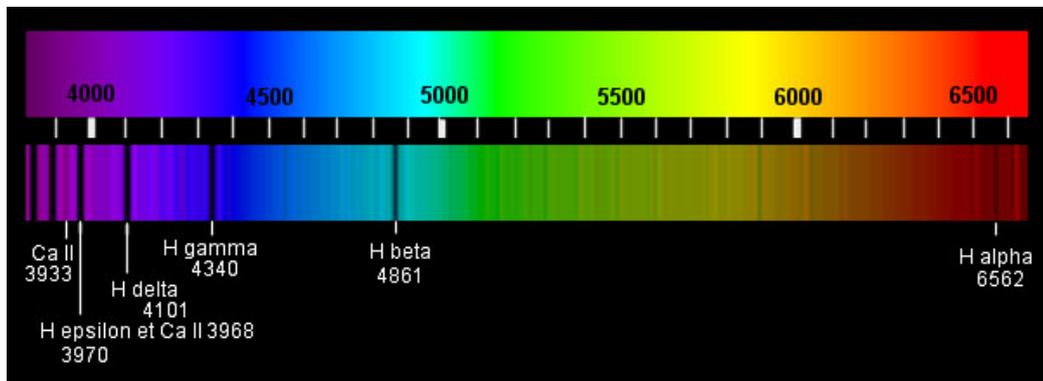


Les spectres en astronomie

DERO Vincent - MASUHR Jessica

1 Introduction

Nous avons choisi ce sujet sur les propriétés et les applications des spectres pour illustrer leur importance fondamentale. Tant au niveau de la recherche ou de la simple observation astronomique amateur, les spectres sont omniprésents. Ils offrent de précieuses informations et sont ainsi en astronomie un moyen d'observation incontournable. Cette science, par la force des choses, s'est développée et prend son origine dans l'observation de l'univers. Observation qui, depuis toujours, repose sur la lumière. Ainsi la lumière acquiert un caractère fondamental : comprendre les mécanismes de production, de diffusion, de réaction avec la matière de celle-ci est un défi très important. Sans quoi l'astronomie par exemple ne serait pas grand chose...



Spectre d'absorption de l'étoile Sirius.

2 Qu'est-ce qu'un spectre ?

Un spectre est un ensemble de raies qui proviennent de l'excitation d'un élément. Quand on fournit de l'énergie à un atome, ses électrons périphériques peuvent "sauter" sur une orbite de plus grande énergie. Si c'est le cas, on

dit que l'atome est excité. Comme le temps de vie de cet atome est très faible, l'électron reviendra sur sa couche de départ en émettant une énergie E sous forme lumineuse (donc en émettant une onde électromagnétique à une certaine longueur d'onde λ).

Cette énergie émise dépend des orbites entre lesquelles le saut de l'électron a lieu. Une orbite est associée à un entier (n) appelé nombre quantique principal. Prenons l'exemple de l'atome d'hydrogène, qui constitue le cas le plus simple. Supposons que l'électron est à l'équilibre sur son orbite que celle-ci est circulaire, on a que :

$$\frac{mv^2}{R} = \frac{e^2}{R^2}$$

(égalité entre la force centripète et la force coulombienne). De plus, le moment angulaire est quantifié selon :

$$L = mvR = \kappa h$$

où h est un nombre réel. L'énergie est donnée par :

$$E = \frac{mv^2}{2} - \frac{e^2}{R}$$

En prenant ces trois équations, on trouve que : $E_\kappa = -\frac{me^4}{2\kappa^2h^2}$ ($\kappa = \frac{n}{2\pi}$, où n est un entier). Donc soit i le nombre quantique principal de l'orbite finale et soit k le nombre quantique principal de l'orbite initiale, donc à l'orbite i est associée une énergie

$E_i = -\frac{me^4}{2i^2h^2}$ et, pour l'orbite k : $E_k = -\frac{me^4}{2k^2h^2}$ et donc le saut de l'électron donne une énergie égale à :

$$E_i - E_k = \left(\frac{me^4}{2h^2}\right)\left(\frac{1}{k^2} - \frac{1}{i^2}\right)$$

où E est l'énergie rayonnée
 m est la masse de l'électron
 h est la constante de Planck ($6,6256 \cdot 10^{-34} Js$)

L'énergie E de ce saut électronique est libérée sous forme d'un rayonnement lumineux de fréquence ν selon :

$$E = h\nu = h\frac{c}{\lambda}$$

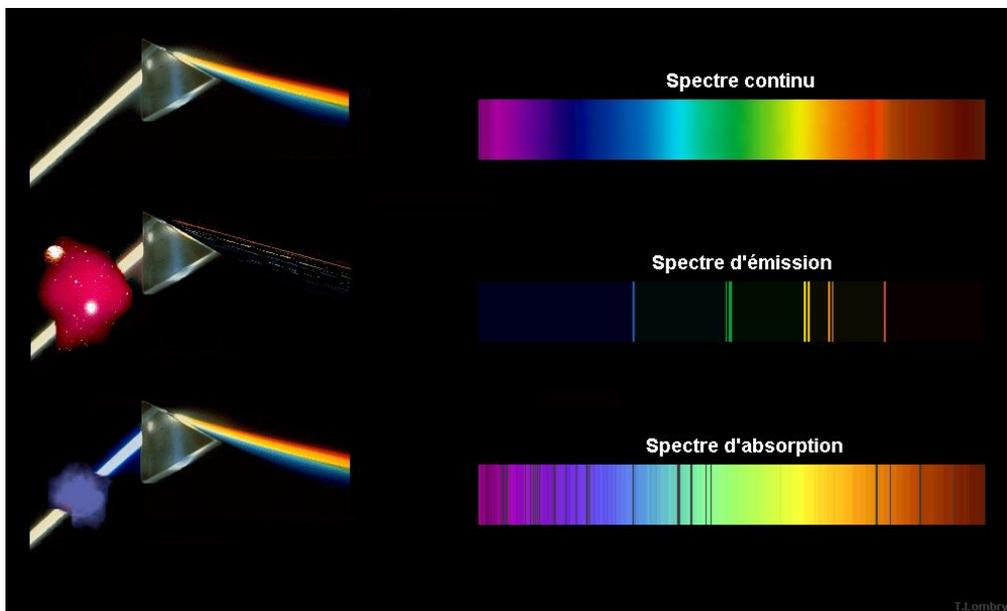
où ν est la fréquence du rayonnement émis (en $\text{Hz} = \frac{1}{\text{s}}$),
 λ est la longueur d'onde (en m) et h est la constante de Planck

(rappelons que $\lambda\nu = c$ où λ est la longueur d'onde associée à un rayonnement de fréquence ν)

La lumière émise par un corps est donc composée de toutes les fréquences ν qui proviennent de ces sauts.

Distinguons deux cas de spectres :

- le spectre d'émission, comme on peut l'observer en prenant une lampe à mercure, est constitué de raies lumineuses sur un fond noir. Les longueurs d'onde de ces raies sont directement liées (voir plus haut) aux niveaux d'excitation des électrons de l'atome émettant ce spectre.
- le spectre d'absorption est formé d'un fond lumineux sur lequel se superposent des raies plus sombres. Le fond lumineux est un rayonnement caractéristique d'un corps noir (voir suite). Les raies sont dues à l'absorption par l'élément de la lumière qui le traverse. C'est ce que nous voyons en regardant par exemple le spectre du soleil.



3 Comparaison de deux spectres

Voici deux spectres qui représentent le flux lumineux entre les longueurs d'onde 4850 \AA et 4880 \AA ($1 \text{ \AA} = 10^{-10} m$) pour deux étoiles de notre galaxie. Le soleil, de type spectral G, est une étoile typique dans notre galaxie. A ce type spectral est associée une température de surface d'environ 6000 degrés.

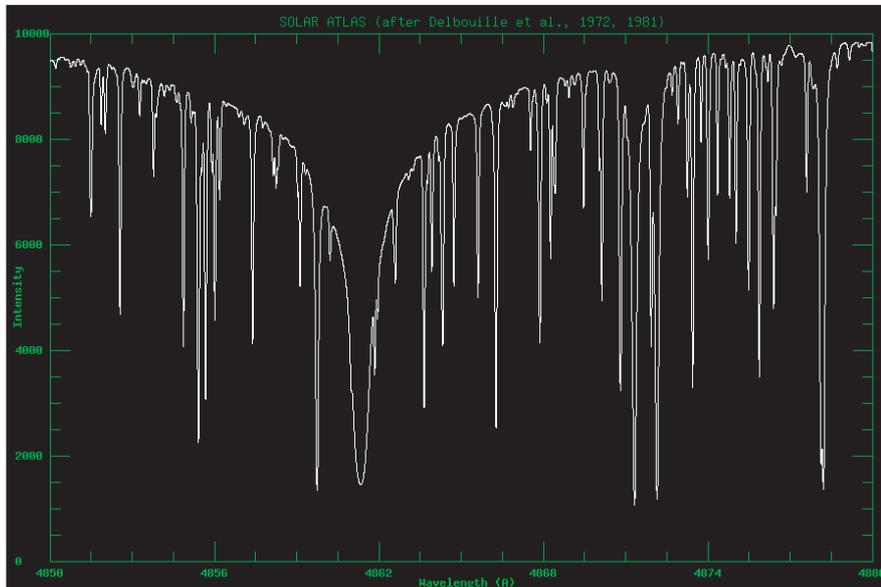
Considérons le spectre pris entre 4850 \AA et 4880 \AA d'une étoile CH - pris par le VLT (Very Large Telescope) de l'ESO (Observatoire Européen Austral) situé sur une montagne au Chili. L'étoile est située dans le halo autour de notre galaxie et elle s'est formée aux tout premiers moments de la galaxie. Les éléments plus lourds que le fer (le fer compris) n'étaient alors guère abondants, car le processus principal de formation de ces composés se passe quand une étoile supernovae explose. La température grimpe et permet à ce type d'éléments de voir le jour. L'étoile libère alors sa matière, riche en métaux, dans le milieu interstellaire. A ce moment là, très tôt dans l'évolution de la galaxie, peu d'étoiles ayant atteint le stade de supernovae, le milieu dans lequel l'étoile s'est formée contenait dès-lors très peu de métaux lourds.

Voilà pourquoi les raies de Fe de cette étoile sont peu intenses.

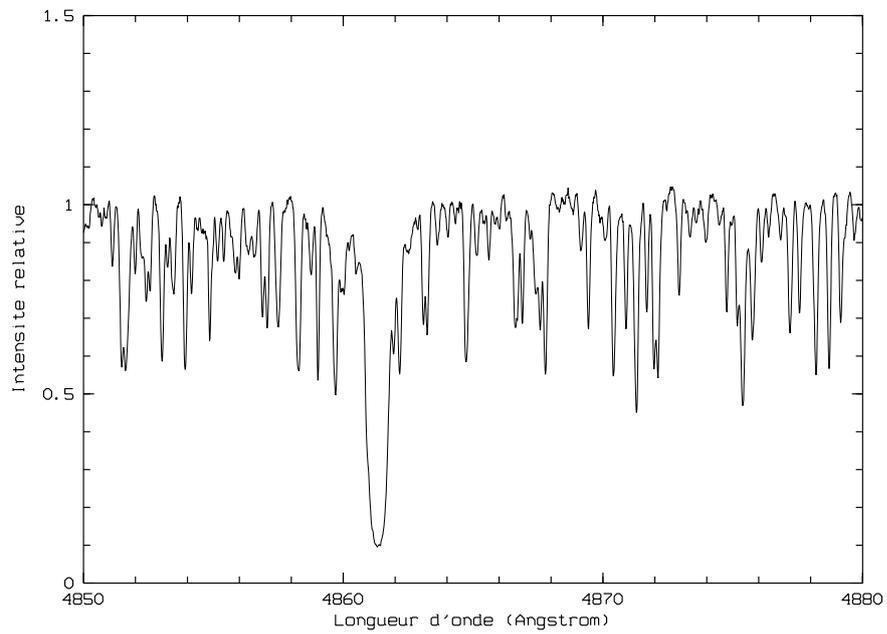
Sur les spectres du soleil et de l'étoile CH, nous observons une raie importante : c'est la raie due à l'hydrogène H_β . ($4861,5 \text{ \AA}$). Elle est très intense car la proportion d'hydrogène dans les deux étoiles dépasse les 70 %, comme c'est le cas pour de nombreuses étoiles.

Ensuite on peut voir deux raies métalliques, les raies Fe I ($4871,318 \text{ \AA}$) et Fe I ($4872,138 \text{ \AA}$). Elles sont beaucoup plus intenses pour le soleil que pour l'étoile CH, ce qui confirme bien la pauvreté de cette étoile en fer.

Une étude de la largeur de la raie de l'hydrogène donne la température de l'étoile : plus celle-ci est large, plus l'étoile est chaude (voir suite). On voit bien ici que le soleil est plus chaud que l'étoile CH, car sa raie H_β est la plus large (le soleil : 6000 degrés et une géante rouge : 4000 degrés).



Spectre du soleil



Spectre de l'étoile CH

4 Quelques propriétés des spectres

1) Ils donnent lieu à des indications primordiales sur la nature du corps traversé par la lumière. Chaque élément possède en effet ses propres raies spectrales, et, en ce sens, on peut tabuler les raies spectrales de tous les éléments qui existent. Si l'on regarde une étoile, on capte la contribution de tous les éléments qui la composent (ou plus précisément, qui composent son atmosphère). On peut alors étudier les éléments et leur abondance (plus les raies sont profondes et plus l'élément est abondant dans l'étoile). Ceci permet d'analyser par exemple la composition d'un nuage d'éléments en examinant la lumière qui le traverse (spectre d'absorption). Par exemple on pense qu'il y a dans l'univers près de 75 % d'hydrogène, 20 % d'hélium, etc.

2) La largeur d'une raie donne des indications précieuses sur la température du corps regardé. La relation entre la largeur de la raie ($\Delta\lambda$) et la température T de l'atome s'écrit :

$$\Delta\lambda = \frac{\lambda_o}{c} \left(\frac{2kT}{m} \right)^{\frac{1}{2}}$$

où λ_o est la longueur d'onde de la raie
m est la masse de l'atome qui produit la raie

Cette température T est nommée température cinétique. Plus elle est élevée, plus la raie est large. Elle est à comparer avec la température donnée par la loi de Wien (voir suite).

3) Le décalage vers le rouge (ou effet Doppler) est une stupéfiante application des spectres. Soit un observateur étudiant la lumière envoyée par une source en mouvement. La longueur d'onde λ que reçoit l'observateur vaut :

$$\lambda = \lambda_o \left(\frac{v+c}{c} \right)$$

où v est la vitesse séparant l'observateur et la source
c est la vitesse de la lumière
 λ_o est la longueur d'onde initiale envoyée par la source

Pour un spectre étudié, si les vitesses de l'observateur et de la source diffèrent d'une grandeur v, alors les raies observées λ qui correspondent au signal observé se sont déplacées par rapport aux raies λ_o du spectre initial.

Pour des objets qui s'éloignent de l'observateur, ce déplacement s'effectue toujours vers le rouge (vers des longueurs d'onde plus grandes) d'où le terme « décalage vers le rouge ». On peut donc retrouver la vitesse v à partir du décalage de la longueur d'onde.

C'est grâce à cela qu'on a pu voir que toutes les galaxies s'éloignaient de nous, et ce proportionnellement à leur distance relative. C'est la fameuse loi de Hubble :

$$d = vH$$

où v est la vitesse relative de la galaxie
 H est la constante de Hubble
 d est la distance relative

Pour l'instant la valeur même de cette constante de Hubble est très floue : l'erreur sur cette constante est de l'ordre de 50 pourcents.

Cette découverte surprenante a conduit à considérer que l'univers pourrait avoir son origine en un seul point, qui aurait "explosé" en libérant toute la matière de l'univers. C'est le modèle du Big-Bang.

Une valeur de H conduit à trouver "l'âge de l'univers". Ainsi la détermination de H est un problème de grand intérêt. Cette valeur oscille pour l'instant entre 10 et 20 milliards d'années.

Une autre application de l'effet Doppler est une relation intéressante en astronomie : considérons une galaxie à une certaine distance d de la terre. L'observateur va voir un décalage Doppler dû à la rotation des couches les plus externes de la galaxie autour d'elle même.

Ainsi, en considérant la matière (qui gravite autour du centre) avec une vitesse parallèle à l'observateur, on a que le décalage de cette matière par rapport au centre de la galaxie est égal au décalage spectral observé sur la matière moins le décalage Doppler du centre de la galaxie qui s'éloigne de la terre (redshift). Ce décalage relatif de la matière qui gravite par rapport au centre galactique fournit la vitesse tangentielle v de la matière par rapport au centre galactique. Or on a que

$$\frac{v^2}{r} = \frac{GM}{r^2}$$

où G est la constante de gravitation universelle
 M est la masse de la galaxie
 r est la distance relative au centre galactique

Ce qui, à M fixé, donne une relation entre la valeur de l'éloignement au centre (r) et la valeur de v obtenue par l'effet Doppler. De cette façon on peut approcher des distances internes aux galaxies.

5 Le soleil

Le spectre du soleil peut paraître étrange : c'est un spectre d'absorption. En fait le fond continu produit par le soleil est produit par les couches les plus centrales du soleil. Et les raies d'absorption sont produites par les gaz de la photosphère (la partie la plus externe du soleil). Ces gaz, plus froids que les parties centrales, vont donc absorber certaines longueurs d'onde de ce fond continu. D'où les raies sombres. Ce fond continu est approximativement le rayonnement d'un corps noir à une température approchant les 6500 K (voir suite), c'est pourquoi il est prépondérant dans la lumière jaune. En regardant ce spectre, on peut donc déterminer l'abondance et la température cinétique de la photosphère du soleil (et pas du soleil entier).

6 Comment fait-on pour obtenir un spectre ?

On utilise un spectrographe qui analyse les différentes composantes de la lumière et donne l'intensité en fonction de la longueur d'onde.

Le spectrographe est un dispositif optique constitué de lentilles qui rendent le faisceau de lumière produit par la source (l'étoile) parallèle, et d'un réseau (plaque rayée de stries) qui diffracte le rayon lumineux en ses composantes fréquentielles. A la sortie du réseau, chaque composante de longueur d'onde λ est diffractée selon un angle qui dépend de λ :

$$\sin\phi = n\lambda$$

où λ est la longueur d'onde de la contribution lumineuse
 ϕ est la valeur de l'angle en radians

n est le nombre de stries par mètre

Cette relation est valable pour le premier ordre de diffraction, les autres ne nous intéressent pas ici.

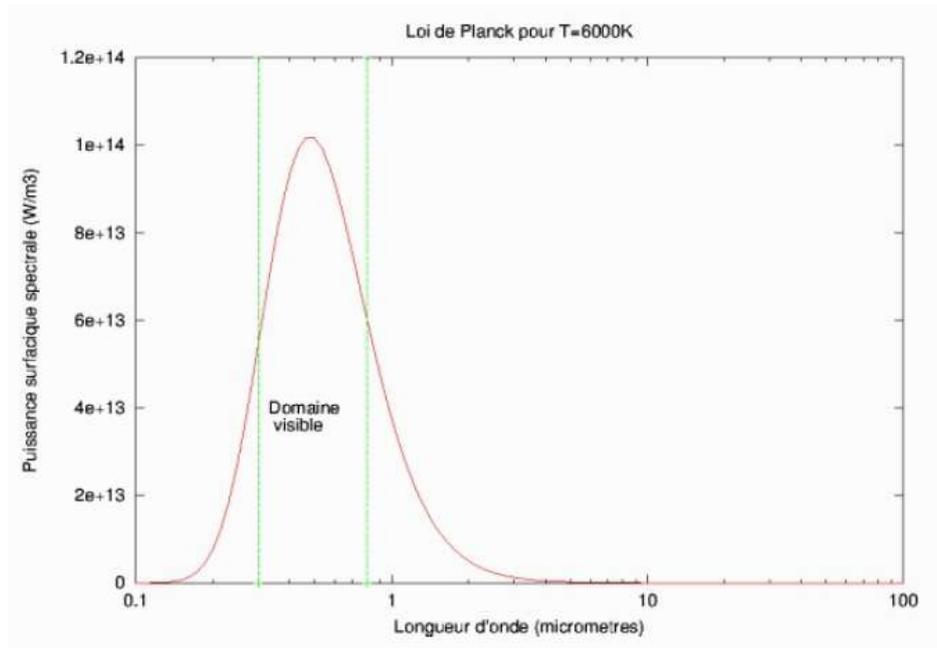
Cet angle ϕ est en fait l'angle solide que forme le rayonnement de longueur d'onde λ par rapport à l'ordre 0 (perpendiculaire à la surface du réseau). En relevant cet angle solide on peut donc savoir à quelle longueur d'onde correspond la raie que l'on observe.

7 Le corps noir

Un corps noir est une cavité fermée contenant un gaz de photons en équilibre thermique avec un thermostat. Le rayonnement émis par le corps noir est un modèle d'émission lumineuse : si l'on prend l'intensité i en fonction de la fréquence ν de la lumière émise et de la température T , on observe typiquement une courbe en cloche :

$$i(\nu) = \frac{2h\nu^3}{c^2 e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1}$$

où k est la constante de Boltzmann ($1,3810^{-23}$ J/K)
 c est la vitesse de la lumière ($2,9910^8$ m/s)
 h est la constante de Planck



Ce rayonnement caractéristique ne dépend que de la température de la cavité, et est totalement indépendant de la composition de la paroi. On remarque aussi qu'il est continu et ne présente donc pas de raies. On retrouve ce rayonnement dans de nombreux cas : le fond continu des étoiles, les ampoules à filaments, etc.

Le maximum d'intensité est lié à la température T du corps (c'est-à-dire du corps noir) selon la loi de Wien (loi qui découle de la courbe de Planck) :

$$\lambda_{max} T = 0,289710^{-2} \text{m.K}$$

où λ_{max} est la longueur d'onde où le rayonnement est le plus intense

Ainsi, par exemple, le soleil, dont la surface peut être considérée comme un corps noir, envoie une lumière jaune. On peut donc penser que son maximum d'émission est donc situé dans la couleur jaune (550 nm), ce qui donne

une température égale à 6000°C.

Nous avons fait "testé" cette loi avec une ampoule à tungstène : comme le rayonnement émis par l'ampoule est du type corps noir, on peut observer les effets de la loi de Wien. Ainsi si on met une différence de potentiel de 220 volts sur l'ampoule, le filament atteint une température d'environ 2000K (effet Joule). A ce stade, en observant son rayonnement à travers le spectrographe, on voit un spectre continu contenant du bleu. En diminuant la différence de potentiel, l'effet Joule étant moins important, la température du filament baisse et on peut voir que le spectre va vers le rouge, c'est-à-dire que le bleu disparaît.

La loi de Wien donne donc une relation entre la couleur et la température d'une étoile. Ainsi une étoile rouge est froide (3000 °C) et une étoile bleue est chaude (10000°C). Voici un petit tableau présentant quelques types d'étoiles et leurs caractéristiques principales :

Type	Température	Couleur	Elément prédominants
O	30 000 K	Blanc-Bleu	Atomes fortement ionisés (hélium, silicium)
B	20 000 K	Blanc-Bleu	Raies de l'hydrogène et de l'hélium neutre
A	10 000 K	Blanc	Prédominance des raies de l'hydrogène. Apparition du calcium ionisé et neutre
F	7 000 K	Blanc-Jaune	Raies du calcium et de métaux ionisés. Affaiblissement des raies d'hydrogène
G	6 000 K	Jaune	Calcium ionisé. Disparition des raies d'hydrogène. Quelques métaux ionisés
K	4 000 K	Orange	Calcium ionisé. Intensification des raies de métaux neutres (fer)
M	3 000 K	Rouge	Bandes moléculaires de l'oxyde de titane : TiO

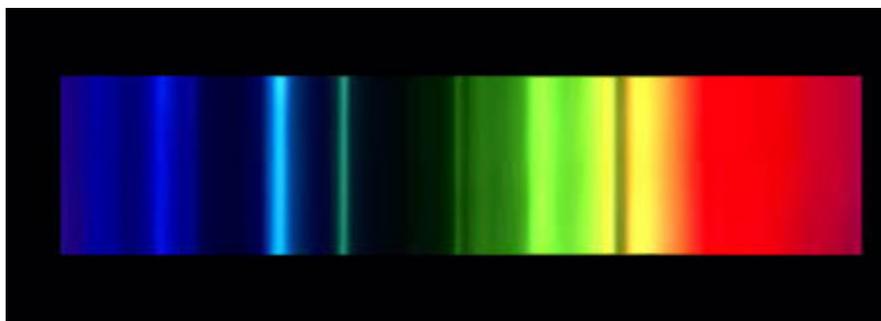
8 Nos expériences

Nous avons montré le spectre :

- d'une lampe au mercure,
- d'une lampe au sodium,
- d'une ampoule à tungstène dont on faisait varier l'intensité du courant et donc la température du filament.

Pour ce faire, nous avons utilisé un dispositif constitué d'une part de la lampe en question munie d'une fente et d'autre part d'une lentille au quartz (qui laisse passer les ultraviolets contrairement au verre qui les arrête) pour rendre les rayons lumineux parallèles. Enfin un réseau diffractait la lumière émise par la lampe en toutes ses longueurs d'ondes (nous avons utilisé un réseau de 1000 stries par mm pour obtenir une dispersion assez importante, car plus le nombre de stries est élevé, plus la dispersion est grande).

Ainsi nous avons montré sur l'écran, en comparant le spectre d'émission du sodium et celui du mercure, que ces deux spectres étaient bien différents et qu'il en allait de même pour tous les autres éléments. De cette façon on peut comparer un spectre à la "signature" d'un atome.



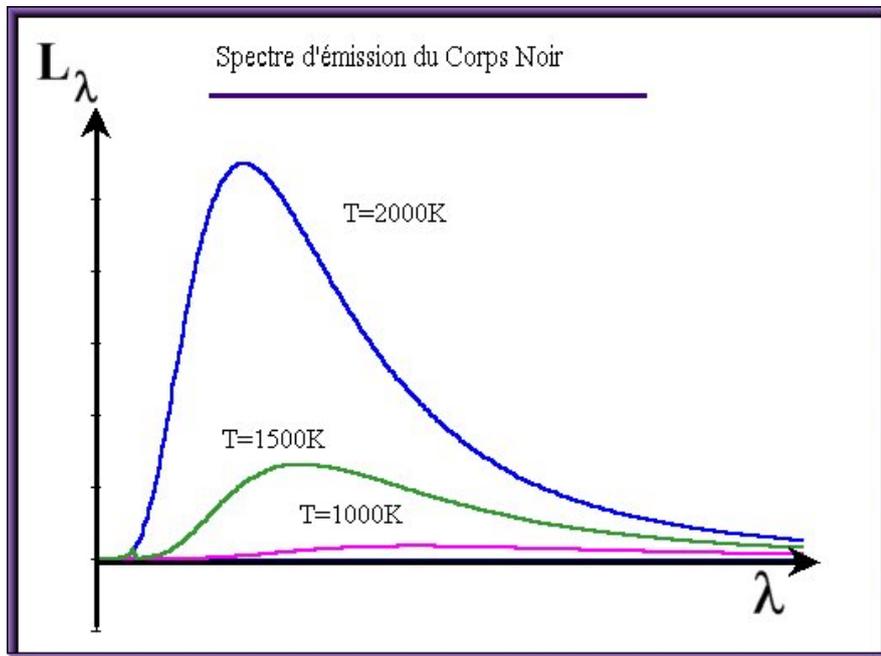
Spectre d'émission du sodium.



Spectre d'émission du mercure.

Ensuite, nous prenions la lumière émise par une ampoule à tungstène, que nous faisons passer par le même dispositif. Nous observions ainsi, quand le potentiel était au maximum, un spectre continu contenant tout le spectre visible. Ensuite, en diminuant le potentiel, donc la température, on pouvait voir la couleur bleue qui disparaissait petit à petit.

Avec cette expérience, nous illustrions le modèle du corps noir (plus précisément la loi de Wien, voir plus haut).



Courbe de Planck.

9 Conclusion

La spectroscopie est donc très importante en astronomie car elle permet de traiter des mines d'informations : composition et abondance de la matière, dynamique des corps, évolution de l'univers, ... C'est un outil plus qu'indispensable.

Table des matières

1	Introduction	1
2	Qu'est-ce qu'un spectre ?	1
3	Comparaison de deux spectres	4
4	Quelques propriétés des spectres	6
5	Le soleil	8
6	Comment fait-on pour obtenir un spectre ?	8
7	Le corps noir	9
8	Nos expériences	11
9	Conclusion	13

conseillers :
S. Van Eck - A. Jorissen

bibliographie :