

Recherches de spectrophotométrie stellaire

Par DANIEL CHALONGE¹, Paris

Des recherches systématiques de spectrophotométrie stellaire sont poursuivies à l'Institut d'Astrophysique de Paris depuis sa fondation. Bien qu'elles soient fort loin d'être achevées, elles ont déjà permis d'atteindre certains résultats dont le présent article va donner un aperçu sommaire.

Ces recherches avaient pour objet initial de fournir des renseignements sur les températures stellaires, mais elles ont conduit, en fait, à des résultats plus généraux, dont seuls quelques-uns pourront être évoqués ici.

Couleur et température d'une étoile

Un spectre stellaire se présente dans l'immense majorité des cas comme un spectre continu brillant, barré de raies d'absorption plus ou moins noires et plus ou moins nombreuses (Fig. 2). La distribution de l'énergie dans le spectre continu est très variable d'une étoile à l'autre: chez les unes, les étoiles bleues (par exemple la plupart des étoiles d'Orion), les courtes radiations – bleu, violet, ultra-violet – sont très intenses; si l'on passe aux étoiles blanches (Véga, Sirius), puis aux jaunes (Capella), et aux rouges (Antarès), on voit les courtes radiations s'affaiblir progressivement et disparaître alors que le rouge se développe de plus en plus, et l'on est tenté de conclure que les couches extérieures des étoiles bleues sont les plus chaudes et que la température décroît lorsqu'on passe successivement aux étoiles blanches, jaunes et rouges.

En effet, l'analyse des raies d'absorption confirme cette façon de voir: le spectre d'absorption des étoiles bleues est formé de raies d'atomes fortement ionisés, dont l'existence suppose des températures très hautes alors que chez les étoiles rouges on découvre de nombreuses molécules, édifices fragiles qui ne peuvent exister qu'à des températures relativement basses.

Dans ces conditions, est-il possible d'aller plus loin et de fixer, simplement par l'étude quantitative du spectre continu d'une étoile, la valeur même de sa température? Les premières recherches de cette nature faites sur le Soleil permirent de le croire: un examen un peu superficiel donnait le rayonnement solaire comme identique, aux raies d'absorption près, au spectre d'un corps noir² à une température de l'ordre

de 6000°. Une généralisation hâtive de ce résultat (déduit lui-même d'observations insuffisantes) conduisit à imaginer que toutes les étoiles pouvaient rayonner comme des corps noirs. Comme la répartition de l'énergie dans le spectre d'un corps noir dépend d'un seul paramètre, sa température, il devait suffire, dans cette hypothèse, de déterminer la courbe d'énergie d'une étoile pour en déduire sa température. Il devenait intéressant de vérifier si les étoiles rayonnaient effectivement comme des corps noirs. Passons donc aux observations.

Méthode d'étude des spectres continus stellaires

Pour déterminer la répartition énergétique dans un spectre continu stellaire, on compare le spectre de l'étoile à celui d'une source terrestre dont la courbe d'énergie est bien connue, la comparaison se faisant généralement par voie photographique: on photographie côte à côte, sur une même plaque, avec le même temps de pose, le spectre de l'étoile et celui de la source et la comparaison des noircissements le long des deux spectres permet de déterminer la répartition énergétique dans celui de l'étoile, ou plus exactement dans celui de l'étoile *tel qu'il nous apparaît après la traversée de l'atmosphère terrestre*.

L'absorption atmosphérique

La traversée de l'atmosphère l'a en effet très considérablement modifié: tout d'abord l'ozone des couches élevées (vers 20 km d'altitude) l'a privé de tout son rayonnement plus court que 0"3, puis la diffusion sur les molécules d'air des couches inférieures, de plus en plus denses lorsque l'on approche du sol, l'a affaibli dans des proportions qui croissent rapidement du rouge vers l'ultra-violet. Or ce qui nous intéresse, c'est la courbe d'énergie de l'étoile non déformée par l'absorption terrestre. On peut évidemment la reconstituer en déterminant le coefficient d'absorption de l'atmosphère pour chaque longueur d'onde du spectre et en corrigeant les intensités observées. Mais ces corrections deviennent considérables dans l'ultra-violet¹, et, partant, très incertaines. Il est bon d'essayer préalablement de les réduire.

¹ La radiation 3100 Å est réduite du seul fait de la diffusion par les molécules d'air au tiers de sa valeur lorsqu'elle atteint le sol (au niveau de la mer).

² Institut d'Astrophysique, Observatoire de Paris.

² Four, bien isolé thermiquement, dont le rayonnement est donné par la loi de PLANCK.

Avantages d'un observatoire de haute altitude: la Station scientifique du Jungfraujoch

Pour cela, il faut choisir une station d'observation aussi élevée que possible. Nous avons adopté la Station scientifique du Jungfraujoch: la pression qui y règne étant voisine de 50 cm de mercure, l'absorption du tiers inférieur de l'atmosphère est évitée, et comme cette zone basse contient pratiquement toutes les fumées et poussières qui servent de centres de condensation à la vapeur d'eau, l'absorption par diffusion est, en fait, réduite de beaucoup plus d'un tiers. Les nombreuses déterminations d'absorption que nous avons faites au Jungfraujoch et dans des stations plus basses montrent qu'en haute altitude, par beau temps, les propriétés absorbantes de l'atmosphère sont remarquablement constantes et que l'absorption par diffusion suit très sensiblement la loi théorique de RAYLEIGH. Au contraire, dans les observatoires de plaine l'absorption peut varier de façon considérable d'un jour de beau temps à l'autre; elle s'écarte beaucoup plus de la loi de RAYLEIGH.

L'absorption atmosphérique considérablement réduite et en même temps très bien définie du Jungfraujoch rend possible l'étude d'étoiles très basses sur l'horizon, par exemple des étoiles australes, tout comme on pourrait le faire dans un observatoire de plaine situé à une latitude beaucoup plus basse. Nous avons fait par exemple de bonnes observations spectrophotométriques sur des étoiles du Grand Chien, du Scorpion, du Poisson Austral.

La scintillation des étoiles, conséquence de l'hétérogénéité et de la turbulence de l'atmosphère, est une autre source de difficultés pour les astronomes: lorsqu'ils utilisent un spectrographe à fente¹, fixé par exemple au foyer d'un télescope, l'image de l'étoile qui vient se former sur la fente, au lieu de se réduire à un point, peut devenir très grosse les jours de grande turbulence, si bien qu'une petite fraction du flux de l'étoile pénètre alors par la fente et les temps de pose doivent être sérieusement augmentés.

En principe, dans une station élevée ces phénomènes doivent être réduits puisque l'on domine une partie importante de l'atmosphère. Mais ils semblent l'être tout spécialement au Jungfraujoch par suite de sa situation privilégiée, au nord de l'immense bassin glaciaire du glacier d'Aletsch. La constance de la température des couches d'air qui dominent ces glaciers confèrent en général aux images des étoiles une excellente stabilité lorsque ces dernières se trouvent au voisinage du méridien où on les observe généralement: lors de nos dernières observations dans la région du Scorpion, qui se sont répétées pendant plusieurs nuits successives, la scintillation était absolument négligeable.

¹ En astrophysique, on utilise fréquemment un spectrographe sans fente, recevant directement sur l'organe dispersif le faisceau parallèle qui arrive de l'étoile.

Telles sont les principales raisons qui font du Jungfraujoch une station de premier ordre pour les travaux de spectrophotométrie que nous poursuivons. Mais il faut ajouter que, pour les astronomes qui s'intéressent à la région infra-rouge du spectre, le Jungfraujoch est également très recommandable parce qu'il domine souvent la majeure partie de la vapeur d'eau atmosphérique si nuisible dans cette région spectrale: M. MIGEOTTE et M. NEVEN ont pu y faire des observations remarquables.

Enfin la pureté de l'atmosphère, la stabilité des images seraient très précieuses pour des travaux de spectrophotométrie photoélectrique.

Appareils et observations

Dans une première série d'observations commencée en 1934 et qui prenait juste fin au début de la guerre, nous avons utilisé un spectrographe à prisme objectif, à optique de quartz, dont l'objectif de chambre avait une distance focale moyenne de 60 cm. Sa très faible luminosité (le faisceau admis dans l'appareil n'avait que 50 cm² de section, la surface apparente du prisme!) permettait seulement l'étude des étoiles très brillantes. Il était monté sur un équatorial installé dans une cabane en bois à toit mobile édifiée sur la terrasse supérieure de l'annexe de la Station scientifique, au Sphinx¹. Après la guerre, ce spectrographe fut remplacé par un petit spectrographe à fente, également à optique de quartz, fixé au foyer Cassegrain d'un télescope COUDER de 25 cm à miroirs aluminisés. Cet instrument donne des spectres très courts, environ 10 mm entre le bleu et l'extrémité ultra-violette (3150 Å), mais les déterminations qui nous intéressent peuvent en principe se faire sur ces petits spectres avec la même précision que sur les anciens qui étaient trois fois plus longs. Dans les deux instruments, des dispositifs originaux que nous ne pouvons décrire ici² permettent d'élargir les spectres dans une proportion variable et croissante de l'ultra-violet au visible (Fig. 2): il en résulte une augmentation relative des noircissements des spectres dans l'ultra-violet qui, jointe à la diminution de l'absorption atmosphérique dans cette même région, favorise grandement l'étude simultanée des domaines visible et ultra-violet. Avec le second appareil, une pose de 5 min permet d'obtenir un bon spectre d'une étoile de magnitude 5 sur plaque Kodak 103 a D.

L'Observatoire lui-même s'est beaucoup perfectionné au cours de ces dernières années: grâce à un crédit de l'UNESCO, une petite coupole de 4 m 50 de diamètre, très bien adaptée aux conditions de la haute

¹ Avant 1938, la cabane se trouvait sur la terrasse supérieure de l'Institut lui-même, dans une situation beaucoup moins favorable. Elle fut transportée en janvier 1938 sur le nouveau Pavillon du Sphinx, 120 m plus haut (3570 m).

² Voir: D. CHALONGE et E. VASSY, Rev. Optique 13, 113 (1934). – A. BAILLET, D. CHALONGE et J. COJAN, Ann. Astrophys. 15, 144 (1952).

altitude, a été construite par M. TH. MEYER, sur la plus haute terrasse du Sphinx.

Une petite table équatoriale, don de l'Observatoire et de l'Université de Paris, a été installée dans la coupole l'été dernier, remplaçant l'ancien équatorial. Le courant de 50 pér. qui alimente le moteur d'entraînement de la table est fourni par un générateur à diapason réglable spécial, imaginé par M. LAFFINEUR.

Les résultats

Les résultats de la première série d'observations ont été publiés en 1941¹ et ceux des observations nouvelles viennent, très partiellement, de paraître². On peut en donner un aperçu rapide en examinant, sur la Figure 1, l'enregistrement au microphotomètre d'un spectre de Véga. Les courbes AB et DE qui séparent une grande discontinuité CD représentent le spectre continu de l'étoile. Dans la classification stellaire, Véga est une étoile de type $A0^3$. Mais les étoiles des types voisins donneraient toutes des enregistrements analogues, c'est-à-dire formés également de deux tronçons tels que AB et DE séparés par une discontinuité CD , la discontinuité de BALMER (cette discontinuité résulte de l'ionisation de l'atome d'hydrogène). L'arc AB , après correction de l'absorption atmosphérique, a ses ordonnées proportionnelles à celles de la courbe qui donnerait le corps noir à la température T_1 (20000° dans le cas de Véga), l'arc CD à celle du corps noir à la température T_2 (11000° pour Véga) mais il est évident que la courbe dans son ensemble, avec sa grande discontinuité, ne peut en aucune façon être assimilée à celle d'un corps noir unique qui est parfaitement continue.

Par conséquent, le présent travail montre qu'un rayonnement stellaire n'a rien de commun avec celui d'un corps noir, contrairement à ce qui avait été supposé en commençant: il faut d'ailleurs signaler qu'une étude plus précise du spectre continu du Soleil a montré

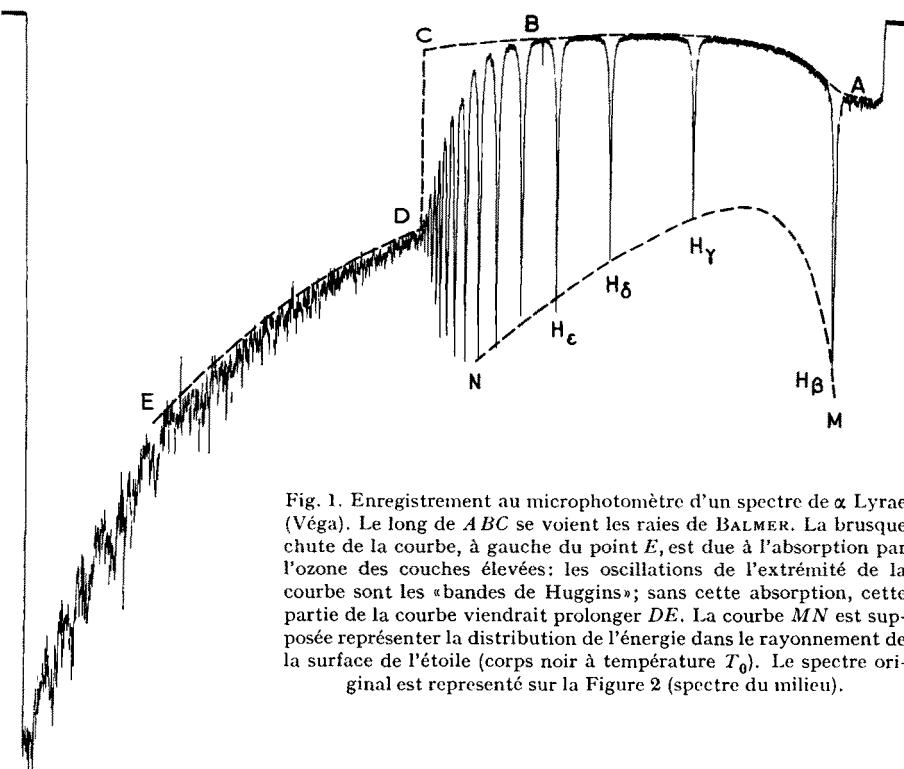


Fig. 1. Enregistrement au microphotomètre d'un spectre de α Lyrae (Véga). Le long de ABC se voient les raies de BALMER. La brusque chute de la courbe, à gauche du point E , est due à l'absorption par l'ozone des couches élevées: les oscillations de l'extrémité de la courbe sont les «bandes de Huggins»; sans cette absorption, cette partie de la courbe viendrait prolonger DE . La courbe MN est supposée représenter la distribution de l'énergie dans le rayonnement de la surface de l'étoile (corps noir à température T_0). Le spectre original est représenté sur la Figure 2 (spectre du milieu).

l'existence dans ce spectre lui-même d'une petite discontinuité de BALMER¹ qui échappe à un examen sommaire: l'identité entre le spectre solaire et celui d'un corps noir qui avait servi de point de départ aux recherches qui viennent d'être exposées reposait sur des observations trop grossières.

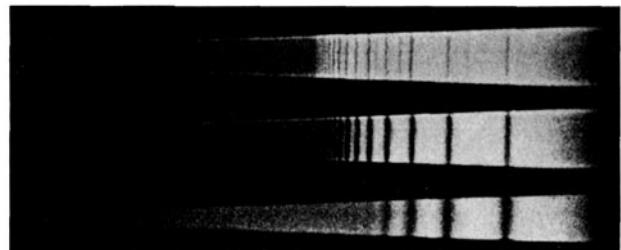


Fig. 2. Reproduction de trois spectres stellaires. Le 1^{er}, α Cygni (supergéante); le 2^{er} Véga (étoile de la «série principale»); le 3^{er} 40 Eridani B (naine blanche). Les spectres sont élargis par une légère oscillation du porte-plaque dans son plan, autour d'un centre situé sur le prolongement ultra-violet du spectre. Grâce à ce procédé, le noircissement du spectre est plus fort dans l'ultra-violet (relativement au rouge), que dans un spectre normal (l'ultra-violet est à gauche, très sombre; la raie la plus à droite est la raie bleue, H_β , voir Fig. 1).

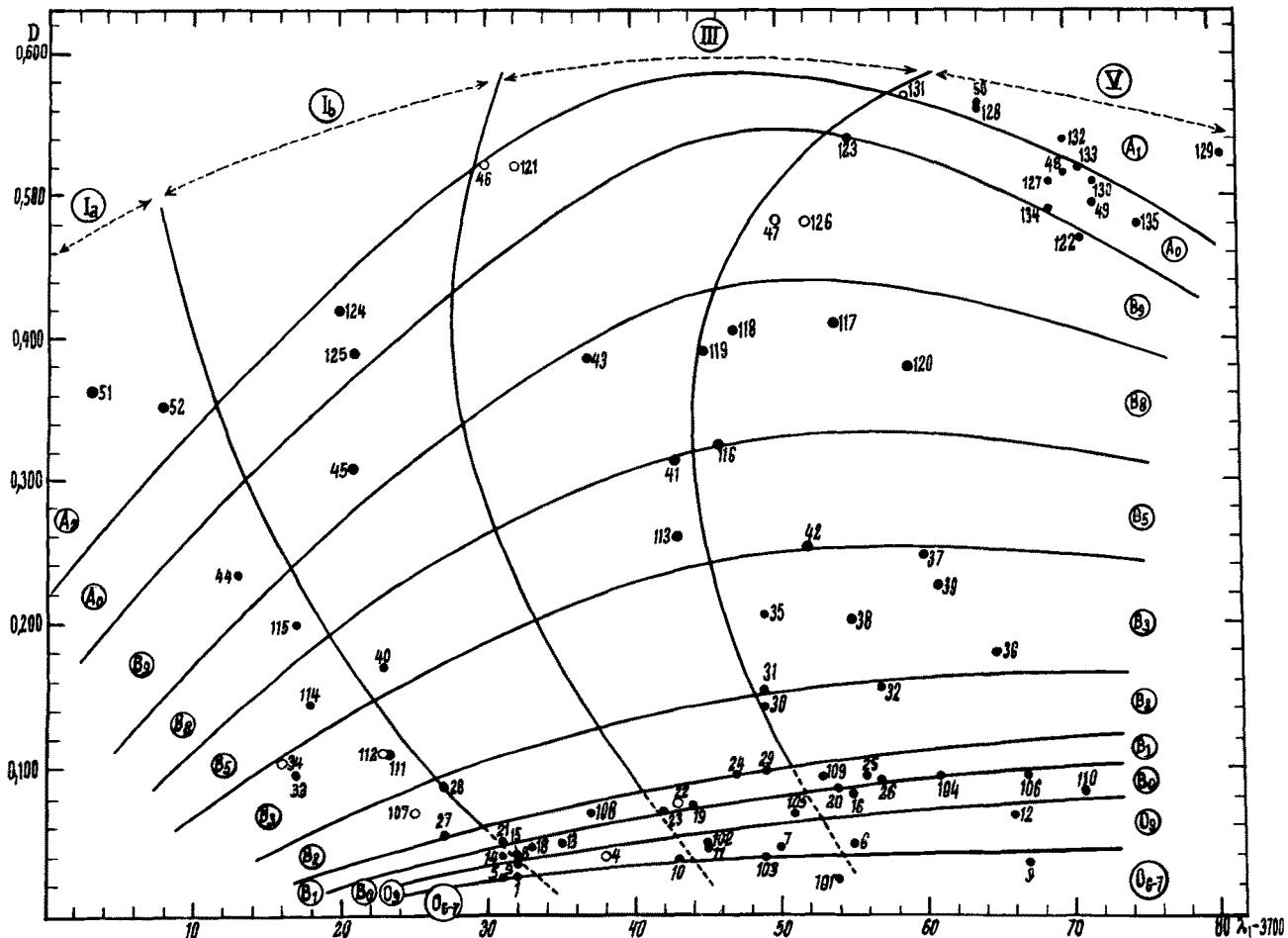
Nos observations stellaires ne peuvent donc en aucune façon nous fournir directement ce que nous cherchions, à savoir la température qui règne dans les couches périphériques de l'étoile considérée: T_1 et T_2 sont de simples paramètres définissant seulement la forme des courbes AB et CD ou la couleur de leur rayonnement; d'où leur nom de «températures de couleur».

¹ J. BERGER et D. CHALONGE, C. r. Acad. Sci. 118, 706 (1944). – R. CANAVAGGIA, D. CHALONGE, M. EGGER-MOREAU et H. OZIOL-PELTEY, Ann. Astrophys. 13, 355 (1950).

² D. BARBIER et D. CHALONGE, Ann. Astrophys. 4, 30 (1941).

³ D. CHALONGE et LUCIENNE DIVAN, Ann. Astrophys. 15, 201 (1952).

On sait que la classification stellaire comprend, lorsqu'on va des étoiles chaudes aux étoiles froides, une série de classes spectrales que l'on désigne par les lettres successives $O, B, A, F, G, K, M \dots$ Chacune de ces classes est subdivisée en sous-classes: par exemple la classe A comprend les sous-classes $A0$ (très voisine de $B9$), $A1, A2, \dots A9$ (très voisine de $F0$).



constaté que, grâce à ces deux variables λ_1 et D , qui permettent de représenter chaque étoile par un point sur un graphique (Fig. 3), les étoiles semblables se groupent dans les diverses régions du plan et ce graphique permet ensuite, par la simple connaissance des valeurs de λ_1 et D pour une étoile nouvellement étudiée de trouver son type spectral, ainsi que sa «classe de luminosité» (c'est-à-dire de reconnaître si elle est géante, supergéante ou naine).

Ce procédé de classification, très simple et très rapide, s'applique à toutes les étoiles des premiers types spectraux, O, B, A, F^1 .

Méthode d'évaluation directe de la température superficielle d'une étoile

Revenant au problème primitif, celui des températures, nous allons examiner maintenant une méthode, que nous venons juste de mettre en application, et qui doit permettre d'obtenir de façon très directe la valeur de la température superficielle d'une étoile.

L'énergie libérée dans les parties centrales d'une étoile ne parvient à s'échapper qu'après d'innombrables absorptions et réémissions, lorsqu'elle atteint une région assez voisine de la surface pour que l'opacité de la couche qui la sépare du milieu extérieur soit faible. Si l'opacité de la matière stellaire est très grande pour une longueur d'onde λ cette radiation sera donc réémise pour la dernière fois à la surface même, c'est-à-dire par de la matière à la température superficielle T_0 de l'étoile: la brillance² correspondante de la surface stellaire sera alors celle du corps noir à la température T_0 ³.

Cette dernière condition (grande opacité de la matière stellaire) est vraisemblablement réalisée pour la longueur d'onde du centre des premières raies de BALMER. Si donc, on joint par une courbe telle que MN (Fig. 1) les fonds des raies $H_\beta, H_\gamma, H_\delta, H_\epsilon \dots$ cette courbe doit représenter le rayonnement même du corps noir à la température T_0 , ce corps noir étant supposé substitué à l'étoile: son rayonnement aurait subi aussi l'absorption atmosphérique. Si nous comparons MN (corrigé de l'absorption atmosphérique) au spectre de la source de comparaison nous aurons ainsi, très simplement, T_0 . La grandeur T_0 sera réellement la température qui règne dans une région définie de l'étoile, et non plus un paramètre dont l'interprétation est difficile comme les quantités T_1 et T_2 considérées un peu plus haut. Cette méthode peut avoir une application immédiate:

¹ Cette méthode de classification qui avait fait l'objet de deux publications: D. BARBIER et D. CHALONGE, Ann. Astrophys. 2, 254 (1939), et D. BARBIER, D. CHALONGE et R. CANAVAGGIA, Ann. Astrophys. 10, 195 (1947), a été mise vraiment en application après un récent travail: D. CHALONGE et LUCIENNE DIVAN, Ann. Astrophys. 15, 201 (1952).

² La brillance de la surface stellaire pour la longueur d'onde λ est le flux d'énergie émis par 1 cm^2 de la surface, dans l'unité d'angle solide, et pour un intervalle de longueur d'onde de $\lambda = 1$ voisin de λ .

³ Ce dernier point est une conséquence de la théorie de l'équilibre radiatif supposée valable jusqu'à la surface de l'étoile.

si la courbe MN qui joint les fonds des raies de BALMER représente ainsi *en valeur absolue* la courbe d'énergie du corps noir à la température superficielle T_0 de l'étoile, dès que T_0 est déterminé nous disposons, sur l'enregistrement même, d'un spectre de comparaison de premier ordre, celui du corps noir à température T_0 , placé à la distance de l'étoile et ayant subi la même absorption atmosphérique que lui. Par conséquent, un simple rapport d'ordonnées nous fournira la brillance énergétique moyenne du disque stellaire pour une radiation quelconque. Nous ne connaissons jusqu'ici ce résultat que pour le Soleil.

Comparons donc l'étoile au Soleil: pour la longueur d'onde 5300 Å (longueur d'onde «effective» des magnitudes visuelles), nous connaissons le rapport des flux totaux de radiation reçus de l'étoile et du Soleil (donné par la différence des magnitudes visuelles de l'étoile et du Soleil), ainsi que le rapport des flux envoyés par 1 cm^2 de la surface de l'étoile et du Soleil. Si nous connaissons la distance de l'étoile nous en déduirons donc immédiatement son rayon.

Mesure des températures superficielles stellaires

Pour la mise en application de la méthode, il faut partir de spectres assez dispersés: aussi avons-nous remis en service le spectrographe stellaire de la première partie du travail en modifiant l'objectif de façon à porter sa distance focale à environ 1 m 20 (au lieu de 60 cm): la dispersion vers H_γ est alors de 40 Å/mm.

L'étude d'Algol et de β Aurigae nous a conduit à des valeurs de leur rayon en excellent accord avec celles qui avaient été déterminées auparavant par une toute autre méthode¹. La présente méthode semble donc justifiée et il est possible de l'appliquer à d'autres étoiles et de faire ainsi, très simplement, des déterminations de leurs températures superficielles, de leurs brillances et de leurs rayons. En particulier, les rayons de deux naines blanches, 40 Eridani B et Wolf 1346, ont été ainsi calculés: pour les deux étoiles (le spectre de la première est reproduit Fig. 2), le rayon avait été évalué autrement et l'accord est excellent².

Nous sommes donc maintenant en possession d'un moyen simple de détermination rapide et directe des températures mêmes, par voie spectrophotométrique. En même temps, l'évaluation des rayons, pour laquelle on ne disposait d'aucune méthode directe d'application simple, devient aisée³.

¹ Chacune de ces deux étoiles est une étoile double à éclipses, c'est-à-dire une étoile double dont le plan de l'orbite passe sensiblement par nous. Chaque révolution est donc accompagnée de deux éclipses plus ou moins complètes et l'étude photométrique des variations d'éclat du système ainsi que la mesure des vitesses radiales des deux composantes permettent de déterminer les rayons, si la distance du système est connue.

² Voir J. BERGER, D. CHALONGE, L. DIVAN et A.-M. FRINGANT, C. r. Acad. Sci. 235, 348 (1952).

³ La même méthode appliquée à des étoiles doubles à éclipses dont on connaît déjà le rayon en kilomètres, mais dont on ignore la distance, permettra de déterminer cette dernière.

L'absorption par la matière interstellaire

Il s'agit ici d'un problème tout différent des précédents. La lumière qui nous arrive d'étoiles lointaines (notamment d'étoiles supergéantes que leur grande luminosité rend visibles de très loin) a souvent traversé des nuages interstellaires de matière obscure qui exercent sur elle une absorption, croissante vers les courtes longueurs d'onde: le spectre continu de ces étoiles apparaît alors très fortement modifié, «rougi» par absorption des radiations plus courtes. Mlle DIVAN fait en ce moment l'étude systématique de ces étoiles et par la comparaison des spectres rougis avec ceux d'étoiles de même type non rouges, elle a pu trouver avec précision la forme de la loi d'absorption de la matière interstellaire et montrer que cette loi était très sensiblement la même dans toutes les directions du ciel qu'elle a considérées jusqu'ici (contrairement à ce que l'on croyait généralement). La matière absorbante aurait donc des propriétés très homogènes et une même composition¹ dans toutes les directions.

Conclusions

Cet exposé donne une idée des résultats très nombreux que permettent d'atteindre des recherches systématiques effectuées par une méthode précise même lorsqu'elle n'est mise en œuvre que sur des instruments fort modestes: mesures de températures, de brillances, de rayons stellaires, classification d'étoiles, matière interstellaire, etc.

Comme il ne s'adresse pas à des astrophysiciens, il a été un peu systématisé et l'on pourrait croire que nous avons été les premiers à montrer que les rayonnements stellaires s'écartaient de celui du corps noir, à mettre en évidence la discontinuité de BALMER, etc. Il n'en est rien, mais il n'était pas inutile de montrer à des non-spécialistes, ou à des débutants, comment le corps noir s'est introduit dès le début des recherches de spectrophotométrie stellaire, pourquoi des grandeurs que l'on avait cru initialement être des températures continuent à être désignées sous ce nom (températures de couleur) bien que l'on sache maintenant qu'elles représentent tout autre chose, et malgré les confusions que cette dénomination entraîne.

¹ Voir LUCIENNE DIVAN, Ann. Astrophys. 15, 237 (1952).

Il a été très longuement question de la Station scientifique du Jungfraujoch qui a tenu une place prépondérante dans le succès de nos observations et qui est sans doute appelée à devenir une très importante Station d'Astrophysique. Je veux exprimer la reconnaissance de tout notre groupe envers tous ceux qui l'ont développée, qui l'améliorent, la perfectionnent sans cesse et remercier encore M. le professeur von MURALT et tous les dirigeants de la Station pour leur aide si précieuse et si efficace. On me permettra de mentionner aussi le nom de son gardien fidèle et si dévoué, M. H. WIEDERKEHR.

Toutefois, je ne puis passer sous silence le fait que si les mesures absolues, fondamentales, sont effectuées au Jungfraujoch, les observations relatives, sur les étoiles plus faibles, accessibles seulement aux gros instruments sont exécutées à l'Observatoire de Haute-Provence.

Je n'ai été, dans les pages qui précédent, que le porte-parole d'un groupe d'astrophysiciens étroitement associés à ces recherches, MM. D. BARBIER, J. BERGER, Mmes R. CANAVAGGIA, L. DIVAN, A. M. FRINGANT.

Summary

In this paper, written for non-astronomers, are summarized some of the results of a series of spectrophotometric investigations of the continuous spectrum of early-type stars (hot stars) carried on at the Institut d'Astrophysique de Paris; most of the observations were collected at the Jungfraujoch Scientific Station. The determination of the stellar temperatures is one of the main subjects of this work.

The measurement of the surface temperature of a star would be very easy if the star were radiating like a black body. But this assumption is far from being fulfilled and the observation of the continuous spectrum of a star gives, instead of the true surface temperature, the "colour temperature" of the stellar radiation, a parameter which is not a temperature but characterizes the distribution of energy in the spectrum. From this and several other data, the temperature may finally be obtained by theoretical means.

A new method is described which allows a direct evaluation of the temperature of the external layer of a star by the observation of the radiation emitted in the centre of the first, strongly absorbed BALMER lines. Moreover this method gives the brightness temperatures and then the apparent diameter of the star. The radii of two white dwarfs have been determined by this method.

Among the other results, two are briefly given: a method for the classification of early-type stars depending on the measurement of the magnitude of the discontinuity occurring near the limit of the BALMER series and of its position (D. CHALONGE, L. DIVAN), and a new investigation of the continuous absorption by interstellar dust (L. DIVAN) showing a remarkable constancy in its absorbing properties in various directions of the galaxy.