

# L'observation astronomique en infrarouge

L. Vapillon

## I. Place à part de l'Astronomie

L'astronomie occupe dans le domaine des sciences une place unique dû à une particularité qu'elle est seule à posséder : il n'est pas possible d'agir sur l'objet que l'on étudie. On ne peut qu'observer. Et cette observation se fait par le moyen d'un seul phénomène physique. Toute l'information que nous possédons sur l'Univers qui nous entoure nous vient de la lumière que nous en recevons (à quelques très rares exceptions près concernant les planètes du système solaire sur lesquelles des instruments automatiques ont été déposés).

## II. La lumière

Précisons, en quelques mots ce qu'est la lumière. C'est un phénomène vibratoire - c'est donc une onde - désigné par les physiciens sous le nom de "rayonnement électromagnétique". Rayonnement car, à partir de la source, la lumière se répand dans tout l'espace de façon uniforme. Et électromagnétique, car ce rayonnement est composé de deux grandeurs physiques, l'une qui est un champ électrique et l'autre un champ magnétique. Ces deux grandeurs sont inséparables dans la lumière et interagissent l'une sur l'autre en permanence, ce qui provoque l'oscillation et la propagation, à une vitesse très voisine de 300.000 km/s (fig. 1).

Une des grandeurs physiques les plus importantes qui caractérisent un phénomène vibratoire est la longueur d'onde. C'est la distance parcourue par l'onde pendant le temps d'une oscillation complète.

Les scientifiques utilisent souvent une autre grandeur appelée la fréquence. Celle-ci est le nombre de vibrations qui se produisent dans l'intervalle de temps d'une seconde. C'est donc une grandeur inverse de la longueur d'onde. Plus la longueur d'onde est importante et moins la fréquence est élevée (et réciproquement).

Nous venons de dire que la lumière a une longueur d'onde. Il serait plus exact de dire qu'elle en a une infinité. En effet cohabitent dans la lumière toutes les longueurs d'onde comprises entre deux valeurs généralement assez éloignées l'une de l'autre et qui dépendent de la nature du phénomène responsable de l'émission. Ainsi, par exemple, dans la lumière visible, on trouve toutes les longueurs d'onde comprises entre 0,4 et 0,8 micromètre (millième de millimètre).

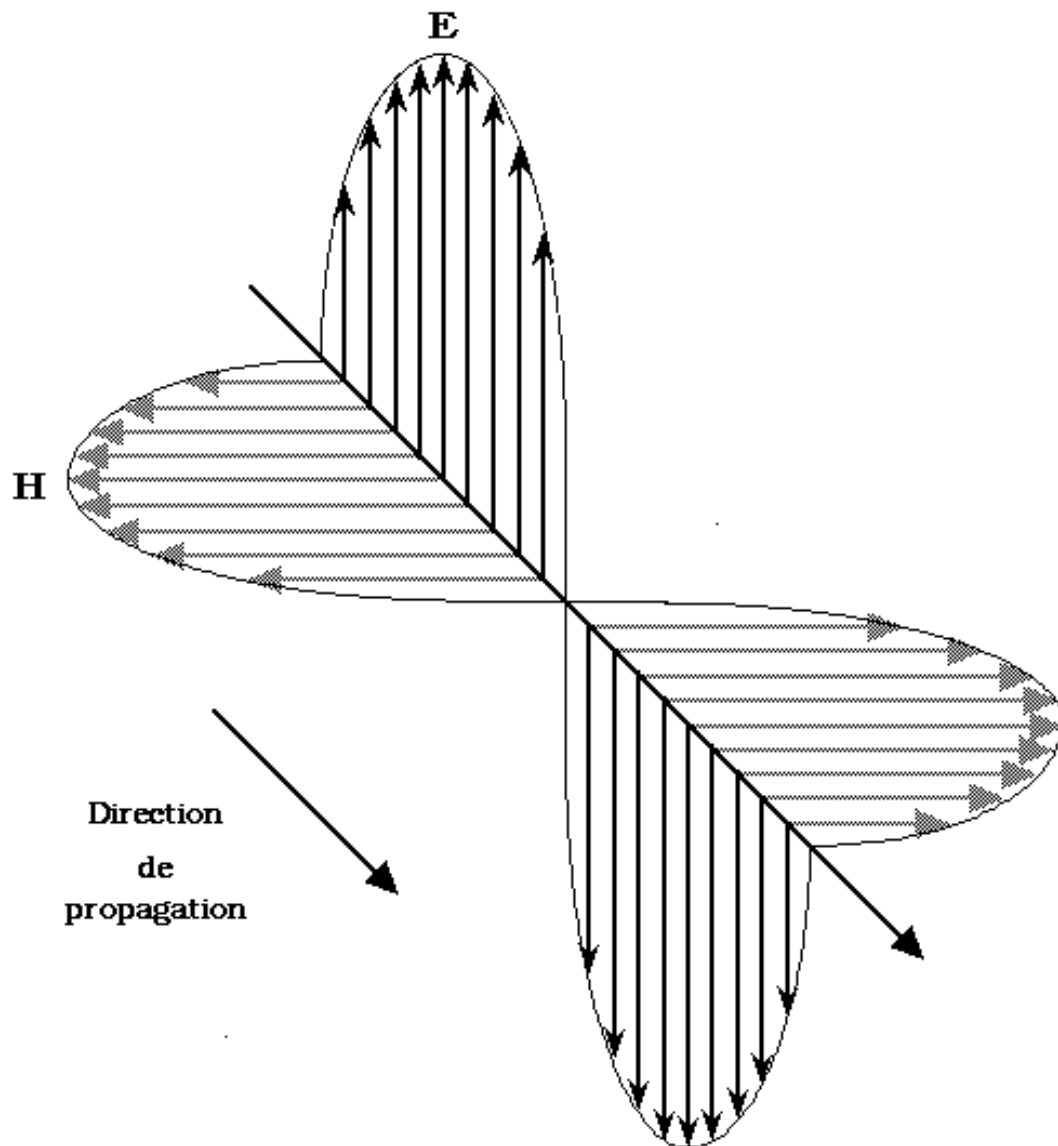
L'ensemble du domaine des longueurs d'onde est extrêmement vaste et s'étend depuis les ondes radio (les grandes ondes de ce domaine ont des longueurs d'onde de l'ordre du kilomètre) jusqu'au domaine des rayons gamma (rayonnement émis par les noyaux des atomes) avec des longueurs d'onde de l'ordre du millionième de millimètre. Il n'y a aucune discontinuité dans ce domaine ni différence de nature : il s'agit partout du même phénomène d'émission électromagnétique. La seule chose qui diffère, en fonction de la longueur d'onde, est la nature du phénomène responsable de l'émission (fig. 2)

A chacun de ces domaines de longueur d'onde, il sera nécessaire, pour leurs observations, de mettre en œuvre des moyens spécifiques. Dans tout ce qui suit, nous nous limiterons au domaine infra rouge.

## III. La configuration instrumentale type.

L'astronomie est multiple. Il n'y a pas une astronomie mais des astronomies. Ceci est vrai, aussi, du point de vue instrumental. Dans tous les cas, cependant, il y a une chose qui ne variera pas dans les équipements instrumentaux, c'est l'association de trois matériels, un collecteur, un dispositif d'analyse et un détecteur.

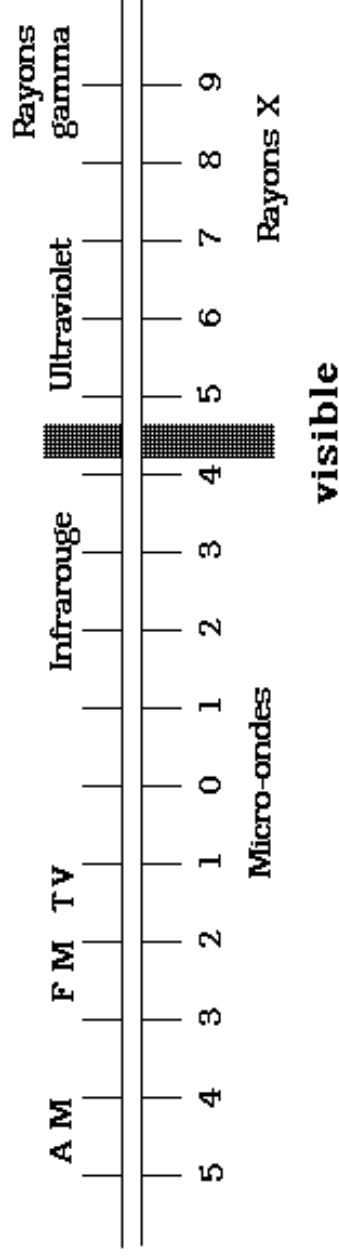
## Configuration du champ électromagnétique



E est le champ électrique

H est le champ magnétique

## Les radiations électromagnétiques



A gauche de la valeur zéro, les longueurs d'onde sont en puissances de 10  
 ( 1 = 10 cm, 2 = 100 cm, etc. )

A droite du zéro, l'échelle est en inverse de puissances de 10  
 ( 1 = 1/10 cm, 2 = 1/100, etc. )

## 1. Le collecteur

Le collecteur est, comme son nom l'indique, un instrument destiné à collecter la lumière. Ce sont les lunettes astronomiques d'autrefois et aujourd'hui les télescopes. Plus la lentille ou le miroir est grand et plus la quantité de lumière reçue est importante, ce qui permet de voir des objets de plus en plus faibles. Le premier de tous les collecteurs qui ait existé sur cette planète est l'œil humain. C'est parce que sa pupille est vraiment très petite que l'on a cherché (et réussi grâce à Galilée) à la remplacer par autre chose.

Galilée a réalisé la première lunette astronomique à la suite de la découverte des propriétés des lentilles en verre. Les lunettes ont été couramment utilisées jusqu'au début du XX<sup>ème</sup> siècle. Elles ont ensuite été supplantées par les télescopes (voir plus loin).

## 2. Le dispositif d'analyse

C'est lui qui va isoler le paramètre à mesurer. Il existe des dispositifs d'analyse standards utiles à de nombreux chercheurs comme, par exemple, les spectrographes. A côté de ces appareils standards, d'autres appareils sont développés, généralement par les équipes qui vont les utiliser, pour effectuer une observation bien particulière. A titre d'exemple, on peut citer tous les photomètres construits pour les observations de phénomènes exceptionnels tels-que les occultations d'étoiles par des objets proches de nous, généralement des objets du système solaire. Standard ou non, le dispositif d'analyse est toujours un instrument complexe et coûteux car il doit être très performant, donc travailler à la limite des performances de ses composants.

## 3. Le récepteur.

Le récepteur est placé derrière le dispositif d'analyse et mesure le paramètre sélectionné par celui-ci. Le premier récepteur utilisé fut, pour des raisons évidentes, l'œil. Notons son principal défaut, il n'est pas impersonnel ce qui signifie que chaque observateur interprète – inconsciemment – ce qu'il observe.

Avec l'invention de la photographie, l'astronomie dispose d'un tel récepteur. La plaque photographique possède sur l'œil bien d'autres avantages. On peut faire des poses, c'est-à-dire, accumuler de l'énergie dans les grains d'argent, ce qui donne accès à l'observation d'objets beaucoup plus faibles. Il n'est pas rare d'avoir des poses de plusieurs heures. Ceci est impossible pour l'œil qui travaille de façon instantanée. Cet avantage est particulièrement décisif en spectrographie où, à cause de la dispersion de la lumière en un grand nombre de longueur d'onde, on a, en chaque point de la plaque, beaucoup moins de lumière. Enfin on dispose d'un résultat d'observation mémorisé. On peut revenir au résultat d'une observation aussi souvent qu'on le désire.

Mais la plaque a aussi ses inconvénients. Elle ne fournit pas directement des grandeurs numériques. Il y a donc, dans la chaîne de traitement, une étape nécessaire pour obtenir le tableau de nombres auquel toute observation doit aboutir. Cette étape était réalisée à l'aide d'un appareil appelé microphotomètre. Il était constitué d'un spot (source ponctuelle) lumineux que l'on déplaçait au dessus de la plaque et d'un récepteur placé en dessous de la plaque, en face du spot, qui mesurait la variation de la lumière transmise à chaque instant par la plaque. Ce récepteur transformait les variations de lumière qu'il voyait en courant électrique et ce courant était enregistré sous la forme d'une courbe. Une dernière étape était la conversion de cette courbe en nombres. Différentes techniques ont été successivement utilisées, la plus ancienne et aussi la plus rudimentaire étant le double-décimètre.

Autre défaut de la plaque photographique, son incapacité à enregistrer loin dans l'infrarouge.

Tous ces défauts ont trouvé une solution dans un récepteur moderne connu sous le nom de C.C.D (ce qui signifie, en anglais, Coupled Charge Device et que l'on peut traduire par "dispositif à couplage de charge"). Vous voilà bien avancé! De quoi s'agit-il? Un CCD est, comme la plaque photographique, un récepteur bidimensionnel, destiné à l'imagerie. Les grains d'argent sont remplacés par de minuscules récepteurs à semi conducteur appelés pixels. Chaque

pixel enregistre chaque grain de lumière qui arrive sur lui sous forme de charge électrique. Comme avec la plaque photographique, il est donc possible de faire des poses. Les pixels sont disposés comme les cases d'un échiquier en rangs et en colonnes. Le nombre total de cases peut être très grand : les CCD d'un million de pixels sont aujourd'hui courants. Ces pixels ont une très grande sensibilité et peuvent également supporter, sans dommage, des éclaircissements importants. La grande force des CCD est leur souplesse d'utilisation. En effet, est inclus dans le CCD, sous forme de circuits intégrés, toute l'électronique qui permet de "lire" le nombre de charges de chaque pixel. Cette lecture est faite ligne par ligne et les valeurs correspondant à chaque pixel sont enregistrées sur un disque d'ordinateur. L'exploitation des données d'observation est ainsi immédiatement possible. Pour toutes ces raisons, les CCD ont, aujourd'hui, pratiquement remplacé tous les autres récepteurs.

A côté des récepteurs bidimensionnels destinés à faire des images dont nous venons de parler, il existe une autre catégorie fort importante, celle des récepteurs qui servent à enregistrer un paramètre qui varie au cours du temps. Dans cette catégorie, on trouve les bolomètres. Les bolomètres sont des sortes de thermomètres de luxe. Ce sont des récepteurs d'une extrême sensibilité. On comprendra mieux ceci quand on saura que les bolomètres sont sensibles à l'élévation de la température provoquée par la lumière qu'ils reçoivent des étoiles. Ces récepteurs servent, par exemple, à enregistrer au cours du temps les variations de l'éclat de certaines étoiles appelées précisément des étoiles variables.

#### IV. Les différents types d'observation

Ils sont très nombreux. On peut cependant les regrouper en trois types principaux.

Il est toujours intéressant et instructif de voir à quoi ressemblent les objets célestes qui nous entourent. C'est le but de l'imagerie astronomique. Bien sûr, celle-ci doit pouvoir être utilisée à des fins scientifiques. Elle doit donc se soumettre à des critères très stricts. Puisque nous avons déjà parlé de la longueur d'onde, précisons l'un de ces critères. Le domaine de longueur d'onde dans lequel sera réalisée l'observation devra être défini de façon précise afin de ne pas mélanger les phénomènes physiques que l'on cherchera à atteindre au moyen de l'observation. Généralement, ce domaine de longueur d'onde devra être assez restreint. On l'isolera au moyen de filtres, appropriés au domaine choisi.

Indiquons, également, que le récepteur devra lui aussi être adapté au domaine choisi.

Un autre type d'observations concerne toutes celles qui ont pour but l'étude d'objets dont la luminosité varie avec le temps. Les échelles de temps peuvent être très différentes, allant d'une fraction de seconde à plusieurs jours. Ici, on ne cherche plus à obtenir une image mais la valeur, à chaque instant, du flux d'énergie total rayonné par l'objet. Dans ce type d'observation, on fait porter tous ses efforts sur la grande précision de la mesure. Le récepteur utilisé dans ce type d'observations est un "bolomètre", système de très grande sensibilité capable de mesurer l'élévation de température engendrée par le flux à mesurer.

Enfin, comme nous l'avons déjà mentionné, on peut chercher à sonder, grâce à la spectroscopie, – nous verrons plus loin comment – la matière même des étoiles, des galaxies ou de tout autre objet stellaire. Dans ce but, tous les grands télescopes sont depuis longtemps équipés de puissants spectrographes optimisés, à la fois pour le télescope auxquels il sont dédiés et pour de nombreux domaines de longueurs d'onde. Ici aussi le détecteur doit être adapté au domaine de longueur d'onde.

#### V. Le domaine infrarouge

Ce qui suit ne concernera que le domaine infrarouge. En effet, le domaine visible a été abondamment étudié puisqu'il a été longtemps le seul auquel nous ayons eu accès - on ignorait même, autrefois l'existence des autres - Je n'en parlerai donc pas. Le domaine radio fait appel aux techniques des oscillateurs à très courte longueur d'onde pour lesquelles je n'ai aucune compétence. Il en est de même des domaines des rayons X et gamma.

## 1. La loi de Planck

La grande loi physique qui est prépondérante dans ce domaine est la suivante : Tout corps chauffé émet un rayonnement électromagnétique bien défini, dans un ensemble de longueurs d'onde qui ne dépend que de la température. Dite sous cette forme, tout physicien digne de ce nom est autorisé à hurler. Mais, pour notre propos, elle nous conviendra parfaitement. Par contre il est impératif de définir ce que nous entendons par température. Il ne s'agit pas des températures de la vie quotidienne, dont le zéro est défini comme la température de la glace fondante et le "cent" comme la température de l'eau à l'ébullition. Il s'agit de températures absolues mesurant le degré d'agitation des molécules composant le corps considéré. Dans cette échelle de température, le zéro des températures ordinaires correspond à 273 degrés absolus que l'on note 273 °K et que l'on prononce K ou Kelvin.

Pour chaque valeur de la température, cet ensemble de longueurs d'onde est représentable par une courbe qui a grossièrement la forme d'un chapeau de gendarme d'autrefois. Elle part de la valeur zéro pour une valeur de la longueur d'onde, croit jusqu'à une valeur maximum puis décroît, plus rapidement qu'elle a cru, pour retourner à la valeur zéro à une autre valeur de la longueur d'onde supérieure à la précédente. La valeur du maximum augmente si la température augmente et la position de ce maximum se déplace alors vers les longueurs d'onde plus courtes.

Dans le domaine visible, donc pour notre œil, l'impression sur la rétine sera grossièrement celle de la couleur correspondant au maximum de la courbe. Si nous observons attentivement le ciel à l'œil nu nous constatons que certaines étoiles apparaissent rouges alors que d'autres semblent être franchement bleues. De ce que nous avons dit précédemment, nous pouvons conclure que les étoiles bleues sont plus chaudes que les rouges (puisque le bleu a une plus courte longueur d'onde que le rouge) (fig. 3).

Cette courbe et la loi qu'elle représente, ainsi que la fonction qui exprime cette loi sont connues sous le nom de "loi de rayonnement du corps noir". Sous sa forme définitive, elle a été découverte par le physicien allemand Max Planck (1858-1947) pour laquelle il obtint, en 1918, le Prix Nobel de physique. Cette loi contient une constante, désignée par la lettre "h", appelée constante de Planck, qui est une des cinq ou six constantes les plus importantes de toute la physique.

## 2. Les contraintes que nous impose la loi de Planck.

Revenons à nos observations. Nous disposons d'un télescope et d'un récepteur qui peut être, par exemple, une caméra destinée à faire de l'imagerie. Notre programme est l'observation dans l'infrarouge. Notre télescope est sur terre en un lieu où la température extérieure est, disons, voisine de zéro. Sa température absolue est donc de 273°K. Et c'est ici que les difficultés commencent. Car, à cette température, le télescope rayonne (il brille) de l'énergie dans un domaine de longueurs d'onde qui est précisément celui dans lequel nous voulons travailler. Le télescope et également tout ce qu'il y a autour de lui, la coupole et le ciel (l'atmosphère). Et également le récepteur.

## 3. Les moyens de s'en affranchir

Que faire ? Prenons les problèmes un par un. Le récepteur est placé dans un cryostat; c'est une enceinte très particulière qui permet de maintenir à très basse température les équipements qu'elle contient. En astronomie, on utilise des cryostats refroidis à l'hélium liquide. On obtient ainsi les plus basses températures que l'on sache faire de façon relativement simple, quelques degrés K seulement. A ces températures, le rayonnement propre du récepteur n'introduit plus aucune gêne, mais l'utilisation d'un tel cryostat entraîne une importante complication.

Le télescope ? S'il est possible de placer un récepteur de quelques millimètres de côté dans un cryostat, il n'en va pas de même d'un télescope pesant plusieurs dizaines de tonnes. On lève la difficulté en construisant des télescopes dont la configuration optique est telle, que la seule chose que "voit" le récepteur est le ciel. Tout rayonnement dû au télescope est ainsi éliminé. Remarquons tout de même que, là, le résultat n'est pas aussi parfait que pour le cas du récepteur. Il reste dans le champ des éléments impossibles à masquer comme l'araignée qui

maintient en place le miroir secondaire du télescope. Faute de pouvoir faire autrement, et parce que l'énergie rayonnée par ces éléments est faible on se contente de cette solution. C'est un bon exemple des compromis que l'observateur est obligé de faire pour avancer. Il ne faudra pas oublier, au moment de l'analyse des résultats, que ce compromis introduit une erreur à prendre en compte.

Le ciel aussi rayonne de l'énergie que voit le récepteur. Celle-ci s'ajoute à l'énergie de l'objet observé. On pourrait donc penser la mesurer une fois pour toute en observant le ciel à côté de l'objet en dépointant légèrement le télescope pour que cet objet sorte du champ. Ceci ne nous servirait à rien car le rayonnement propre du ciel fluctue rapidement et sa mesure est à faire en permanence. On a résolu ce problème en faisant vibrer le miroir secondaire de façon qu'il passe de la configuration "objet dans le champ" à la configuration "objet hors du champ" quelques dizaines de fois par seconde. On a ainsi, dans une des positions, le flux du ciel seul et dans l'autre, la somme des flux de l'objet à observer et du ciel. Une électronique spécialement prévue à cet effet retranche automatiquement le flux dû au ciel. On fait alors ce que l'on appelle de la "détection synchrone".

## VI. Le pouvoir de résolution.

Arrivé à ce stade, on pourrait avoir l'impression d'avoir levé toutes les difficultés d'ordre instrumental qui se présentent à nous. Nous allons nous apercevoir que non en examinant une autre question, à savoir, celle du pouvoir de résolution.

### 1. Le pouvoir de résolution

Qu'est-ce que le pouvoir de résolution ? Prenons un exemple. Si vous regardez la lune à l'œil nu, vous ne distinguez que quelques détails, ceux qui correspondent, sur la lune, aux structures les plus importantes. Avec une paire de jumelles, vous avez accès à des détails que vous ne voyez pas à l'œil nu. Et avec un petit télescope encore d'avantage. On dit que la paire de jumelles et le télescope ont des pouvoirs de résolution de plus en plus élevés.

"Résoudre" deux détails c'est pouvoir les distinguer comme deux éléments bien séparés.

Le pouvoir de résolution est une notion qui n'intervient pas seulement en imagerie, mais dans tous les domaines de l'observation. Un spectrographe, dont la fonction est de séparer les différentes longueurs d'onde d'un rayonnement, aura un pouvoir de résolution d'autant plus élevé, qu'il pourra séparer deux longueurs d'onde plus proches l'une de l'autre.

Nous avons vu, au début, que pour accéder à des objets très faibles, il était nécessaire d'avoir des collecteurs équipés de très grands miroirs. Les très grands miroirs ont un autre avantage, ils donnent des pouvoirs de résolution supérieurs. Examinons un peu ceci en détail.

### 2. Le profil instrumental

Parce que la lumière est une onde, la théorie nous indique - et l'observation le confirme - que l'image d'un point, une étoile, n'est jamais un point mais une petite tache circulaire dont le centre se trouve à l'emplacement géométrique de l'image du point. Et le diamètre de cette tache dépend de la taille du miroir. Plus celui-ci est grand et plus la tache est petite. L'information contenue dans cette "image" a une très grande importance. En effet elle traduit de quelle façon le télescope (et plus généralement l'instrument d'observation) voit un point. Pour cette raison on la désigne sous le nom de profil instrumental. Avec un grand miroir, on peut donc distinguer des détails plus fins qu'avec un petit. C'est une chose suffisamment rare en physique pour être signalée que la variation d'un paramètre (le diamètre du miroir) entraîne la variation dans le sens de l'amélioration de deux grandeurs observables (le flux limite observable et le pouvoir de résolution) (fig. 4).

De la connaissance du profil instrumental, on peut (dans une certaine mesure) "remonter" à l'image vraie grâce à une opération mathématique appelée la déconvolution. Cette technique nécessite l'usage de puissants ordinateurs.

### 3. La turbulence atmosphérique

Nous devrions donc être pleinement heureux. Il n'en est rien, car il s'agit de performances théoriques. S'il est vrai que le flux observable augmente indéfiniment avec le diamètre du miroir, le pouvoir de résolution, lui, atteint rapidement un plafond dû à une autre cause de limitation. Entre l'étoile et le télescope au sol, se trouve une couche gazeuse d'une dizaine de kilomètres d'épaisseur qui constitue l'atmosphère terrestre. Cette atmosphère est le siège de mouvements turbulents complexes qui ont pour effet de déformer les ondes lumineuses qui arrivent sur le télescope, ce qui entraîne une agitation permanente de l'image au foyer du télescope, agitation qui se traduit par un élargissement de la tache théorique de l'image de chaque point. Le seul moyen de s'en affranchir est de se placer en dehors de l'atmosphère. C'est ce qu'ont fait les chercheurs aux Etats-Unis avec le télescope spatial. Nous reviendrons sur cette question un peu plus loin.

Sur terre, nous devons donc composer avec la turbulence atmosphérique. Pendant longtemps, les astronomes n'ont pu que subir, choisissant de ne retenir que les observations faites quand cette turbulence était la plus faible. Ensuite, on s'est aperçu que tous les sites géographiques n'étaient pas égaux face à la turbulence. En particulier, les sites en altitude et surtout sur des sommets isolés, en éliminant les couches les plus basses de l'atmosphère, donc les plus turbulentes car les plus voisines du sol qui dégage la chaleur emmagasinée pendant la journée, offraient de bien meilleures conditions d'observation. C'est à partir de cette constatation que Jules Janssen eut l'idée d'installer dans les Pyrénées, au Pic du Midi de Bigorre, un observatoire astronomique qui reste encore aujourd'hui, un excellent site d'observation.

Pour combattre efficacement la turbulence atmosphérique il fallait d'abord bien la connaître. Les astronomes s'y sont employés pendant de très nombreuses années et ont fini, à force d'efforts, par en avoir une représentation assez précise. Très schématiquement, on considère, qu'au voisinage du sol, sur une épaisseur de quelques dizaines de mètres, l'atmosphère est constituée de globules de gaz d'environ 25 à 30 centimètres de diamètre relativement homogènes et dont la durée de vie est de l'ordre de quelques dixièmes de seconde. Cette dimension des globules est d'ailleurs bien mise en évidence par les télescopes d'amateur dont les miroirs ont sensiblement cette taille et qui sont beaucoup moins sensibles à la turbulence que les collecteurs de taille supérieure. Quant à la durée de vie, on peut en avoir une idée en faisant, sur une étoile brillante, des poses très courtes qui "figent" l'image au foyer du télescope.

### 4. L'optique adaptative.

La réponse à la turbulence atmosphérique et les moyens mis en œuvre pour s'en affranchir sont connus sous le nom d'optique adaptative. Cette technique toute récente a été développée dans plusieurs observatoires dont l'Observatoire de Paris qui a mis au point, pour le compte de l'E.S.O, un tel système fonctionnant actuellement de façon régulière sur le télescope de 3,60 m de la station d'observation de La Silla au Chili. Les résultats obtenus ont tout de suite été à la hauteur des espoirs que l'on avait placés dans ce système. Dans les meilleurs cas, le gain en pouvoir de résolution peut atteindre un facteur 20. Indiquons enfin que l'Observatoire de Paris est impliqué dans l'étude et la réalisation du système devant équiper le VLT actuellement en phase finale de sa construction, au Chili.

En quoi consiste l'optique adaptative ? Le principe est très simple, la réalisation infiniment complexe. La lumière arrivant sur le télescope est altérée par la turbulence atmosphérique : sa surface d'onde n'est plus plane mais irrégulière (Turbulent wavefront). On l'envoie (light from the telescope) sur un miroir déformable (deformable mirror) auquel on applique des déformations inverses de celles de la surface d'onde de façon qu'après réflexion sur ce miroir, elle retrouve sa planéité. Tout le problème revient donc à savoir quelles déformations il faut appliquer au miroir. Puisque les déformations doivent être inverses de celles de la surface d'onde, on les obtiendra en analysant la surface d'onde. On prélève donc une petite partie de la lumière à l'aide d'une lame semi réfléchissante (dichroic plate) et on l'envoie sur un dispositif qui analyse la surface (d'onde) en 32 points différents (wavefront sensor). Ce dernier adresse alors à un ordinateur (control system) la carte des déformations et celui-ci calcule la valeur des signaux électriques à envoyer à 32 points homologues du miroir pour le déformer.(fig. 5).



Imaginons qu'à un instant donné, le système corrige parfaitement la surface d'onde. Arrive une petite déformation. Le dispositif d'analyse la voit immédiatement puisqu'elle n'a pas été corrigée. Il envoie donc un signal de correction au calculateur qui calcule les signaux nécessaires à la correction.

Pour que le système marche, il faut donc que le cycle "détection d'un défaut – analyse – calcul et correction" soit beaucoup plus court que le temps moyen d'évolution de la turbulence. Ceci n'est possible qu'avec des calculateurs ultra rapides. De tels calculateurs ne sont pas programmés mais construits spécialement pour une tâche bien définie.

Même avec de tels calculateurs, il ne faut pas que la turbulence devienne trop grande. Sinon le système "décroche" et l'observation est perdue. On voit donc que même équipé d'un système d'optique adaptative, on a tout intérêt à installer un télescope dans un bon site.

Un tel programme n'a été réalisable que grâce à un concours de circonstances tout à fait remarquable.

- les ordinateurs ont acquis des puissances de calcul suffisantes : en effet tout le calcul doit être effectué au moins vingt fois par seconde. Or les 32 points d'analyse de la surface d'onde et donc les 32 points d'épreuve sur le miroir ne sont pas indépendants les uns des autres. Il faut faire intervenir l'interaction qu'ils ont les uns par rapport aux autres, ce qui augmente énormément le nombre d'éléments à calculer. Dans la pratique, c'est  $32 \times 32 = 1024$  calculs qu'il faut effectuer en 1/20ème de seconde soit 20480 calculs par seconde. Et chaque calcul porte sur 6 grandeurs différentes. C'est donc au total plus de 120.000 calculs par seconde qu'il faut effectuer.

- les techniques d'asservissement sont arrivées à un niveau de fiabilité et d'efficacité suffisant pour permettre de telles réalisations sans être à la limite des possibilités.

- Enfin et surtout, les astronomes avaient réussi à se faire une idée précise de ce qu'est la turbulence atmosphérique.

La figure 6 illustre de façon saisissante l'avantage que procure ce système. Il s'agit de l'observation d'une étoile double (binary star) de magnitude 13,1, c'est-à-dire pratiquement à la limite de détection pour un télescope de 2 mètres, observation faite, avec une turbulence atmosphérique de 1,7 seconde d'arc, au télescope de 3,60 m de La Silla. Le champ affiché sur ce document est un carré de 4 secondes d'arc. A droite, l'image que l'on obtient avec le système d'optique adaptative débranché. C'est l'image obtenue avec n'importe quel télescope classique. A gauche, la même image obtenue avec le système d'optique adaptative en action. On peut réellement dire que sans optique adaptative nous sommes quasiment aveugles. A droite, le pouvoir de résolution est celui imposé par la turbulence atmosphérique, soit 1,7 seconde d'arc. A gauche, il est de l'ordre de 0,12 sec. d'arc.

## 5. Le télescope spatial.

Pour finir, revenons sur le cas très particulier du télescope spatial dont le nom exact est Hubble Space Telescope (H.S.T) du nom du célèbre astronome américain qui le premier comprit que l'Univers est en expansion.

C'est évidemment une bonne réponse à un certain nombre de contraintes inhérentes à l'observation astronomique au sol.

La plus importante est la capacité à s'affranchir totalement et définitivement de la présence de l'atmosphère. Rien n'est jamais aussi parfait que l'élimination de la cause d'un ennui. Ici, on tire bénéfice de cette situation à trois niveaux. Pas de turbulence donc pouvoir de résolution égal au pouvoir théorique. Pas d'atmosphère donc pas de rayonnement parasite en infrarouge. Et encore, pas d'atmosphère donc pas d'extinction atmosphérique (absorption d'une partie de la lumière par les molécules des gaz composant l'atmosphère); la notion d'observation au méridien n'a plus de sens ici. Une observation peut durer aussi longtemps qu'il le faut.

Deuxième avantage, le fait que d'un même endroit, on ait accès à tout le ciel, à toute époque de l'année.

Le fait d'être en apesanteur permet également de s'affranchir de nombreux ennuis secondaires dont nous n'avons pas parlé, tels que les déformations des structures métalliques qui limitent, elles aussi, les performances des très grands instruments.

Enfin, le fait d'être dans un vide parfait à aussi de nombreux avantages vis-à-vis des problèmes d'oxydation des composants de toute nature. Les équipements ont une espérance de vie très grande.

Mais il y a aussi de graves reproches.

Le premier est, à coup sûr, le coût d'un tel instrument. Nombreux sont ceux qui pensent que ce sera le seul et unique télescope de ce type. Or on ne fait pas d'astronomie avec un seul télescope.

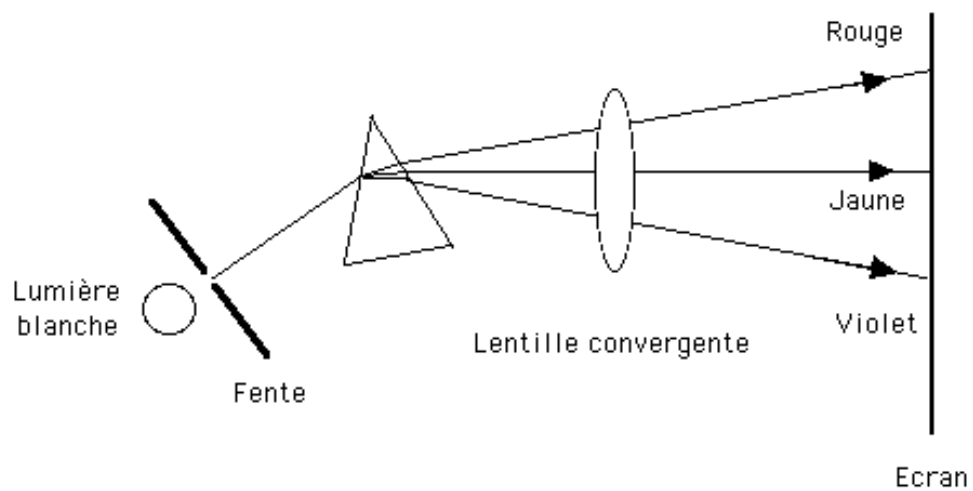
Le manque de souplesse d'utilisation. Ce télescope fonctionne sur un programme précis établi à l'avance. Il est en effet indispensable de minimiser au maximum les dépointages de l'instrument. Dans l'espace, tout dépointage se fait au moyen de rétrofusées qui consomment du gaz dont on comprendra facilement que la quantité soit forcément limitée. Si l'on peut imaginer un dépointage non programmé pour observer un phénomène non prévu, ce mode de fonctionnement ne peut être qu'exceptionnel.

Pour les d'observations "à la limite" ou nécessitant des décisions "sur le tas", rien ne remplace la présence d'une personne. A de telles circonstances, le télescope spatial est mal adapté.

Enfin, ce ne sera jamais un télescope à tout faire. Combien de travaux importants et ne nécessitant pas de grands moyens d'observation seraient sacrifiés sans les télescopes au sol.

Donc quels que soient les avantages réels et irremplaçables de ce télescope, il ne peut être question d'abandonner l'effort de développement aussi bien de nouveaux équipements, que de nouvelles générations de collecteurs. Les Américains, eux-mêmes, l'ont bien compris qui ne cessent d'imaginer de nouveaux instruments.

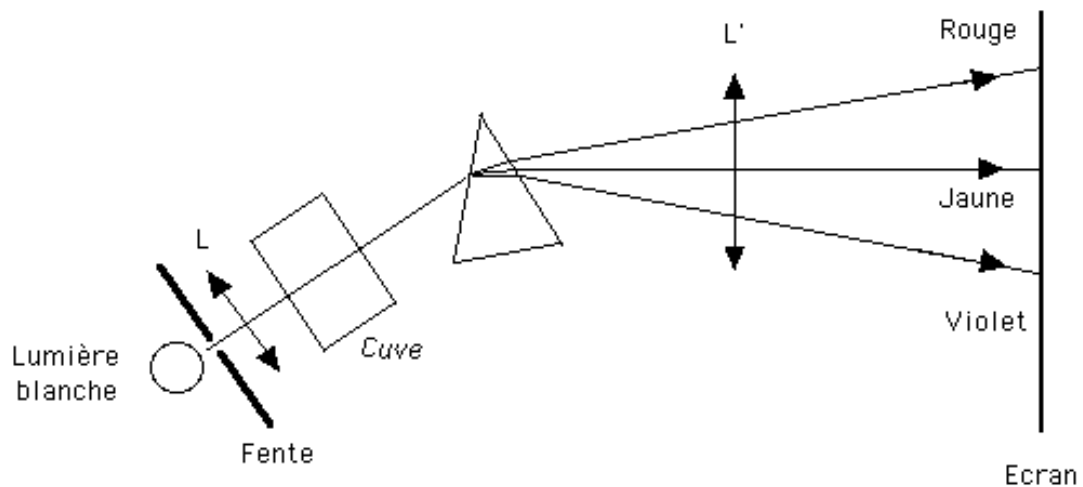
### Projection d'un spectre sur un écran



Une fente fine est éclairée par une source de lumière blanche. Après passage sur l'arrête du prisme l'ensemble des rayons est projeté, à l'aide d'une lentille convergente, sur un écran.

Sur l'écran on a une infinité d'images de la fente, chaque image étant d'une couleur très légèrement différente de celle de sa voisine.

### Absorption par un gaz



Derrière la fente plaçons une cuve transparente contenant un gaz de telle sorte que la lumière traverse la cuve sans être déviée.

Sur l'écran on constate alors qu'à l'emplacement de certaines images de la fente, il n'y a plus de lumière

Ces raies noires (sans lumière) sont appelées des raies d'absorption. La lumière provenant de la source a été absorbée par le gaz contenu dans la cuve et ceci pour certaines longueurs d'onde seulement.

Nous sommes donc en présence d'une INTERACTION entre la matière et le rayonnement, qu'il va falloir expliquer.

Les spectres de la très grande majorité des gazs sont constitués de très nombreuses raies (souvent des milliers).

Pour un gaz donné, pris dans les mêmes conditions de température et de pression, les raies que l'on observe se situent toujours aux mêmes longueurs d'onde. Par contre pour deux gazs différents, quelqu'ils soient, les raies seront toujours différentes.

Première conséquence : de l'examen d'un spectre on peut identifier le gaz responsable du spectre. Les raies sont la signature du gaz.

Par contre l'aspect des raies dépend des conditions dans lesquelles se trouve le gaz.

Deuxième conséquence : on peut connaître, par l'étude des raies d'un spectre les conditions physiques dans lesquelles se trouve le gaz.

Encore faut-il avoir compris comment les choses se passent pour en tirer des conclusions chiffrées.

En étudiant des centaines de spectres, Rydberg montra que la position des raies est parfaitement définie par la formule suivante :

$$\frac{\nu}{c} = R \left( \frac{1}{n^2} - \frac{1}{m^2} \right) \quad \text{avec } m \text{ et } n \text{ entiers} \\ \text{et } m > n$$

La présence de nombres entiers dans une formule permettant de calculer une fréquence (donc une longueur d'onde) était très surprenante. Pourquoi la fréquence  $\nu$  ne pouvait-elle pas varier de façon continue ?

La solution de M. Planck

et

l'atome de N. Bohr

Il était évident que ces spectres traduisaient la façon dont les atomes étaient constitués. Or on admettait généralement que ceux-ci devaient être à l'image de notre système solaire avec un noyau lourd et des électrons tournant autour sur des orbites circulaires.

Pour expliquer la présence des nombres entiers dans la formule précédente, Planck postula, en 1901, qu'un oscillateur élémentaire (un électron) ne peut émettre de l'énergie sous forme électromagnétique que par quantités finies fonction de la fréquence. Et il écrit que l'énergie  $W = hv$

C'est la base de la théorie des quanta.  $h$  est la constante de Planck

$$h = 6,62 \cdot 10^{-27} \text{ ergs/sec}$$

Niels Bohr établit en 1913 le premier modèle d'atome approchant la réalité. Il calcule des trajectoires circulaires en appliquant la loi de Coulombs et en imposant la condition que l'énergie de l'électron sur cette trajectoire soit un multiple de la constante de Planck (quantification des trajectoires).

Il trouve alors que l'électron ne peut se déplacer que sur quelques trajectoires stables correspondant à différentes valeurs de l'énergie (niveaux d'énergie). Il nomme ces niveaux d'énergie K, L, M, N, O, P et Q

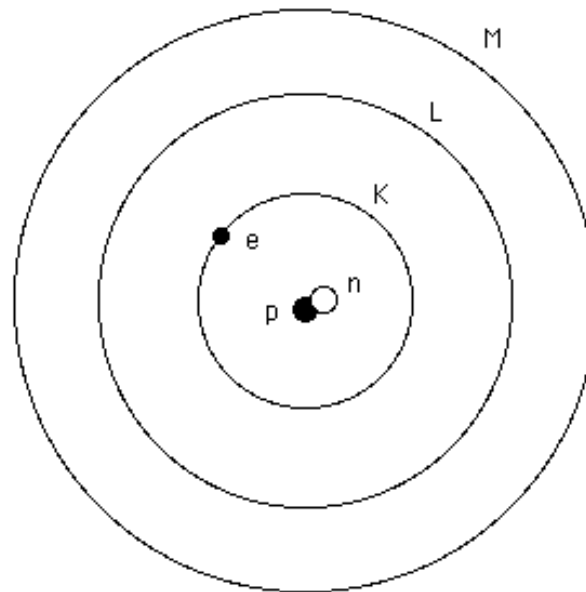
Ce modèle d'atome rend parfaitement compte des raies observées dans le spectre de l'Hydrogène.

Remarque. La complexité des calculs pour les autres atomes qui possèdent plus d'un électron ne permit pas de vérifier que ce modèle était également valable pour les autres corps. Il faudra attendre la venue des ordinateurs pour entreprendre cette vérification

En attendant, et grâce aux progrès des techniques spectroscopiques, de nombreuses améliorations doivent être apportées au modèle de Bohr pour rendre compte des nouvelles observations faites (rotation de l'électron sur lui-même (spin), trajectoires elliptiques, precession des trajectoires).

Les modèles actuels font appel à la mécanique quantique

### Comment les choses se passent-elles ?



Bien que l'atome d'hydrogène ne possède qu'un électron, il possède néanmoins tous les niveaux K, L, M, N, O, P et Q. Ceux-ci sont simplement inoccupés.

Ces niveaux sont des NIVEAUX D'ENERGIE. Ils ne peuvent être occupés que par des électrons dont l'énergie (énergie cinétique + énergie électrique) est rigoureusement égale à celle du niveau. Les énergies des niveaux vont en croissant au fur et à mesure que l'on s'éloigne du noyau.

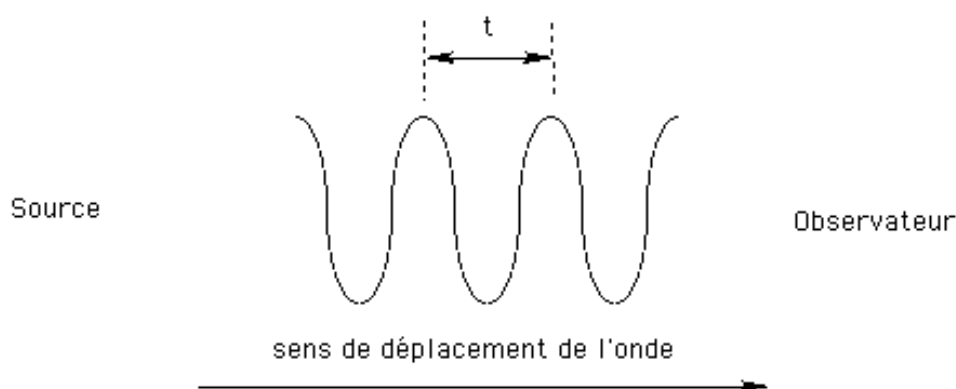
Pour passer du niveau K (appelé fondamental) au niveau L, l'électron devra donc recevoir exactement la quantité d'énergie correspondant à la différence  $E(L) - E(K)$ .

Remarquons, que s'il reçoit la différence  $E(M) - E(K)$ , il passera alors directement du niveau K au niveau M. On pressent déjà quelle analogie avec la structure complexe des spectre ceci suggère. Rien d'étonnant puisque c'est pour expliquer la formation des raies spectrales que ceci a été supposé puis confirmé.

Quel phénomène invoquer pour établir une relation entre les raies spectrales et les niveaux d'énergie dans l'atome? Il revient à M. Planck d'avoir trouvé la solution.

## L'effet Doppler

Cet effet se manifeste lorsque l'onde émise et l'observateur sont en mouvement l'un par rapport à l'autre et dans la direction de propagation de l'onde



L'observateur à l'arrêt voit passer 2 maxima consécutifs à chaque intervalle de temps  $t$ . S'il s'approche de la source de rayonnement, ce temps sera plus court. L'onde se manifestera avec une fréquence plus élevée, donc une longueur d'onde plus courte. Inversement, s'il s'éloigne de la source il affirmera que l'onde a une plus grande longueur d'onde que lorsqu'il était immobile par rapport à la source.

Cet effet, impossible à observer directement dans la vie courante à cause de la très grande vitesse de la lumière, est, par contre tout à fait observable dans le cas des ondes acoustiques.

### Les conséquences de l'effet Doppler sur les raies spectrales

De ce que nous avons dit précédemment sur la formation des raies nous devrions conclure que celles-ci sont infiniment minces. En fait il n'en est rien comme le montre l'observation.

La forme d'une raie (observable si l'on trace la courbe d'intensité dans la direction de la dispersion) est une conséquence directe de l'effet Doppler. Les raies sont formées par l'absorption du rayonnement par des milliards d'atomes. Ces atomes du gaz sont animés de mouvements désordonnés extrêmement rapides (mouvement brownien). Certains de ces atomes s'approchent donc de l'observateur, tandis d'autres s'en éloignent. Ceux qui s'approchent créent une raie infiniment fine décalée vers les plus courtes longueurs d'onde tandis que ceux qui s'en éloignent créent une raie décalée dans le sens opposé. Le résultat est un profil de raie montré à la page suivante.



## Profil d'une raie spectrale

La courbe ci-dessus est le profil d'une raie. On parle aussi de profil naturel. La distance PQ, à mi hauteur du profil, est la largeur naturelle de la raie. La partie centrale est le centre de la raie et les 2 parties de faibles intensités, les ailes de la raie. La surface de la raie est la mesure de son intensité.

Remarque. Pour être cohérent avec ce que nous avons vu précédemment, il conviendrait de renverser la figure de façon à avoir une raie d'absorption. La valeur 1 mentionnée sur la courbe devrait alors être remplacée par une valeur comprise entre 0 et 1. 0 correspond à l'absorption totale au centre de la raie et 1 à une absorption nulle (en dehors de la raie).

L'étude des profils des raies spectrales des spectres stellaires ou galactiques est un objet fondamental de l'astrophysique.

En effet, de très nombreux phénomènes physiques modifient le profil des raies. Si nous sommes capables de mesurer avec précision, l'intensité d'une raie stellaire en chaque point de celle-ci, nous aurons alors accès à des grandeurs physiques nous renseignant sur les conditions physiques à l'intérieur de l'étoile.

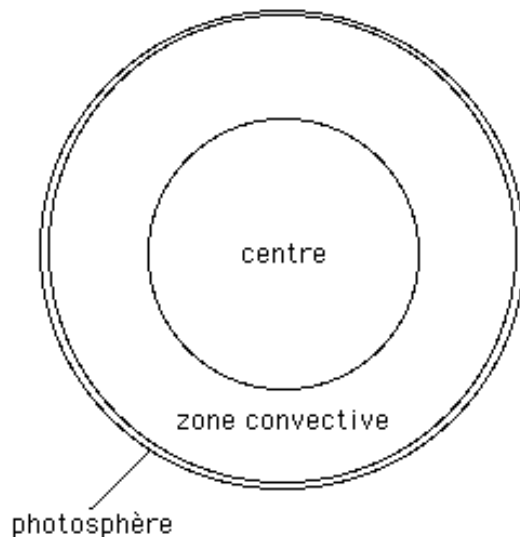
La mesure du profil d'une raie est un problème difficile pour plusieurs raisons

Les raies sont souvent très faibles car la lumière (faible) des étoiles et surtout des galaxies est étalée sur tout le spectre. En chaque point on ne dispose donc que d'une infime partie de la lumière qui entre dans le spectrographe.

La courbe bien "lisse" présentée ci-dessus est une courbe théorique. Dans la réalité, cette courbe est affectée par le bruit engendré par l'atmosphère et tous les éléments optiques forcément imparfaits que le rayonnement rencontre avant d'arriver sur le détecteur et par le détecteur lui-même.

Des variations importantes de certains paramètres physiques peuvent parfois entraîner des différences infimes dans le profil des raies.

### Qu'observe-t-on ?



Une étoile est une énorme boule gazeuse dont la densité, par suite de la pression exercée par le poids des couches supérieures, augmente au fur et à mesure que l'on se rapproche du centre. Sous l'effet de cette pression, la température croît pour atteindre, au centre, des températures de l'ordre de quelques millions de degrés. De telles températures provoquent le phénomène de fusion nucléaire qui transforme successivement l'hydrogène en hélium, puis l'hélium en lithium, etc... La fusion s'accompagne d'un flux de rayonnement considérable. Cette énergie se propage de proche en proche à travers la couche convective jusqu'à la photosphère.

La photosphère est une couche extrêmement mince et froide (pour le Soleil elle mesure 12.000 km d'épaisseur et sa température n'est plus que de 6000 °K). C'est dans cette couche qu'ont lieu les absorptions par les corps présents dans le gaz. L'observation spectroscopique permet donc de connaître les paramètres de la photosphère.

La mesure des paramètres physiques dans la zone convective et au centre n'est pas possible directement. On les approche par la théorie et on teste leurs validités par la comparaison, au niveau de la photosphère, entre valeurs calculées et mesurées.

### Soleil

Rayon = 109 rayons terrestres soit 700.000 km

Volume = 1.300.000 fois le volume de la Terre

Masse = 332.000 fois la masse de la Terre

Température au centre = 10 à 15 millions de °K

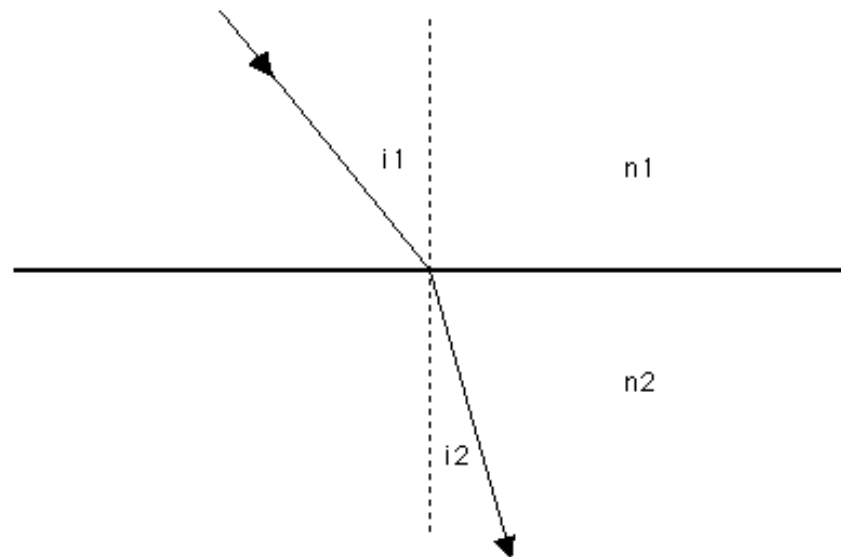
Pression au centre = 4 à 5 milliards de kg/cm<sup>2</sup>

et pourtant ... le Soleil est une étoile très banale !

**Les différents domaines de longueurs d'onde  
et  
les domaines astrophysiques concernés**

Longueur d'onde (mètre)	domaine	Domaine astrophysique
$10^3$		
1		Notre Galaxie, les galaxies (Rayonnement synchrotron)
$10^{-3}$	Radio	Raie 21 cm de l'hydrogène Rayonnement du fond du ciel Nuages moléculaires
$10^{-6}$	Infrarouge Visible Ultraviolet	Soleil et étoiles
$10^{-9}$		Disques d'accrétion galaxies actives
$10^{-12}$	Rayons X Rayons $\gamma$	Rayonnement galactique
$10^{-15}$		Rayonnement $\gamma$ du fond du ciel

## La réfraction

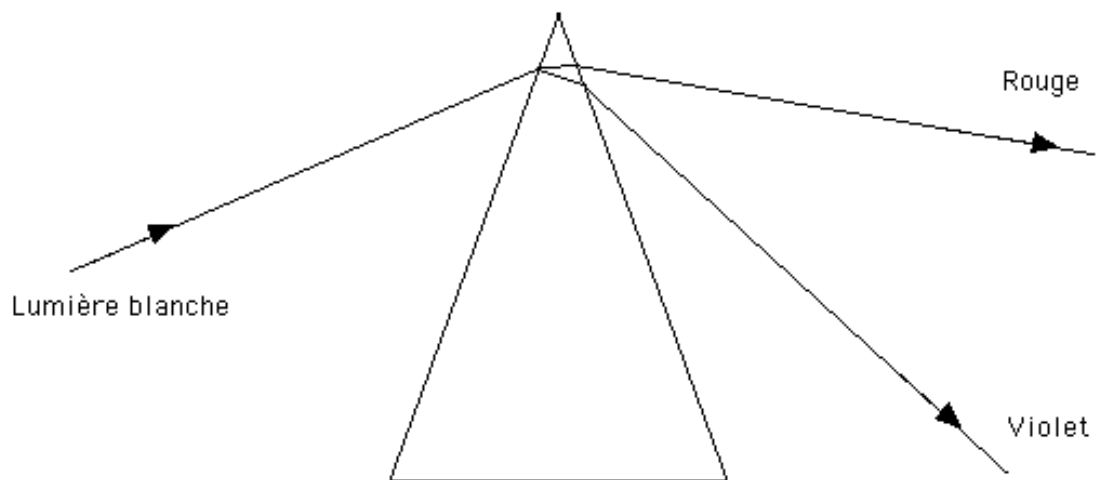


En traversant la surface qui sépare le milieu d'indice  $n_1$  du milieu d'indice  $n_2$ ,  
le rayon lumineux est dévié

Si  $n_2 > n_1$ , le rayon se rapproche de la normale à la surface

On a la relation  $n_1 \sin(i_1) = n_2 \sin(i_2)$  - Loi de Descartes

### Le prisme, un instrument dispersant



A travers le prisme, le rayon rouge est moins dévié que le rayon violet

Ceci est dû au fait que l'indice de réfraction du prisme est plus petit pour le rouge que pour le violet.

Ainsi, le prisme réalise la séparation de toutes les longueurs d'onde contenues dans le faisceau incident. Il "disperse" la lumière.

Les paramètres que l'on peut mesurer  
dans le spectre observé

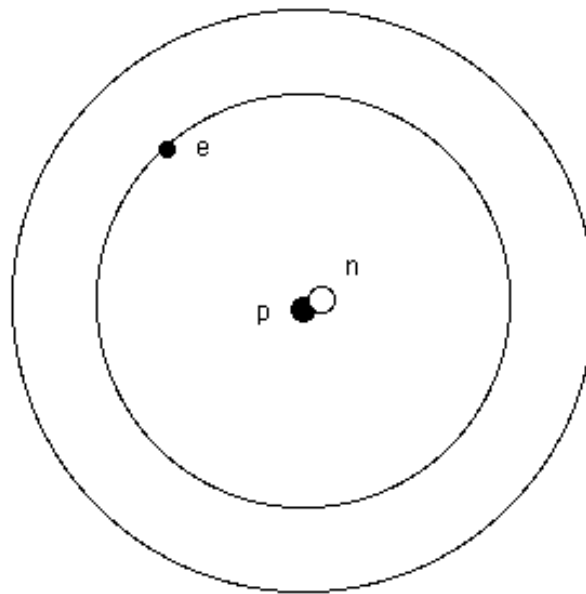
- La mesure de la température  
par la détermination du profil de la fonction de Planck
- L'identification des éléments  
par la mise en évidence des raies propres à chaque corps
- La détermination des abondances  
par la mesure de l'intensité des raies d'un élément par rapport aux autres
- La mesure de la pression dans la zone absorbante  
par la mesure de l'élargissement des raies de l'ensemble des éléments présents
- L'existence d'un champ électrique et sa mesure  
par l'observation du dédoublement des raies de l'Hydrogène (effet Stark).
- La mise en évidence d'une rotation de l'étoile observée sur elle même  
par l'inclinaison des raies de l'ensemble de son spectre (effet Doppler).
- Le fait que l'étoile observée s'éloigne de nous  
par le déplacement vers le rouge de toutes les raies du spectre (effet Doppler).

Cette dernière propriété, appliquée aux galaxies lointaines, a permis de mettre en évidence l'expansion de l'Univers.

---

On a pu, alors, établir une classification des étoiles en se basant à la fois sur leur température et sur les particularités de leurs spectres.

L'atome d'Hydrogène  
le plus simple de tous les atomes de l'Univers



On s'est d'abord représenté l'atome comme un système solaire infiniment petit. Au centre un noyau constitué de protons (p) et de neutrons (n) et, circulant autour, en nombre plus ou moins grand, des électrons (e).

Le proton et le neutron ont sensiblement la même masse. Le premier est chargé électriquement et positivement tandis que le second est neutre. L'électron a même charge que le proton mais celle-ci est négative. Enfin l'électron a une masse 1326 fois plus petite que celle du proton.

De ce qui précède on voit que toute la masse de l'atome est pratiquement concentrée dans le noyau. De plus l'atome étant normalement neutre, le nombre de protons est égal au nombre d'électrons.

L'atome d'hydrogène est le plus simple de tous. Il ne possède qu'un proton autour duquel circule un seul électron. Aussi l'a-t-on choisi pour tester par le calcul les hypothèses qu'inspiraient les spectres observés.

L'atome d'Uranium (le plus lourd de tous les éléments connus à l'état naturel) est composé de 238 protons et neutrons formant le noyau autour duquel tournent 92 électrons répartis sur 7 niveaux désignés par les lettres K, L, M, N, O, P et Q