon l'équateur de la planète, comme celui de la figure 14, des raies d'absorption penchées qui résultent de ces deux effets Doppler. Dans le cas de Saturne, la vitesse de rotation des anneaux peut être mesurée également.

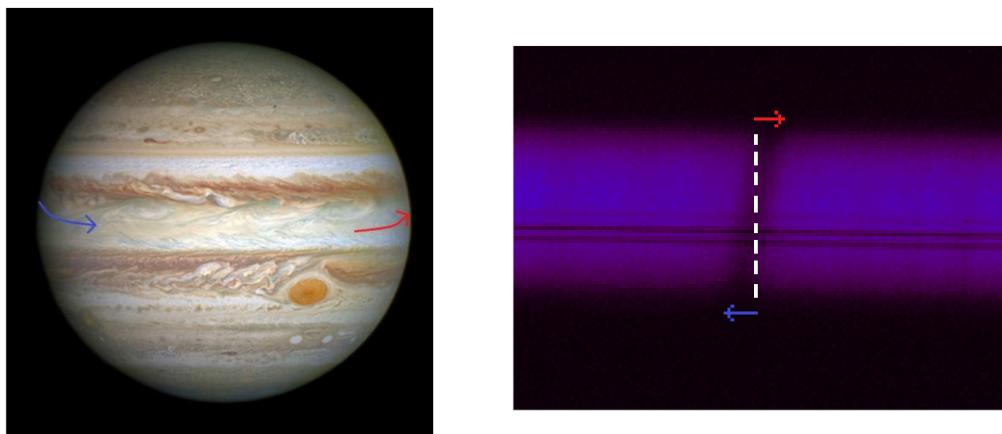


Figure 14 Gauche : Image de Jupiter avec illustration de son mouvement de rotation. Droite : spectre acquis le long de l'équateur de la planète montrant la déformation par effet Doppler-Fizeau de la raie H $\alpha$ .

La mesure de leur décalage par rapport à la longueur de la raie considérée en l'absence d'effet Doppler permet de calculer la vitesse de rotation de la planète :

$$v = \frac{c}{4} \cdot \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} \quad (7)$$

où  $\lambda_0$  correspond à la longueur d'onde de la raie considérée en l'absence d'effet Doppler,  $\Delta\lambda$  est l'écart mesuré aux extrémités de la raie penchée et  $c$  la vitesse de la lumière. La valeur de  $\lambda_0$  peut être obtenue par mesure au centre de la planète ou bien dans la littérature en identifiant l'espèce responsable de la raie. L'écart  $\Delta\lambda$  est supposé ici être mesuré entre les deux bords de la planète : la vitesse ainsi mesurée correspond à 4 fois la vitesse de rotation de la planète (d'où le facteur 4 dans l'équation 7). En effet, puisque la mesure est faite entre ses deux bords, on mesure deux fois l'effet Doppler, un décalage vers le bleu pour le bord qui s'approche de la Terre et un décalage vers le rouge pour le bord qui s'éloigne de la Terre. De plus, la lumière captée est celle du Soleil réfléchie par l'atmosphère planétaire donc l'effet Doppler agit deux fois sur chaque bord : une fois entre le Soleil et la planète et une fois entre la planète et la Terre.

On peut pousser plus loin l'analyse sur ces planètes géantes en s'intéressant à toutes les raies et bandes d'absorption que leurs spectres présentent – pas seulement celles penchées. Ces absorptions peuvent avoir trois origines : les éléments qui se trouvent dans la photosphère solaire, ceux présents dans l'atmosphère de la géante gazeuse qui réfléchit le flux solaire, ou encore ceux de l'atmosphère terrestre lorsque le rayonnement la traverse. Ces dernières sont faciles à distinguer car elles ne sont pas affectées par l'effet Doppler et n'apparaissent donc pas penchées sur le spectre. En revanche, pour distinguer les espèces endogènes de la planète géante de celles de la photosphère solaire, un spectre de référence est nécessaire. Ce spectre de référence peut être obtenu sur une étoile de type spectral G comme le Soleil, qui ne présentera donc que les raies correspondant aux éléments de la photosphère. Toutefois par manque de temps, un simple spectre solaire trouvé dans la littérature pourra suffire. Il sera alors possible de distinguer certaines des molécules qui constituent l'atmosphère de Jupiter ou de Saturne. Ces dernières sont composées majoritairement de dihydrogène et d'hélium, avec des espèces plus minoritaires comme l'eau, l'ammoniac, l'hydrogénosulfure d'ammonium et le méthane. Dans le domaine visible, ce sont les bandes moléculaires du méthane qui sont les plus faciles à identifier.

Cette étude poussée du spectre d'une géante gazeuse souligne la richesse de l'information spectroscopique, qui permet ici d'obtenir une information dynamique sur un corps et des informations chimiques sur trois corps : la planète observée, l'atmosphère terrestre et la photosphère solaire.

#### 4.4.2 Travail préliminaire potentiel

Pour mener à bien ce TP, vous allez devoir observer une des deux géantes gazeuses. Même si le choix est limité, **vous devez choisir la cible** judicieusement. Il s'agira de :

- Choisir la planète cible selon son observabilité en vous aidant par exemple du logiciel Stellarium<sup>12</sup> ;
- Proposer différents créneaux d'observation de 1h durant la période des TP (de mi-septembre à mi-décembre), et indiquer la période optimale pour réaliser les observations.

#### 4.4.3 Acquisition des données

**Se référer à la section 2 pour l'utilisation de la coupole et des instruments.**

**Remarque importante :** Gardez en tête que vous aurez à vous replonger dans vos données plusieurs jours voire plusieurs semaines après la soirée d'observation. Il est donc **TRÈS** forte-

<sup>12</sup><https://stellarium.org/fr>

ment conseillé de nommer explicitement et ranger vos données au fur et à mesure, et de prendre des notes pour s'y retrouver par la suite (Quel objet ? Quelle série ? Quel type de données ? Quelles conditions d'observation ? Temps de pose ? Test ou à garder ?).

**Attention :** le changement du réseau est une étape délicate qui doit s'effectuer **uniquement** sous la supervision d'un enseignant.

## Montage

- Pointer avec le télescope la planète choisie, et la centrer à l'oculaire 21mm.
- S'assurer que le chercheur est bien aligné avec le télescope, sinon le réaligner.
- Assembler la caméra CCD Atik One 9.0, sans filtre, en sortie du LHIRES III.
- Vérifier que le réseau installé dans le LHIRES est bien celui à 2400 tr/mm.
- Installation du LHIRES III au foyer du télescope, avec sa caméra de guidage ZWO et la CCD.
- Mettre la caméra sous tension et la refroidir par paliers de 10 °C jusqu'à une température inférieure d'au plus 30 °C à la température ambiante sous la coupole.
- Préparer le paramétrage de la CCD depuis le logiciel : binning (cf. après pour la valeur et détails en annexe pour le choix), dossier cible pour l'enregistrement...
- Mettre au point l'image de la fente à la caméra de guidage, puis l'image de l'objet par le télescope sur la fente du spectroscope.
- Orienter la fente sur la planète et acquérir une image par la caméra de guidage.
- Mettre au point le spectre sur la CCD à l'aide du doublet de focalisation.

## Spectre à haute résolution - Rotation

- Ici le binning à utiliser est le  $1 \times 1$
- Ajuster le positionnement en longueur d'onde autour de la raie H $\alpha$  pour le réseau 2400 tr/mm à l'aide du vernier ( $\sim 17,85$  mm).
- Acquérir une dizaine de spectres d'étalonnage avec un temps d'intégration de quelques secondes.
- Acquérir des spectres de la planète avec un temps de pose adéquat ( $\sim 30$  s).
- Acquérir des images de *flat* pour la position du réseau utilisée.

## Spectre à faible résolution - Composition

- Ici le binning à utiliser est le  $3 \times 3$
- Changer de réseau pour le 150 tr/mm **sous la supervision d'un enseignant**, ajuster la position en longueur d'onde du spectre d'étalonnage (position du vernier  $\sim 0,3$  mm), et réitérer les trois étapes précédentes.
- Acquérir au moins 10 images de *dark*, toujours avec le LHIRES III au foyer du télescope, pour chaque temps de pose utilisé dans les étapes précédentes.

### 4.4.4 Traitement des données (la démarche détaillée ci-dessous est celle suivie dans le notebook, il faudra l'adapter à votre sujet)

Le traitement des images obtenues vise au tracé du spectre 1D indexé en longueur d'onde de la planète observée :

- En premier lieu, assurez-vous que les données sont bien rangées dans les dossiers adéquats, et que vous indiquez le bon chemin source dans votre notebook.

- Réduire les données à partir des images de caractérisation instrumentale (dark et flat, le flat pouvant altérer la qualité de la réduction il faut tester avec et sans)
- Orienter horizontalement (rotation avec DS9) et sommer les images obtenues
- Identifier la zone contenant le signal scientifique.
- Procéder de la même manière sur les spectres d'étalonnage acquis avec la lampe Ar-Ne
- Créer un tableau de correspondance pixel-longueur d'onde grâce au spectre d'étalonnage, faire un ajustement affine
- Identifier la partie de l'image finale contenant le signal d'intérêt.
- Tracer pour chaque endroit nécessaire un spectre (pourquoi pas moyenné spatialement sur quelque lignes) représentant l'intensité relative en fonction de la longueur d'onde.

#### 4.4.5 Analyse des données et interprétation

##### Vitesse de rotation

- Définir les bords du spectre de la planète sur l'image.
- Tracer en fonction de la longueur d'onde un spectre pour chaque bord de la planète. Que constate-t-on en les superposant ?
- Déterminer le centre des raies H $\alpha$  pour chacun de ces deux spectres. (Par exemple en effectuant un ajustement gaussien.)
- Calculer la vitesse de rotation de la planète à partir du décalage en longueur d'onde mesuré, avec les incertitudes associées. Comparer aux valeurs attendues.
- Dans le cas de Saturne, y a-t-il une différence entre la vitesse de rotation de la planète et celle de ses anneaux ? Si oui, pourquoi ?

##### Composition

- Tracer en fonction de la longueur d'onde le spectre à faible résolution de la planète, moyenné spatialement pour en augmenter le SNR.
- Identifier les raies atmosphériques terrestres. À quels éléments sont-elles associées ? Sont-ils attendus ?
- Identifier les raies d'absorption endogènes de la planète. À quels éléments sont-elles associées ? Pouvait-on s'y attendre au vu de l'aspect visuel de la planète ?
- Y a-t-il un autre moyen de différencier les signatures des éléments de la planète de ceux du Soleil ?
- Est-ce que la totalité du signal obtenu provient de la réflexion de la lumière solaire sur la planète ? Quels seraient les autres contributeurs ?

## 4.5 Étude de la raie H $\alpha$ des phénomènes solaires à haute résolution spectrale

**Objectifs et résultats attendus** L'Objectif consiste à effectuer un spectre du **limbe solaire** pour observer l'évolution de la raie H $\alpha$  dans les différentes couches qui constituent la surface solaire, à savoir la photosphère, la chromosphère et la couronne.

### 4.5.1 Contexte astrophysique

Le soleil est l'étoile la plus proche de notre planète, bien que peu visible dans la région d'Île-de-France, surtout en période hivernale, sa proximité permet de résoudre sa surface avec énormément de détails et de mieux comprendre son fonctionnement externe comme interne. Son étude détaillée a notamment permis de mieux comprendre le fonctionnement des autres étoiles qui nous entourent, mais surtout de mieux prédire et comprendre les éjections de masse coronale (CME) qui peuvent mettre à l'arrêt tous les satellites de télécommunication en orbite autour de la Terre (ça veut dire plus d'internet).

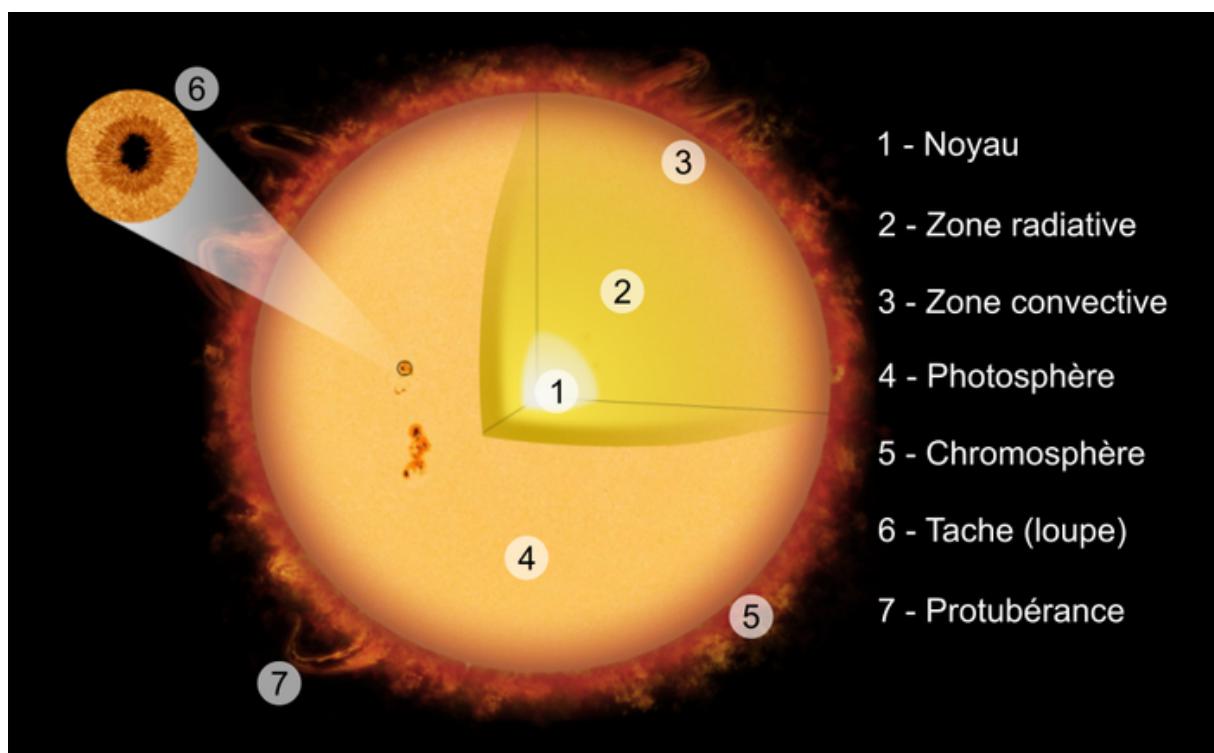


Figure 15 Schéma de l'intérieur du soleil

Le soleil est une étoile de type spectrale G2 V dont la température de surface est d'environ 5700 K. Mais attention, quand l'on parle de surface solaire, on parle de la **photosphère** : c'est la surface de dernière émission du soleil, autrement dit, c'est la zone à partir de laquelle le plasma qui constitue le soleil n'est plus opaque. Elle mesure quelques centaines de kilomètres, est à une température de 5 780 K et a une densité de  $3 \cdot 10^{-4} \text{ Kg/m}^3$ . Le soleil est en fait constitué de différentes zones (voir fig. 15) : il y a les zones *internes* (noyaux, zones convective et radiative) et les zones *externes* qui sont celles qui nous intéressent pour ce TP. En premier lieu, il y a donc la **photosphère** dont on a parlé juste avant, puis la **chromosphère** : c'est l'atmosphère basse du soleil. C'est un plasma encore relativement dense (entre  $10^{-4}$  et  $10^{-11} \text{ kg/m}^3$ ) dont la température peut varier entre 4000 et 30 000 K.

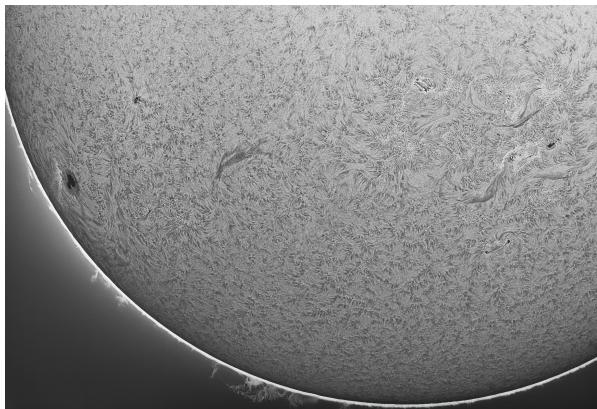


Figure 16 Image du soleil dans la raie  $H\alpha$ . La zone blanche que l'on distingue autour du soleil est la chromosphère, qui apparaît beaucoup plus brillante dans cette raie. Crédit : Walter Leonhard Schramböck.



Figure 17 Coronographie du soleil, permet de mettre en évidence la couronne solaire. Crédit : L. Leveder.

Viens enfin la **couronne solaire** dont la densité est bien plus faible mais la température bien plus élevée que le reste du soleil (elle peut atteindre les deux millions de Kelvin, voir fig. 19) !

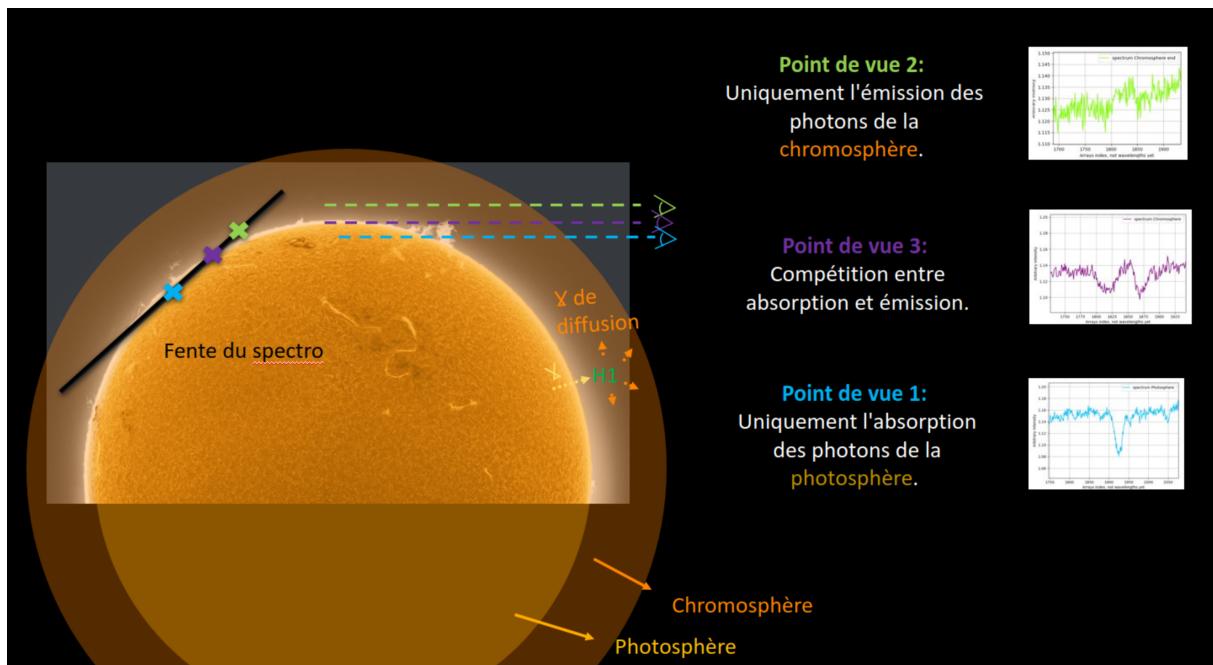


Figure 18 Profil d'émission de la raie  $H\alpha$  en fonction de différents points de vue. Attention, lors de votre TP vous observerez les photons qui "sortent de la feuille", vous aurez un point de vue différent : celui des croix disposées sur la fente du spectrographe.

**TP limbe solaire** La figure 19 résume l'évolution de la température et de la densité entre les différentes couches externes du soleil et donne une estimation des principaux ordres de grandeurs. Au niveau de la photosphère, les atomes d'hydrogène présent absorbent principalement les photons en provenance du cœur du soleil, on observe donc des raies d'absorption qui est le phénomène dominant. Dans la chromosphère, les conditions sont réunies pour avoir que les atomes d'hydrogène non ionisé absorbent puis réémettent les photons absorbés dans toutes les directions. En fonction

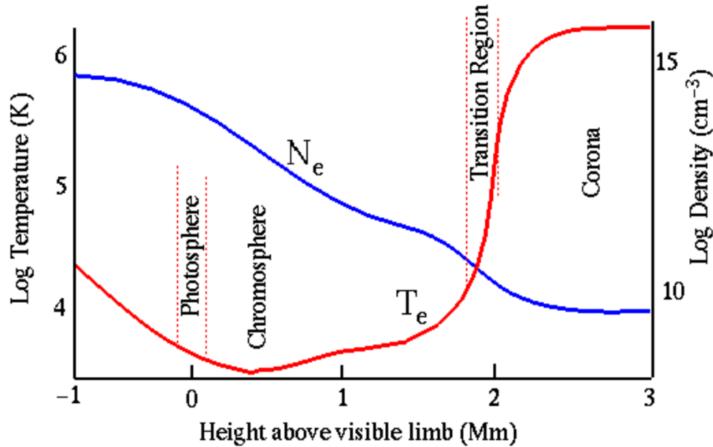


Figure 19 Évolutions de la température (en rouge) et de la densité (en bleu) du plasma à proximité de la surface du Soleil : la photosphère correspond au 0 de l'axe des abscisses, la chromosphère est la région située juste au-dessus en altitude, jusqu'à environ 1.5 Mm.

du point de vue d'un observateur, on va donc pouvoir observer un profil d'absorption ou d'émission dans les raies de l'Hydrogène (voir fig 18). Dans le cas du point de vue 1 (graphe bleu) de la figure 18 l'épaisseur de chromosphère traversée par les photons est relativement mince, la raie H $\alpha$  sera donc en absorption : on observe principalement l'absorption des photons par la photosphère. Par contre, dans le cas du point de vue 2, l'épaisseur de chromosphère traversée est plus grande, on va donc avoir une compétition entre l'absorption et la réémission des photons. On observe un profil mixte ou profil inversé, en fonction de l'épaisseur traversée. Pour le troisième point de vue, on ne traverse que la chromosphère, on n'observe donc que de l'émission. Dans le cadre de ce TP, nous allons uniquement nous intéresser à la raie H $\alpha$ .

#### 4.5.2 Travail préliminaire potentiel

Avant la séance d'observation, vous pouvez vous renseigner sur l'état d'activité du soleil. Pour cela, vous pouvez utiliser le logiciel **Heliovieviewer**<sup>13</sup> qui permet de visualiser le soleil en direct ou à la date que vous souhaitez à partir des différents satellites spatiaux solaires.

Pour les plus téméraires d'entre vous, vous pouvez télécharger le logiciel **JHeliovieviewer**<sup>14</sup> qui permet un accès beaucoup plus complet aux données solaires. Vous pourrez ainsi superposer différentes images dans différentes longueurs d'onde pour visualiser différents phénomènes en même temps. Pour ajouter de nouveaux filtres, appuyez sur "New layer". Ce logiciel permet de regarder l'évolution des différents phénomènes solaires au cours du temps et permet d'extraire des films de ces évolutions. Nous vous encourageons à une exploration de ce logiciel par vous-même qui recèle une quantité d'images absolument fabuleuses. Voici cependant une liste des filtres les plus intéressants pour votre TP :

- IAS > SDO > HMI Continuum : permet de visualiser les taches solaires
- IAS > SDO > AIA 171 : permet de visualiser les boucles coronales
- IAS > SOHO > LASCO C2/ C3 : permet de visualiser les éjections de masses coronales.
- IAS > SOHO > AIA 304 : Chromosphère

<sup>13</sup><https://student.heliovieviewer.org/>

<sup>14</sup><https://www.jheliovieviewer.org/download.html>

#### 4.5.3 Acquisition des données

Se référer à la [section 2](#) pour l'utilisation de la coupole et des instruments.

**Remarque importante :** Gardez en tête que vous aurez à vous replonger dans vos données plusieurs jours voires plusieurs semaines après la soirée d'observation. Il est donc **TRÈS** fortement conseillé de nommer explicitement et ranger vos données au fur et à mesure, et de prendre des notes pour s'y retrouver par la suite (Quel objet ? Quelle série ? Quel type de données ? Quelles conditions d'observation ? Temps de pose ? Test ou à garder ?).

**Attention :** le changement du réseau est une étape délicate qui doit s'effectuer **uniquement** sous la supervision d'un encadrant.

**Attention :** Ce TP consiste à faire des observations du soleil avec un équipement optique qui concentre son rayonnement près de 100 000 fois, ce qui peut se révéler très dangereux ! Ne regardez en aucun cas le soleil avec vos yeux sans protections et ne touchez sans aucun prétexte aux caches ou filtre solaire du télescope.

**Montage** Lors de votre arrivée sous la coupole, le télescope sera déjà pointé sur le soleil.

- Vérifier que le réseau installé dans le LHIRES est bien celui à 2400 tr/mm.
- Assembler la caméra CCD Atik One 9.0, sans filtre, en sortie du LHIRES III.
- Installer le LHIRES III au foyer du télescope, avec sa caméra de guidage et la CCD.
- Mettre la caméra CCD sous tension et la refroidir par paliers de 10 °C jusqu'à une température inférieure d'au plus 30 °C à la température ambiante sous la coupole.
- Préparer le paramétrage de la CCD depuis le logiciel : binning  $2 \times 2$ , dossier cible pour l'enregistrement...
- Mettre au point l'image de la fente à la caméra de guidage, puis l'image de l'objet par le télescope sur la fente du spectroscope.
- Mettre au point le spectre sur la CCD à l'aide du doublet de focalisation.

#### Acquisition des spectres

- Ajuster le positionnement en longueur d'onde du spectre d'étalonnage autour de la raie H $\alpha$  à l'aide du vernier ( $\sim 17,85$  mm). Pour cela, servez-vous de la lampe de calibration, il faut centrer la raie H $\alpha$  sur les images prises par la CCD, elle est repérable de par son élargissement très supérieur aux autres raies.
- À l'aide de la manette, positionner la raie du spectro sur la zone du soleil qui vous intéresse
- Acquérir une dizaine de spectres d'étalonnage avec un temps d'intégration de quelques secondes.
- Acquérir des spectres du soleil avec un temps de pose adéquat ( $\sim 30$  s – 2 min).
- Acquérir des images de *flat* pour la position du réseau utilisée.
- Acquérir au moins 10 images de *dark*, toujours avec le LHIRES III au foyer du télescope, avec le temps de pose utilisé pour l'acquisition des spectres solaires.

#### 4.5.4 Traitement des données (la démarche détaillée ci-dessous est celle suivie dans le notebook, il faudra l'adapter à votre sujet)

Le traitement des images obtenues vise au tracé du spectre 1D indexé en longueur d'onde des étoiles observées :

- En premier lieu, assurez-vous que les données sont bien rangées dans les dossiers adéquats, et que vous indiquez le bon chemin source dans votre notebook.
- Réduire les données à partir des images de caractérisation instrumentale (dark et flat, le flat pouvant altérer la qualité de la réduction il faut tester avec et sans)
- Orienter horizontalement (rotation avec DS9) et sommer les images obtenues
- Identifier la zone contenant le signal d'intérêt, extraire et sommer sur ces quelques lignes.
- Procéder de la même manière sur les spectres d'étalonnage acquis avec la lampe Ar-Ne
- Créer un tableau de correspondance pixel-longueur d'onde grâce au spectre d'étalonnage, faire un ajustement affine

### TP limbe

- Commencez par regarder la coordonnée spatiale du spectre : essayez de visualiser quelles parties correspondent à la chromosphère et quelles parties correspondent à la photosphère.
- Tracer le spectre, en intensité relative, de la photosphère et de la chromosphère. Vous pourrez vous aider de DS9 pour cibler les zones d'intérêt.
- Regarder l'évolution de la qualité de vos spectres avec ou sans le flat et les dark.

### Analyse des données et interprétation

- Comparer les spectres de ces différentes zones. Y a-t-il des différences ?
- Regarder l'évolution de la raie H $\alpha$  sur le long du limbe.
- Pouvez-vous détecter d'autres raies que la H $\alpha$  ?
- Indiquer la zone qui correspond selon vous à la chromosphère.
- BONUS : Donner une estimation en km de l'épaisseur de la chromosphère.

# Annexes

## A Effets instrumentaux : origine physique et conséquences pratiques

### A.1 Formation d'image par un télescope : Fonction d'Étalement de Point (PSF)

Le télescope de la coupole d'astrophysique d'Orsay est de formule optique Schmidt-Cassegrain. Cela signifie que la lumière parallèle issue d'une étoile à l'infini rencontre d'abord une lentille asphérique appelée lame de Schmidt, puis elle est réfléchie par le miroir primaire concave sphérique vers le miroir secondaire convexe hyperbolique situé au centre de la lame de Schmidt avant de former une image au foyer du télescope où elle peut être récupérée par un autre système optique (spectrographe ou oculaire) ou enregistrée sur un capteur comme une caméra CCD. Ce trajet optique est représenté sur la [figure 20](#).

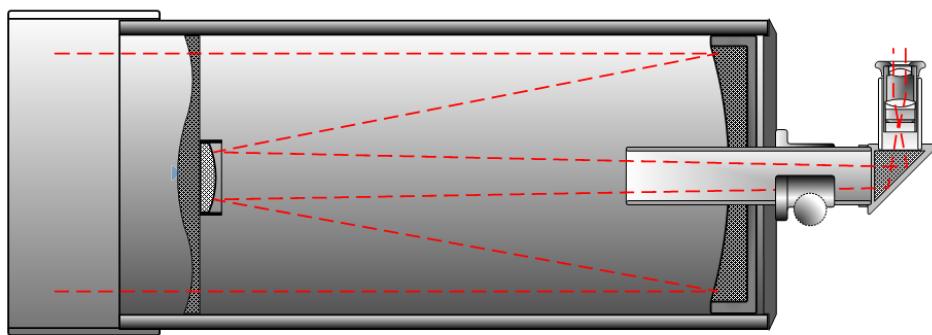


Figure 20 Schéma optique d'un télescope de type Schmidt-Cassegrain

La lumière étant diffractée par le diamètre limité de l'objectif du télescope ( $D = 355$  mm dans notre cas), l'image d'une source ponctuelle comme une étoile n'est pas un point mais une tache d'Airy. On nomme ainsi la fonction d'éclairage obtenue au foyer lorsqu'un objet ponctuel est observé, résultat de la convolution de la fonction d'éclairage de la source, qui est un pic de Dirac pour une source ponctuelle, par la fonction d'étalement de point du télescope (PSF en anglais). Cette dernière est obtenue, en optique ondulatoire uniquement car le phénomène n'est pas présent en optique géométrique, par le calcul du carré du module de la Transformée de Fourier du plan représentant l'ouverture du télescope, donc un disque dans notre cas.

L'allure de cette PSF est donnée en [figure 21](#), où on constate que le rayon de la tache centrale, entre le centre et la première annulation de la PSF, vaut  $r_0 = 1,22D \cdot \sin(\theta)/\lambda$ . Son expression analytique  $I$  fait intervenir la fonction de Bessel  $J_1$  :

$$I\left(\frac{D \cdot \sin \theta}{\lambda}\right) = I_0 \cdot \left( \frac{2J_1\left(\pi \frac{D \cdot \sin \theta}{\lambda}\right)}{\pi \frac{D \cdot \sin \theta}{\lambda}} \right)^2 \quad (8)$$

Dans cette expression,  $D$  est le diamètre de l'objectif du télescope,  $\lambda$  la longueur d'onde d'observation

et  $\theta$  la distance angulaire depuis le centre de l'image. Dans les cas astronomiques, l'angle  $\theta$  sera toujours faible, ce qui permet de remplacer  $\sin \theta$  par  $\theta$ . Si on note  $\alpha = 2\theta$  le diamètre angulaire de la partie centrale de la tache d'Airy, 84 % de l'énergie lumineuse totale est contenue dans ce diamètre, ce qui paraît suffisant pour définir notre élément de résolution spatiale comme ayant ce diamètre  $\alpha \sim 2,44\lambda/D$  en radians. On pourra considérer une longueur d'onde centrale du visible telle que 550 nm pour le calcul.

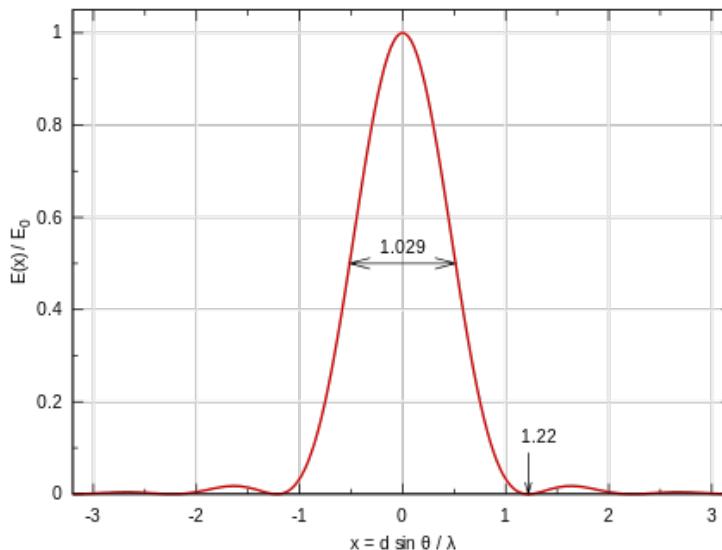


Figure 21 Tache d'Airy

Connaissant cette caractéristique de notre instrument de mesure, si on considère que l'on souhaite former une image sur la matrice de pixels d'une caméra, étant donné que la taille physique de ces pixels est fixée, il faut alors déterminer combien de pixels sont à utiliser comme échantillons du signal pour le mesurer correctement. Il est en effet possible de faire du binning sur les caméras CCD, c'est-à-dire regrouper les pixels par carrés pour former de plus gros pixels effectifs qui seront lus en une fois en sommant le contenu des sous-pixels. L'objectif est de ne pas sous-échantillonner le signal, c'est-à-dire utiliser trop peu d'échantillons par rapport à l'élément de résolution, ce qui ferait perdre de l'information. Il est également inutile de le sur-échantillonner, car aucune information physique supplémentaire ne sera obtenue alors que le volume de données sera plus important et la lumière collectée en un point sera plus faible puisque les pixels sont plus petits et le temps de pose requis sera alors allongé pour atteindre le même rapport signal sur bruit. La bonne manière d'échantillonner le signal reçu nous est donnée par le théorème de Shannon-Nyquist, qui s'applique à tout traitement de signal physique.

**Théorème de Shannon-Nyquist :** Un signal est bien échantillonné (*ie* il est connu de façon unique) s'il est connu sur au moins deux échantillons par élément de résolution. Nous allons voir ci-après comment respecter cette condition dans le cadre d'une mesure en photométrie (imagerie) et de spectroscopie.

### A.1.1 Cas de l'imagerie

Il faut comparer la taille angulaire  $\alpha$  de la tache d'Airy (élément de résolution spatiale) du télescope à la taille angulaire  $\varepsilon$  des échantillons de la mesure que nous allons faire, c'est-à-dire les pixels de la caméra :  $\tan \varepsilon \sim \varepsilon \sim x_{\text{pixel}}/f_{\text{telescope}}$ . La taille  $x_{\text{pixel}}$  des pixels physiques de la caméra utilisée (Atik One 9.0) est de  $3,7 \mu\text{m}$  et la distance focale  $f_{\text{télescope}}$  du télescope est de 3910 mm.

L'élément de résolution que l'on cherche à échantillonner doit maintenant être défini précisément : pour récupérer le maximum d'information spatiale dans une image, il faut être capable de discerner les plus petits écarts possibles entre deux points-source. Or, deux taches d'Airy d'intensité identique sont discernables si le centre de l'un est au niveau du premier minimum de l'autre, d'après le critère de Rayleigh, soit un écart de  $1,22\lambda/D$ . C'est donc cet élément de résolution qui doit être échantillonné deux fois d'après le théorème de Shannon-Nyquist. Ce qui définit le nombre de pixels que l'on peut sommer, le binning :  $\text{bin} = 1,22\lambda/(\varepsilon D)$ .

L'échantillonnage optimal semble donc être déjà atteint avec les valeurs numériques proposées ci-dessus, mais nous avons jusqu'ici négligé l'effet de l'atmosphère, dont le profil de température et de densité varie très vite ( $\sim 10 \text{ ms}$ ) à l'échelle des couches qui transmettent la lumière de l'objet observé. Cela crée des sources secondaires de lumière qui peuvent interférer avec elles-mêmes et générer ainsi non pas une tache mais un ensemble de taches (interférences constructives et destructives) variant rapidement, réparties dans un diamètre bien plus important que le Dirac que nous considérons. Il s'agit du phénomène de speckle, ou tavelures. Cet effet sera d'autant plus fort que l'épaisseur d'atmosphère traversée est importante, épaisseur que l'on quantifie avec l'airmass  $s$  ( $s = 1/\cos z$ , avec  $z$  l'angle par rapport au zénith), ce qui signifie que les observations proches du zénith sont à privilégier. Pour cette raison, faire l'hypothèse que la fonction d'éclairement de la source n'est limitée que par la diffraction à l'entrée du tube du télescope est en réalité bien trop optimiste. Expérimentalement, on remplace alors le diamètre du télescope  $D$  par un diamètre équivalent rendant compte des déformations de la source par l'atmosphère, appelé diamètre de Fried. Il est noté  $r_0$  et vaut typiquement 10 cm dans de bonnes conditions en plaine, et peut monter au-delà en montagne par temps sec. Le calcul précédent doit donc être refait en remplaçant  $D$  par  $r_0$  dans l'expression de l'élément de résolution du télescope. On obtient alors un binning par 3,5, mais il est physiquement impossible de regrouper des fractions de pixels. Comme l'hypothèse d'un diamètre de Fried de 10 cm est déjà optimiste dans les conditions urbaines très dégradées dans lesquelles nous travaillerons, un binning par 4 est en fait le compromis optimal pour ne pas perdre d'information sans trop sur-échantillonner, c'est-à-dire en conservant un temps de pose et un volume de données raisonnables.

On déduit donc une conséquence pratique fondamentale pour les observations : le binning des pixels de la caméra Atik One 9.0 à utiliser pour bien échantillonner les images est de 4, ce qui consiste à regrouper les pixels physiques par carrés de 4 pixels de côté et à faire lire à la caméra ces groupes comme un seul gros pixel. Une autre conséquence pratique de ce qui précède est qu'il est possible d'obturer une partie de la surface d'entrée du télescope sans perdre la moindre information spatiale, seule une partie de l'énergie sera perdue, c'est-à-dire de la luminosité. En effet, puisque le télescope applique une transformée de Fourier au plan de phase qui arrive sur sa pupille, retirer une partie de ce plan ne fait pas perdre d'information spatiale mais seulement de l'énergie.

#### Résumé pour le calcul du binning en imagerie :

- Sachant que le télescope utilisé (*Celestron C14*) possède un diamètre de 355 mm et une focale de 3910 mm, calculer la dimension de la tache d'Airy laissée par un objet ponctuel

sur le capteur de la caméra (placée au foyer du télescope).

- Comparer à la dimension d'un pixel de la caméra ( $3,7 \mu\text{m}$ ) et à l'aide du théorème de Shannon-Nyquist, conclure sur l'échantillonnage de l'objet observé par la caméra.
- Dans notre cas, on utilisera un binning  $4\times 4$  pour réaliser nos acquisitions. Est-ce cohérent avec le résultat précédent ? Si non, qu'a-t-on oublié de prendre en compte ?
- Refaire le calcul pour un télescope de diamètre 10 cm.
- Conclure sur le principal effet limitant dans l'observation astrophysique depuis le sol.

### A.1.2 Cas de la spectroscopie

Il faut cette fois comparer la différence angulaire  $\Delta i$  donnée par le réseau à la taille angulaire  $\varepsilon_{spec}$  des échantillons de la mesure que nous allons faire, c'est-à-dire les pixels de la caméra :  $\varepsilon_{spec} \sim \tan \varepsilon_{spec} = x_{pixel}/f_{spectro}$ . La taille  $x_{pixel}$  des pixels physiques de la caméra utilisée (Atik One 9.0) est toujours de  $3,7 \mu\text{m}$  et la distance focale  $f_{spectro}$  à considérer est celle du doublet de lentilles du spectromètre qui vaut 20 cm.

L'élément de résolution que l'on cherche à échantillonner est en fait lié au pouvoir dispersif du réseau utilisé : cela revient à se demander de quelle distance sont séparées deux longueurs d'onde voisines après leur passage par le réseau.

Pour ce faire on utilise la formule des réseaux :  $\sin(i) + \sin(r) = a \cdot k \cdot \lambda$ , avec  $i$  l'angle incident,  $r$  l'angle réfracté (en réflexion),  $a$  le pas du réseau (en traits / mm),  $k$  l'ordre de diffraction considéré et  $\lambda$  la longueur d'onde. Pour simplifier le raisonnement, on se place dans le cas des petits angles :  $\sin(r)$  est négligeable et  $\sin(i) \sim i$ . De plus, on considère l'ordre  $k = 1$ . L'élément de résolution que l'on cherche est en fait une différence d'angle :  $\Delta i = a \cdot \Delta\lambda$ . Or on rappelle que le pouvoir de résolution s'exprime comme  $R = \lambda/\Delta\lambda$ . On obtient donc un élément de résolution  $\Delta i = a \cdot \lambda/R$ .

Le calcul donne, en se plaçant à la longueur d'onde de 650 nm (à proximité de la raie H $\alpha$ ) : 150  $\mu\text{rad}$  pour le réseau à 2400 traits/mm dont le pouvoir de résolution à cette longueur d'onde et avec la largeur de fente choisie de  $35 \mu\text{m}$  est de  $R = 10328$ , et 240  $\mu\text{rad}$  pour le réseau à 150 traits/mm dont le pouvoir de résolution est de  $R = 398$ .

L'échantillon  $\varepsilon_{spec}$  vaut quant à lui 18,5  $\mu\text{rad}$ . Ainsi, pour respecter le théorème de Shannon-Nyquist de deux échantillons par élément de résolution, il faudrait un bin de 6,6 (en réalité 6) en spectroscopie de basse résolution et un bin de 4,1 en haute résolution (4).

Dans les faits, le suréchantillonnage en spectroscopie est monnaie courante, et nous travaillerons ici en binning 3 et 2 respectivement.

## A.2 Réponse d'un capteur semi-conducteur

Toutes les données traitées au cours de ce TP seront acquises par une caméra CCD, dans la plupart des cas le modèle Atik One 9.0 dont la matrice de pixels est un capteur Sony ICX814. L'acronyme CCD signifie Charge Coupled Device ou dispositif à transfert de charge, ce qui décrit le processus par lequel le contenu des pixels est lu. Nous verrons que la compréhension précise de son fonctionnement est nécessaire à la connaissance de tous les biais instrumentaux et donc à la mise en place d'un protocole d'étalonnage et/ou de correction approprié de nos données avant leur exploitation.

Pour acquérir des images dans les domaines du visible et de l'infrarouge, la méthode la plus couramment utilisée pour détecter et compter les photons incidents (*i.e* former une image) implique d'utiliser l'effet photoélectrique sur un semi-conducteur : les alliages de matériaux les plus couramment utilisés sont le Si, InGaAs, InSb ou encore HgCdTe. La répartition des derniers niveaux d'énergie peuplés d'électrons dans ces matériaux semi-conducteurs est illustrée par la [figure 22](#), comparée aux cas des isolants et des conducteurs. La largeur de l'écart en énergie  $\Delta E$  entre la bande de valence et la bande de conduction peut être précisément fixée en modifiant les alliages de matériaux, le but étant que cet écart soit proche de l'énergie correspondant à la longueur d'onde typique des photons  $E_{\text{ph}} = hc/\lambda$  que l'on cherche à détecter. Par conséquent, pour des caméras sensibles dans le visible cet écart sera d'environ 2 eV alors qu'il sera plutôt inférieur à 1 eV pour travailler dans l'infrarouge.

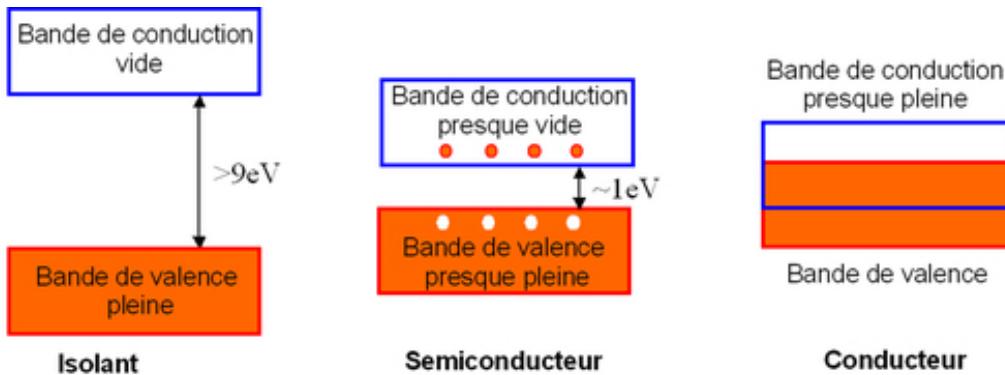


Figure 22 Niveaux d'énergie hauts dans des matériaux isolants, semi-conducteurs et conducteurs

Pour acquérir une image avec cette matrice de pixels semi-conducteurs, on utilise un circuit électrique situé sous les pixels : lorsqu'on souhaite commencer une prise d'image, ou intégration, chaque pixel est polarisé en lui appliquant une tension. Puis, par effet photoélectrique, les photons incidents de la bonne énergie vont arracher des électrons de la bande de valence et les promouvoir dans la bande conduction, créant une paire « électron-trou ». Comme le pixel est polarisé, ces « photoélectrons » ne vont pas se recombiner dans la bande de valence mais au contraire s'accumuler dans la zone du pixel qui est chargée positivement. Lorsque l'intégration est terminée, le potentiel électrique du pixel adjacent est modifié pour que la charge d'électrons ainsi accumulée soit transférée de proche en proche jusqu'à la fin d'une ligne ou d'une colonne de pixels. Chaque charge est ainsi transportée jusqu'à un amplificateur qui la transforme en tension puis un convertisseur analogique-numérique (ADC en anglais) récupère ce signal et le transmet sous forme d'image, ce qui marque la fin de la lecture. Ce processus est illustré par la [figure 23](#).

Les valeurs de chaque pixel dans l'image ainsi obtenue sont codées en unités arbitraires notées DN (Digital Numbers) ou ADU (Analog to Digital Units) qui sont proportionnelles à la charge d'électrons accumulée avec un facteur de proportionnalité qui est le gain de l'ADC exprimé en  $e^-/\text{DN}$  et qui vaut  $0,19 e^-/\text{DN}$  pour la Atik One 9.0. Comme tout signal numérique, les valeurs en DN de l'image sont codées sur un certain nombre de bits, en l'occurrence 16 bits soit  $2^{16} = 65536$  valeurs possibles. Cette

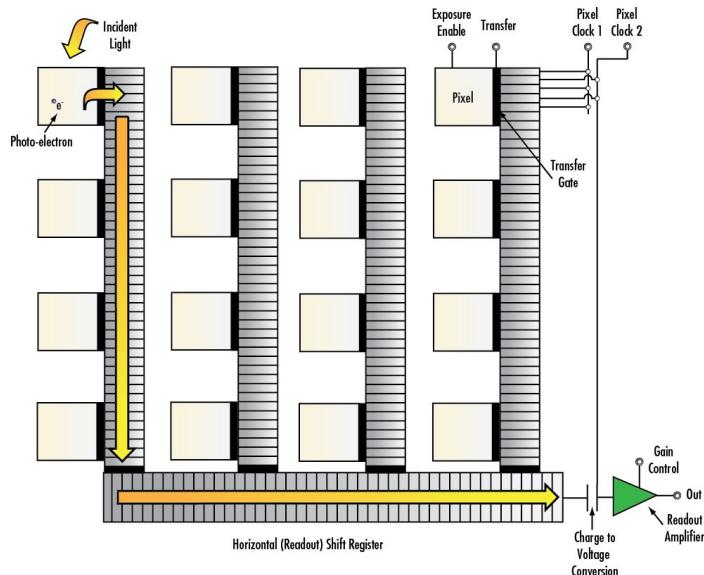


Figure 23 Fonctionnement d'un capteur CCD

charge d'électrons accumulée est elle-même proportionnelle au nombre de photons incidents durant l'intégration, avec un facteur différent de 1 car l'efficacité de conversion dépend de la distribution en énergie de ces photons et donc de la longueur d'onde. Ce facteur est appelé efficacité quantique ou QE et sa valeur en fonction de la longueur d'onde est donnée en [figure 24](#) pour le capteur de la Atik One 9.0.

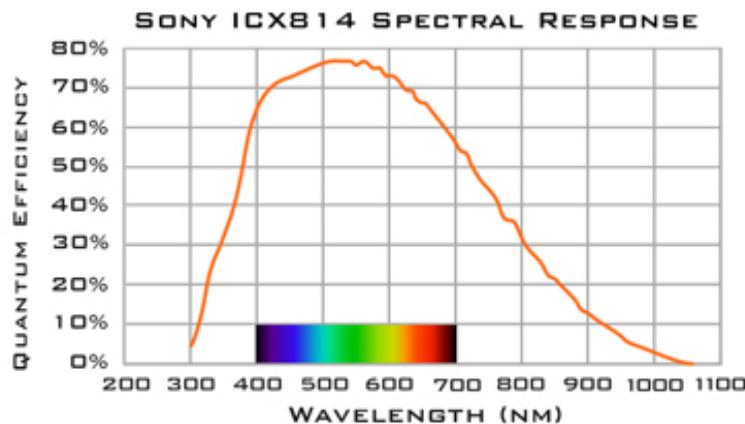


Figure 24 Efficacité quantique (rendement de transformation des photons en électrons) du capteur de la caméra CCD Atik One 9.0

De nombreux phénomènes se produisent dans ce contexte qui viennent complexifier le comptage des photons de la cible astrophysique que l'on souhaite. En premier lieu, comme le montre également la [figure 22](#), si on laisse l'intégration se prolonger trop longtemps ou si la cible est trop lumineuse la quantité d'électrons promus dans la bande de conduction sera si importante que le semi-conducteur se comportera alors comme un conducteur et la génération de paires électron-trou ne sera plus possible, faisant perdre de l'information. Il s'agit de la saturation du pixel, dont on dit qu'il possède une certaine profondeur de puits quantique c'est-à-dire une certaine capacité à accumuler les électrons avant de saturer. Pour notre capteur, la profondeur de puits est d'environ  $12\,000 e^-$ , valeur qui ne doit donc jamais être atteinte lors d'une acquisition sous peine de perte d'information, ce qui impose un choix judicieux du temps d'intégration.

En outre, il existe un autre phénomène que l'effet photoélectrique capable de créer des paires électron-trou dans le semi-conducteur : il s'agit de l'agitation thermique. La chaleur régnant dans le capteur va en effet fournir suffisamment d'énergie aux pixels pour générer des charges, cette partie du signal est appelée courant d'obscurité puisqu'il est présent même lorsque la caméra n'est pas exposée aux photons du ciel. Le courant d'obscurité ou Dark est donc lui aussi un effet cumulatif avec le temps de pose tout comme la génération de photo électrons. Sa dépendance avec la température peut être vue comme exponentielle au premier ordre, pour être plus précis il s'agit d'une somme de deux lois d'Arrhénius. Même si le capteur est refroidi à une température très faible et si on sélectionne le temps de pose le plus faible possible (1 ms dans notre cas), l'image obtenue n'aura pas tous ses niveaux à 0 DN: le circuit électronique de lecture ajoute toujours un signal minimum, appelé offset de lecture, et il existe des pixels dont la valeur est toujours à son maximum de 65 535 DN ou presque, on parle de pixels morts ou « chauds » qui souffrent d'un défaut de fabrication lors du dépôt de la couche cristalline de semi-conducteur et ne seront pas utilisables.

Enfin, il faut noter que les processus de fabrication d'un capteur CCD ne permettent pas l'obtention d'une réponse spatialement homogène de tous les pixels même s'ils sont exposés exactement au même flux de photons. Les valeurs de gain et de QE sont légèrement différentes d'un pixel à un autre, ce qui crée des inhomogénéités intrinsèques au capteur pouvant aller jusqu'à 10 % ou 20 % de la moyenne de l'image.

En connaissant ces effets, on peut anticiper l'allure du signal lu sur un pixel en fonction du temps de pose au cours de l'observation d'une source lumineuse. C'est l'objet de la [figure 25](#) qui illustre le comportement linéaire d'un pixel : à très faible temps de pose l'offset de lecture est dominant, tandis qu'à fort temps de pose on approche de la saturation ce qui fait chuter l'efficacité de conversion photon/électron. Entre ces deux extrêmes, le comportement attendu est linéaire, mais certains pixels peuvent avoir des écarts à la linéarité importants. Plus la gamme de niveaux de signal sur laquelle le pixel est linéaire sera large, plus on dira qu'il a une grande gamme dynamique, c'est-à-dire une plage de valeurs sur laquelle il est utilisable comme mesure fiable du signal lumineux incident. Le critère utilisé en général pour déterminer la sortie du régime dominé par l'offset et l'entrée dans le régime de saturation est un écart à la linéarité de 2 % en relatif.

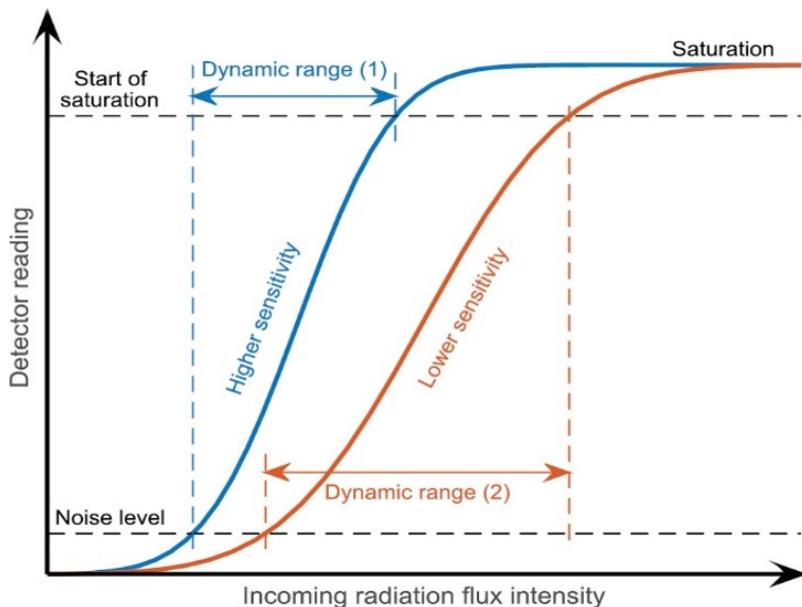


Figure 25 Évolution de la valeur du signal en DN d'un pixel de capteur CCD en fonction du temps de pose

### A.3 Bilan des biais instrumentaux et traitement du signal

Avant de pouvoir déduire une procédure de traitement des données acquises à partir des phénomènes vus jusqu'ici, un rappel de physique statistique est nécessaire : tout signal physique mesuré par comptage va s'accompagner d'un bruit, appelé bruit de grenaille ou shot noise, qui est lié au comptage  $N$  par  $\sqrt{N}$  lorsque  $N$  est suffisamment grand (processus de Poisson tendant vers une loi normale). C'est pour cette raison que toute valeur mesurée de nombreuses fois, par exemple une intensité lumineuse, sera distribuée selon une gaussienne centrée sur la valeur moyenne de la mesure qui est à retenir mais élargie de part et d'autre d'un écart type  $\sigma = \sqrt{N}$ . Ce bruit étant, par définition, à moyenne nulle, il est impossible de l'éliminer totalement il ne peut être que réduit, par exemple en augmentant  $N$ . Toujours dans l'hypothèse de comportement en loi normale des photons reçus, on peut évaluer la confiance dans une détection à partir de son écart au bruit : si le niveau du signal recherché est 3 fois plus important que son niveau de bruit  $\sigma = \sqrt{N}$ , on a alors 99,7 % de chances que ce signal soit une vraie détection et pas un artefact du bruit, c'est ce qu'on appelle un critère de détection à  $3\sigma$ .

Le paramètre important pour évaluer la qualité d'une acquisition n'est donc pas la quantité absolue d'électrons collectée  $N$  mais le rapport signal sur bruit (SNR en anglais), c'est-à-dire le ratio entre le signal utile et le bruit associé :  $\text{SNR} = \frac{N}{\sqrt{N}}$ . Pour illustrer, si une image de 1 s de pose permet de collecter  $100 \text{ e}^-$  de la source observée et  $200 \text{ e}^-$  de fond de ciel et courant d'obscurité, on obtiendra un SNR de  $\frac{100}{\sqrt{100+200}} = 5.8$ , ce qui est en général insuffisant pour une bonne image. En effet, même si cela correspond à une détection à  $5\sigma$  qui est donc certaine, les mesures effectuées dessus seront encore entachées de beaucoup d'incertitudes en général. Pour une pose de 10 s,  $1000 \text{ e}^-$  devraient être collectés de la source et  $2000 \text{ e}^-$  de fond de ciel et courant d'obscurité soit un SNR de 18,2, ce qui est en général suffisant pour effectuer des mesures. Le gain en SNR d'un facteur  $\sqrt{10}$  grâce au temps de pose se manifeste de la même manière si 10 images à 1 s de pose chacune sont sommées, à condition que les sources de signal parasite dépendent linéairement du temps de pose, ce qui n'est par exemple pas le cas de l'offset électronique qui est simplement ajouté une fois par image : la stratégie d'amélioration du SNR par allongement des poses individuelles ou augmentation de leur nombre dépend donc des caractéristiques du matériel utilisé.

Le signal numérique total  $S$  en DN obtenu dans un pixel après une intégration aura donc pour expression :

$$S = \left( (N_{\text{source}} \pm \sqrt{N_{\text{source}}}) \cdot QE + N_{\text{Dark}} \pm \sqrt{N_{\text{Dark}}} + N_{\text{offset}} \pm RON \right) \cdot G_{\text{ADC}} \quad (9)$$

Où les nombres de photons  $N$  indiqués par *source* désignent la source astrophysique d'intérêt, les nombres d'électrons indiqués par *Dark* désignent la contribution de l'agitation thermique, ceux indiqués par *offset* désignent l'offset électronique ajouté à chaque lecture, le terme *RON* désigne le bruit électronique, et enfin  $G_{\text{ADC}}$  désigne le gain du convertisseur analogique-numérique. Les contributions moyennes du Dark et de l'électronique ne font pas partie du signal d'intérêt et peuvent donc être qualifiées de biais systématiques, s'ajoutant toujours au signal. Leurs bruits respectifs sont en revanche des biais aléatoires, c'est-à-dire à moyenne nulle. Les variations pixel à pixel des valeurs de QE et de gain qui génèrent des inhomogénéités de réponse peuvent également être qualifiés de biais systématiques, mais ceux-là ne s'accompagnent pas de biais aléatoires car ils ne proviennent pas de phénomènes variables. Ces contributions sont rassemblées dans le [table 3](#) dans les trois premières colonnes.

La [table 3](#) propose également, dans ses deux dernières colonnes, des solutions expérimentales pour corriger les données brutes obtenues de leurs différents biais. Concernant la source d'intérêt, son

Table 3 Bilan des biais instrumentaux systématiques et aléatoires affectant une image de la source observée.

Contribution	Systématique	Aléatoire	Traitement des systématiques	Traitement des aléatoires
Source	Oui ✓	Oui ✓	À conserver, c'est le signal recherché	Augmentation du SNR par augmentation de N
Dark	Oui ✓	Oui ✓	Soustraction d'une moyenne d'images dans l'obscurité	Diminution de la température pour diminuer le bruit en $\sqrt{N}$
Électronique	Oui ✓	Oui ✓	Soustraction d'une moyenne d'images à très court temps de pose	Rien, caractéristique donnée de l'électronique
Inhomogénéités	Oui ✓	Non ✗	Division par une moyenne d'images de Plages de Lumière Uniforme (PLU)	Pas de composante aléatoire

bruit de photon ne peut bien sûr pas être éliminé mais l'objectif recherché est que le rapport signal sur bruit soit suffisamment grand pour permettre nos interprétations, ce qui peut être amélioré en accumulant plus de photons mais tout en conservant un compromis de temps de pose avec l'augmentation du courant d'obscurité qui n'est pas souhaitée quant à elle. Ensuite, le courant d'obscurité peut voir sa valeur moyenne soustraite par l'acquisition d'une série d'images à moyenner dans des conditions où la source est absente, au même temps de pose et à la même température que les images avec la source bien sûr. En revanche, son bruit ne peut être diminué qu'en diminuant la valeur absolue du Dark, ce qui peut être fait en refroidissant le capteur CCD. Le signal systématique dû à l'électronique peut être soustrait de la même manière, mais une acquisition supplémentaire d'images n'est en réalité pas nécessaire puisque ce biais est également présent dans les images de Dark et sera donc soustrait en même temps. Enfin, la correction des inhomogénéités spatiales nécessite une carte de référence : en faisant des images alors que le champ de la caméra est entièrement rempli par une source lumineuse contrôlée dont on sait qu'elle est spatialement homogène (c'est la Plage de Lumière Uniforme ou Flat-Field), une moyenne de ces images fournira une référence où les différences relatives de signal des pixels ne seront dues qu'aux inhomogénéités spatiales du détecteur. L'expression de ces différences en terme de pourcentages (relatif à une moyenne spatiale par exemple) permettra une correction des images d'intérêt par division. On peut noter que ces images de Flat ont évidemment elles aussi une contribution de courant d'obscurité ce qui exigera de les corriger.

On constate que pour éliminer les biais systématiques sans ajouter d'erreur on prend toujours soin de soustraire une moyenne d'images, ceci afin de supprimer leur composante aléatoire qui est à moyenne nulle. On pourrait donc aussi sommer toutes les images de la source d'intérêt dans le même

but : cela peut être fait sur une image d'un objet n'évoluant pas au cours de l'observation comme une galaxie dans le but d'augmenter le SNR. En revanche il ne faut pas le faire systématiquement en début de traitement car on peut souhaiter conserver chaque image individuellement de la source, pour suivre par exemple l'évolution de la luminosité d'une étoile devant laquelle transite une exoplanète.

On peut alors déduire de ce bilan des biais instrumentaux une méthode pratique de correction de chaque image brute de l'objet d'intérêt qui fournira en sortie des images qui ne contiennent plus que le signal recherché et sur lequel il sera possible d'appliquer le traitement d'image que l'on souhaite pour extraire les informations astrophysiques recherchées. On désigne usuellement cette première étape comme la *réduction* des données :

$$I_{corr} = \frac{I_{brute} - \langle I_{Dark} \rangle}{\langle I_{Flat} - \langle I_{DarkofFlat} \rangle \rangle / \overline{Flat}} \quad (10)$$

Dans l'expression précédente, les chevrons désignent la moyenne temporelle d'une série d'images de taille suffisante pour que les biais aléatoires deviennent négligeables devant le biais systématique que l'on cherche à mesurer, typiquement entre 10 et 30 images. La notation  $\overline{Flat}$  désigne la moyenne spatiale de l'image de Flat obtenue après moyenne temporelle, utilisée pour la normalisation du dénominateur afin qu'il soit exprimé en pourcents d'écart spatial à la réponse moyenne.

## B Observabilité d'une cible

Une fois un sujet d'étude choisi parmi ceux proposés, l'identification et la sélection des cibles astrophysiques à observer sera la première étape cruciale du TP.

**Magnitude** Il faut pour cela commencer par s'assurer que leur magnitude en bande visible est suffisante pour être observées avec le matériel disponible et dans des conditions urbaines. On rappelle que la magnitude apparente  $m$  s'exprime en fonction de la luminosité intrinsèque de l'objet  $L$ , de sa distance à la Terre  $d$  et d'une constante  $C$  fixant la référence des magnitudes (usuellement on considère que c'est l'étoile Vega qui a une magnitude de zéro) :

$$m = -2,5 \log_{10} \left( \frac{L}{4\pi d^2} \right) + C \quad (11)$$

On constate que moins l'objet en question sera lumineux, plus il aura une valeur de magnitude élevée. Par exemple, la magnitude de Jupiter va être au maximum de -4 alors que celle de l'étoile Polaire est de 2. Lors d'une observation du ciel à l'oeil nu, on distingue typiquement les objets allant jusqu'à la magnitude 3 en ville, alors qu'il est possible d'aller jusqu'à la magnitude 6 dans de très bonnes conditions d'observation.

Dans notre cas, pour les images prises directement à l'aide de la caméra CCD en l'absence de filtres il faut considérer la magnitude 14 comme une limite absolue, et garder en tête que les cibles à magnitude 12 ou 13 seront difficiles et exigeront de longs temps de pose aux limites des performances de suivi de la monture du télescope. Si on ajoute les filtres à bande spectrale étroite ( $H\alpha$ , O III, S II) la magnitude 10 devient une limite haute déjà très optimiste. Pour une acquisition de spectre à travers le spectrographe, comme la lumière est sélectionnée une première fois par la fente puis diffractée par le réseau, la limite de magnitude observable est bien plus basse, au-dessus de 7 l'observation sera très difficile voire impossible.

Cette donnée de magnitude de vos cibles peut par exemple être obtenue en utilisant le logiciel **Stellarium**<sup>15</sup> qui vous fournira cette information parmi de nombreuses autres, physiques et astrométriques, du moment que vous êtes en mesure de lui fournir le nom ou l'identifiant dans un catalogue standard (Messier, NGC, HIP, etc) de votre objet d'intérêt.

**Phases d'observation** Une autre information que ce logiciel fournit et qui vous sera indispensable à la préparation de vos observations est le déplacement de l'objet au cours du temps : il faut tout simplement s'assurer qu'il sera visible dans le ciel aux heures de la nuit qui conviennent pour l'observation, et à quelle hauteur par rapport à l'horizon il se trouvera. Cette dernière information est indispensable, car lorsque l'objet se trouve trop bas sur l'horizon (typiquement sous les 20°) sa lumière traversera une épaisseur d'atmosphère si importante avant d'arriver jusqu'au télescope qu'elle sera très déformée, rendant l'observation difficile et donc à éviter. Le site [airmass.org](http://airmass.org)<sup>16</sup> est très adapté à la prévision de hauteur locale des cibles astrophysiques en fonction des heures.

Enfin, pour les heures d'observabilité des transits d'exoplanètes connus, on peut utiliser le site [ETD](http://ETD)<sup>17</sup>.

**Environnement de la cible** Une fois les heures d'observabilité, la hauteur et la magnitude de votre objet connus et rentrant dans les critères de conditions d'observation, une autre vérification s'impose : celle de l'environnement de votre objet au moment de l'observation. Cela concerne essentiellement la présence de la Lune dans le champ d'observation. En effet, la présence de la Lune dans le ciel, sa phase et sa proximité angulaire avec votre cible au moment de l'observation planifiée va modifier

<sup>15</sup><https://stellarium.org/fr>

<sup>16</sup>[airmass.org](http://airmass.org)

<sup>17</sup><http://var2.astro.cz/ETD/predictions.php?delka=2.183&sirka=48.7>

drastiquement l'émission de lumière ambiante (dite de fond de ciel) rendant certaines observations plus difficiles. Lorsque la Lune est pleine, l'observation d'objets de magnitude supérieure à 6 ne va pas être possible dans un rayon d'environ  $30^\circ$  autour d'elle. De façon plus générale, il faut éviter les observations d'objets faibles et étendus spatialement (galaxies, nébuleuses, et étoiles à transit d'exoplanètes) à proximité de la Lune.

**Conditions météorologiques** Même si cela peut paraître évident, le premier pré-requis pour réaliser une observation est un ciel dégagé, ce qui n'est pas facile à prévoir en avance. Vous trouverez ici quelques règles empiriques qui ont prouvé leur efficacité pour planifier une soirée d'observation astronomique en fonction de la météo, ce qui peut donc vous servir à anticiper les soirées à venir.

Prédire la météo plus de quelques jours à l'avance est utopique. Il est donc utile de consulter régulièrement des sites météo fiables pour regarder les tendances sur les 5 à 6 prochains jours, repérer les nuits a priori dégagées et suivre les évolutions des prévisions. Bien sûr, toutes les cibles d'observation n'exigent pas la même qualité météo : une observation de la Lune ou des planètes pourra se satisfaire d'un ciel avec quelques nuages passagers, voire d'une fine couche de nuages de haute altitude, alors qu'une observation de galaxie ou de nébuleuse peu lumineuse imposera d'excellentes conditions avec un ciel sans aucun nuage, peu de vent, un air sec et un contraste de température entre jour et nuit aussi faible que possible pour limiter les turbulences.

Le premier site météo à consulter est celui de [Météo France<sup>18</sup>](http://www.meteofrance.com/previsions-meteo-france/orsay/91400), car il donne une information fiable, bien que peu précise en général. S'il indique des nuits couvertes ou même pluvieuses, on peut arrêter là les prédictions et ne pas envisager d'observation. S'il indique des nuits claires, brumeuses, ou le fameux pictogramme « éclaircies » alors il y a quelques chances de nuit claire et il faut passer au site suivant.

Le second site à consulter est celui de la [Chaîne Météo<sup>19</sup>](https://www.lachainemeteo.com/meteo-france/ville-11859/previsions-meteo-orsay-aujourd'hui), bien plus précis. Pour le jour visé, l'information la plus importante est le court texte qui donne une indication sur le niveau de fiabilité de la prédition. Si une nuit claire est annoncée avec une bonne fiabilité et peu de vent (< 40 km/h environ), on peut planifier une observation sans trop de craintes. En revanche, si le temps annoncé est mitigé ou si la fiabilité est très faible, il faut passer au site suivant.

Le troisième et dernier site météo à consulter est celui de [Météobulle<sup>20</sup>](https://www.meteoblue.com/en/weather/forecast/multimodel/orsay_france_2989204) qui fournit les résultats, sous forme de pictogrammes, des prédictions de très nombreux modèles existant : plus la résolution spatiale du modèle sera petite, plus on pourra avoir confiance dans la prédition. Si on voit une large majorité de pictogrammes prédisant une nuit claire ou peu couverte, on peut avoir une très bonne confiance dans la prédition. Un autre outil de ce site est le [météogramme<sup>21</sup>](https://www.meteoblue.com/en/weather/forecast/meteogramfive/orsay_france_2989204) qui fournit, sur son graphique du milieu en [figure 26](#), la densité de couverture nuageuse (niveaux de gris) et son altitude en fonction de l'heure et de la date. Si on souhaite essayer de profiter d'une nuit un peu couverte, c'est le meilleur moyen de s'assurer que la couverture nuageuse sera faible et de haute ou basse altitude ce qui permettra ou non l'observation selon la cible.

La description des résultats de ces trois sites peut sembler très redondante, ce qui est vrai lorsqu'ils annoncent tous les trois la même chose, mais ce n'est malheureusement pas toujours le cas, il est même courant de voir des résultats très différents pour une même nuit. C'est dans cette situation que leur inter-comparaison et l'ordre dans lequel les consulter ont tout leur intérêt et permettent d'aboutir malgré tout à une prédition relativement fiable. Par exemple, si Météo France et la Chaîne Météo annoncent tous les deux un temps seulement légèrement couvert avec peu de vent, mais que de nombreux pictogrammes des modèles de Météobulle annoncent un temps d'averses avec beaucoup

<sup>18</sup><http://www.meteofrance.com/previsions-meteo-france/orsay/91400>

<sup>19</sup><https://www.lachainemeteo.com/meteo-france/ville-11859/previsions-meteo-orsay-aujourd'hui>

<sup>20</sup>[https://www.meteoblue.com/en/weather/forecast/multimodel/orsay\\_france\\_2989204](https://www.meteoblue.com/en/weather/forecast/multimodel/orsay_france_2989204)

<sup>21</sup>[https://www.meteoblue.com/en/weather/forecast/meteogramfive/orsay\\_france\\_2989204](https://www.meteoblue.com/en/weather/forecast/meteogramfive/orsay_france_2989204)

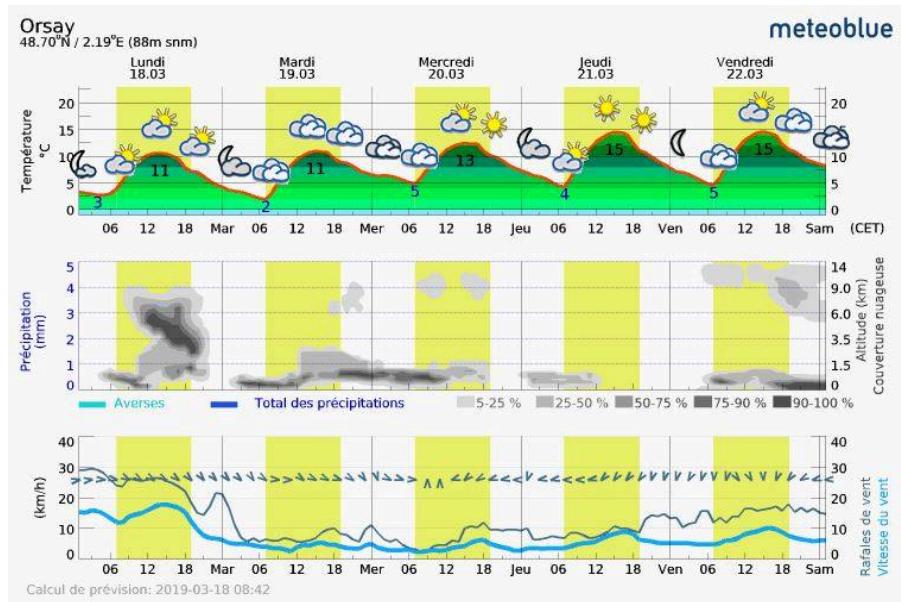


Figure 26 Exemple de météogramme fourni par Météoblue

de nuages, il y a de bonnes chances pour que l'observation soit fortement compromise.

Toutefois, même avec ces méthodes il va de soi que la prédiction ne sera jamais certaine, et pour des vérifications de dernière minute on peut utiliser le site d'images satellite en temps réel [Sat24<sup>22</sup>](#).

<sup>22</sup><https://fr.sat24.com/fr>