

Zeitschrift: Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft

Herausgeber: Schweizerische Astronomische Gesellschaft

Band: - (1960)

Heft: 68

Artikel: Problèmes d'évolution stellaire

Autor: Bouvier, P.

DOI: <https://doi.org/10.5169/seals-900113>

Nutzungsbedingungen

Die ETH-Bibliothek ist die Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften auf E-Periodica. 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. Das Veröffentlichen von Bildern in Print- und Online-Publikationen sowie auf Social Media-Kanälen oder Webseiten ist nur mit vorheriger Genehmigung der Rechteinhaber erlaubt. [Mehr erfahren](#)

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. La reproduction d'images dans des publications imprimées ou en ligne ainsi que sur des canaux de médias sociaux ou des sites web n'est autorisée qu'avec l'accord préalable des détenteurs des droits. [En savoir plus](#)

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. Publishing images in print and online publications, as well as on social media channels or websites, is only permitted with the prior consent of the rights holders. [Find out more](#)

Download PDF: 13.01.2026

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

ORION

Mitteilungen der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft
Bulletin de la Société Astronomique de Suisse

APRIL – JUNI 1960

No 68

18. Heft von Band V – 18ème fascicule du Tome V

PROBLEMES D'EVOLUTION STELLAIRE

par P. BOUVIER, Observatoire de Genève,
chargé de cours à la Faculté des Sciences

1. LA CORRELATION ECLAT-COULEUR

L'aspect du ciel étoilé, tel qu'il se présente à l'œil nu simplement, nous révèle des points brillants qui diffèrent entre eux par l'éclat et la couleur.

Très tôt pouvait donc se poser la question suivante: y a-t-il corrélation entre l'éclat et la couleur des étoiles? En d'autres termes, les étoiles brillantes sont-elles de préférence d'une certaine couleur, disons bleues, alors que les étoiles faibles nous paraîtraient plutôt rouges; est-ce la situation inverse qui se présente ou bien les éclats sont-ils répartis d'égale manière pour toute couleur?

Avant de répondre à cette question, il importe d'être très au clair sur la définition et la mesure des quantités physiques que nous traduisons par les mots éclat et couleur.

2. ECLATS STELLAIRES

L'éclat d'un astre est l'éclairement qu'il produit au lieu d'où nous observons, c'est-à-dire la puissance lumineuse que nous recevons de cet astre par unité de surface (perpendiculaire aux rayons incidents).

Or la puissance reçue d'une étoile dépend manifestement à la fois de l'éclat intrinsèque de l'étoile et de la distance qui nous en sépare et comme seul importe l'éclat intrinsèque dans le problème abordé ici,

il faudra n'envisager pour l'instant que des étoiles de parallaxe connue ou éventuellement des étoiles dont on peut affirmer qu'elles sont toutes à la même distance.

La mesure d'un éclat stellaire se fait à l'aide d'un récepteur sensible et peu inerte, monté sur un instrument d'optique, lunette ou télescope dont la fonction est de collecter le plus de lumière possible. Ainsi est augmenté l'éclat produit sur le récepteur, lequel est constitué soit par une plaque photographique soit par une cellule photoélectrique ou un montage de plusieurs de ces cellules.

De telles mesures d'éclat sont extrêmement délicates ; elles exigent que l'on ait d'abord corrigé le flux lumineux reçu de l'étoile de l'extinction atmosphérique et des pertes de lumière subies par absorption ou réflexion dans l'ensemble du dispositif optique. Il convient ensuite, tenant compte de la sensibilité du récepteur aux diverses radiations monochromatiques et de la courbe caractéristique donnant la réaction de celui-ci en fonction de la puissance reçue, de rattacher les résultats à ceux d'une source de comparaison parfaitement connue. Les effets rencontrés au cours de ces multiples étapes dépendent tous de la longueur d'onde, de sorte que la mesure de l'éclat d'un astre est d'emblée inextricablement mêlée à sa couleur.

3. SPECTRES STELLAIRES. INDICES ET EXCES DE COULEUR

La couleur d'une étoile est liée à la distribution d'énergie dans le spectre et l'on sait que, dans leur grande majorité, les spectres stellaires présentent un fond continu brillant barré de raies d'absorption. La présence de ces raies complique souvent les spectres mais permet d'autre part une classification en une série spectrale laquelle tient lieu, en quelque sorte, d'une série de couleurs.

L'atmosphère d'une étoile, c'est-à-dire les couches extérieures d'où provient le rayonnement que nous recevons, est en effet caractérisée par un certain nombre de grandeurs physiques ; les valeurs de la température notamment déterminent les conditions de production du spectre, influençant aussi bien l'intensité du fond continu émis par l'étoile que les radiations retenues par absorption dans son atmosphère et qui absentes du spectre reçu, y laissent des raies sombres.

La corrélation éclat-couleur peut donc être remplacée, moyennant certaines précisions, par une corrélation éclat-spectre.

La classification spectrale de Harvard distingue, comme on le sait, une dizaine de types spectraux d'après l'allure générale des spectres imprimée par les raies ou les bandes d'absorption et dans quelques cas spéciaux par les raies d'émission.

On fixera plus complètement le type spectral par des mesures d'intensités relatives de raies ou de bandes sélectionnées parmi les plus marquantes ; ainsi par étapes successives, les astronomes ont été amenés à la classification de Harvard-Yerkes dont la précision garantit le dixième de type spectral.

Des raffinements récents, obtenus notamment à l'aide de filtres à bande passante étroite, ont permis de déterminer le type spectral au centième près.

Mais une étoile n'est pas exclusivement caractérisée par son type spectral, indépendamment duquel il faut considérer aussi l'éclat absolu ou luminosité et là encore ce sont certaines intensités relatives bien définies qui servent de critères aux classes de luminosité de Harvard-Yerkes.

Cependant, d'autres classifications spectrales sont possibles ; celle de Chalonge et autres astronomes français de l'I.A.P. est basée sur quelques particularités du spectre de l'hydrogène. On fait donc appel à un seul élément chimique, ce qui est à première vue plus rationnel mais par ailleurs, cet élément ne se montre que dans certains spectres stellaires et pas dans d'autres. Deux grandeurs liées à la limite de la série de Balmer ont ainsi présidé à l'élaboration de la classification spectrale de Paris.

Il est souvent difficile d'établir une correspondance biunivoque entre les deux classifications évoquées ci-dessus, en outre les étoiles qui ne trouvent pas leur place dans l'une des classifications ne la trouvent généralement pas non plus dans l'autre. Ces faits nous conduisent à penser qu'une classification complète nécessite la connaissance de plus de deux paramètres.

D'autre part, la couleur d'un astre peut être estimée globalement d'une façon indépendante de l'analyse spectrale ; il suffit notamment de mesurer l'éclat de l'astre à l'aide de deux récepteurs de sensibilité différente et qui par conséquent réagiront inégalement ou bien encore d'utiliser un seul et même récepteur mais deux filtres délimitant des intervalles spectraux nettement différents. Le rapport des éclats ainsi

mesurés nous fournit l'indice de couleur, qui est en fait une échelle numérique des couleurs liée aux filtres (ou aux récepteurs) employés. Cette méthode des indices de couleur a rendu de grands services dans l'évaluation de la couleur d'étoiles lointaines, beaucoup trop distantes de nous pour que leur spectre soit même approximativement déchiffrable. En contrepartie, nous pourrons dégager le type spectral de ces étoiles lointaines en interpolant la corrélation spectre-indice de couleur établie pour des étoiles relativement proches.

Nous savons aussi que l'espace interstellaire n'est pas vide mais occupé par une matière très ténue et répartie en nuages plus particulièrement nombreux au voisinage du plan galactique. L'éclat d'un astre vu à travers de tels nuages est affaibli et sa couleur paraît plus rouge ; ce double effet d'extinction et de rougissement peut se manifester assez sérieusement dès que la distance atteint 400 parsecs environ. Si l'on parvient néanmoins à estimer le type spectral de l'étoile, la corrélation évoquée plus haut pour des étoiles non rougies nous fournit l'indice de couleur vrai que l'on comparera avec l'indice de couleur excessif donné par la mesure directe, et la différence de ces deux indices, dite excès de couleur, renseignera également sur l'extinction interstellaire subie par le rayonnement global de l'étoile. Mais cette technique manque de précision et n'est pas toujours possible.

D'importants progrès sont actuellement attendus de l'emploi de la photométrie polychromatique où la considération de plus de deux couleurs (ou deux filtres) nous amène à comparer entre eux plusieurs indices de couleur. Ainsi avec trois couleurs, nous disposons de deux indices indépendants, que le rougissement interstellaire affectera inégalement et nous avons donc là un moyen d'étudier le rougissement et l'extinction interstellaires à partir des mesures faites sur des étoiles non rougies de luminosité déterminée.

La photométrie en plusieurs couleurs permet aussi une subdivision plus poussée des diverses catégories d'étoiles définies par leur spectre (ou indice de couleur) et leur classe de luminosité.

Revenons maintenant à la question énoncée au début, et que pouvaient déjà fort bien se poser les bergers de Chaldée ou les grands prêtres des pharaons : y a-t-il corrélation entre l'éclat et la couleur des étoiles ?

Les considérations qui précèdent ont éveillé notre attention sur les subtiles complexités que recouvrent les termes mêmes de cette question

apparemment si simple, aussi n'est-il pas étonnant qu'il ait fallu attendre jusqu'au siècle présent pour voir s'ébaucher une réponse cohérente et cette réponse, c'est dans le diagramme HR que nous allons la lire.

4. LE DIAGRAMME HR

On abrège ainsi le nom du diagramme considéré indépendamment par Hertzsprung (1905) et par Russell (1913), obtenu en représentant chaque étoile par un point dans un système d'axes où est porté en abscisse le type spectral ou un indice de couleur et en ordonnée la magnitude absolue visuelle M_V . Cette dernière est une mesure logarithmique de l'éclat lumineux tel qu'il est enregistré par l'œil; une correction variant avec la couleur permet d'en tirer ensuite la luminosité totale L , c'est-à-dire l'éclat intégré sur toutes les longueurs d'onde et qui a un sens plus fondamental.

Que l'on adopte pour la couleur tel indice ou tel autre ou que l'on répartisse en intervalles arbitrairement égaux les divers types spectraux, peu importe car ce ne sont là que des moyens de mesure destinés à correspondre à une grandeur physique au sens plus profond: la température des couches superficielles de l'étoile. En effet, si l'on parcourt la série spectrale de Harvard en allant des types «précoces» aux types «avancés», on va du même coup des spectres où dominent les éléments chimiques à potentiel d'ionisation élevé vers ceux d'éléments de faible potentiel d'ionisation et l'on observe aussi que le fond continu, d'intensité maximum dans le bleu au début de la série, se déplace graduellement vers le rouge.

Cette convergence des phénomènes montre bien l'importance sous-jacente d'une notion de température, qui confère d'ailleurs à la classification spectrale sa vraie signification.

Restreignons-nous d'abord aux étoiles les plus proches, celles qui sont à moins de 10 parsecs et dont la parallaxe a donc pu être obtenue par voie trigonométrique.

Le diagramme HR relatif à ce proche voisinage montre une corrélation marquée entre la magnitude photovisuelle absolue et le spectre, ceci pour la grande majorité des étoiles, dont les points représentatifs se disposent en effet dans une bande étroite allant des étoiles brillantes de teinte bleutée vers les étoiles rougeâtres de faible éclat. Cette bande se nomme la série principale. Les quelques étoiles qui n'en font pas partie tombent dans le secteur inférieur gauche du diagramme ou éventuellement en haut vers la droite.

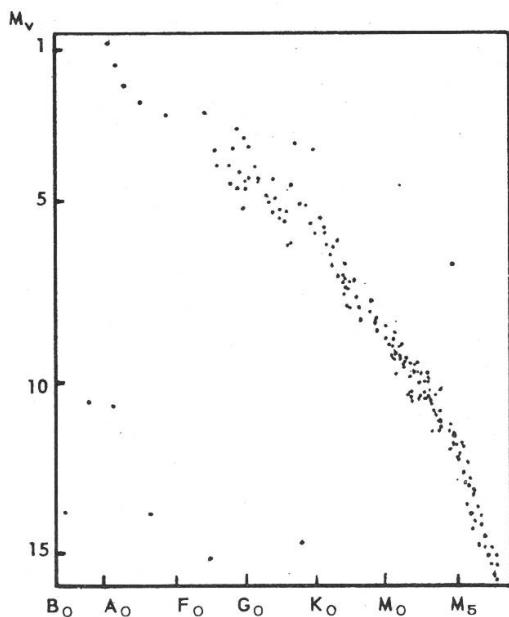


Figure 1 - Diagramme HR des étoiles proches (200 étoiles).

On peut chercher à inclure à ce diagramme des étoiles plus lointaines dont les parallaxes ont pu être déterminées à l'aide de mouvements propres ou dont les magnitudes absolues ont été obtenues spectroscopiquement; le résultat se traduit par un renforcement de la série principale où la dispersion autour de la ligne médiane, qui était de $\pm 0,4m$ pour les étoiles proches, augmente sensiblement tandis que l'ensemble du diagramme se peuple graduellement, au point de ne laisser que peu de régions vraiment lacunaires.

Sans discuter maintenant ce diagramme beaucoup plus complexe que le premier, nous remarquerons que les points représentatifs forment en général des bandes plus ou moins larges ou séquences; la série principale est la plus importante de ces séquences, mais nous relèverons parmi d'autres, la branche des géantes rouges qui se détache de la série principale pour se diriger vers le coin supérieur de droite, alors qu'au-dessous de cette séquence vient se placer le groupe des sous-géantes, les sous-naines se disposant, de leur côté, au-dessous de la série principale dans sa portion moins lumineuse.

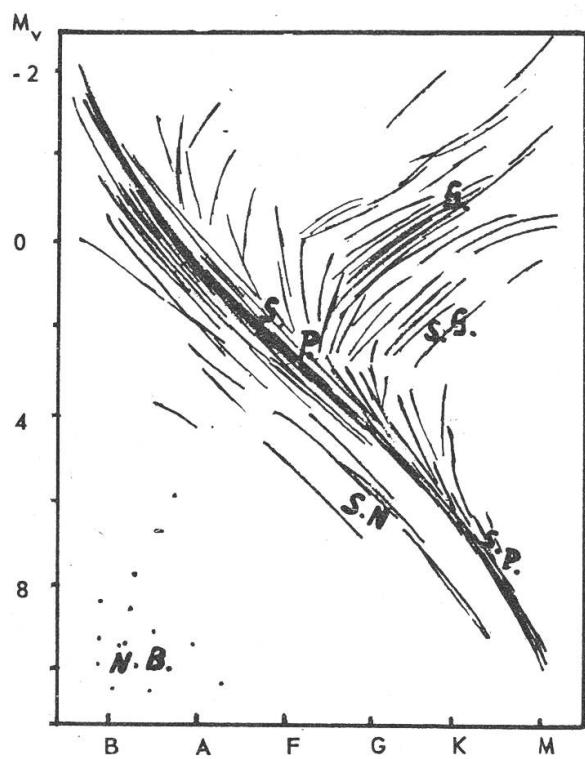


Figure 2 - Diagramme HR du voisinage solaire (4000 étoiles). S.P. série principale; G géantes; S.G. sous-géantes; S.N. sous-naines; N.B. naines blanches.

La disposition des points représentatifs des étoiles qui est loin d'être uniforme, a indubitablement une signification cosmogonique importante ; c'est ce qu'avaient pressenti les promoteurs tels que Russell et avant lui déjà Lockyer en tentant de voir dans les diverses bandes les éléments d'une séquence évolutive. L'on s'est rendu compte par la suite que toute tentative d'interprétation en termes d'évolution restait purement spéculative tant qu'on ignorait la nature des processus libérant l'énergie rayonnante.

Or, nous avons acquis récemment, grâce à l'intervention de la physique nucléaire, des connaissances assez satisfaisantes sur ce point pour qu'il nous soit permis de considérer aujourd'hui à nouveau le diagramme HR dans la perspective de l'évolution stellaire.

5. AMAS D'ETOILES

Les étoiles qui ont servi à établir le HR sous la forme précédente (figure 2) ne constituent pas un échantillon statistique en ce sens qu'il y figure un excès d'étoiles très lumineuses. En outre des études photométriques et cinématiques ont montré que les étoiles au voisinage du soleil ont des caractères mêlés ; il s'agit d'un mélange de plusieurs catégories ou populations distinctes d'étoiles.

En conséquence, le diagramme HR aura une signification plus nette si on arrive à l'établir en s'en tenant à des étoiles qui présentent une origine commune. Nous pensons que de telles conditions sont réalisées dans les amas d'étoiles ; car dans un groupement semblable, les étoiles ont dû vraisemblablement, un peu à la façon des gouttes d'une averse, se condenser à partir d'un même nuage de matière diffuse, avec des masses différentes mais une composition chimique initialement identique.

Les amas ont aussi un autre avantage : étant donné que les étoiles membres d'un amas sont pratiquement toutes à la même distance de nous (à l'exception de l'amas des Hyades, très proche) il suffit de comparer au spectre ou à la couleur les éclats apparents mesurés directement.

Nous savons que l'on distingue les amas stellaires ouverts ou galactiques des amas globulaires. Les premiers, que nous observons en général dans la zone du plan galactique et à des distances moins grandes que les seconds, sont formés de quelques centaines, parfois de quelques dizaines d'étoiles groupées en une structure plutôt irrégulière.

lière, souvent dépourvue de condensation centrale et voisinant avec des nuages de matière interstellaire. Les amas globulaires par contre, circulaires d'apparence, peuvent contenir de dix mille à dix millions d'étoiles et on les observe à des distances de l'ordre de 10 Kpc. dans une région entourant le noyau central du système galactique.

6. LA SERIE PRINCIPALE INITIALE

Ne considérons pour l'instant que le HR des amas galactiques les plus typiques (figure 3); il n'est pas sans rappeler le diagramme des étoiles proches (figure 1) mais la série principale, surtout marquée dans ses parties supérieure et centrale, y apparaît remarquablement fine, avec une dispersion de l'ordre de quelques centièmes de magnitude vers le bas.

La corrélation éclat-couleur est donc très étroite ici; la série principale est à peu près rectiligne mais, à partir d'un point qui varie d'un amas à un autre elle a tendance à se courber vers le haut. Nous disposons ainsi d'une collection de diagrammes HR dont les ordonnées sont des magnitudes apparentes corrigées s'il y a lieu de l'extinction interstellaire; ces diagrammes ont une allure générale très semblable: série principale quasi-rectiligne avec tendance au redressement vers

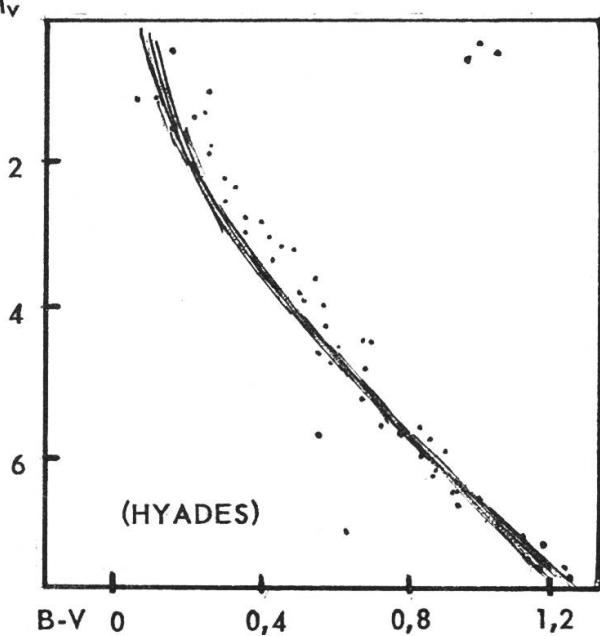


Figure 3 - Diagramme HR d'un amas galactique.

le haut. En outre, il arrive parfois que des points représentatifs, en nombre restreint, tombent dans la région des géantes et des sous-naines; mais la question d'importance majeure qui vient se poser ici est la suivante: y a-t-il moyen de raccorder entre elles les séries principales des divers amas galactiques et de les raccorder ensuite à la série principale des étoiles proches?

Si tel était le cas, il suffirait, à partir des valeurs d'abscisse (couleur vraie) d'ajuster la série principale d'un amas galactique de manière

qu'elle se confond avec le prolongement de la série principale tracée dans le diagramme HR des étoiles proches où les ordonnées mesurent la magnitude absolue. On obtiendrait alors immédiatement le module de distance, c'est-à-dire la distance de l'amas galactique.

Cette façon de procéder suppose essentiellement l'existence d'une série principale unique à laquelle on puisse ainsi rattacher les séries principales des amas galactiques.

Or cette hypothèse est en accord avec la théorie des premiers stades d'évolution stellaire et, pour des raisons liées à cette théorie, on parle de la séquence principale initiale ou d'âge zéro.

7. EQUILIBRE ET EVOLUTION STELLAIRES

Le problème général de la structure interne d'une étoile se présente au départ comme un problème d'équilibre.

Négligeant ici les effets de rotation, nous envisageons une sphère en équilibre mécanique et thermique, dont le flux de chaleur s'écoule des régions centrales vers l'extérieur soit par convection soit par rayonnement.

Tout ceci se traduit par quatre équations différentielles de base, qu'il faudra compléter par trois relations caractéristiques du milieu stellaire, devant décrire respectivement l'état gazeux de ce milieu, son opacité et le mode de libération d'énergie rayonnante.

La composition chimique intervient dans ces dernières relations, sous une forme qu'il est très souvent possible de réduire à deux paramètres qui représentent les abondances relatives X , Y de l'hydrogène et de l'hélium respectivement.

Dans ces conditions, si l'on se donne la masse totale M de l'étoile et des valeurs fixes de X et Y , la répartition en profondeur des diverses grandeurs physiques (pression, température, luminosité, etc.) s'obtient en principe à partir des sept relations évoquées plus haut, moyennant des conditions aux limites bien définies, et déterminent univoquement la configuration d'équilibre prise par l'étoile. En pratique, les grandeurs observables d'une étoile ne sont pas M , X , Y mais sa luminosité L (correspondant à la magnitude bolométrique) et parfois aussi son rayon R ; et comme L et R sont, d'après ce qui précède, univoquement déterminés par la masse et la composition chimique, cela signifie qu'il existe deux relations de base entre L , R d'une part et M , X , Y de l'autre.

Cependant, des valeurs fixes de X et Y se rapportent à une composition chimique homogène dans toute l'étoile et nous savons d'autre part que les sources d'énergie rayonnante résident dans certaines réactions thermonucléaires que favorisent une température et une densité élevées.

C'est donc au centre de l'étoile, où la matière est la plus dense et la plus chaude, que ces réactions se développeront d'abord et y modifieront la composition chimique. Nous pourrions, il est vrai, nous donner à priori X et Y non pas comme des valeurs constantes mais comme des fonctions de la distance r au centre, le problème serait mathématiquement à peine modifié mais ces fonctions X (r), Y (r), contrairement aux répartitions des autres grandeurs physiques, ne résultent alors pas des conditions d'équilibre, elles dépendent en fait de toute l'histoire antérieure au cours de laquelle les réactions thermonucléaires ont pu altérer la composition chimique. Nous ne pouvons donc isoler un état d'équilibre des autres, mais sommes contraints d'envisager toute la suite des modèles qui nous serviront à décrire la structure de l'étoile au cours de son évolution.

8. LA CONSTRUCTION DES MODELES

Nous partons par conséquent de modèles homogènes de composition chimique donnée χ_0 et de masse donnée ; nous devons faire un choix quant aux relations spécifiques du milieu stellaire, relations qui, rappelons-le, complétaient les équations générales d'équilibre et dans ce choix, nous sommes généralement guidés par une première estimation supposée des valeurs probables de la densité et de la température internes.

Par exemple, les étoiles massives et chaudes du haut de la série principale sont considérées comme des sphères d'un gaz parfait où la pression de radiation n'est pas négligeable, et dont l'opacité est due à la photoionisation des éléments les plus lourds ainsi qu'à la diffusion par électrons libres.

Quant au débit d'énergie, il est assuré par le cycle carbone-azote, d'une manière très sensible aux variations de température de sorte que si la température centrale devient juste suffisante pour que démarre la réaction, celle-ci restera limitée au voisinage immédiat du centre et dans ces conditions, il est facile de montrer que des courants de convection vont prendre naissance dans la région centrale. Le modèle qui

en résulte est alors formé d'un noyau convectif entouré d'une enveloppe radiative où le flux est transporté uniquement par rayonnement jusqu'à la surface de l'étoile (figure 4 a).

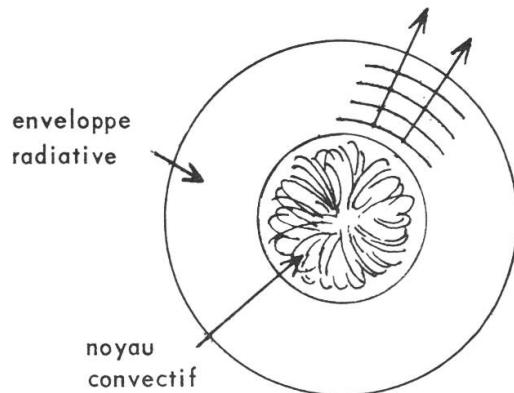


Figure 4 a

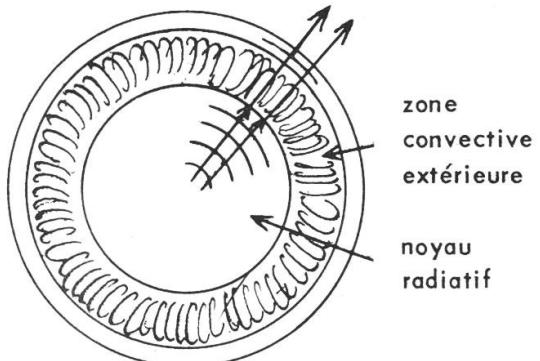


Figure 4 b

Une situation en quelque sorte inversée se présente pour les étoiles relativement froides du bas de la série principale, le modèle initial est encore généralement une sphère de gaz parfait; la pression de radiation et la diffusion par électrons y sont d'ailleurs négligeables, et le débit d'énergie est ici fourni surtout par la chaîne proton-proton, qui dépend moins étroitement de la température que le cycle carbone-azote. L'intérieur de la sphère est par conséquent en équilibre radiatif mais c'est dans les couches extérieures que se développera une zone convective en raison de l'opacité accrue par la formation d'ions négatifs d'hydrogène (figure 4 b).

L'existence de cette zone convective extérieure a été postulée par Osterbrock pour mettre en accord avec l'observation les luminosités trop élevées (ou les abondances relatives d'hydrogène trop faibles) auxquelles conduisait l'application aux naines rouges d'un modèle en équilibre purement radiatif.

D'autre part, en construisant des modèles capables de représenter les naines blanches, il est indispensable de tenir compte de la dégénérescence du gaz d'électrons; la pression en tout point intérieur d'une telle étoile est produite avant tout par la pression résiduelle des électrons au zéro absolu et en première approximation, la température ne joue aucun rôle dans la configuration de la naine blanche.

9. THEORIE DE L'EVOLUTION STELLAIRE INITIALE

Si une étoile est représentée à un certain moment de son existence par un modèle chimiquement homogène (X et Y constants dans toute l'étoile), l'effet des premières réactions thermonucléaires transformant l'hydrogène en hélium, sera de faire baisser X au profit d'une augmentation de Y , dans les régions centrales tout d'abord. Ces variations de composition se font à une cadence dictée par le débit d'énergie des réactions nucléaires, plus précisément du cycle carbone-azote pour les étoiles plus massives du haut de la série principale ou de la chaîne proton-proton qui domine dans les étoiles du bas de cette série.

Désignons la composition chimique initiale par le symbole χ_0 qui peut être X , Y ou tout autre paramètre décrivant cette composition ; après une durée τ à spécifier mais très inférieure au temps de consommation de tout l'hydrogène, nous calculerons la nouvelle composition chimique $\chi(r, \tau)$ telle qu'elle se présentera à la distance r du centre, par un développement au premier ordre

$$1) \chi(r, t) = \chi_0 + \tau \dot{\chi}(r, 0)$$

où $\dot{\chi}(r, 0)$ est la dérivée temporelle de χ à l'époque initiale.

C'est sur la base du développement symbolique (1), qui suppose une variation locale de composition en tout point sans qu'intervienne aucun effet de mélange, que repose la théorie de l'évolution stellaire initiale.

Cependant, deux causes de mélange semblent devoir intervenir : la rotation de l'étoile et la convection régnant dans certaines couches limitées.

En ce qui concerne la rotation, l'adjonction d'un potentiel centrifuge exige, pour que l'étoile reste en équilibre à la fois mécanique et thermique, la production de courants de matière dans les plans méridiens ; toutefois les travaux effectués sur la question ne paraissent en général pas devoir conférer à la rotation en tant que mécanisme mélangeur un rôle véritablement important.

Par contre dans une zone en équilibre convectif, le brassage par convection uniformise très rapidement (vis-à-vis des variations des paramètres chimiques eux-mêmes) la distribution des sources d'énergie ainsi que la composition chimique dont nous suivrons le changement en invoquant (1) à tout niveau r intérieur à la zone convective, avant de faire la moyenne des valeurs $\chi(r, t)$ ainsi obtenues.

La zone convective pourrait-elle s'étendre à toute l'étoile? Un tel modèle serait à la rigueur concevable pour les naines rouges les plus faibles, mais des étoiles si peu lumineuses n'ont pas dû évoluer sensiblement depuis cinq milliards d'années. Si toutefois un modèle purement convectif pouvait convenir à une étoile donnée, la composition chimique de celle-ci resterait homogène en cours d'évolution; en particulier la masse moléculaire augmenterait uniformément dans toute l'étoile et les relations liant luminosité, rayon et masse à la composition chimique (figure 7) nous apprendraient que le point représentant l'étoile dans le HR doit se déplacer vers le haut mais à gauche (c'est-à-dire en dessous) de la série principale.

10. EVOLUTION HORS SERIE PRINCIPALE

Reprendons le modèle du noyau convectif contenant toutes les sources d'énergie et entouré d'une enveloppe radiative.

Si l'on admet que durant l'évolution le noyau, dans lequel l'hydrogène est peu à peu transmuté en hélium, renferme toujours la même fraction de la masse totale de l'étoile, il en résultera seulement une discontinuité de composition chimique à la surface du noyau.

Dans ces conditions simplifiées, le calcul de ce modèle devenu inhomogène sans effet de mélange entre le noyau et l'enveloppe (restés tous deux homogènes), nous amène finalement à un tracé évolutif qui fait quitter au point représentatif la série principale en le déplaçant vers le haut et à droite de celle-ci, comme pour l'aiguiller sur la branche des géantes.

Malgré la schématisation de la situation réelle qui a permis de l'obtenir, ce résultat est d'une grande portée; il nous explique le redressement des séries principales des amas galactiques (figure 6) et nous donne l'espoir d'interpréter la structure des géantes rouges à l'aide de modèles chimiquement inhomogènes.

A vrai dire l'hypothèse faite d'une fraction de masse constante pour le noyau dépend étroitement du choix effectué pour l'opacité; en particulier la diffusion par électrons libres qui vient s'ajouter à l'absorption par photo-ionisation dans les étoiles chaudes du haut de la série principale complique le problème. Il n'y a plus discontinuité de composition à un niveau précis car alors le noyau, au lieu de conserver le même pourcentage de masse, diminue en fait de masse relative et de rayon tandis que se développe une zone intermédiaire inhomogène délaissée par le noyau lors de sa contraction.

En outre, le combustible hydrogène finit par s'épuiser dans le noyau; la génération d'énergie va s'arrêter, ainsi que la convection et l'on est alors amené à envisager une séquence de modèles à noyau isotherme déshydrogéné et enveloppe radiative (figure 5).

L'on peut penser que l'inhomogénéité chimique entre noyau et enveloppe se sera alors d'autant plus accusée que la fraction de masse subsistant dans le noyau sera faible.

Les calculs nous montrent effectivement qu'il n'est pas toujours possible d'ajuster une enveloppe radiative à un noyau isotherme; pour toute valeur α du rapport de la masse moléculaire du noyau à celle de l'enveloppe, il existe une fraction critique de la masse totale que le noyau ne saurait dépasser, on l'appelle la limite de Schoenberg-Chandrasekhar.

Donc après épuisement de l'hydrogène dans le noyau, la masse relative de ce dernier sera généralement inférieure à la valeur critique; mais les réactions nucléaires sont maintenant localisées dans une mince couche entourant le noyau et à mesure que l'hydrogène s'y consume, cette couche progresse vers l'extérieur, un peu à la façon d'un feu de prairie allumé en un point.

Le noyau isotherme augmente donc jusqu'à ce que soit atteinte la limite de Schoenberg-Chandrasekhar.

La construction de modèles à noyau isotherme exige d'ailleurs que l'on prenne en considération, pour des masses stellaires de l'ordre d'une masse solaire ou au-dessous, la dégénérescence partielle du gaz.

11. AGE DES AMAS GALACTIQUES

Faisons ici le point des premiers stades d'évolution stellaire.

A la suite d'une contraction gravitationnelle relativement rapide, l'étoile est passée d'un état originel plus ou moins diffus (protoétoile) à l'état d'étoile de série principale initiale; sa température centrale

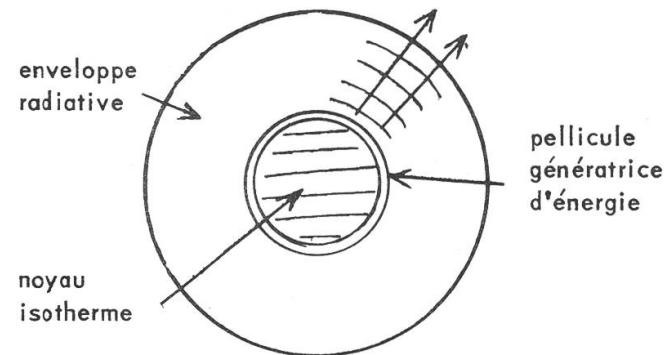


Figure 5

s'est élevée au point de permettre le déclenchement des premières réactions nucléaires, celles qui consument de l'hydrogène.

En raison de la prédominance de cet élément chimique, l'étoile passera la plus grande partie de son existence sur la série principale, en un point placé d'autant plus haut que la masse de l'étoile est grande.

La structure interne va perdre son caractère initial d'homogénéité chimique et, quand l'hydrogène des régions centrales se sera épuisé graduellement, le point représentatif de l'étoile amorcera un déplacement vers la droite, sans s'éloigner encore beaucoup de la série principale tant que n'est pas atteinte la limite de Schoenberg-Chandrasekhar.

Après ce premier stade d'évolution, les événements se précipiteront et le point représentatif se déplacera rapidement du côté de la branche des géantes.

Revenons alors aux diagrammes HR des amas galactiques caractérisés par une série principale quasi-rectiligne tendant à se courber vers le haut ; si l'on identifie le point où s'amorce cette courbure avec le point représentatif d'une étoile qui vient d'atteindre la limite de Schoenberg-Chandrasekhar, il devient alors possible d'évaluer au moins approximativement l'âge actuel de l'amas. Il suffit de connaître la masse du noyau isotherme et de calculer le temps qu'il a fallu pour que l'hydrogène s'y soit entièrement consumé. Ainsi avec un contenu d'hydrogène (resté constant) de $X = 0,6$ dans l'enveloppe, Sandage et Schwarzschild trouvent que la limite de Schoenberg-Chandrasekhar est atteinte lorsque le noyau renferme 12% de la masse totale de l'étoile. D'autre part, les étoiles les plus massives, c'est-à-dire les plus lumineuses, sont celles qui évoluent le plus rapidement ; l'amas galactique considéré sera donc d'autant plus vieux que le détachement d'avec la série principale se produit plus bas, pour de plus faibles luminosités. Nous aurons de la sorte, successivement, par rang d'âge croissant, les amas galactiques NGC 2362, h et χ Persei, Pléiades, M 11, Praesepe, NGC 752, M 67.

12. AMAS GLOBULAIRES

Qu'advient-il ensuite à une étoile qui a atteint la limite Schoenberg-Chandrasekhar ?

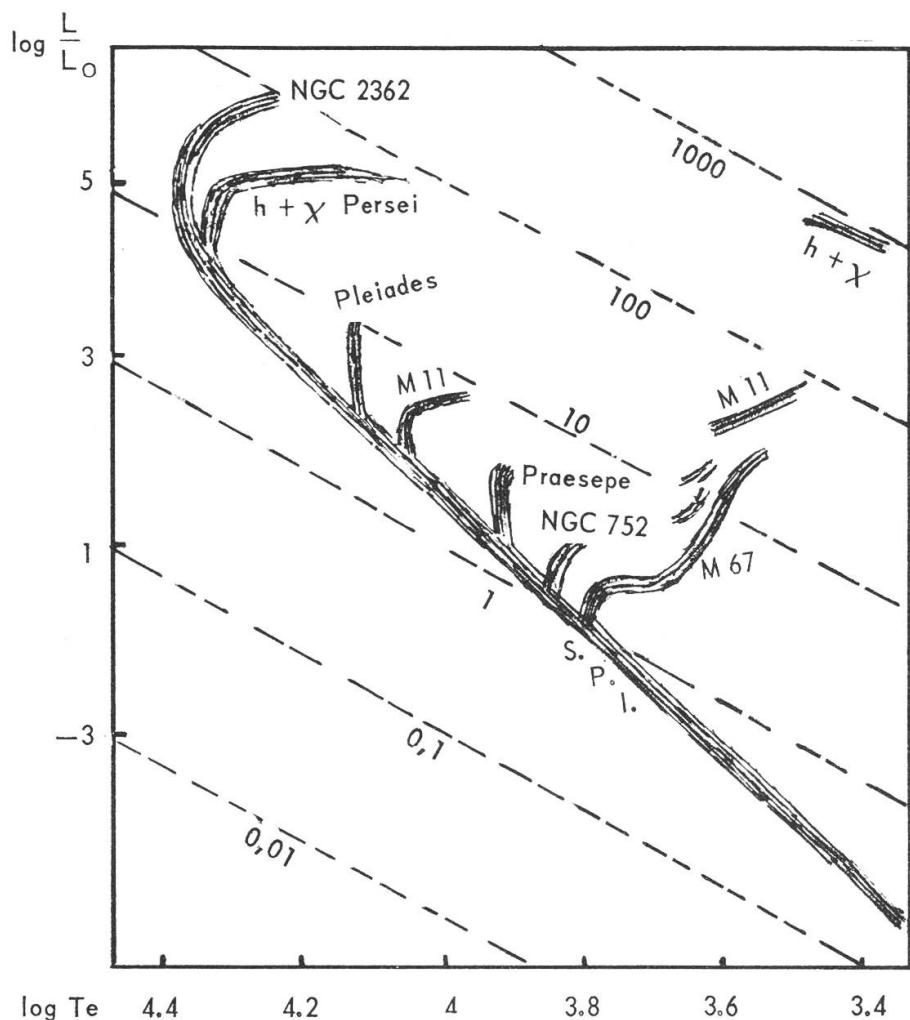


Figure 6 - Ajustement des HR de divers amas galactiques le long de la série principale initiale S.P.I. Les droites pointillées sont les lieux de rayon constant (R / R_0).

Si l'on admet, avec Sandage et Schwarzschild, que le noyau isotherme vient à se contracter, une certaine énergie de gravitation est libérée qui se retrouve partiellement en rayonnement et partiellement en énergie interne ; la température centrale augmente (bien que l'hydrogène ne soit consumé qu'à la surface du noyau) et il en résulte aussi une expansion marquée de l'enveloppe ; le point représentatif de l'étoile s'éloignera rapidement à droite de la série principale. Mais ce genre de modèle ne rend pas correctement compte des faits observés.

Les stades plus avancés de l'évolution dont nous parlons maintenant concernent surtout la branche des géantes et nous ramènent ainsi naturellement au diagramme HR des amas globulaires dont cette branche était la séquence la plus caractéristique.

Comme le montre la figure 7, la branche des géantes plafonne à environ 3 magnitudes de moins que la branche horizontale et à des indices de couleur d'une magnitude et demie supérieure au centre de la région lacunaire où les seules étoiles que l'on trouve sont des variables du type RR Lyrae.

Il serait souhaitable de pouvoir raccorder entre eux les divers diagrammes d'amas globulaires ; leur série principale étant souvent à peine esquissée, et la branche des géantes manquant de finesse, c'est sur la branche horizontale, plus précisément sur la lacune des RR Lyrae que l'on est fondé à tenter le raccord. Cela revient à supposer que les céphéides RR Lyrae ont, quel que soit l'amas auquel elles appartiennent, la même luminosité et le même indice de couleur vrai ; les observations ne contredisent pas cette manière de voir. La mise en accord des diagrammes couleur-magnitude reste néanmoins délicate, et la partie inférieure de la séquence des sous-géantes paraît se raccorder aux sous-naines du diagramme HR (figure 2) plutôt qu'à la série principale. Les sous-naines diffèrent des étoiles de série principale par une abondance très réduite des éléments métalliques et ne semblent d'ailleurs pas constituer une seule séquence bien définie. Elles se rattachent, comme toutes les étoiles d'amas globulaires, à la population II d'origine plus ancienne que les étoiles de population I que l'on trouve en particulier groupées en amas galactiques.

Le diagramme de la figure 7 est un lieu de points représentant à un instant donné, des étoiles ayant des masses réparties sur un intervalle relativement restreint car, en vertu de la rapidité d'évolution à ce

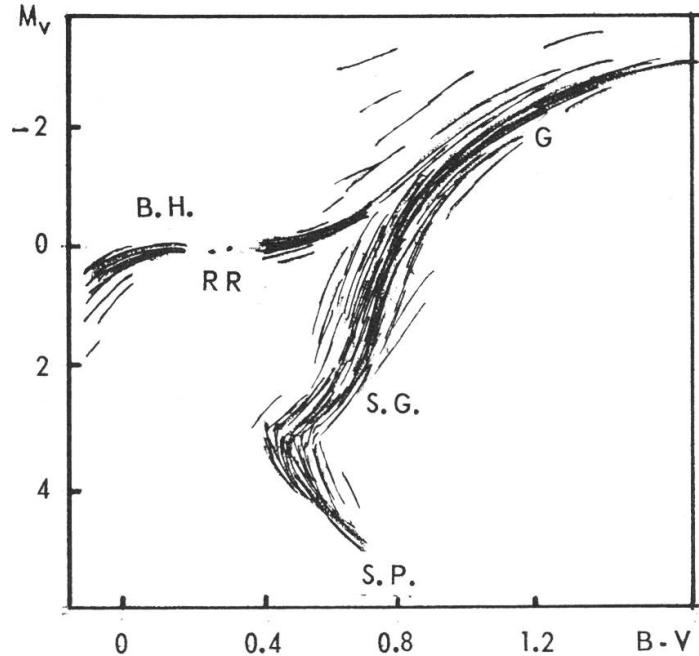


Figure 7 - Diagramme HR d'amas globulaire.
 G = géantes rouges ; S.G. = sous-géantes ;
 S.P. = série principale ; B.H. = branche horizontale (géantes bleues) ; RR = lacune où se trouvent des variables du type RR Lyrae.

stade, les étoiles beaucoup plus massives ont déjà terminé leur évolution et celles qui le sont beaucoup moins ont encore à peine quitté la région des sous-naines. Le tracé évolutif d'une seule étoile a donc probablement aussi une allure semblable à celle de la figure 7; Hoyle et Schwarzschild ont abordé la construction de suites de modèles capables d'interpréter une telle évolution; les complications sont sérieuses car il faut faire intervenir à la fois le cycle carbone-azote et la chaîne proton-proton, jouer sur plusieurs causes d'opacité, invoquer l'existence d'une zone convective près de la surface, et tenir compte d'une dégénérescence partielle du gaz dans le noyau. Ce dernier caractère permettrait peut-être d'expliquer le rebroussement par lequel semble passer le tracé évolutif au sommet de la branche des géantes, avant de revenir par la branche horizontale.

La température centrale a dû s'élever, au voisinage de ce point de rebroussement, à des valeurs dépassant cent millions de degrés, autorisant ainsi la formation de carbone à partir de l'hélium. Si comme on le pense, la température devait ensuite atteindre des valeurs même plus grandes, ce serait la porte ouverte à la formation d'éléments chimiques encore plus lourds.

Le passage du tracé évolutif à travers la région des RR Lyrae doit correspondre à une phase d'instabilité de l'étoile.

Un avenir assez proche devra pouvoir nous fournir, grâce aux calculs engagés actuellement sur des calculatrices électroniques de grand format, les précisions de nature à confirmer ce qui n'est encore aujourd'hui qu'une esquisse qualitative. Signalons aussi que certains savants soviétiques (Fessenkov, Parenago, Massevich) sont amenés à considérer une évolution stellaire avec perte de masse par éjection de l'étoile; évolution qui se ferait tout d'abord en descendant la série principale. L'importance de cette éjection de matière a été contestée par certains auteurs, mais elle doit être réelle pour les étoiles très massives.

Quoiqu'il en soit, nous ne sommes pas encore au clair sur le rôle des supergéantes ni sur les phases tardives de l'évolution stellaire qui nous conduisent peut-être au stade final des naines blanches, ces étoiles superdenses dans lesquelles la matière est certainement dans un état de dégénérescence avancé, et qui ne rayonnent plus que leur dernière réserve d'énergie thermique.