Astronomie à Clermont-Ferrand

Lors des journées de Clermont-Ferrand, l'après-midi réservé à l'Inspection Générale et présidé par M. SAISON, Inspecteur Général, fut consacré à l'enseignement de l'astronomie.

Au cours de cette session, la collaboration entre enseignants et astronomes a été illustrée par plusieurs interventions montrant des exemples d'applications astrophysiques des lois de la physique (L. GOUGUENHEIM) et des exemples d'expériences réalisées à différents niveaux par des enseignants en collège, en école normale, et en lycée (B. SANDRÉ, L. SARRAZIN et C. PIGUET). Voici les résumés de leurs interventions.

LES LOIS PHYSIQUES EN ASTROPHYSIQUE

par L. GOUGUENHEIM,
Université Paris Sud.

A) LES COULEURS DES ASTRES.

— Les *étoiles* ont des couleurs. On voit à l'œil nu que Rigel, dans la constellation d'Orion, est bleue et que, Bételgeuse ou Antarès sont rouges. Les étoiles moins brillantes ne paraissent pas colorées, car on est en dessous du seuil de sensibilité à la couleur pour l'œil. Par contre, les couleurs apparaissent dans un télescope ou dans une paire de jumelles (exemple : l'étoile double Albireo, tête du Cygne dont une composante est bleue et la seconde jaune). La couleur est fonction de la température : les étoiles rouges ont une température (superficielle) plus basse que les étoiles bleues. Les lois de rayonnement du corps noir montrent que la longueur d'onde à laquelle un corps noir rayonne le maximum d'intensité est inversement proportionnelle à la température de ce corps noir.

— Le *ciel est bleu* parce que les molécules de l'atmosphère terrestre diffusent la lumière solaire de façon sélective : les courtes longueurs d'onde sont plus diffusées que les grandes longueurs d'onde. Pour la même raison, le Soleil couchant est rouge : dans la grande épaisseur d'atmosphère terrestre traversée par la lumière solaire lorsque le Soleil est bas sur l'horizon, la diffusion est importante et la lumière qui nous parvient est très appauvrie en photons de courte longueur d'onde proportionnellement, les photons rouges sont moins diffusés.

— C'est ce même effet qui explique que la *Lune éclipsée* apparaisse *rouge*. Pendant une éclipse de Lune, la lumière du Soleil ne parvient pas sur la Lune, parce que la Terre s'interpose entre le Soleil et la Lune. Cependant, l'atmosphère terrestre, dont la densité décroît alors que l'altitude augmente, agit comme un milieu dont l'indice de réfraction croît à mesure que le rayon lumineux se rapproche de la surface de la Terre : le rayon lumineux est donc courbé par l'atmosphère terrestre et peut atteindre la Lune. Ce rayon lumineux traverse une épaisseur d'atmosphère importante et subit donc un effet de diffusion important ; il contient donc une proportion importante de photons rouges (fig. 1).

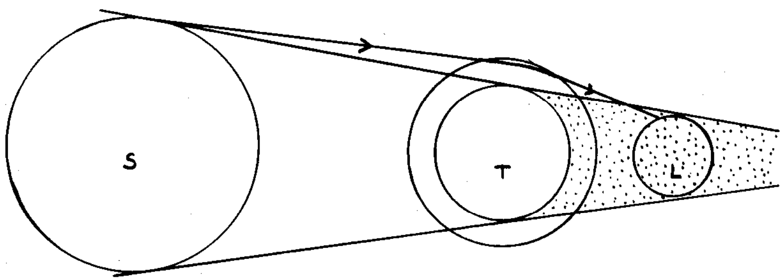

Fig. 1. — Bien que la Lune soit entièrement dans le cône d'ombre de la Terre, elle reçoit un peu de lumière provenant du Soleil. On a indiqué le trajet d'un rayon lumineux courbé par l'atmosphère terrestre.

— Les nuages de gaz interstellaires constituent des *nébuleuses brillantes* en retransmettant la lumière des étoiles. Il y a deux types de nébuleuses brillantes, celles qui diffusent la lumière des étoiles (nébuleuses à diffusion) et celles qui absorbent et réémettent de la lumière (nébuleuses à émission).

* Les NÉBULEUSES A DIFFUSION (exemple : les nébulosités qui entourent les étoiles des Pléiades) sont bleues : la diffusion par les petits grains solides en suspension dans le gaz, appelés « poussières » est sélective en longueur d'onde et diffuse davantage les courtes longueurs d'onde. Corrélativement, la lumière des étoiles reçue sur Terre est rougie. La loi de diffusion n'est pas la même que celle par les molécules de l'atmosphère, mais, qualitativement, le phénomène est similaire.

* LES NÉBULEUSES A ÉMISSION sont toujours situées à proximité d'étoiles très chaudes (donc très bleues). Ces étoiles rayonnent des photons de très grande énergie qui sont capables d'ioniser l'hydrogène, principal constituant du gaz interstellaire.

Le potentiel d'ionisation de l'hydrogène étant de 13,6 eV, seuls, les photons de longueur d'onde plus courte que 0,0912 μm ont une énergie suffisante pour ioniser l'atome d'hydrogène. Ultérieurement, les électrons libres se recombinent avec des noyaux pour reformer des atomes dans un état excité. La désexcitation ultérieure se fait par cascades (fig. 2). La répartition des niveaux

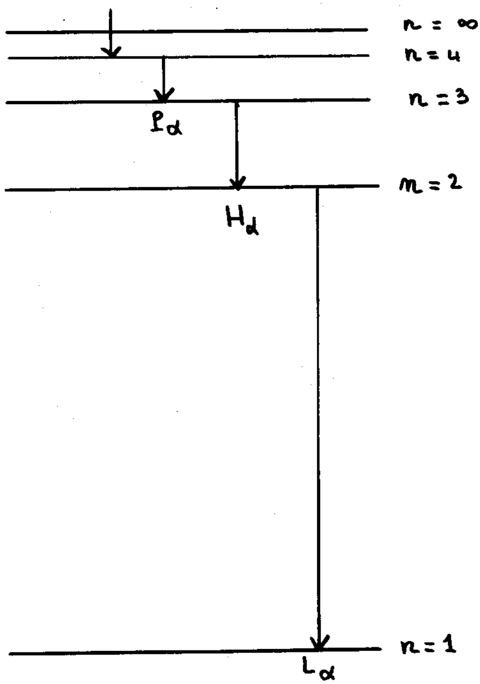

Fig. 2. — Exemple d'une cascade radiative consécutive à la recombinaison d'un atome d'hydrogène dans l'état excité $n = 4$. La seule transition correspondant à l'émission d'un photon visible est celle qui concerne la raie H_α. Les raies de la série de Paschen sont situées dans l'infrarouge et celles de la série de Lyman dans l'ultraviolet.

d'énergie de l'atome d'hydrogène est telle que, seules, les transitions avec le niveau $n = 2$ (premier niveau excité) correspondent à une longueur d'onde du spectre visible. Le phénomène coloré que l'on observe est lié à la transition entre le niveau $n = 3$ et le niveau $n = 2$, c'est-à-dire à l'émission de la raie H_α qui est rose (sa longueur d'onde étant de 0,6562 μm). Les nébuleuses à émission sont donc roses. (Exemple de nébuleuse à émission : la nébuleuse de la Rosette).

B) L'EVOLUTION DES ETOILES.

Comprendre comment évoluent les étoiles et décrire leur structure interne semble *a priori* bien difficile puisque les étoiles sont vues comme des points dans les plus grands télescopes. La lumière (et plus généralement le spectre électromagnétique qu'elles émettent) apporte une information riche. Cependant, la lumière qui nous parvient provient des couches très superficielles de l'étoile, le milieu situé au-dessous étant complètement opaque. C'est l'utilisation des lois physiques qui permet d'aboutir à une description détaillée de la structure interne d'une étoile. Donnons quelques exemples :

1. Origine de l'énergie du Soleil.

On peut mesurer l'énergie reçue sur Terre par une surface de 1 m^2 exposée normalement au rayonnement solaire : elle est de 1,4 kW. La distance du Soleil étant $d = 1{,}5 \times 10^{11}$ m, on en déduit la puissance rayonnée :

$$P = 4\pi d^2 \times 1{,}4 \times 10^3 = 4 \times 10^{26}\ W.$$

Si on admet que l'âge du Soleil est d'environ 5×10^9 ans (en accord avec l'âge de la Terre) et que le Soleil a rayonné la même puissance au cours du temps, l'énergie totale rayonnée par le Soleil au cours de sa vie est :

$$E_t = 4 \times 10^{26} \times 5 \times 10^9 \times 3 \times 10^7 = 6 \times 10^{43}\ J.$$

Comme la masse du Soleil est : $M = 2 \times 10^{30}$ kg, chaque kg de matière solaire a rayonné en moyenne :

$$E_t/M = (6 \times 10^{43})/(2 \times 10^{30}) = 3 \times 10^{13}\ J\ kg^{-1}.$$

Le charbon a une capacité énergétique de :

$$3 \times 10^7\ J\ kg^{-1}.$$

La matière solaire produit donc 10^6 fois plus d'énergie que le charbon. Elle tire cette énergie des réactions thermonucléaires de fusion. On peut vérifier facilement cet ordre de grandeur : une combustion est liée à l'arrangement des atomes et les énergies mises en jeu sont de l'ordre de l'électron-volt. L'énergie thermonucléaire est liée à l'arrangement des nucléons dans le noyau et les énergies sont de l'ordre du MeV : on retrouve bien le facteur du million entre les deux.

Remarque.

Comment détermine-t-on les paramètres qui nous ont servi, à savoir :

— l'énergie captée sur Terre par mètre carré de récepteur,

— la masse du Soleil,

— la distance du Soleil.

Donnons rapidement quelques indications :

a) ÉNERGIE REÇUE DU SOLEIL SUR TERRE :

Une expérience simple peut être faite avec un cylindre de laiton de masse m, de chaleur massique c et de surface utile s, orienté perpendiculairement au rayonnement solaire pendant la durée t. On mesure l'augmentation de température $\Delta\vartheta$. D'où l'énergie reçue par mètre carré :

$$\Delta\vartheta \; m\, c/s\, t \quad (\text{en } \mathrm{W\,m^{-2}}).$$

La réalisation pratique, effectuée par Claude PIGUET avec son club est exposée pendant les Journées. A noter qu'il faut tenir compte de l'extinction atmosphérique.

b) MASSE DE LA TERRE :

La troisième loi de Kepler s'écrit : $a^3/T^2 = G(M_1 + M_2)/4\,\pi^2$ où a est le demi grand axe de l'orbite relative du corps de masse M_1 dans son mouvement par rapport au corps de masse M_2 et T la période du mouvement.

On applique successivement cette loi au mouvement de la Terre autour du Soleil et au mouvement de la Lune autour de la Terre, et on néglige la masse de la Terre devant celle du Soleil et la masse de la Lune devant celle de la Terre :

$$(a_T^3/T_T^2) = G(M_S + M_T)/4\,\pi^2 = G\,M_S/4\,\pi^2$$

$$(a_L^3/T_L^2) = G(M_T + M_L)/4\,\pi^2 = G\,M_S/4\,\pi^2$$

d'où, en effectuant le rapport membre à membre :

$$M_S/M_T = (a_T/a_L)^3/(T_T/T_L)^2 = \frac{(1{,}5 \times 10^{11}/3{,}8 \times 10^8)^3}{(365{,}25/27{,}3)^2}$$

$$= 330\,000.$$

Comme la masse de la Terre est égale à $5{,}98 \times 10^{24}$ kg, on en déduit la valeur de la masse du Soleil :

$$M_S = 2 \times 10^{30} \text{ kg}.$$

c) DISTANCE DU SOLEIL :

C'est un problème qui, historiquement a posé de grandes difficultés. On pourra se reporter à des ouvrages d'Astronomie. Les méthodes modernes reposent sur la mesure de la durée mise par un écho radar pour effectuer un aller et retour de la Terre sur Vénus (ou sur Mars) ; sachant qu'il se propage à la vitesse c, on en déduit la distance parcourue, donc la distance de la Terre à Vénus. L'utilisation de la troisième loi de Kepler, mentionnée précédemment, permet alors de déterminer la distance de la Terre au Soleil :

$$a_V^3/T_V^2 = a_T^3/T_T^2 = G\,M_S/4\,\pi^2.$$

On a mesuré $a_T - a_V$, on connaît les périodes T_V et T_T et la masse M_S du Soleil, on en déduit donc la distance a_T de la Terre au Soleil.

2. Réserves d'énergie du Soleil.

Les masses du proton, du neutron et du noyau d'hélium (He^4) sont respectivement égales à :

$$m_p = 1{,}0081 \; uma$$
$$m_n = 1{,}0090$$
$$m_{He} = 4{,}0039$$

La différence de masse entre la masse des constituants (2 protons et 2 neutrons) et celle du noyau d'hélium est donc :

$$\Delta m = 0{,}0303 \quad \text{soit} \quad 0{,}0303/4 = 0{,}7\ \% \text{ de la masse}$$

cette masse s'est transformée en énergie E selon la relation :

$$E = \Delta m \times c^2,$$

c'est donc 0,7 % de la masse de l'hydrogène contenue dans le Soleil qui est susceptible de se transformer en énergie. Ceci nous permet d'évaluer les réserves d'énergie du Soleil : sa masse est égale à 2×10^{30} kg, environ 10 % est située dans le noyau, où la température est suffisamment élevée pour permettre la réaction de fusion de l'hydrogène, et on suppose que toute la matière du Soleil est sous la forme d'hydrogène. On en déduit que la masse totale transformable en énergie est :

$$0{,}007 \times 2 \times 10^{30} \times 0{,}10 = 1{,}4 \times 10^{27} \text{ kg},$$

d'où la réserve d'énergie :

$$1{,}4 \times 10^{27} \times (3 \times 10^8)^2 = 1{,}4 \times 10^{44} \text{ J}.$$

On peut en déduire la durée de vie totale du Soleil, compte tenu de l'énergie rayonnée chaque seconde :

$$T = (1{,}4 \times 10^{44})/(4 \times 10^{26}) = 3 \times 10^{17} \text{ s} = 10^{10} \text{ ans}.$$

On peut en déduire aussi la masse totale qui est transformée chaque seconde en énergie :

> $L = 4 \times 10^{26}$ W sont rayonnés chaque seconde, qui correspondent à la transformation en énergie de la quantité de masse :

$$m = L/c^2 = (4 \times 10^{26})/(3 \times 10^8)^2 = 4 \times 10^9 \text{ kg}.$$

Chaque seconde, le Soleil perd 4 millions de tonnes de matière qui se transforme en énergie. Compte tenu du rendement de 0,7 %, cela correspond à une masse totale d'hydrogène qui subit chaque seconde les réactions thermonucléaires de fusion égale à :

$$6 \times 10^{11} \text{ kg} \quad \text{soit} \quad 600 \text{ millions de tonnes}.$$

Remarque.

La fusion de l'hydrogène en hélium est la première réaction qui se produit dans le Soleil ; elle nécessite une température de l'ordre de 10 millions de kelvins, nécessaire pour vaincre la répulsion électrostatique que les protons exercent les uns sur les autres. Quand tout l'hydrogène s'est transformé en hélium, le Soleil peut trouver une autre source d'énergie dans la fusion de l'hélium qui peut se transformer en carbone (par choc triple). Ces réactions nécessitent une température supérieure car la répulsion que des noyaux d'hélium exercent les uns sur les autres est plus forte, compte tenu de leur charge électrique plus élevée. La durée de vie du Soleil qui a été évaluée précédemment concerne uniquement la durée pendant laquelle le Soleil tire son énergie de la fusion de l'hydrogène. Comme les réactions de fusion ont un débit qui dépend très fortement de la température, la réaction de fusion de l'hélium qui se produit à une température plus élevée (de l'ordre de 100 millions de kelvins) se fait à un rythme beaucoup plus rapide et cette phase dure beaucoup moins longtemps.

3. Comment une étoile peut-elle se former ?

Les étoiles se forment à partir du gaz interstellaire. Pour qu'un nuage de gaz interstellaire, de forme supposée sphérique, de rayon R et de masse M, supposé à la température T ne se disperse pas, il faut que son énergie totale soit négative. La condition de dispersion est donc :

$$E_t = E_c + E_p > 0.$$

L'énergie cinétique est 3 kT/2 par particule et le nombre total de particules est M/m, où m est la masse moyenne d'une particule. L'énergie cinétique totale est donc :

$$E_c = \frac{3}{2}\,\frac{M}{m}\,kT.$$

L'énergie potentielle est :

$$E_p = -3\,G\,M^2/5\,R\,;$$

compte tenu de $M = 4\pi R^3 \varrho/3$:

$$R = (3\,M\,\varrho/4\,\pi)^{1/3},$$

$$E_p = -(3/5)\,G\,M^{5/3}\,\varrho^{-1/3}\,(4\,\pi)^{1/3}.$$

Le nuage se disperse si :

$$E_c > -E_p,$$

soit :

$$M < 2\,(kT/Gm)^{3/2}\,\varrho^{-1/2} = M_c$$

M_c est connue sous le nom de *masse critique de Jeans.* Si le nuage a une masse inférieure à cette masse critique, il se disperse. Il ne peut se contracter et se transformer en étoile que si sa masse est supérieure à la masse critique.

Evaluons M_c pour les conditions du milieu interstellaire :

T = 100 K,

m = masse de l'atome d'hydrogène = $1{,}7 \times 10^{-27}$ kg,

ϱ = 1 à 100 atomes par cm^3 = $\alpha \times 1{,}7 \times 10^{-21}$ kg m^{-3},

(α = 1 à 100).

On obtient :

$M_c = 3 \times 10^4\ \alpha^{-1/2}$, soit 30 000 à 3 000 masses solaires.

On en déduit que les étoiles doivent se former en groupes. Il reste à comprendre comment la masse se fractionne ensuite en éléments de la masse du Soleil.