

Zeitschrift: Bulletin de la Société Vaudoise des Sciences Naturelles
Band: 64 (1948-1950)
Heft: 274

Artikel: La constitution des étoiles
Autor: Javet, Pierre
DOI: <https://doi.org/10.5169/seals-273972>

Nutzungsbedingungen

Die ETH-Bibliothek ist die Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Zeitschriften und ist nicht verantwortlich für deren Inhalte. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern beziehungsweise den externen Rechteinhabern. [Siehe Rechtliche Hinweise.](#)

Conditions d'utilisation

L'ETH Library est le fournisseur des revues numérisées. Elle ne détient aucun droit d'auteur sur les revues et n'est pas responsable de leur contenu. En règle générale, les droits sont détenus par les éditeurs ou les détenteurs de droits externes. [Voir Informations légales.](#)

Terms of use

The ETH Library is the provider of the digitised journals. It does not own any copyrights to the journals and is not responsible for their content. The rights usually lie with the publishers or the external rights holders. [See Legal notice.](#)

Download PDF: 19.11.2024

ETH-Bibliothek Zürich, E-Periodica, <https://www.e-periodica.ch>

La constitution des étoiles

PAR

Pierre JAVET

(Séance du 27 avril 1949)

ISAAC NEWTON publia en 1687 ses « Principes mathématiques de la philosophie naturelle » dont le livre III contient l'énoncé de la loi de la gravitation universelle. Cette loi, qui permet de prévoir les mouvements des Planètes autour du Soleil, ceux de la Lune autour de la Terre, et bien d'autres encore, servira de base, pendant les deux siècles suivants, à la plupart des travaux astronomiques. Durant cette période, l'astronomie est mathématique avant tout.

La découverte des raies du spectre solaire, par FRAUNHOFER en 1814, suivie en 1855 du célèbre mémoire de KIRCHOFF et BUNSEN sur le spectre solaire, ouvre un champ de recherches nouveau et suscite la création de l'astrophysique, science nouvelle résultant de l'union de l'astronomie et de la physique. Cette union se révéla par la suite si intime qu'il serait oiseux de chercher à préciser laquelle, de l'astronomie ou de la physique, l'emporte sur l'autre. Ces deux disciplines se prêtent un mutuel appui et les progrès réalisés dans l'une permettent, ou même provoquent, de nouveaux progrès dans l'autre.

Dans l'exposé qui suit, nous désirons montrer comment les astrophysiciens ont été conduits à se poser le problème de la constitution des étoiles, quelles solutions successives ils obtinrent, quelles furent les difficultés vaincues et quelles sont celles qui subsistent aujourd'hui encore.

On peut dire que le problème de la constitution des étoiles a son origine dans l'étude du rayonnement solaire, et plus particulièrement dans la recherche de l'explication de l'entretien de ce rayonnement. C'est la raison pour laquelle nous commencerons par dire quelques mots de ce rayonnement.

On sait que chaque centimètre carré de la surface terrestre reçoit du Soleil 1,9 petite calorie par minute, donnée à partir de

laquelle il est facile de calculer que la chaleur rayonnée annuellement par le Soleil est de $2,85.10^{30}$ grandes calories, ce qui correspond à une émission d'énergie de $3,78.10^{33}$ ergs par seconde. En face de nombres aussi grands, une question surgit immédiatement : par quel processus le Soleil peut-il rayonner une telle quantité de chaleur ?

On ne peut adopter l'idée simpliste d'envisager le Soleil comme un corps chaud en voie de refroidissement car, dans ces conditions, la température solaire baisserait au minimum de 1,5 degré par année. Depuis l'époque égyptienne cette température aurait diminué de 7000 degrés et on peut affirmer qu'une baisse aussi considérable ne s'est pas produite.

Envisagerons-nous alors le Soleil comme un gigantesque brasier dans lequel les combustions fournissent la chaleur nécessaire au rayonnement ? Pas davantage, car en mettant les choses au mieux, un tel processus n'assurerait le rayonnement solaire que pendant 5500 ans, ce qui est un temps ridiculement court.

Dans une conférence faite à Königsberg le 7 février 1854, HELMHOLTZ lance une idée nouvelle qui, si elle n'apporte pas la solution du problème de l'entretien de la chaleur solaire, a du moins l'avantage d'indiquer la voie dans laquelle les recherches modernes se sont poursuivies. L'idée de HELMHOLTZ est la suivante : le Soleil, étant une masse gazeuse soumise à sa propre attraction gravitationnelle, doit se contracter. Durant cette contraction, le travail des forces de gravitation est positif. Ce travail, transformé en chaleur par les frottements au sein de la masse, ne pourrait-il entretenir le rayonnement solaire ?

Pour répondre à cette question il est nécessaire de calculer à quelle vitesse le Soleil devrait se contracter pour assurer le rayonnement. Il est clair, en effet, que si cette contraction annuelle devait être de $1/100$ ou $1/1000$ du rayon solaire, l'idée de HELMHOLTZ serait inadmissible. Le calcul est facile, pour autant que l'on accepte quelques hypothèses simplificatrices. Il prouve qu'une diminution annuelle du rayon solaire de 38 m suffit à produire la chaleur désirée. A ce taux là, il faudrait attendre 12000 ans pour que le diamètre apparent du Soleil diminuât de une seconde et, dans ces conditions, le Soleil pourrait encore rayonner pendant 15 millions d'années. Bien que cette dernière durée ne soit pas très considérable, ces données concernant l'avenir sont cependant satisfaisantes. Il n'en va pas de même si l'on songe au passé. Supposons que le Soleil se soit formé par condensation progressive de matière s'étendant primitivement jusqu'à l'infini, et calculons l'énergie que la contraction jusqu'aux dimensions actuelles aurait produite. Le

calcul est simple si l'on suppose qu'à chaque instant la densité du Soleil est constante du centre à la surface, et l'on s'aperçoit alors que la contraction envisagée aurait permis au Soleil de rayonner depuis 20 millions d'années. En d'autres termes, et dans les conditions indiquées, le Soleil n'existerait pas depuis plus de 20 millions d'années, temps beaucoup trop court si l'on songe que les géologues fixent l'âge de la croûte terrestre à 2 milliards d'années environ. Ainsi l'hypothèse de HELMHOLTZ doit être, sinon abandonnée, du moins complétée, puisque les arguments qui précèdent montrent que la contraction seule n'est pas une source d'énergie suffisante pour rendre compte du rayonnement passé du Soleil.

La durée de 20 millions d'années est obtenue en supposant, comme nous l'avons dit, que la densité solaire est constante à chaque instant. Cette condition n'est certainement pas remplie car, dans une sphère gazeuse, la densité croît de la surface au centre. POINCARÉ, dans ses « Leçons sur les hypothèses cosmogoniques » et G. TIERCY, dans son magistral ouvrage « L'équilibre radiatif dans les étoiles », ont montré qu'en choisissant convenablement la loi de variation de la densité en fonction du rayon, il était possible d'allonger quelque peu la durée passée du rayonnement solaire en la portant de 20 à 50 millions d'années, ce qui est toujours insuffisant.

Arrêtons ici ce bref résumé des recherches suscitées par le problème du rayonnement solaire, notre but n'étant pas d'exposer tous les développements auxquels il a donné lieu. Les idées qui précèdent mettent en évidence l'intérêt qu'il y aurait à connaître, au sein de la masse solaire, la loi de variation de la densité en fonction du rayon. Or, la densité n'est pas seule en cause, car une masse de gaz est caractérisée par trois grandeurs : sa densité, sa pression et sa température, et il n'est pas possible de déterminer la loi de variation de l'une de ces grandeurs sans tenir compte des deux autres.

On voit ainsi se dessiner l'orientation nouvelle des recherches qui, dorénavant, auront pour but de déterminer la variation de la densité, de la pression et de la température en fonction de la distance au centre du Soleil. Mais le Soleil est une étoile en tout point semblable à ses voisines (distance nous séparant de lui mise à part) et ce fait donne une ampleur considérable au problème posé qui devient un des plus importants de l'astrophysique et que nous formulerons en ces termes : déterminer, au sein d'une étoile, la répartition de la pression, de la densité et de la température; ou en d'autres termes : déterminer la constitution interne des étoiles.

On voit que ce problème relève de la physique, et plus particulièrement de la thermodynamique. La détermination de la constitution chimique des étoiles poserait un autre problème, partiellement résolu par le moyen de l'analyse spectrale, que nous n'aborderons pas.

Précisons quelles lois physiques doivent être utilisées pour déterminer cette constitution physique.

1. Il est évident, tout d'abord, que les forces de gravitation jouent un rôle essentiel dans la question. Ces forces déterminent, au sein de l'étoile, un champ de gravitation dont l'intensité g , en un point situé à la distance r du centre de l'étoile, est égale à

$$g = \frac{GM_r}{r^2}$$

où G est la constante de la gravitation et M_r la masse contenue à l'intérieur de la sphère de rayon r .

2. La variation dp de la pression du gaz stellaire est déterminée par la loi fondamentale de l'hydrostatique

$$dp = -g\rho dr$$

où ρ est la densité du gaz. Cette loi détermine l'équilibre mécanique de l'étoile.

3. Les propriétés intrinsèques des gaz constituant les étoiles doivent aussi être prises en considération. Les plus simples de ces propriétés sont celles des gaz parfaits, traduites par la loi de Mariotte-Gay Lussac

$$p = \frac{R}{\mu} \rho T$$

dans laquelle R est une constante, μ le poids moléculaire moyen et T la température absolue.

4. Un gaz parfait, subissant une transformation adiabatique, obéit à la loi de Poisson

$$pv^k = \text{constante}$$

dans laquelle k est le rapport des chaleurs spécifiques à pression et à volume constants.

Les premiers travaux dont nous avons à parler, publiés en 1870 par LANE puis en 1907 par EMDEN, furent fondés sur ces quatre lois. Cependant LANE et EMDEN généralisèrent le problème en laissant arbitraire l'exposant k de la loi de Poisson, et cette généralisation devait se révéler, par la suite, de la plus grande importance. Les sphères gazeuses dans lesquelles la loi de Poisson ainsi généralisée est vérifiée sont dites en équilibre polytropique.

Avant d'indiquer les résultats obtenus par EMDEN (résultats généralisant ceux de LANE) il est nécessaire de se demander s'il est légitime d'assimiler les gaz stellaires à des gaz parfaits. A la fin du siècle dernier, on connaissait la densité moyenne d'une seule étoile, celle du Soleil, égale à 1,41. Or les gaz terrestres, longtemps avant d'avoir atteint cette densité, cessent d'être parfaits. Par contre, on sait maintenant que la densité moyenne d'une étoile géante est comparable à celle de l'air, ou même plus faible encore, de sorte qu'il est légitime aujourd'hui (alors qu'il ne l'était pas à l'époque d'EMDEN) de considérer de tels gaz comme parfaits.

Utilisant les lois indiquées, EMDEN a montré que la solution du problème (c'est-à-dire la détermination de la densité, de la pression et de la température en chaque point de l'étoile) était obtenue par la résolution de l'équation

$$\frac{d^2u}{dr^2} + \frac{2}{r} \frac{du}{dr} + \alpha^2 u^n = 0$$

dans laquelle la variable u est proportionnelle à la température, où α est une constante que la théorie permet de calculer et où n est un paramètre dépendant uniquement de k et caractérisant la classe polytropique envisagée.

Cette équation, dite équation d'EMDEN, joue un rôle essentiel dans les travaux modernes. Quand elle est résolue (elle peut l'être au moyen des fonctions élémentaires pour les classes polytropiques 0, 1 et 5 et dans les autres cas on a recours à des intégrations numériques) sa solution fournit tous les renseignements désirés au sujet de l'étoile à laquelle on l'a appliquée. Ajoutons que, dans les applications numériques, il est nécessaire de connaître la classe polytropique (donc la valeur de n) et le poids moléculaire moyen de l'étoile; nous dirons plus loin quelles considérations permettent de fixer la valeur de ces deux grandeurs.

Si l'on choisit $n = 3$ et le poids moléculaire moyen égal à 2,11 on trouve pour *Capella* (α *Aurigae*) les résultats suivants :

pression centrale = $6,12 \cdot 10^{13}$ dynes/cm² = 60 millions d'atmosphères

température centrale = 12,6 millions de degrés

densité centrale = 0,1236 g/cm³.

Les valeurs de la pression, de la température et de la densité au centre de l'étoile étant connues, il est ensuite facile de calculer les valeurs que prennent ces grandeurs en un point quelconque de l'étoile.

Ainsi, à mi-distance entre le centre et la surface, la température est les 27 % de la température centrale, la densité les 2 % de la densité centrale et la pression 0,5 % seulement de la pression centrale.

On voit que le problème posé est entièrement résolu. Cependant, la découverte de la pression de radiation allait en modifier les bases.

Cette pression, exercée par la lumière sur les corps qu'elle frappe, est proportionnelle à la quatrième puissance de la température absolue du corps émettant la lumière. Dans les conditions terrestres habituelles, cette pression est négligeable, mais il n'en est plus de même au sein d'une étoile. Ainsi, en reprenant l'exemple de *Capella*, il est facile de calculer que la pression de radiation correspondant à une température de 12 millions de degrés est de l'ordre de 30 millions d'atmosphères. Une telle pression peut avoir un rôle important dans la détermination de l'équilibre d'une étoile, et il est par conséquent indispensable d'en tenir compte.

C'est ce que fait pour la première fois BIALOBRZESKI en 1913, suivi plus tard par tous les astrophysiciens contemporains, au premier rang desquels il faut citer EDDINGTON et JEANS.

BIALOBRZESKI adopte le modèle polytropique, introduit par EMDEN, mais pour tenir compte de la pression de radiation, il doit récrire les équations fondamentales du problème (en particulier celle de l'équilibre mécanique) en remplaçant la pression matérielle, seule considérée jusqu'alors, par la pression totale, somme de la pression matérielle et de la pression de radiation. Cette modification entraîne des complications de calcul assez considérables, et l'équation différentielle à laquelle BIALOBRZESKI est conduit a une forme beaucoup plus compliquée que celle de l'équation d'Emden. Mais BIALOBRZESKI a remarqué que si l'équilibre établi dans l'étoile est un équilibre polytropique de classe 3, on retrouve l'équation d'Emden écrite tout à l'heure, le coefficient α étant seul modifié par l'introduction de la pression de radiation. Le choix de cette classe polytropique entraîne une conséquence qui prendra par la suite, dans les travaux d'EDDINGTON, une importance considérable : dans ce type d'équilibre, le rapport entre la pression de radiation et la pression matérielle est constant dans toute l'étoile ; et réciproquement, si ce rapport est constant, l'équilibre réalisé est un équilibre polytropique de classe 3. Adoptant cette classe polytropique, BIALOBRZESKI obtient des résultats numériques peu différents de ceux obtenus précédemment. Ainsi, pour *Capella*, la température centrale est ramenée de 12 à 9 millions

de degrés, alors que la densité centrale et la pression centrale ne sont pas modifiées.

Malgré son intérêt considérable, cette solution de BIALOBRZESKI contient un élément peu satisfaisant. En effet, le choix de la classe polytropique 3 est fixé, somme toute, par des raisons de simplicité mathématique, et ces raisons sont ici insuffisantes. Pour que la théorie ait une valeur physique, il s'agit de savoir si le choix de la classe polytropique 3 s'impose physiquement; en d'autres termes, il s'agit de savoir si l'étude des conditions physiques régnant à l'intérieur des étoiles conduit à la classe polytropique adoptée.

Cette étude fut entreprise par EDDINGTON en 1916. Elle n'est pas aisée, car elle met en jeu diverses grandeurs physiques mal connues, telles que le poids moléculaire moyen et le coefficient d'absorption de la matière stellaire. Il paraît impossible de déterminer le poids moléculaire moyen d'une étoile sans connaître sa constitution chimique; aussi, pendant plusieurs années, la plus grande incertitude régna-t-elle à son sujet. Cette incertitude fut levée par JEANS, qui attira l'attention sur l'importance de l'ionisation dans les gaz stellaires. Considérons en effet un atome de masse A et de nombre atomique Z . Cet atome possède Z électrons satellites et, s'il est complètement ionisé, il donne $Z + 1$ particules indépendantes. La masse moyenne, par particule indépendante, c'est-à-dire le poids moléculaire moyen, est alors égal à $A/Z + 1$. Or on sait que pour tous les atomes, sauf celui d'hydrogène, le nombre atomique Z est environ la moitié de la masse atomique A , en sorte que le poids moléculaire moyen vaut environ 2, quel que soit l'élément chimique envisagé (hydrogène et hélium mis à part) et pour autant que l'ionisation soit complète. Mais, dans les gaz stellaires, l'ionisation n'est certainement pas complète pour tous les atomes, ce qui a pour effet d'augmenter la valeur du poids moléculaire moyen. C'est pourquoi EDDINGTON, dans son livre sur la constitution interne des étoiles, pose cette valeur égale à 2,11.

On voit ainsi que cette contribution de JEANS permet, du moins dans une certaine mesure, d'éviter la détermination de la constitution chimique des étoiles, ce qui est une grosse simplification. Cependant, si les étoiles étaient formées essentiellement d'hydrogène ou d'hélium, le raisonnement précédent ne serait plus applicable car, pour le premier de ces éléments, Z et A sont égaux à l'unité et le poids moléculaire moyen serait égal à $1/2$ (pour autant que l'ionisation soit complète) et pour le deuxième Z et A valent respectivement 2 et 4, ce

qui donnerait un poids moléculaire égal à 1,33. Par conséquent, les calculs numériques dans lesquels on prend la valeur 2,11 donnent des résultats applicables aux étoiles dans lesquelles l'hydrogène et l'hélium sont peu abondants, tandis que si ces éléments sont fortement représentés, les calculs doivent être repris avec une valeur plus faible du poids moléculaire moyen. En fait, on établit une série de solutions numériques, correspondant à diverses valeurs du poids moléculaire moyen, c'est-à-dire à diverses concentrations en hydrogène et hélium. Toutes ces solutions conduisent aux mêmes lois de répartition de la pression, de la densité et de la température au sein de l'étoile; seules les valeurs centrales de ces grandeurs sont modifiées, particulièrement celle de la température.

Ces considérations permettent de fixer à 20 millions de degrés la température centrale du Soleil en admettant, ce qui paraît probable, que l'hydrogène forme le tiers de sa masse totale. Par la même voie on établit le fait important suivant : les températures centrales de toutes les étoiles appartenant à la série principale sont comprises entre 15 et 30 millions de degrés.

Les difficultés soulevées par le coefficient d'absorption de la matière stellaire sont plus considérables que celles suscitées par le poids moléculaire moyen et ne sont pas toutes résolues aujourd'hui. On se rend facilement compte que ce coefficient doit être grand¹, car les températures stellaires sont élevées. A ces températures, les longueurs d'ondes des radiations dominantes (données par la loi de Wien) varient entre 3 et 30 angströms; ce sont des rayons X très doux, donc très peu pénétrants : l'expérience prouve qu'une épaisseur de 30 cm d'air normal en absorbe la moitié. Mais les mesures faites en laboratoire terrestre ne peuvent être utilisées sans autre dans les problèmes stellaires, la raison de cette impossibilité étant l'état d'ionisation intense des gaz stellaires. Ainsi, cet état d'ionisation est tout à la fois utile et gênant : utile, car il simplifie la détermination de la valeur du poids moléculaire moyen, et gênant parce qu'il complique celle du coefficient d'absorption. L'étude de l'ionisation des gaz stellaires constitue un moyen permettant de déterminer la valeur du coefficient d'absorption, pour autant que la concentration en hydrogène soit connue. Mais le coefficient d'absorption peut aussi être déterminé par voie indirecte, en utilisant certaines

¹ Le coefficient d'absorption k est défini par cette condition qu'une couche de matière de densité ρ et d'épaisseur dl absorbe la fraction $k\rho dl$ de l'énergie rayonnante incidente.

données astronomiques. Les valeurs numériques obtenues par ces deux méthodes concordent à condition de choisir une concentration en hydrogène convenable ; c'est ainsi que B. STRÖMGREN a pu établir en 1933 que cette concentration est en général élevée dans les gaz stellaires. Ajoutons cependant que l'incertitude qui peut régner sur la valeur du coefficient d'absorption n'a aucune importance dans tous les problèmes où l'on compare deux étoiles, car alors la valeur de ce coefficient disparaît par division.

EDDINGTON est ainsi parvenu à préciser le mode de transfert de l'énergie rayonnante, et par là même la nature de l'équilibre réalisé au sein des masses stellaires. Cet équilibre, dit équilibre radiatif, est tel qu'en chaque point de l'étoile le rapport entre la pression de radiation et la pression matérielle est constant, ce qui implique, nous l'avons dit, qu'il s'agit d'un équilibre polytropique de classe 3. La supposition faite par BIALOBRZESKI est ainsi confirmée et la classe polytropique 3 acquiert par là une importance particulière.

Mais EDDINGTON est allé plus loin, et l'un des résultats essentiels de sa théorie est la célèbre relation masse-luminosité, vérifiée dans un grand nombre de cas, qui permet de calculer l'éclat d'une étoile dont seule la masse est connue. Est-il besoin d'insister sur l'importance d'un tel résultat ?

L'application de cette relation a conduit à la découverte d'un fait important. Rappelons que la théorie d'EDDINGTON, comme celles de BIALOBRZESKI et d'EMDEN, est fondée, entre autres, sur les lois des gaz parfaits. On s'attendait donc à ce que cette théorie donnât des résultats satisfaisants (et c'est en effet le cas) lorsqu'on l'appliquerait à des étoiles géantes dans lesquelles les faibles densités moyennes justifient l'usage de ces lois. Or EDDINGTON s'est aperçu que la relation masse-luminosité est encore applicable aux étoiles naines, donc aux étoiles denses.

Considérons par exemple le Soleil dont la masse est égale à $1,985 \cdot 10^{33}$ grammes et la densité à 1,41. La relation masse-luminosité permet de calculer que l'énergie rayonnée par le Soleil pendant une seconde est égale à $3,47 \cdot 10^{33}$ ergs, alors que la valeur déterminée expérimentalement est de $3,78 \cdot 10^{33}$ ergs. Cette différence correspond à une différence d'éclat de 0,09 magnitude seulement. On voit que l'accord entre la théorie et l'observation est excellent et qu'une conclusion s'impose, conclusion annoncée par EDDINGTON en 1924 : les lois des gaz parfaits s'appliquent aussi aux étoiles naines denses.

Cette conclusion aurait profondément étonné, ou même

choqué, un physicien du début du siècle, mais les connaissances actuelles de la structure de l'atome et des conditions dans lesquelles il peut être ionisé la rendent maintenant parfaitement plausible. On saisit ici sur le vif cette aide mutuelle que s'apportent l'astronomie et la physique, aide à laquelle nous faisons allusion au début de cette étude.

Signalons encore une autre conséquence de la théorie d'EDDINGTON qui paraît avoir une portée très générale. L'introduction de la pression de radiation dans les équations du problème permet d'établir les faits suivants : dans des étoiles de faible masse, la pression de radiation est très petite, ce qui signifie que ces étoiles rayonnent trop peu pour être visibles; dans des étoiles ayant des masses plus grandes, la pression de radiation devient importante et ces étoiles, rayonnant davantage, sont visibles. Enfin, dans des étoiles plus massives encore, la pression de radiation surpasserait celle du gaz et de telles étoiles, instables, auraient très peu de chances de subsister.

EDDINGTON suggère que ces considérations fournissent l'explication du fait bien connu suivant lequel la très grande majorité des étoiles ont des masses voisines de celle du Soleil. Si cette suggestion se révélait exacte, elle montrerait que la pression de radiation a des effets cosmogoniques considérables.

La théorie d'EDDINGTON a remporté de beaux succès, mais elle a fait surgir aussi des difficultés nouvelles, particulièrement dans le grand problème de l'évolution des étoiles, difficultés dont nous allons dire quelques mots en terminant.

Pour saisir nettement la nature de ces difficultés, il est nécessaire d'avoir présents à l'esprit les grands traits de cette évolution, tels qu'ils étaient généralement admis il y a peu de temps encore.

On pensait que les étoiles naissent géantes et froides et que, sous l'effet de la lente condensation qu'elles subissent, leur température s'élevait peu à peu jusqu'au maximum de 20 000 degrés environ. Ce stade étant atteint, et malgré la condensation qui se poursuit, la température diminue et l'étoile atteint finalement le terme de son évolution dans l'état de naine froide. Ces idées — résumées ainsi d'une façon beaucoup trop sommaire — sont confirmées par un grand nombre de faits dont voici l'un des plus significatifs : les étoiles les plus froides (températures superficielles de l'ordre de 3000 degrés) forment deux groupes nettement distincts : celui des géantes, ayant des diamètres 10 ou 100 fois plus grands que le diamètre solaire, et celui des naines dont les diamètres sont

de l'ordre de grandeur du diamètre solaire, ou plus petits. Les géantes seraient ainsi des étoiles jeunes, au début de leur évolution, tandis que les naines (notre Soleil par exemple) seraient près de leur extinction finale.

Dans cette théorie de l'évolution stellaire, il reste à expliquer pourquoi les températures ne dépassent guère le maximum de 20 000 degrés. Avant 1924 on pensait en trouver la raison dans les propriétés des gaz. Au début de son évolution, l'étoile géante a une densité très faible; les lois des gaz parfaits, qui lui sont certainement applicables, permettent facilement d'expliquer l'élévation de la température résultant de la contraction. Mais, pensait-on, à partir d'un certain stade de contraction, les gaz stellaires ne peuvent plus être considérés comme parfaits, et à partir de ce moment la contraction moins rapide ne peut plus fournir la chaleur nécessaire au rayonnement, en sorte que l'étoile se refroidit. Or, notre Soleil a dépassé depuis longtemps le stade de température maximum et cependant les lois des gaz parfaits lui sont applicables, comme EDDINGTON nous l'a appris en 1924. Par conséquent, l'interprétation envisagée de l'évolution stellaire doit être modifiée.

Aujourd'hui, cet important problème est loin d'être résolu, d'autant plus que les travaux de BETHE, de GAMOW et d'autres, parus depuis 1939, ont prouvé qu'il fallait tenir compte de phénomènes nouveaux : les réactions thermonucléaires. Ces auteurs ont trouvé dans ces réactions l'origine, vainement cherchée ailleurs, de la chaleur solaire. Pour BETHE, et beaucoup d'astrophysiciens pensent comme lui, il ne fait aucun doute que la production d'énergie dans le Soleil soit due à la transmutation de l'hydrogène en hélium, transmutation s'effectuant au cours de cycles dans lesquels le carbone et l'azote jouent le rôle de catalyseurs¹.

Si ces idées, que nous ne pouvons développer davantage, apportent une solution acceptable au problème de l'entretien du rayonnement solaire, elles posent avec une acuité accrue celui de l'évolution des étoiles. En effet, la mise en jeu des réactions thermonucléaires permet d'établir qu'actuellement la température du Soleil croît, ce qui est contraire à toutes les idées admises jusqu'en 1940 et oblige par conséquent à reposer le problème de l'évolution sur des bases nouvelles.

Cependant, si la théorie de BETHE et GAMOW suscite, comme celle d'EDDINGTON, des difficultés, sources certaines de progrès

¹ On voit réapparaître ici, et pour la deuxième fois, le rôle singulier joué par l'hydrogène.

futurs, elle apporte une confirmation aux travaux d'EDDINGTON. Ces travaux ont montré que les températures centrales des étoiles de la série principale sont comprises entre 15 et 30 millions de degrés. Or, les physico-chimistes établissent que les réactions nucléaires au cours desquelles l'hydrogène est transmuté en hélium nécessitent une température minimum de 15 millions de degrés. Ainsi, à partir d'expériences de laboratoire, les physiciens établissent que les températures centrales des étoiles envisagées doivent être voisines de 15 millions de degrés, retrouvant ainsi par une voie entièrement différente le nombre obtenu par les astrophysiciens. Une telle concordance est remarquable et renforce singulièrement la confiance qui peut être accordée aux théories mises en jeu.

* * *

Cette brève étude ne prétend pas épuiser le sujet abordé. Nous avons posé un problème et esquissé à grands traits les efforts des astrophysiciens lancés à la recherche de sa solution. On a vu que chaque découverte nouvelle a permis de le poser sur des bases plus larges et a permis, en même temps, de réaliser des progrès nouveaux dans sa solution. Cette constatation, tirée d'un exemple particulier, traduit du reste un caractère général du développement scientifique, celui-ci procédant presque toujours — pour ne pas dire toujours — par approximations successives.

Nous nous sommes arrêté, dans le problème étudié, à l'approximation d'EDDINGTON, mais celle-ci est provisoire, aussi bien que celles d'EMDEN et de LANE. Depuis dix ans, de nouvelles approximations, sur lesquelles il n'est pas possible d'insister ici, ont été réalisées grâce aux travaux de nombreux chercheurs, parmi lesquels on peut citer BETHE, GAMOW et CHANDRASEKHAR. Ces travaux ont déjà montré l'importance, pour le problème de la constitution des étoiles, des récentes découvertes de la chimie physique, mais on est loin encore d'en avoir envisagé toutes les conséquences.
