

**Zeitschrift:** Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft  
**Band:** - (1959)  
**Heft:** 63

**Artikel:** Classifications Stellaires  
**Autor:** Rufener, F.  
**DOI:** <https://doi.org/10.5169/seals-900320>

### **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:** 06.10.2024

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

# CLASSIFICATIONS STELLAIRES

par F. RUFENER, assistant à l'Observatoire de Genève

## I. INTRODUCTION

L'observation systématique des astres peuplant l'univers conduit naturellement à faire des comparaisons et à rechercher des systèmes de classifications suffisamment fins pour qu'ils puissent tenir compte de toutes les différences observées.

Ces classifications sont nécessaires car elles suscitent et orientent des recherches qui contribuent au perfectionnement de celles-ci et au développement de nos connaissances des diverses populations stellaires.

Le terme de population est employé à dessein car il évoque les mystères que cherchent à élucider les ethnologues : origine des races humaines, formation et évolution des caractères de ces races, à travers l'observation d'individus vivants.

La totalité des renseignements que nous pouvons obtenir sur la nature de l'univers est contenue dans la lumière que notre œil ou nos instruments peuvent capter.

Parmi les caractères de la lumière stellaire directement accessibles on peut relever :

- 1) sa direction
- 2) son éclat
- 3) sa couleur (structure et composition)

Le premier caractère avait conduit les Anciens à une classification par figure ou constellation. L'étude systématique des positions stellaires a permis l'établissement de catalogues. Actuellement ce premier caractère fournit des renseignements sur les mouvements propres des étoiles et contribue ainsi à établir une dynamique des ensembles stellaires et une classification de ceux-ci.

Les deux autres caractères contiennent les messages relatifs à la nature des étoiles.

Les Anciens ont utilisé l'éclat apparent d'une étoile pour l'attribuer à une des six classes de grandeur qu'ils avaient arbitrairement définies.

Avec les études photométriques, on a abandonné ce classement discontinu au profit de la notion de magnitude qui permet un classement, selon une échelle continue et relative, des étoiles en fonction de leur éclat apparent.

Si  $E_0$  est une étoile d'éclat apparent  $e_0$  et qu'on lui attribue une magnitude arbitraire  $m_0$ , toute étoile  $E$  d'éclat apparent  $e$  aura une magnitude

$$m = m_0 + 2,5 \log \frac{e_0}{e}$$

On obtient ainsi un classement qui augmentera de finesse en même temps que la précision des mesures d'éclat.

Il est à remarquer qu'on peut obtenir plusieurs échelles de magnitude suivant la définition expérimentale que l'on donne de l'éclat.

Les premières évaluations de distance stellaire ont introduit la distinction entre éclat apparent et éclat absolu d'une étoile. On obtient la magnitude absolue d'une étoile en calculant ce que deviendrait sa magnitude apparente si l'on plaçait l'étoile à 10 parsecs ou 32,6 années lumière, ou  $30,84 \cdot 10^{12}$  km.

On utilise pour cela la relation bien connue

$$M = m + 5 - 5 \log r$$

$M$  = magnitude absolue ;  $m$  = magnitude apparente ;

$r$  = distance en parsec.

Nous avons ainsi la possibilité de classer les étoiles proches suivant le critère de la luminosité intrinsèque de celles-ci. Nous retrouverons cet élément de classement et les problèmes qu'il pose.

Quant au dernier caractère, la couleur de l'étoile, il fut longtemps négligé ; maintenant on peut le considérer comme le plus important. La possibilité d'analyser la lumière et de fixer son spectre sur une plaque photographique a déterminé cette prépondérance.

Nous allons examiner dans la suite l'évolution des classifications utilisant la composition de la lumière reçue comme moyen de différenciation. Nous laisserons de côté la détermination spectroscopique des vitesses radiales, complément des mouvements propres pour l'étude cinématique et dynamique des ensembles stellaires.

## II. LES PREMIERES CLASSIFICATIONS SPECTRALES

Le premier essai systématique de classification spectrale fut

- l'œuvre du père Secchi qui dès 1868 proposait 4 groupes principaux :
- 1) les étoiles bleues et blanches dont le spectre fait apparaître quatre raies sombres (raies de l'hydrogène).
  - 2) les étoiles jaunes dont le spectre ressemble à celui du soleil.
  - 3-4) deux groupes d'étoiles rouges présentant dans leur spectre de nombreuses bandes d'absorption plus ou moins larges.

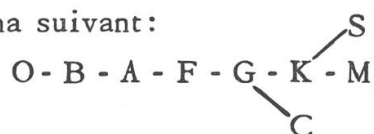
Vogel en 1874 reconnut que le paramètre fondamental de cette classification était une température décroissante.

Les progrès de la spectroscopie stellaire mirent en évidence de nombreux types de spectres ; d'autre part, les travaux de laboratoire permirent d'identifier certaines raies spectrales et de les attribuer à différents éléments chimiques.

L'étape suivante fut l'établissement de la classification de Harvard utilisée pour dresser le catalogue Henry Draper (HD) qui contient près de 300 000 étoiles. Cette œuvre considérable a été capitale pour l'astrophysique. Il faut y associer E. C. Pickering, Mrs Fleming, Miss Maury, Miss Cannon. Nous allons succinctement indiquer les classes et critères de classification adoptés par les astronomes de Harvard. Si l'on désire plus de détails, se référer au début du catalogue HD.

La classification de Harvard est à un seul paramètre, c'est une fonction directe de la température. Chaque spectre est caractérisé par une seule lettre de la séquence principale O-M (des plus chaudes aux plus froides) à laquelle se rattachent deux branches parallèles, les étoiles C et les étoiles S. Pour affiner la classification on a introduit une subdivision décimale des types principaux. Une sous-classe se représente par un indice.

On arrive au schéma suivant :



Donnons une description sommaire des classes principales.

- O : Étoile à hélium ionisé. Tous les atomes sont fortement ionisés ; les raies apparaissent en absorption. Température de l'ordre de 35 000° K. Étoile type  $\epsilon$  C Ma.
- B : Étoile à hélium neutre. La raie du calcium 2 fois ionisé passe par son maximum d'intensité. Température  $\sim$  25 000° K. Étoile type  $\epsilon$  Ori.
- A : Étoile à hydrogène : les raies de la série de Balmer de l'hydrogène passent par leur maximum. Température  $\sim$  11 000° K. Étoile type  $\alpha$  C Ma.

- F: Etoile à hydrogène et raies métalliques. De nombreuses raies métalliques apparaissent entre les raies d'H encore très intenses. Température  $\sim 7500^\circ$  K. Etoiles types  $\delta$  Gem et  $\alpha$  Car.
- G: Etoile à spectre solaire. Les raies métalliques deviennent intenses. Température  $\sim 6000^\circ$  K. Etoiles types  $\alpha$  Aur. et  $\beta$  Hya.
- K: Etoile à spectre des taches solaires. Les raies de l'hydrogène s'affaiblissent considérablement, les raies H et K du calcium sont à leur maximum d'intensité. Température  $\sim 5000^\circ$  K. Etoiles types  $\alpha$  Boo et  $\alpha$  Phe.
- M: Etoile à bandes d'oxyde de titane. La raie du calcium neutre est la plus intense. Température  $\sim 2500^\circ$  K. Etoiles types  $\alpha$  Ori et  $\gamma$  Hyi.
- C: Etoiles carbonées.
- S: Etoile présentant de nombreuses bandes d'absorption dues à l'oxyde de zirconium.

Il faut remarquer que cette classification est entièrement empirique et basée sur des critères tels que l'observation des rapports d'intensité de 2 raies voisines. Les critères varient d'un bout à l'autre de la séquence. L'observation à plus grande dispersion des étoiles types confirme que l'évolution des raies le long de la séquence principale est fonction de la température.

En complément du catalogue H. Draper, il faut signaler :

- 1) Le Bergedorfer Durchmusterung (BD) qui contient plus de 170 000 étoiles classées selon une méthode très voisine de celle de Harvard. La comparaison des types spectraux attribués à des étoiles communes aux 2 catalogues a permis d'établir une relation presque linéaire entre les 2 classifications. Sur la moyenne, l'écart systématique est inférieur à 2 dixièmes de classe.
- 2) Le Potsdamer Durchmusterung (P.D.) qui contient 66 700 étoiles dont la classification peut aussi être rattachée au catalogue HD.

Ces deux catalogues allemands sont intéressants car ils contiennent des étoiles faibles (jusqu'à la 12e magnitude) .

### III. CLASSIFICATIONS SPECTRALES A DEUX PARAMETRES

#### a) Observation du 2e paramètre.

Lors de la discussion des spectres d'étoiles classées par Harvard, les faits suivants sont apparus :

pour des étoiles du même type spectral, donc a priori de même tem-

pérouse, on constate que pour certaines étoiles des critères secondaires divergent.

Dès 1914, Adams a mis ces faits en relation avec une différence de magnitude absolue. Les raies des atomes neutres sont en général plus intenses dans les étoiles de faible luminosité et les raies des atomes ionisés dans les étoiles brillantes. On établit ainsi la nécessité de joindre au type spectral un deuxième paramètre, la magnitude absolue, qui caractérise la luminosité de l'étoile.

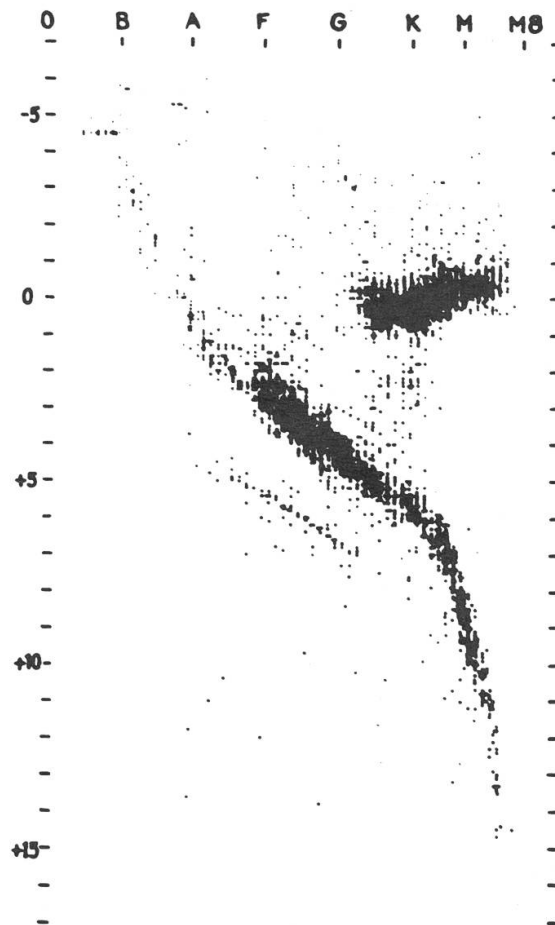


Figure 1 - Diagramme de Hertzsprung-Russel (d'après P. P. Parenago). Sur ce diagramme ne figurent que les étoiles de parallaxe connue.

Ces deux grandeurs, déterminées uniquement pour les étoiles proches, permettent de construire le diagramme d'Hertzsprung-Russel (fig. 1).

Ce diagramme montre la distribution des étoiles en un certain nombre de classes de luminosité.

b) *La théorie de Saha.*

C'est le physicien hindou Meg Nad Saha qui, en 1920, a donné une première interprétation qualitative et quantitative de l'aspect des spectres.

Les gaz atomiques ou moléculaires des atmosphères stellaires sont excités par le rayonnement interne des étoiles. On a mesuré expérimentalement les conditions d'excitation pour lesquelles les atomes, se trouvant ionisés une ou plusieurs fois, produisent les raies spectrales qui les caractérisent. Le calcul des proportions d'atomes portés aux différents états d'ionisation (par suite les abondances relatives des différentes raies caractéristiques dans le spectre) a été fait en appliquant à la réaction réversible



les méthodes de la thermochimie.

Ces proportions dépendent des conditions physiques régnant dans l'atmosphère stellaire. M.N. Saha a fait intervenir la température  $T$  et la pression électronique  $P_e$  moyennes dans l'atmosphère.

La relation obtenue est de la forme

$$\frac{n_r + 1}{n_r} = K \cdot T^{\frac{5}{2}} \dots e^{-\frac{C}{T}} \cdot \frac{1}{P_e}$$

$\frac{n_r + 1}{n_r}$  est le rapport du nombre d'atomes  $r + 1$  fois ionisés au nombre d'atomes  $r$  fois ionisés d'un même élément.

$K$  et  $C$  sont des constantes pour un élément et un indice d'ionisation  $r$  donnés.

Cette relation montre

1) que les 2 paramètres ont une influence inverse sur le rapport  $\frac{n_r + 1}{n_r}$

Si  $P_e$  augmente,  $\frac{n_r + 1}{n_r}$  diminue, possibilité de rencontre ion-électron accrue.

Si  $T$  augmente,  $\frac{n_r + 1}{n_r}$  augmente, l'ionisation s'accroît.

2) que pour un rapport donné  $\frac{n_r + 1}{n_r}$  qui peut sensiblement correspondre

à un critère de classification spectrale (rapport d'intensité de 2 raies du spectre) on peut avoir différents couples  $T, P_e$  caractéristiques.

Cette remarque est fondamentale.

Cette théorie quoique imparfaite, permet d'expliquer l'introduction d'un second paramètre. Expérimentalement, ce deuxième paramètre s'est introduit par la luminosité. De quelle façon les deux caractères, type spectral et magnitude absolue issus de l'observation, peuvent être liés à  $T$  et  $P_e$  deux grandeurs représentatives de l'état des atmosphères stellaires? Ce problème est le point de départ de toutes les études modernes sur les atmosphères stellaires. Ces théories ont permis de définir de nouveaux critères d'observation qui sont venus se substituer aux premiers. Le point le plus délicat est la mise en évidence d'un effet de classe de luminosité qui ne soit pas tributaire d'une estimation de distance.

*c) Les classifications de l'école suédoise.*

A la suite de Lindblad, une pléiade d'astronomes nordiques se sont efforcés de découvrir des critères de luminosité efficaces.

Ces critères utilisent en général des mesures d'intensité des raies d'hydrogène et des mesures de discontinuité sur des enregistrements microphotométriques des spectres. Ils sont définis à partir de quantités mesurées.

Parmi les plus importants signalons :

- 1) Le critère du cyanogène de Lindblad. Il permet la distinction de classes de luminosité pour des étoiles plus avancées que le type  $G_0$ . Il s'agit de la discontinuité du cyanogène mesurée par l'indice  $C = m_{4180} - m_{4260}$ .
- 2) Le critère de Lindblad-Schalén.  
C'est la mesure de l'intensité des raies de l'hydrogène. Appliqué aux étoiles B - A - F il constitue un paramètre représentant sensiblement la magnitude absolue.
- 3) Les indices de B. Strömgren.  
Il s'agit d'indices définis par des combinaisons linéaires de magnitudes monochromatiques mesurées dans la région des raies de Balmer. Cette classification bi-dimensionnelle s'applique aux types B à F. En utilisant d'autres indices, obtenus à l'aide de magnitudes mesurées à travers des filtres interférentiels dont la bande passante est d'environ  $100 \text{ \AA}$ , Strömgren et Gyldenkerne ont étendu cette classification aux types G à K. Les mesures sont photoélectriques, il faut les mettre en relation avec la photométrie de Johnson et Morgan que nous verrons plus loin.



Les classifications suédoises sont rattachées à la séquence spectrale de Harvard; quant aux classes de luminosité, l'accord entre les divers observateurs suédois est bon.

*d) Les classifications américaines.*

C'est un ensemble de classifications standardisées recouvrant toute la séquence spectrale et utilisant autant que possible deux paramètres.

Les critères s'inspirent pour le type spectral des méthodes de Harvard, et pour les classes de luminosité de critères suédois. Ils sont définis le plus souvent quantitativement.

Ce sont les notations de Morgan et Keenan de l'Observatoire de Yerkes qui se sont imposées.

Le type spectral conserve les notations de Harvard; la classe de luminosité se traduit par l'adjonction d'un chiffre romain.

Ia	} supergéantes
Ib	
II	classe intermédiaire
III	géantes
IV	classe intermédiaire
V	naines

Lorsque la détermination de la classe de luminosité L est faite, on peut attribuer une magnitude absolue moyenne correspondant au type spectral S.

La classification n'est pas changée si la connaissance de la magnitude absolue d'un type SL s'améliore. Des catalogues d'étoiles standards ont été dressés, ils permettent aux autres observateurs d'effectuer des rattachements à cet ensemble de classifications adopté universellement.

Cet ensemble contient :

- 1) Classification des étoiles 0. Les critères H D s'étant révélés insuffisants, Plaskett et Petrie ont repris cette classification. Le paramètre principal étant la température. Aucun critère de luminosité ne s'est révélé satisfaisant pour ce type d'étoile.
- 2) Classification de Yerkes des étoiles  $O_0$  à  $M_2$ , Morgan et Keenan ont établi un ensemble de critères précis permettant de définir S et L. C'est le système MK, il utilise principalement les rapports mesurés d'intensités de raies. Ceux-ci sont définis dans l'Atlas of Stellar Spectra. Ils sont trop nombreux pour que l'on tente de les résumer ici.

Dans la figure 2, on peut apprécier l'état actuel du diagramme d'Hertzsprung-Russel. Les courbes tracées dans le plan ( $M_v$ , S) représentent la valeur moyenne des classes de luminosité du système MK. ( $M_v$  = magnitude absolue photovisuelle, S = type spectral.)

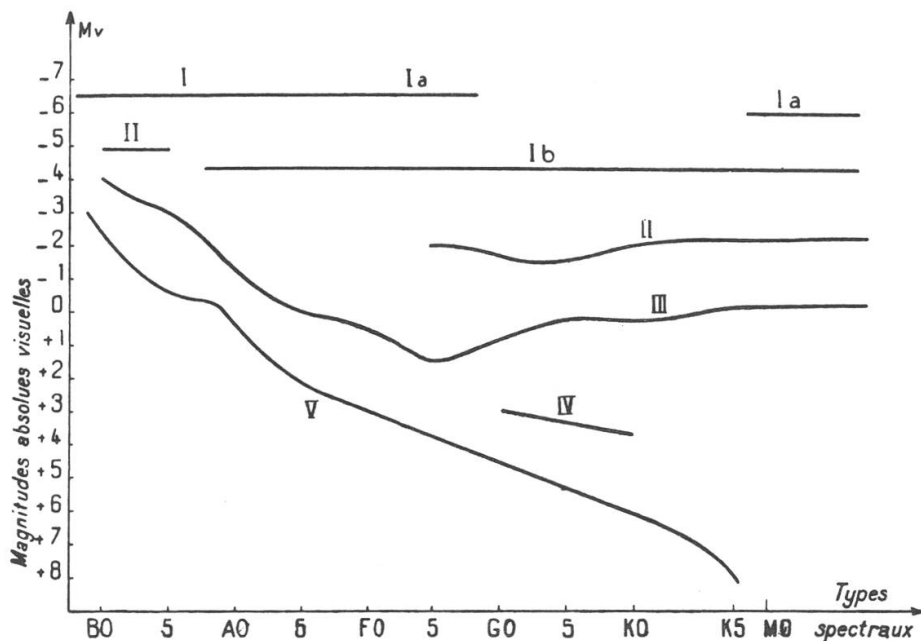


Figure 2 - Calibration des classes de luminosité en fonction du type spectral (d'après Morgan-Keenan, Yerkes, 1943).

3) Classification particulière des étoiles M, des étoiles carbonées et des étoiles S. Cette séparation des étoiles froides en 3 branches parallèles qui semblent comporter chacune des naines et des géantes correspond à l'introduction d'un troisième paramètre. Il permet probablement de distinguer une différence de composition chimique. Les critères sont aussi basés sur des rapports d'intensités de raies ou de bandes moléculaires.

Toutes ces classifications systématiques, issues de la méthode de Harvard, sont établies sur des caractères apparents du spectre. La signification physique des critères choisis n'est pas toujours définie. Ces classifications voisinent certainement avec les limites du système ; tout au moins en ce qui concerne les classifications générales. Elles permettent de classer la plupart des étoiles « normales » et d'étudier leur répartition galactique par voie statistique. Elles font donc abstraction de l'origine génétique, de la distribution spatiale et des caractéristiques cinématiques des étoiles classées. D'autre part, il est probable que deux paramètres soient insuffisants pour caractériser les

propriétés physiques d'une étoile c'est-à-dire qu'ils permettent l'élaboration de modèles stellaires satisfaisants. La difficulté majeure rencontrée pour le développement de classifications nouvelles comblant une partie de ces lacunes est le choix de paramètres mesurables auxquels on puisse attribuer une signification physique bien définie. Une théorie synthétique du rayonnement stellaire viendra peut-être orienter les observateurs.

#### IV. CLASSIFICATIONS DES ETOILES PAR PHOTOMETRIE PHOTOELECTRIQUE

*Méthode de Johnson-Morgan.*

Johnson et Morgan ont rattaché le type spectral M K et la magnitude absolue  $M_v$  aux indices de couleur U-B et B-V des étoiles naines non rougies des classes B à  $M_0$ .

U, B, V sont des magnitudes apparentes mesurées photoélectriquement à travers des filtres colorés qui isolent trois plages du spectre (voir figure 3). Les auteurs ont particulièrement étudié la façon de corriger les indices de couleur des étoiles  $B_0$  à  $A_0$  qui seraient rougies par la matière interstellaire. Ils ont appliqué cette méthode à la classification d'étoiles d'amas galactiques. La photométrie présente un grand intérêt car elle permet d'étudier des étoiles faibles, donc de pénétrer plus profondément dans l'univers qu'il n'est possible de le faire avec la spectrographie.

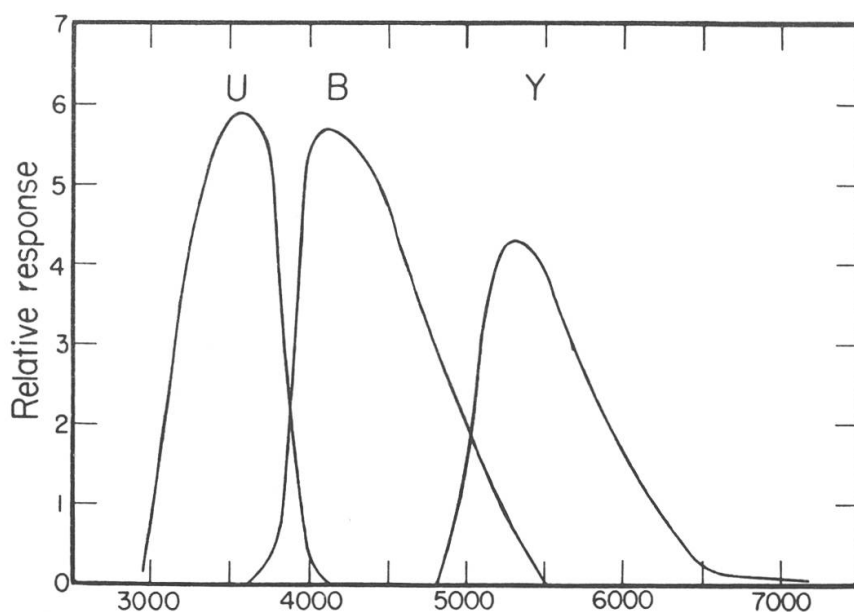


Figure 3 - Réponse relative de l'ensemble photométrique de Johnson-Morgan pour les couleurs U, B et V.

En augmentant le nombre des filtres et en faisant un choix judicieux des bandes passantes on pourra peut-être développer une classification à plusieurs paramètres. Rappelons à ce propos les travaux de B. Strömngren.

## V. CLASSIFICATION SPECTROPHOTOMETRIQUE UTILISANT LE FOND CONTINU

### *Méthode de Barbier-Chalonge.*

Dès avant la guerre, D. Barbier et D. Chalonge ont eu l'idée de la méthode et ont fait les premières mesures pour une classification bi-dimensionnelle à partir du fond continu. Chalonge a poursuivi la mise au point d'un équipement original permettant de développer la méthode. Actuellement Chalonge s'est entouré de plusieurs collaborateurs pour mener à bien son programme. Nous esquissons ici l'aspect actuel de la classification.

Cette méthode utilise le fond continu de l'émission stellaire déterminé sur l'enregistrement spectrophotométrique d'un spectre pris avec une dispersion faible ( $200 \text{ \AA/mm}$ ). Le domaine spectral s'étend de  $3200 \text{ \AA}$  à  $6200 \text{ \AA}$ . Sur l'enregistrement de la figure 4 le trait discontinu représente le tracé du fond continu de part et d'autre de la discontinuité de Balmer. Ce sont les éléments nécessaires à la définition de trois paramètres mesurés. Cette classification concerne les étoiles  $0$  à  $G_0$  pour lesquelles le fond continu apparaît entre les raies d'absorption et dont les raies de Balmer sont bien visibles.

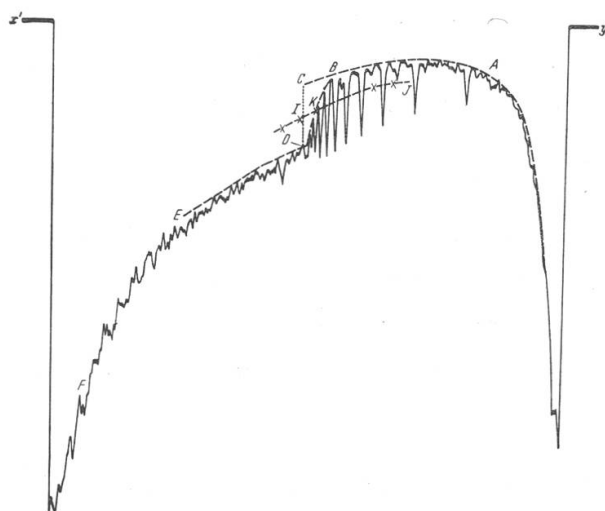


Figure 4 - Enregistrement spectrophotométrique de Chalonge.

Les paramètres sont

- 1) La discontinuité  $D$  qui se produit à une longueur d'onde variable mais voisine de  $3700 \text{ \AA}$

$$D = \log \frac{\text{intensité en C}}{\text{intensité en D}}$$

- 2) La longueur d'onde  $\lambda_1$  est celle du point K situé à égale distance des deux fonds continus et sur la ligne B D (voir fig. 4). Cette longueur d'onde est facile à déterminer, c'est pour cette raison qu'elle est préférée à la longueur d'onde  $\lambda_0$  de la dernière raie de Balmer visible,  $\lambda_1$  varie dans le même sens que  $\lambda_0$ ; le paramètre utilisé est  $\lambda_1 - 3700 \text{ \AA}$ .

- 3) Le gradient spectrophotométrique absolu du fond continu pour l'intervalle spectral  $3800 - 4800 \text{ \AA}$ . C'est le paramètre  $\varphi_b$

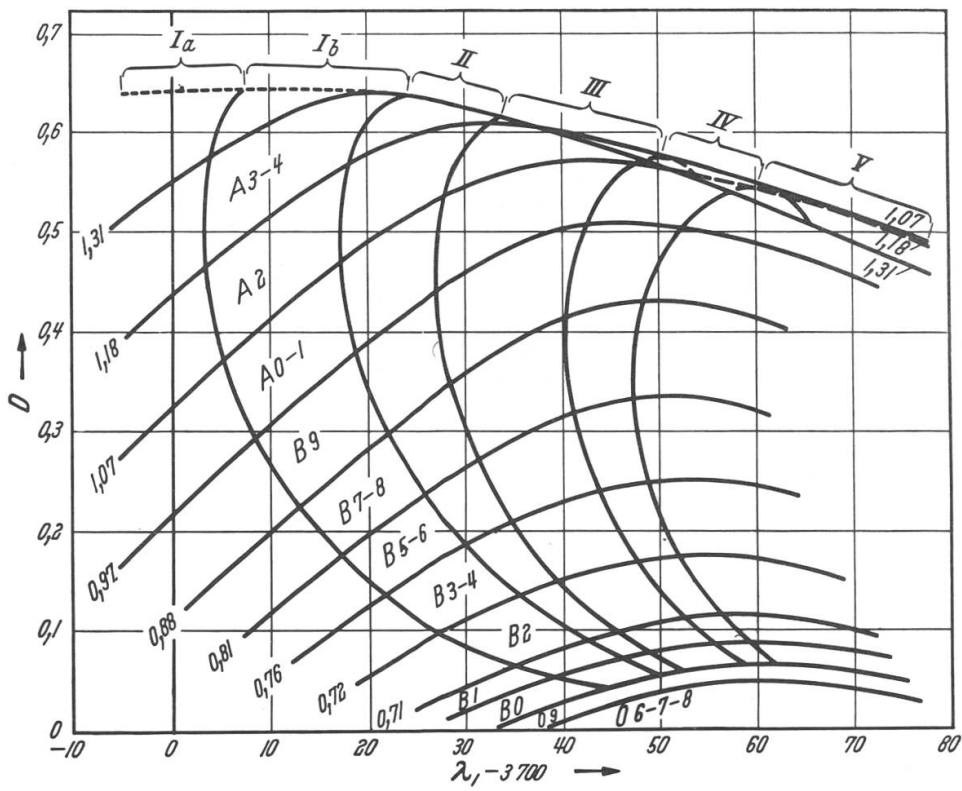
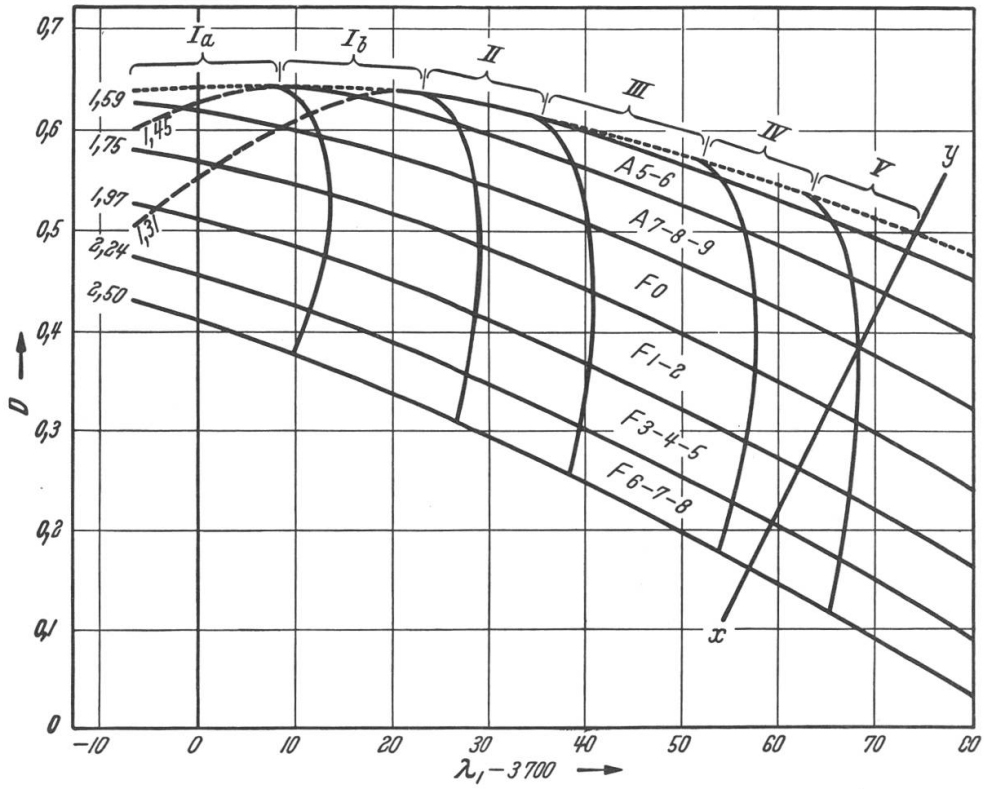
$$\varphi_b = \frac{C_2}{T_b} \left( 1 - e^{-\frac{C_2}{\lambda T_b}} \right)^{-1}$$

selon la loi du corps noir de Planck.

Les paramètres  $\lambda_1$  et  $D$  sont représentatifs des propriétés et des conditions physiques des atomes d'hydrogène, constituants essentiels des atmosphères stellaires. Ils ont l'avantage d'être très peu sensibles à l'absorption interstellaire. Par contre, le paramètre  $\varphi_b$  en éprouve les effets, il faut donc limiter sa mesure aux étoiles non rougies.

Lorsque les 3 paramètres d'une étoile sont mesurés on peut la représenter par un point dans l'espace  $\lambda_1, D, \varphi_b$ . Si ces trois paramètres sont dépendants, les points figuratifs des étoiles doivent venir se placer sur une surface que Chalonge appelle  $\Sigma$ . L'expérience a montré qu'en réalité ces points se condensaient dans un volume voisin de cette surface qui présente deux nappes (voir figure 7). Cette dispersion autour de  $\Sigma$  s'est révélée supérieure aux erreurs de mesures, en tout cas pour la nappe supérieure. Ce fait a été confirmé par l'étude des représentants de divers amas. Ceux-ci occupent un volume plus mince que l'ensemble des étoiles normales d'origines quelconques. Une classification faite avec plus de rigueur expérimentale exige donc l'intervention d'au moins trois paramètres. Le troisième de ceux-ci est peut-être représentatif d'une composition chimique variant entre des limites étroites.

Chalonge a effectué le rattachement de sa classification à celle de Morgan et Keenan. Pour cela il a tracé sur la surface  $\Sigma$  un réseau de courbes iso-type spectral et un autre iso-classe de luminosité. Ces



Figures 5 et 6 - Projections de la surface  $\Sigma$  sur le plan  $\lambda_1, D$ . Ces graphiques permettent le passage de la classification  $\lambda_1, D$  à la classification M K.

deux réseaux sont sensiblement orthogonaux et découpent sur  $\Sigma$  un ensemble de carrés curvilignes qui représentent chacun un type S, L de la classification de Yerkes. Ceci montre bien la plus grande finesse de cette méthode. Dans les figures 5 et 6 nous donnons les projections des deux nappes de la surface sur le plan  $\lambda_1, D$ .

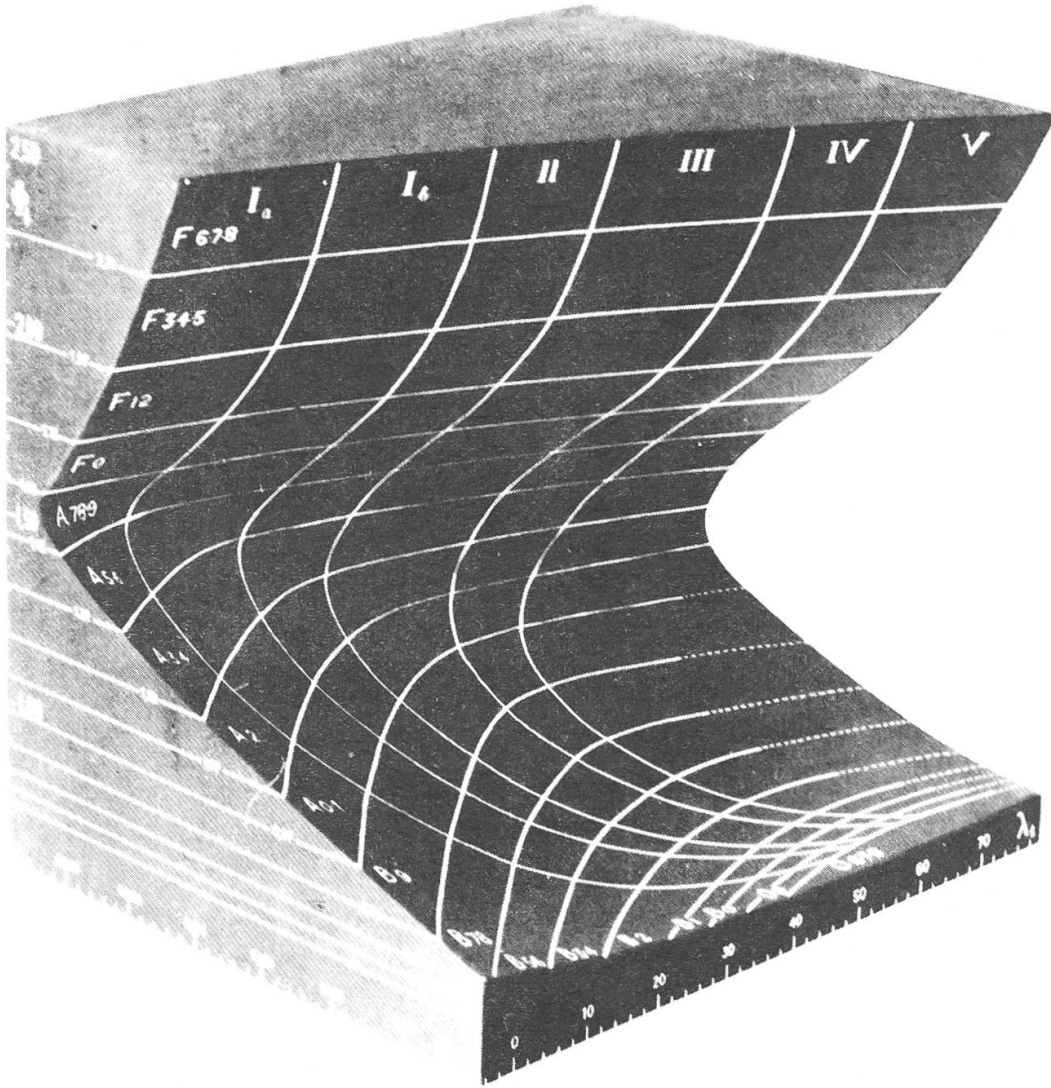


Figure 7 - Maquette de la surface  $\Sigma$ .

## VI. CONCLUSION

Nous sommes arrivés à la première classification objective à 3 paramètres. Son application systématique, encore à ses débuts, a déjà rendu compte de nombreuses difficultés rencontrées par les classifications subjectives. Elle laisse entrevoir de riches possibilités pour l'étude de l'évolution, de la luminosité absolue et de la constitution chimique des étoiles; ces trois aspects certainement dépendants de l'état spatio-temporel des étoiles peuplant l'univers. L'introduction souhaitée d'un troisième paramètre va peut-être ouvrir la voie à des classifications nouvelles dont les critères ne seront plus seulement représentatifs de l'état apparent global du spectre de l'étoile.