

La spectrographie

Paul Felenbok, Observatoire de Paris, Associé LESIA

Résumé : *La spectrographie est utilisée dans de nombreux domaines allant du laboratoire de physique à la métallurgie. Cet article est essentiellement consacré à son utilisation en astronomie.*

La spectrographie étudie la composition de la lumière, rayonnement électromagnétique qui se propage dans le vide et qui peut, par conséquent, nous apporter des informations provenant de sources extrêmement lointaines et donc, très anciennes. De ce fait, la spectrographie est un des outils majeurs de l'astronomie, sa capacité à mesurer l'état physique de la matière, est une des principales sources de nos connaissances du cosmos. Tous les instruments cités sont indexés sur Internet et peuvent être consultés pour une connaissance plus approfondie.

Introduction

La spectrographie a longtemps été utilisée pour étudier la composition de la lumière, qui est associée à la partie du spectre électromagnétique que l'on voit. Cette partie, le visible, est un tout petit domaine du spectre qui s'étend des rayons gamma aux ondes radio. En fait, cette division des domaines de rayonnement est principalement liée aux instruments qui dispersent le rayonnement et aux détecteurs qui sont capables de les analyser.

Ainsi, le visible, est le domaine du spectre que l'on voit, mais cela dépend de l'âge et de l'ethnie de l'observateur. Cette notion, qui est liée à la capacité de l'œil à percevoir les longueurs d'onde, du violet au rouge, est également le domaine de la photographie.

On peut dire qu'un « œil moyen » voit de 400nm à 700nm, soit de la raie du calcium ionisé, CaII à 393 nm jusqu'à la raie de l'hydrogène H α à 656 nm. Cette définition allait assez bien avec la photographie argentique qui couvrait le domaine visible, sans traitements spéciaux. Des plaques photo, sans gélatine, sensibles dans l'ultraviolet lointain, notamment dans le domaine de la spectrographie sous vide, sont apparues plus tard. Dans l'infrarouge, par contre, aller au-delà de 1 μ m n'a pas été possible sans des artifices qui dégradent trop les performances. L'arrivée des détecteurs électroniques, comme les CCD (*Charge Coupled Devices*), a modifié tout cela.

Le domaine de longueur d'onde visible au sol, cadre assez bien avec toutes ces contraintes. Au niveau de la mer, l'atmosphère est transparente entre 350 nm et disons 850 nm. À 4200m d'altitude, par exemple au sommet du Mauna Kea, à Hawaï, on peut observer l'ultraviolet, jusqu'à 300nm. Dans

l'infrarouge, il y a différentes fenêtres atmosphériques accessibles en altitude, mais ces observations, qui se faisaient en ballon, se font actuellement, comme pour l'ultraviolet et l'infrarouge lointains, avec des satellites.

La spectrographie s'effectue également dans le domaine des rayons X du côté des courtes longueurs d'onde ainsi qu'en radio astronomie, du côté des grandes longueurs d'onde. Ce sont les instruments, basés sur des techniques adaptées pour chaque longueur d'onde, qui conduisent à diviser le spectre électromagnétique en différents domaines. Pour restreindre le développement de cet article, je vais me limiter au domaine visible étendu aux fenêtres atmosphériques de l'infrarouge proche.

Que peut nous apprendre la spectrographie ?

Elle nous permet une connaissance de l'état physique de la matière qui émet le rayonnement ou de la matière qui se trouve sur le chemin d'un rayonnement provenant d'une source plus lointaine, dont elle modifie l'aspect.

1- Température

Émission

Tout corps chauffé émet un rayonnement continu dont l'intensité en fonction de la longueur d'onde dépend de la température. C'est le rayonnement, dit de corps noir, qui ne dépend pas de la composition de l'émetteur et dont l'énergie rayonnée suit la Loi de Planck.

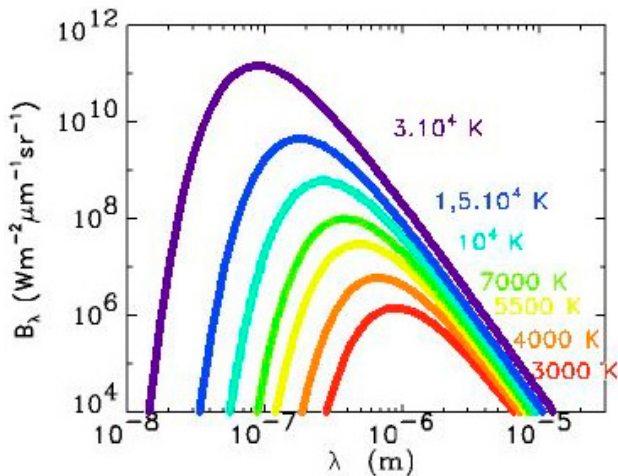


Figure 1 : Réseau de courbes de Planck de rayonnement du corps noir, pour différentes températures absolues. Le Soleil, dont la température de surface est de 5770 °K, rayonne le maximum de son énergie dans le jaune, à 0,5 μm.

C'est cette propriété de rayonnement, qui a permis d'établir la classification stellaire, allant des étoiles O, les plus chaudes, aux étoiles M, les plus froides.

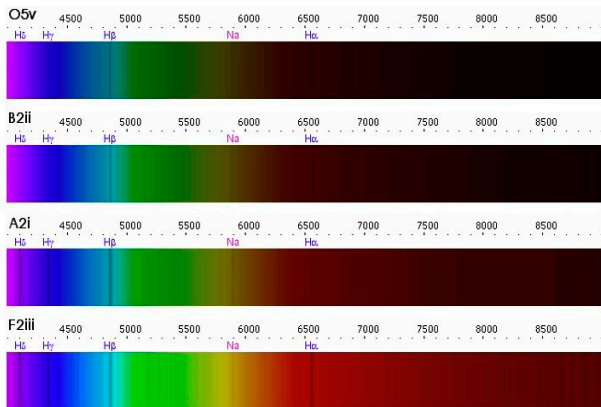


Figure 2 : Spectres stellaires allant d'étoiles de type P, à 50 000 °K, aux étoiles F, à 6500 °K. On constate, pour l'étoile chaude, la présence de raies d'hélium ionisé et pour l'étoile froide, l'apparition de raies de métaux ionisés, FeII, CrII.

Spectre atomique et moléculaire, indicateur de la température

Superposées au rayonnement de corps noir, les raies atomiques ou moléculaires des corps présents dans l'émetteur sont un indicateur de la température de certaines régions des étoiles. Ainsi, pour le Soleil, les protubérances émettent la raie H α qui nécessite une température du milieu de l'ordre de 10 000°K. Pour la couronne solaire, qui émet la raie verte de Fe XIV, c'est une température de plusieurs millions de degrés qui est nécessaire pour que treize électrons puissent être arrachés à l'atome du fer.

Absorption

Lorsqu'un corps froid est placé entre l'observateur et une source d'émission chaude, le corps froid absorbe dans le spectre d'émission, des raies qui sont spécifiques de sa composition. C'est ainsi que le rayonnement de corps noir de l'émetteur présente des raies noires qui correspondent aux radiations que le corps froid a pu prélever dans le continu et qui sont une signature de la matière absorbante. Cette situation est typique des nuages froids de matière interstellaire. Un nuage interstellaire devant l'étoile ζ Persei, présente, en absorption, dans le spectre de celle-ci, les raies atomiques de Na, K, et les raies moléculaires de CN, OH, etc. C'est à partir de l'intensité relative des raies d'un même élément, intensité qui est fonction de la température du milieu, que l'on déduit la température du nuage interstellaire, qui est typiquement de quelques dizaines de °K.

2- Composition

Tout corps est composé d'atomes et de molécules, qui ont tous une *signature* propre, une sorte de "code barre", qui est leur carte d'identité.

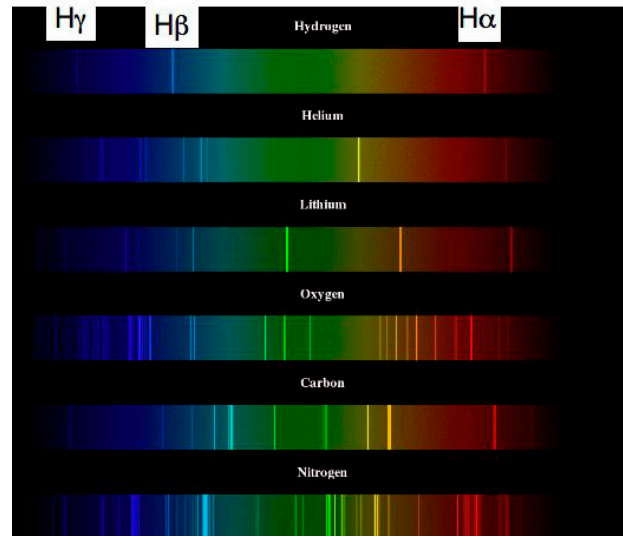


Figure 3 : Spectres de raies d'émission de différents éléments. On part de l'élément le plus simple, l'hydrogène, ayant un spectre peu peuplé. Le nombre de raies croît avec le numéro atomique, car le nombre de transitions autorisées croît dans le même sens

Chaque atome possède des électrons qui se meuvent sur des orbites spécifiques. Lorsqu'un électron périphérique change d'orbite, une raie apparaît en émission, si l'électron a perdu de l'énergie, et la même raie est vue en absorption, s'il a capté de l'énergie. La longueur d'onde de la raie observée correspond à ce saut d'énergie, qui est quantifié. On a affaire à une transition électronique.

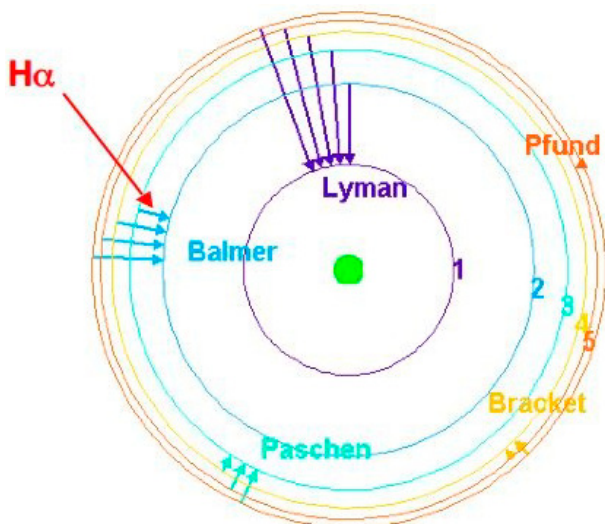


Figure 4 : Schéma de l'atome d'hydrogène selon Bohr. On reconnaît (en bleu) la série de Balmer, qui rayonne principalement dans le visible et dont fait partie la raie $H\alpha$ à 656,3 nm, située dans la partie rouge du spectre.

Dans le cas des molécules, le processus est semblable mais compliqué du fait de l'interaction des atomes, introduisant une énergie de vibration et de rotation entre les noyaux atomiques et créant, de ce fait, un plus grand nombre de transitions électroniques possibles. D'où le remplacement du spectre de raies par un spectre de bandes de vibration, elles-mêmes composées de raies de rotation.

3- Champ magnétique

Certains atomes, soumis à un champ magnétique, ont leurs niveaux d'énergie qui se divisent en sous-niveaux, qui donnent naissance à de nouvelles transitions. C'est l'effet Zeeman

Cet effet est représenté schématiquement pour une transition simplifiée (singlet), pour laquelle seul le niveau d'énergie supérieur est divisé en trois sous-niveaux, sous l'effet du champ magnétique.

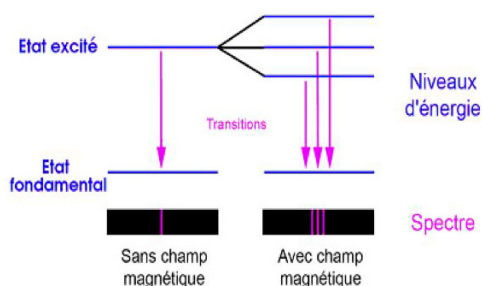
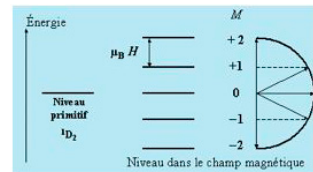


Figure 5 : Illustration schématique de l'Effet Zeeman. Il s'agit de la transition entre deux niveaux d'énergie simples. Lorsqu'un champ magnétique est appliqué, le niveau d'énergie supérieur se divise en trois sous-niveaux et le niveau inférieur reste simple, d'où la naissance de trois raies d'émission.



Dédoubllement d'un niveau dans un champ magnétique

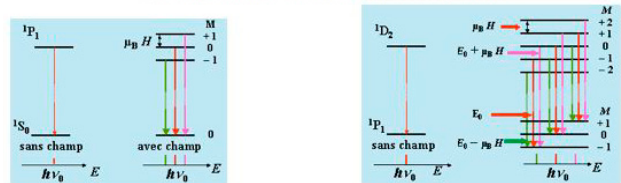


Figure 6 : Effet Zeeman appliqué aux cas réels de l'atome d'Hélium (à gauche) et de Cadmium (à droite).

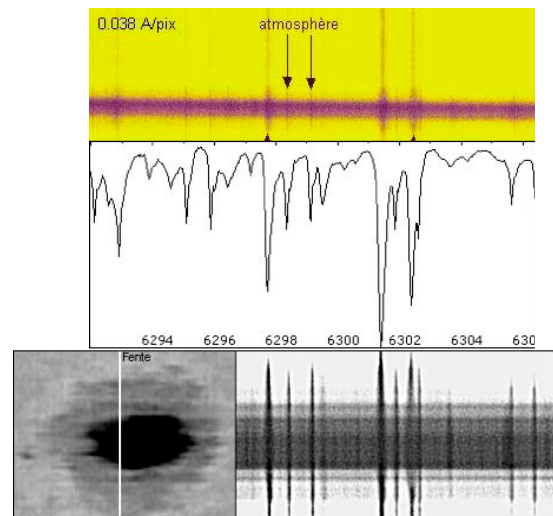


Figure 7 : Spectre solaire à haute résolution. Les raies atmosphériques se caractérisent par leur finesse. La fente du spectrographe coupe une tache solaire et sa pénombre. Les raies sont plus ou moins divisées par effet Zeeman. Mais la séparation étant insuffisante les raies apparaissent simplement élargies

L'écartement en longueur d'onde des raies séparées par effet Zeeman est faible et nécessite des instruments à haute résolution spectrale et, par conséquent, beaucoup de photons. C'est l'apanage des spectrographes solaires. À titre d'exemple, la raie du singlet CaI, à 422.7nm, donne des triplets séparés de $\Delta\lambda = 0,017\text{nm} / \text{Tesla}$.

4- Vitesse

Lorsqu'un corps en mouvement émet une onde de fréquence ν , elle est perçue à la fréquence $\nu + \Delta\nu$ quand l'émetteur se rapproche de l'observateur et à la fréquence $\nu - \Delta\nu$, quand il s'éloigne de l'observateur ; c'est l'effet Doppler. Autrement dit, quand un corps s'approche de nous, son rayonnement se déplace vers le bleu et quand une galaxie, par exemple, s'éloigne de nous, son rayonnement se déplace vers le rouge.

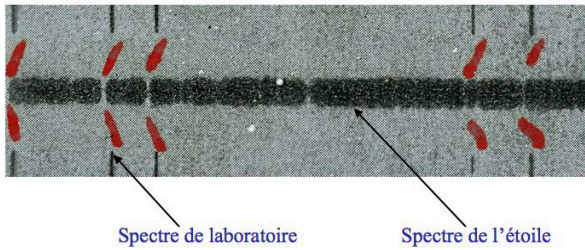


Figure 8 : *Effet Doppler. Déplacement vers le bleu des raies spectrales d'un objet s'approchant de nous.*

De nombreuses découvertes fondamentales de l'astronomie s'appuient sur la mesure de vitesse v par effet Doppler, donné par l'équation $\Delta\lambda/\lambda = v/c = z$, indiquant que le décalage spectral z est proportionnel à la vitesse de l'émetteur. Lorsque la vitesse de fuite des galaxies s'approche de la vitesse de la lumière c , la relation relativiste doit être employée:

$$1 + z = \sqrt{\frac{1 + v/c}{1 - v/c}}$$

L'observation de l'effet Doppler permet de mettre en évidence, en temps réel, la rotation du Soleil, dont un bord s'approche de nous alors que l'autre s'en éloigne.

L'effet Doppler nous indique que les galaxies s'éloignent de nous (leur spectre se déplace vers le rouge - c'est le "redshift z ") d'autant plus vite qu'elles sont lointaines. C'est la Loi de Hubble : $V = H_0 \cdot d$, V étant la vitesse de fuite, d la distance de la galaxie et H_0 la constante de Hubble.

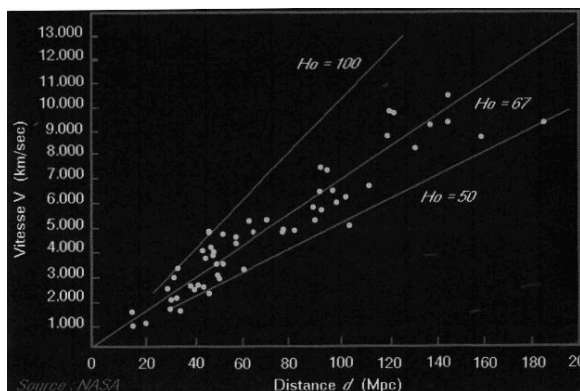


Figure 9 : *Loi de Hubble. Cette loi relie d'une façon simple la vitesse V (en km/s) d'un objet à sa distance d (en Mpc) : $V=H_0 \cdot d$. Dans ce diagramme récent, H_0 vaut 70 (km/s)/Mpc, ce qui conduit à un temps de Hubble $t=1/H_0 \approx 13$ milliards d'années.*

La constante de Hubble, selon les différentes méthodes de détermination, conduit à $H_0 = 71 \pm 3.5$ (km/s)/Mpc, valeur généralement admise (Mpc veut dire mégaparsec. Un Mpc vaut 3×10^{22} mètres). Ceci

donne un temps de Hubble, ou temps radiatif de 13,8 milliards d'années. Ce temps est dit radiatif, car il correspond à l'époque à laquelle l'Univers est devenu rayonnant et dont la trace est l'actuel Fond Diffus Cosmologique à 2,73°K. Ceci conduisant à un âge de l'Univers de l'ordre de 14 milliards d'années

5- Les planètes extrasolaires

La découverte des planètes extrasolaires est à porter complètement au crédit de la spectrographie à haute résolution, qui a permis la détection d'objets d'une masse comparable à celle de Jupiter. Pour réussir à détecter des objets d'une masse comparable à celle de la Terre, il a fallu avoir recours à des spectrographes d'une très grande stabilité en longueur d'onde et d'une résolution spectrale supérieure à $R = \lambda/\Delta\lambda = 100\ 000$, c'est à dire une capacité à résoudre la 10⁵ème partie du spectre étudié (**HARPS à l'ESO**).

Lorsque l'on observe une étoile qui a un compagnon tournant autour d'elle, le centre de masse de l'étoile se déplace au cours de ce mouvement, car chaque membre tourne autour du centre de masse commun. La spectroscopie permet de mesurer les vitesses le long de la ligne de visée. Le spectre de l'étoile a son maximum de déplacement vers le bleu quand le compagnon s'éloigne de l'observateur et son maximum de déplacement vers le rouge, quand le compagnon s'approche de l'observateur. Ce déplacement est d'autant plus important que la masse du compagnon est grande. Ainsi, Jupiter déplace le Soleil avec une vitesse maximale de 13m/s et la Terre, seulement de 1m/s. Comme $\Delta\lambda/\lambda = v/c$ et comme la résolution spectrale est $R = \lambda/\Delta\lambda$, on voit que $R = 23\ 000$ est nécessaire pour détecter une planète générant $v = 13\text{m/s}$ et $R = 300\ 000$ pour $v = 1\text{m/s}$. A cette difficulté, il faut ajouter qu'avec une haute résolution spectrale, le signal de l'étoile va chuter, et partant, le signal/bruit.

Ceci explique, en partie, pourquoi on a découvert beaucoup de "Jupiter" et aucune "Terre". Les observations les plus récentes ont mis en évidence des planètes extrasolaires de la taille de dix Terres.

Pour augmenter la détectivité, on va chercher à agrandir le domaine spectral observable par enregistrement, car l'accroissement du nombre de raies observables, qui subissent toutes le déplacement Doppler, va améliorer, par corrélation, la précision des mesures. C'est le spectrographe à dispersion croisée, ou spectrographe "échelle", qui permet d'atteindre cette performance, surtout,

depuis l'apparition des détecteurs bidimensionnels, comme les CCD.

L'instrumentation

Il est impossible, dans le cadre de cet article, de décrire tous les types de spectrographes qui ont été utilisés en astronomie, cependant il est nécessaire de les évoquer pour tracer leur évolution. Tout d'abord, vient le **prisme objectif**. Il consistait à placer un prisme devant l'objectif d'une lunette, et chaque étoile du champ formait au foyer de la lunette un petit spectre provenant de la lumière dispersée par le prisme. Cette méthode a conduit à la classification stellaire. Cet instrument, extrêmement lumineux, car possédant peu d'éléments optiques, était limité d'une part par la taille des prismes disponibles, et d'autre part par la luminosité du ciel qui se superposait à celle des étoiles, ainsi qu'au chevauchement des spectres dans des amas stellaires denses. Pour contourner toutes ces difficultés, on a déplacé l'élément dispersif à la sortie du télescope, en lui adaptant un spectrographe.

Un spectrographe est, schématiquement, un instrument afocal dans lequel on a placé un élément dispersif entre le collimateur et l'objectif de chambre.

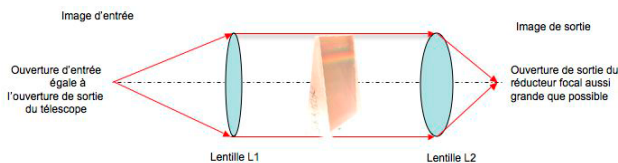


Figure 10 : Un réducteur focal reste en ligne avec l'élément dispersif quand celui-ci est un Grism.

Lorsque l'élément dispersif est un prisme ou un réseau par transmission, les faisceaux d'entrée et de sortie ne sont pas en ligne. Ceci peut être gênant pour la spectrographie multi-objets. Dans ce cas, on préfère utiliser comme élément dispersif un grism (*grating on prisme*), c'est-à-dire un réseau gravé, ou déposé, sur un prisme.

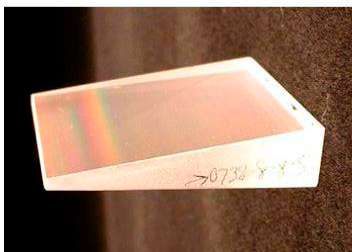


Figure 11 : Photo d'un grism (Richardson Grating Labs) constitué d'un réseau par transmission de 150 traits/mm et d'un prisme de 11° d'angle au sommet.

Cette méthode permet de remettre le faisceau d'entrée et de sortie en ligne. Le spectrographe à grism est généralisé sur les télescopes de la classe de 10m.

1- Spectrographie "mono-objet" Spectrographe à prisme

Le spectrographe à prisme est très lumineux, car composé uniquement d'éléments par transmission. Sa résolution est donnée par :

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} = B \frac{dn}{d\lambda}$$

Elle croît comme la base B du prisme et comme la variation de l'indice n du verre avec la longueur d'onde.

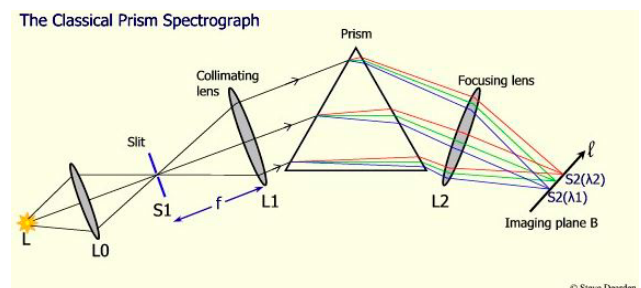


Figure 12 : Schéma classique d'un spectrographe à prisme. Le faisceau issu de la source entre dans le spectrographe avec la même ouverture que celle du collimateur L1. Ce spectrographe n'est pas en ligne comme celui utilisant un grism. Le plan du spectre est incliné par rapport à l'axe optique de l'objectif de chambre L2.

L'indice des verres varie plus vite avec la longueur d'onde dans le violet que dans le rouge. Dans le violet, on doit utiliser du quartz et dans l'UV de la fluorine, pour son excellente transparence, mais leurs dimensions sont limitées. Cette caractéristique des verres engendre une grande variation de la dispersion en longueur d'onde. La résolution, qui dépend de B, croît avec la taille des prismes ou avec le nombre de prismes en cascade et cela devient rapidement prohibitif.

Spectrographe à réseau

Les spectrographes à réseau de diffraction sont principalement utilisés en réflexion, notamment pour éviter que le faisceau optique ne pénètre dans le verre dont le moindre défaut pourrait complètement perturber la figure de diffraction de l'onde transmise. Les spectrographes à réseau utilisent généralement des collimateurs à miroir concave, souvent des paraboles, qui sont excellentes

sur l'axe. Les objectifs de chambre, souvent à plusieurs trains de verres, donnent un champ étendu indispensable pour un spectre de bonne couverture spectrale et une grande ouverture donnant accès à une courte focale. Ainsi, l'image de la fente du spectrographe, qui doit pouvoir collecter le flux d'une étoile sous un angle d'une seconde d'arc, est réduite pour concentrer la lumière sur une plus petite surface de détection et augmenter le signal, ainsi que le champ spectral.

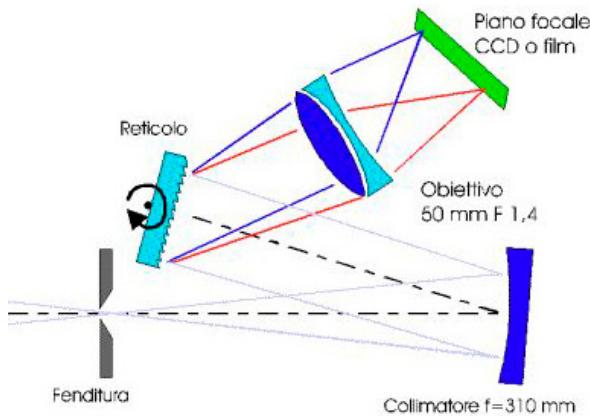


Figure 13 : Schéma d'un spectrographe à réseau plan. Son collimateur est un miroir concave sphérique ou parabolique, et le réseau est plan, par réflexion. L'objectif de chambre est dessiné comme un doublet achromatique. Il est plus probable qu'il s'agit d'un objectif photo de 50 mm de focale, ouvert à $f/1,4$. Ce dispositif est le plus simple et le moins coûteux. On constate que l'image de la fente dans le plan focal est réduite d'un facteur 6, dans le rapport des distances focales du collimateur et de l'objectif de chambre.

En astronomie, on utilise, en général, des réseaux "échelle", dont les traits présentent un profil en marche d'escalier (échelle de meunier), de telle sorte que la lumière diffractée soit concentrée dans une direction donnée, ce qui augmente considérablement le rendement lumineux. Dans ce cas, l'angle de diffraction s'appelle l'angle de "blaze", ou en français, angle de miroitement. L'équation des réseaux, dans l'air, est :

$$\sin i + \sin i' = nk\lambda$$

où i est l'angle d'incidence, i' est l'angle de réflexion, n est le nombre de traits par μm , k est un nombre entier qui désigne l'ordre et λ est la longueur d'onde en μm . n et λ sont exprimés à partir des mêmes unités de longueur, le produit $n\lambda$ est donc un nombre sans dimension. En dérivant l'équation précédente, on obtient :

$$\cos i' di' = n k d\lambda$$

Si le réseau est utilisé en montage Littrow, c'est-à-dire que le faisceau aller et le faisceau retour sont alignés, l'efficacité lumineuse est maximale et $i' = i$. Les deux équations précédentes donnent :

$$2 \frac{\tan i}{di} = \frac{\lambda}{d\lambda} = R$$

R est la résolution du spectrographe. On voit donc, qu'en première approximation, la résolution d'un spectrographe à réseau, ne dépend que de l'angle de blaze. C'est pourquoi, en haute résolution, on cherche à augmenter l'angle de blaze. Les réseaux échelle sont identifiés par leur tangente de blaze, soit :

R1 pour $\text{tg } 45^\circ$, R2 pour $\text{tg } 63^\circ 27'$, R4 pour $\text{tg } 76^\circ$. Ceci est fondamental et prouve que la résolution ne dépend pas du nombre de traits, comme on l'entend quelques fois. Mais les choses ne sont pas aussi simples, car si l'on veut enregistrer le spectre, il faut placer un détecteur au foyer de l'objectif de chambre. On a :

$$di = \frac{dx}{f}$$

dx étant l'image de la fente projetée et f la focale de l'objectif de chambre. Donc :

$$R = 2 \tan i \frac{f}{dx}$$

La résolution croît donc comme f et est inversement proportionnelle à dx . Les CCD utilisés actuellement en astronomie, ont des pixels de $13\mu\text{m}$. Pour un bon échantillonnage, on admet que la largeur à mi-hauteur (FWHM) d'une raie spectrale doit avoir 2,5 pixels, soit $32,5\mu\text{m}$. Les réseaux utilisés pour la haute résolution spectrale, sont des R2, un R4 étant d'un prix prohibitif. Dans ce cas, si l'on souhaite atteindre une résolution de $R = 50\,000$, il faut une focale de chambre de $f = 400\text{mm}$.

Parlons maintenant du télescope. Si l'on utilise un télescope de 152cm , ouvert à $f/6$, la seconde d'arc vaut $45\mu\text{m}$. Disons que pour un "seeing" (qualité d'image) moyen de 2 secondes d'arc et si l'on ne veut pas perdre trop de lumière, il faut choisir une fente de $90\mu\text{m}$. Le collimateur du spectrographe doit être ouvert à $f/6$, comme la sortie du télescope. Si l'on veut avoir une fente projetée de $30\mu\text{m}$, il faut que le spectrographe soit un réducteur focal de $\gamma = 1/3$, soit de $f/6$ vers $f/2$.

Si l'on revient vers l'objectif de chambre, à $f/2$ et $f = 400\text{mm}$ on remarque que l'objectif doit avoir $f = 200\text{mm}$ et par conséquent, le réseau R2 qui a

200mm de hauteur de trait doit avoir 400mm de long. C'est déjà une belle pièce, et fort coûteuse. Toutes choses égales par ailleurs, la taille des réseaux croît comme le diamètre des télescopes et l'on doit recourir à des mosaïques de réseaux (R2 **Gecko** du CFHT, R4, encore plus coûteux, dans **UVES au VLT**).

Une des façons de contourner ce problème est de monter un dissecteur d'image ou "slices" à la place de la fente qui découpe le disque de "seeing" en 4 à 6 portions de fente, alignées les unes au-dessus des autres. Des dissecteurs de Bowen-Walraven sont notamment montés sur CAFE au CFHT, Narval au TBL, etc.

Si l'on reprend l'équation des réseaux en montage Littrow, soit :

$$2\sin i = nk\lambda,$$

on s'aperçoit que pour un réseau donné, i et n sont fixes et donc, le produit $k\lambda$ est tel que :

$$k\lambda = \text{Cte}$$

et

$$k_1 \cdot \lambda_1 = k_2 \cdot \lambda_2.$$

Ainsi,

$$\frac{\lambda_1}{\lambda_2} = \frac{k_2}{k_1}.$$

On a donc, dans une même direction, différentes longueurs d'ondes, provenant d'ordres différents. Pour les spectrographes ayant des réseaux travaillant dans le premier ordre, qui de ce fait ont un grand nombre de traits et une luminosité médiocre, il n'est pas nécessaire de séparer les ordres. Pour les réseaux "blazés", il faut trier les ordres avec un filtre ou un mono-chromateur, ou mieux, les utiliser pour construire un spectrographe à dispersion croisée.

Dans les spectrographes à dispersion croisée, on introduit une deuxième dispersion du spectre, dans la direction perpendiculaire à la dispersion principale. Cette deuxième dispersion, de faible valeur, permet de placer les différents ordres du réseau les uns au-dessus des autres, et augmenter ainsi le domaine spectral couvert simultanément, tout en conservant une grande luminosité dans chaque ordre. Dans cette configuration, le dissecteur d'image ne peut être utilisé que si les ordres sont assez espacés pour accepter une fente équivalente de la hauteur des "slices". Le

spectrographe MUSICOS, couplé par fibre optique au télescope de Lyot de 2m du Pic du Midi (T2M), était de ce type.

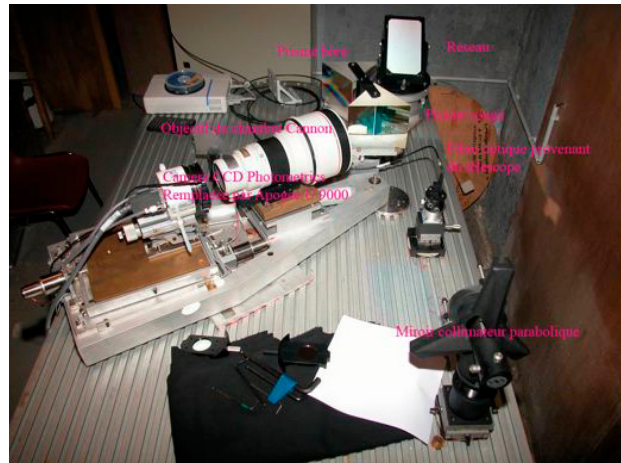


Figure 14 : Spectrographe MUSICOS, à dispersion croisée, conçu au DAEC pour équiper plusieurs observatoires, au moindre coût. Il est couplé au télescope par fibre optique. Sa résolution spectrale est de 30 000. Il a un réseau R2, un collimateur parabolique et son objectif de chambre est un objectif commercial de la marque "Canon". La dispersion croisée est obtenue par un train de deux prismes commutables, un "bleu" et un "rouge". Il a été utilisé sur le télescope Lyot, de 2m, du Pic-du-Midi. Un exemplaire est actuellement en fonctionnement, sous la responsabilité d'Astroqueyras, au Pic de Châteaurenard, à Saint-Véran.

2- Spectrographie "multi-objets"

Lorsque des études statistiques utilisant les spectres d'un grand nombre d'objets sont apparues comme un besoin vital, notamment en cosmologie, il a fallu trouver un moyen d'observer le plus grand nombre d'objets simultanément. D'autant plus, que pour l'observation d'objets faibles et lointains, ce sont les télescopes de 4m et de 10m qui sont le plus sollicités. Deux types de spectrographes multi-objet ont été développés:

Spectrographes à masques

Les spectrographes à masques permettent une spectrographie à basse résolution d'objets comme des galaxies lointaines, donc faibles, dont les coordonnées, sur le ciel, sont mal connues. Ils utilisent des grisms comme éléments disperseurs pour que le spectrographe soit en ligne. Ainsi, en enlevant le grism, il est possible de faire une image de la région du ciel, dont on prendra ensuite le spectre des objets qui y sont contenus. A partir de

cette image, on crée un masque dans lequel des fentes sont réalisées par perforation, à l'aide d'un laser piloté par ordinateur. La nuit suivante, il suffit de viser le champ qui a permis la réalisation du masque et chaque mini fente produira un spectre. Cette technique permet d'enregistrer jusqu'à plusieurs centaines de spectres à la fois. Les objets, qui sont souvent plus faibles que la brillance du ciel, bénéficient d'une excellente soustraction du ciel entourant l'objet. Le premier instrument de ce type mis à la disposition de la communauté française était le MOS/SIS du 3,60m CFHT.

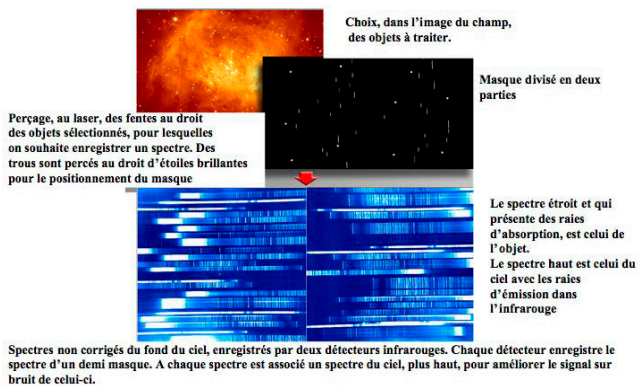


Figure 15 : Spectrographe multiobjets à masques du télescope de 8m SUBARU.

Spectrographes à fibres optiques

Les spectrographes à fibres sont installés, à poste fixe, mais couplés au télescope par une fibre optique. Dans le cas de spectrographes mono-objets, le spectrographe peut-être lourd et stable et se connecter facilement au foyer d'un télescope. De plus, la liaison par fibre optique est plus performante qu'un train de miroirs (CAFE au CFHT). Mais la percée la plus significative des spectrographes à fibres est la spectrographie multi-objets dans un grand champ, qui n'est pas accessible aux spectrographes à masques dont le champ d'observation ne peut dépasser la taille du détecteur. Au foyer du télescope est installé un manipulateur de fibres optiques qui positionne une fibre sur chaque objet à observer et une autre sur le ciel contigu. Le champ que l'on peut exploiter, dans ce cas, est celui du télescope. En sortie, toutes les fibres sont rassemblées en ligne, formant une fente d'entrée de spectrographe. Dans le plan focal du spectrographe, les spectres sont alignés les uns au-dessus des autres et chaque spectre correspond à un objet. Le premier spectrographe de ce type, qui utilisait un manipulateur à bras, est MEFOS, qui était monté au foyer primaire du télescope de 3,60m

de l'ESO et qui permettait l'observation de 29 objets dans un champ d'un degré.

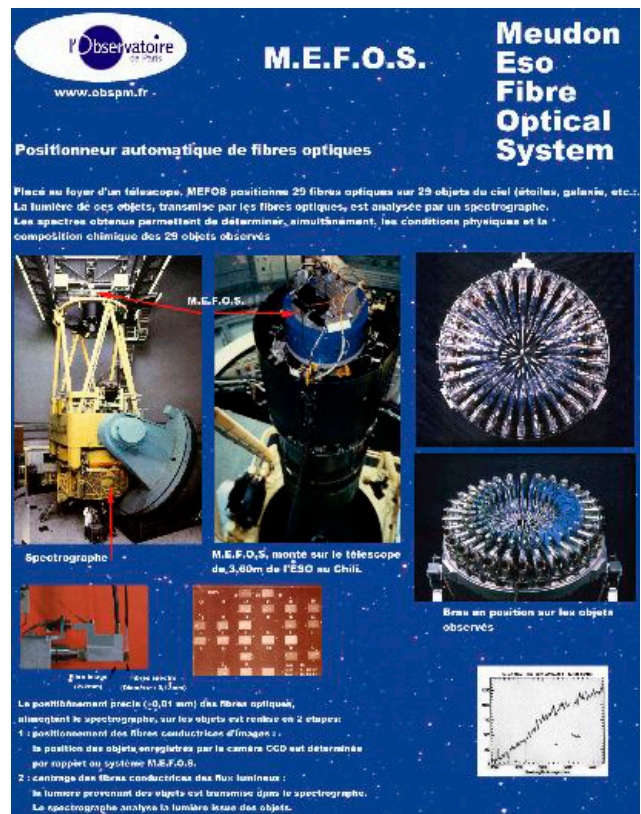


Figure 16 : Spectrographie à l'ESO avec le manipulateur à fibres MEFOS

Spectrographie par fibres optiques, en astronomie

Bien que très pratiques, les fibres optiques doivent être utilisées avec beaucoup de précautions. Plusieurs contraintes doivent être prises en compte, si l'on veut éviter de grandes déceptions.

Pour la spectrographie, il est indispensable d'utiliser des fibres multi-modes, à saut d'indice, avec un cœur en silice et une gaine d'indice en silice dopée. Le diamètre des fibres doit être choisi en fonction du télescope et de la qualité de seeing du site. Il faut se souvenir que les fibres "brouillent" la distribution du faisceau d'entrée. C'est-à-dire, que, quelle que soit le diamètre du faisceau d'entrée d'une fibre, en sortie, c'est toute la fibre qui est éclairée. Cette propriété est mise à profit pour la stabilité des spectrographes à très haute résolution, utilisés pour la recherche de planètes extrasolaires. Cela veut dire que si l'image d'une étoile, projetée à l'entrée d'une fibre, est plus petite que le diamètre de celle-ci, en sortie, c'est tout le diamètre qui est éclairé. Or, c'est la sortie de fibre qui tient lieu de fente de spectrographe et impose la résolution et,

par conséquent, doit être du plus petit diamètre possible. On trouve difficilement des fibres silice/silice, seules utilisables pour des longueurs de plusieurs mètres, d'un diamètre inférieur à 50µm.

La transmission en longueur d'onde de fibres silice/silice est excellente dans le visible, jusqu'à des longueurs de fibres de quelques dizaines de mètres. Elle baisse dans le bleu et chute fortement dans le violet. Dans l'infrarouge, des fibres spéciales, dopées au zirconium ou aux halogénures, ont aussi été développées, pour des applications spéciales.

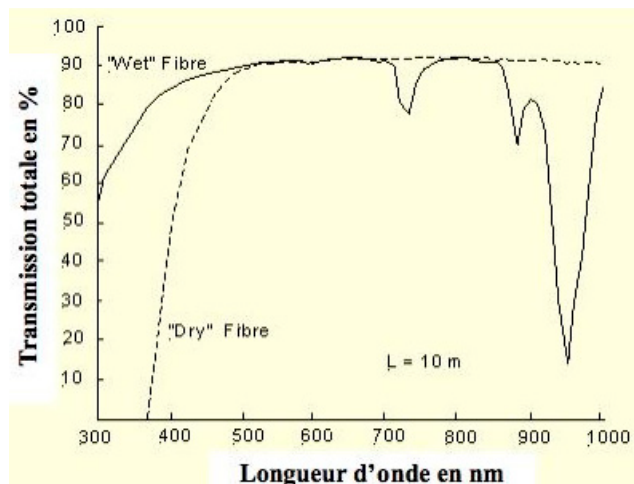


Figure 17 : Transmission des fibres en fonction de la longueur d'onde. Les fibres "Dry" sont recommandées pour le visible et les fibres "Wet" pour le bleu. Les réflexions aux extrémités sont prises en compte, à hauteur de 8%, ce qui donne une transmission de la silice seule de 98% dans le visible.

La dégradation d'ouverture des fibres, due à des imperfections infimes de la surface de séparation, entre l'extérieur du cœur et la gaine d'indice, génère une sur-ouverture de sortie de la fibre. Ce phénomène est d'autant plus important que l'ouverture d'entrée est plus faible. Jusqu'à des ouvertures de $f/4$ ou $f/5$, on peut considérer la fibre comme ne modifiant que peu de choses. Il est donc impératif de monter un réducteur focal à la sortie d'un télescope dont l'ouverture est plus faible que ces valeurs.

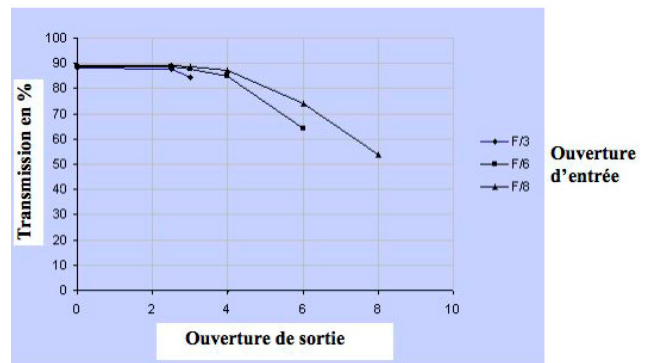


Figure 18 : Dégradation d'ouverture des fibres optiques (ou FRD pour "Focal Ratio Degradation"). Dans les courbes présentées, les réflexions Fresnel, de 4% par face, sont comprises, ce qui donne une limite de transmission de 90%, sans traitement antireflet des faces. On constate que l'ouverture de sortie est toujours supérieure à l'ouverture d'entrée et cela d'autant plus que l'ouverture d'entrée est plus fermée. D'où l'intérêt d'entrer à $f/6$ et de sortir à $f/4$, soit une transmission de plus de 85%.

En revanche, monter une fibre optique au foyer primaire direct ou au foyer Newton d'un télescope, est une excellente solution, surtout que celle-ci n'introduit pratiquement pas d'obstruction centrale. C'était le cas de MEFOS, au foyer primaire du télescope de 3,60m de l'ESO, ouvert à $f/3,8$.

L'utilisation des fibres optiques en spectrographie par les astronomes amateurs est peu rentable, pour des télescopes de faible diamètre. En effet, un télescope classique d'amateur possède un diamètre $\varnothing 25\text{cm}$ et une ouverture de $f/10$. Pour éviter une dégradation d'ouverture importante, il faut lui coupler un réducteur focal, ramenant celle-ci au moins à $f/6$. Dans ce cas, la seconde d'arc vaut $7,5\mu\text{m}$ et sa taille est très petite devant le diamètre de $50\mu\text{m}$ de l'entrée de fibre.

En revanche, pour des télescopes d'un diamètre voisin de 1m, à $f/6$, la fibre de $50\mu\text{m}$ couvre 3 secondes d'arc sur le ciel, ce qui est en bon accord avec la turbulence atmosphérique des sites moyens.

Remerciements. Je tiens à remercier tout particulièrement Jean Czarny, IR CNRS Honoraire, pour sa lecture attentive du manuscrit et ses nombreuses suggestions ainsi que Jacques Boussuge et Xavier Campi, de l'Association Astroqueyras, pour la pertinence de leur commentaires.