Photométrie photoélectrique et classification spectrale

Autor(en): **Hauck, B.**

Objekttyp: **Article**

Zeitschrift: **Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft**

Band (Jahr): **29 (1971)**

Heft 124

PDF erstellt am: **29.05.2024**

Persistenter Link: https://doi.org/10.5169/seals-899916

Nutzungsbedingungen

Die ETH-Bibliothek ist Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Inhalten der Zeitschriften. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern.
Die auf der Plattform e-periodica veröffentlichten Dokumente stehen für nicht-kommerzielle Zwecke in Lehre und Forschung sowie für die private Nutzung frei zur Verfügung. Einzelne Dateien oder Ausdrucke aus diesem Angebot können zusammen mit diesen Nutzungsbedingungen und den korrekten Herkunftsbezeichnungen weitergegeben werden.
Das Veröffentlichen von Bildern in Print- und Online-Publikationen ist nur mit vorheriger Genehmigung der Rechteinhaber erlaubt. Die systematische Speicherung von Teilen des elektronischen Angebots auf anderen Servern bedarf ebenfalls des schriftlichen Einverständnisses der Rechteinhaber.

Haftungsausschluss

Alle Angaben erfolgen ohne Gewähr für Vollständigkeit oder Richtigkeit. Es wird keine Haftung übernommen für Schäden durch die Verwendung von Informationen aus diesem Online-Angebot oder durch das Fehlen von Informationen. Dies gilt auch für Inhalte Dritter, die über dieses Angebot zugänglich sind.

Ein Dienst der *ETH-Bibliothek*
ETH Zürich, Rämistrasse 101, 8092 Zürich, Schweiz, www.library.ethz.ch

http://www.e-periodica.ch

Photométrie photoélectrique et classification spectrale

par B. HAUCK, Lausanne

Photoelektrische Photometrie und Spektralklassifizierung

Es wird ausführlich dargelegt, nach welch verschiedenen Gesichtspunkten man die Sterne klassifiziert, und welche Vorteile und Möglichkeiten die verschiedenen Einteilungssysteme bieten. Die Klassifizierungen selber basieren dabei entweder auf Spektralphotometrie oder auf photographischer bzw. photoelektrischer Photometrie. Speziell werden folgende Einteilungssysteme erörtert. Die eindimensionale Harvard-Klassifizierung mit dem sich daraus ergebenden HERTZSPRUNG-RUSSEL-Diagramm. Die Einteilung nach den zwei Parametern Spektraltyp und absolute Helligkeit von MORGAN und KEENAN. Die zweidimensionale Einteilung nach 3 Parametern: Lage und Grösse des Balmersprunges und Gradient im Bereiche von 3800–4800 Å gemäss BARBIER, CHALONGE, DIVAN. Das photometrische UBV-System von JOHNSON und MORGAN mit dem Anwendungsbeispiel auf Sternhaufen und deren Altersbestimmung. Das RGU-System von W. BECKER mit dem darauf basierenden Nachweis einiger Spiralarme. Das u,v,b,y-System von STRÖMGREN. Das Genfer 7-Filter-System mit seinen sehr vielseitigen Möglichkeiten. – Ein kurzer Ausblick über eine zweckmässige Vereinheitlichung und ihren Vorteil für weitere Fortschritte in den Untersuchungen über den Aufbau unseres Sternsystems beschliesst diese umfassende Arbeit.

Classification stellaire

Introduction

L'observation à l'oeil nu du ciel nous montre des étoiles très brillantes, alors que d'autres sont à peine visibles. L'observation au télescope nous permettra de découvrir des étoiles encore plus faibles. Par ailleurs, que l'étoile soit peu lumineuse ou, au contraire, brillante, une autre caractéristique frappe l'observateur: la couleur. Aldébaran, par exemple, est nettement rouge, tandis qu'Arcturus apparaît plutôt jaune.

Comme les seuls renseignements de nature physique que les astronomes peuvent obtenir sont contenus dans le rayonnement que les astres nous envoient, il a fallu attendre que l'oeil des astronomes soit remplacé par des récepteurs, afin de pouvoir tenter une analyse de ce rayonnement. Ce n'est qu'en 1817 que FRAUNHOFER obtint les premiers spectres stellaires au moyen d'un spectroscope, et à partir de 1890 qu'il fut possible d'employer des spectrographes. Dès lors, il était possible de mémoriser l'information en vue de son analyse. Une observation systématique put être entreprise et, phénomène commun à toutes les sciences de la nature, une classification ou plutôt des systèmes de classification furent recherchés afin de pouvoir tenir compte des différences observées.

L'étude attentive des classifications proposées permit de montrer l'intérêt d'un tel travail pour l'étude de l'évolution et la structure de notre galaxie et suscita une amélioration toujours croissante des méthodes de classification. C'est ce développement que nous nous proposons d'examiner dans les lignes qui suivent.

L'éclat des étoiles avait conduit les anciens à les grouper en six classes de grandeur arbitrairement définies. Une échelle continue peut être adoptée avec la loi de POGSON qui permet la comparaison de l'éclat de deux étoiles et qui s'écrit:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log (E_1/E_2)$$

La quantité $m_1 - m_2$ étant la différence de magnitude entre les deux étoiles.

Il faut remarquer que l'échelle de magnitude dépend du récepteur utilisé (elle sera par exemple différente si l'on utilise l'oeil ou la plaque photographique) et des caractéristiques physiques des étoiles. Il s'agit de fixer arbitrairement le zéro de l'échelle et de posséder dans le ciel des étoiles pouvant servir d'étalons. L'établissement de catalogues de magnitudes fut l'œuvre de nombreux astronomes du siècle dernier et du début de ce siècle.

Néanmoins, la magnitude ainsi observée n'est qu'une magnitude apparente (éclat stellaire) mais ne nous renseigne pas sur la magnitude absolue (ou intensité lumineuse). Rappelons une loi élémentaire de physique liant l'éclat E d'une source lumineuse située à la distance r et son intensité I: $I = E/r^2$. Si nous connaissons la distance r de l'étoile, il nous sera possible de calculer l'éclat qu'elle aurait à une distance de 10 parsecs (ou 32.6 années-lumière). En tenant compte de la loi de POGSON et de la relation rappelée ci-dessus on obtient:

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

M étant la magnitude absolue
m la magnitude apparente.

La distance de 10 parsecs a été choisie arbitrairement comme distance standard afin de pouvoir comparer, en faisant le calcul pour toutes les étoiles, leur luminosité.

Nous avons dit plus haut que la couleur de l'étoile était un de ses aspects frappants. En fait ceci traduit une caractéristique physique de l'étoile, sa température. Le premier travail de classification des étoiles suivant leur couleur fut celui du Père SECCHI qui, d'après le spectre, classait les étoiles en 4 groupes:

1) les étoiles bleues et blanches;
2) les étoiles jaunes;
3) les étoiles à larges bandes;
4) les étoiles présentant un petit nombre de bandes dégradées vers le rouge.

Ce premier essai de classification spectrale date de la période 1863–68 et était relatif à 536 étoiles.

Travail restreint, mais annonçant déjà des recherches de grande envergure en classification spectrale.

Spectroscopie

L'apparition vers 1890 des spectrographes permit la conservation de l'information, et, ce qui est très important pour la suite des travaux astrophysiques, une comparaison plus objective des spectres obtenus. Il était dès lors possible de rechercher la mise au point d'une classification spectrale et c'est ce à quoi s'attela dès 1890 l'équipe de l'Observatoire de Harvard, sous la direction de E. C. PICKERING. En 1901, des critères permet-

tant une classification furent adoptés, et de 1918 à 1924 fut publié le célèbre catalogue HENRY DRAPER contenant près de 400000 étoiles. Ce travail gigantesque est dû en grande partie à Mrs. FLEMING, Miss MAURAY et Miss CANNON. Les étoiles furent divisées en classes, chaque classe étant désignée par une lettre: O, B, A, F, G, K, M, et divisée en sous-classes par l'indication d'un indice, par exemple A5. Cette séquence de classes telle que nous l'avons indiquée ci-dessus (auxquelles il faut ajouter les classes R, N et S contenant des étoiles particulières) est ordonnée suivant la température effective (c'est-à-dire la même température qu'un corps noir de même rayon et rayonnant le même flux total) des étoiles. Les étoiles O sont les plus chaudes (env. 50000° K) tandis que les étoiles M sont les plus froides (env. 2500° K). C'est donc une classification à une dimension. Sans vouloir entrer dans le détail de la classification, disons que l'attribution d'un type spectral, c'est-à-dire la mise dans l'une des «cases» définies ci-dessus, se fait d'après l'intensité de certaines raies spectrales. Ces critères varient le long de la séquence spectrale.

La discussion des spectres d'étoiles classées ainsi fit apparaître que si pour certaines étoiles les critères principaux d'appartenance à un type spectral étaient les mêmes, il y avait toutefois des divergences pour des critères secondaires. Il apparut que ces différences provenaient de ce que deux étoiles peuvent avoir la même température mais des magnitudes absolues différentes. Ce fait est illustré par le célèbre diagramme de HERTZSPRUNG-RUSSEL que nous étudierons plus loin. En plus du paramètre de température, il devenait nécessaire d'introduire un deuxième paramètre qui empiriquement fut la luminosité. Quant aux astrophysiciens théoriciens, ils préfèrent utiliser comme second paramètre la pression électronique moyenne de l'atmosphère stellaire.

Ce choix des théoriciens est dû au fait que vers 1920 le physicien indien MEG N. SAHA put donner une explication théorique de l'aspect du spectre. Son nom reste attaché à une équation célèbre qui permet d'expliquer la variation de l'intensité des raies spectrales en fonction de la température et de la pression électronique. La nécessité d'une classification à deux paramètres était ainsi clairement posée, venant confirmer les résultats expérimentaux obtenus dans les années précédentes et qui avaient conduit les astronomes de Harvard à introduire des suffixes.

Disposant maintenant d'un paramètre de température, le type spectral, et connaissant la magnitude absolue d'un certain nombre d'étoiles, il nous est possible, comme le firent indépendemment l'un de l'autre au début de ce siècle l'astronome danois HERTZSPRUNG et l'astronome américain RUSSEL, de construire un diagramme dans lequel on portera en abscisse le type spectral, et en ordonnée la magnitude (*fig. 1*). Nous aurons alors la surprise de constater que les étoiles se groupent en séquences: séquence principale ou des naines, des géantes, des supergéantes. Ces noms ne

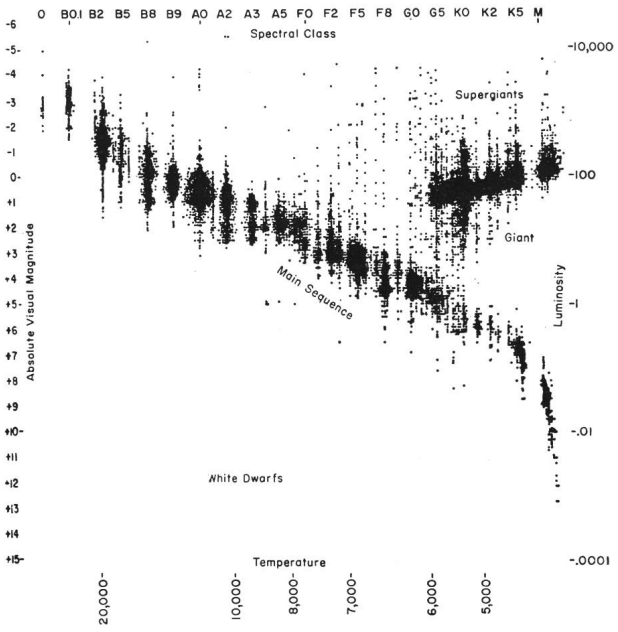

Fig. 1: Diagramme HR d'après STRUVE et ZEBERG.

sont pas choisis au hasard, mais bien en raison du fait, comme HERTZSPRUNG et RUSSEL le montrèrent, que les géantes ont un rayon plus grand que les naines, et les supergéantes sont plus grandes que les géantes.

Ce diagramme est le diagramme fondamental de l'astrophysique. Il est le point de départ des études en vue d'améliorer la classification spectrale. Il permit en outre une meilleure connaissance des étoiles, et fut à l'origine des travaux d'évolution stellaire.

Les premières améliorations sont dues à des astronomes nordiques dirigés par LINDBLAD. Abandonnant l'interprétation visuelle des spectres, ils définirent des critères de température et de luminosité susceptibles d'être obtenus à partir de quantités mesurées sur des enregistrements microphotométriques des spectres.

Ces travaux furent utilisés par les astronomes américains MORGAN et KEENAN de l'Observatoire de Yerkes qui, en 1943, proposèrent une classification à deux paramètres, la température ou type spectral et la classe de luminosité.

Les étoiles de la classe V sont celles de la séquence principale, celle de la classe IV sont les sous-géantes, celles de la classe III sont les géantes, tandis que les supergéantes se trouvent, suivant le cas, dans les classes de luminosité II, Ia, Ib ou Iab.

Ces deux paramètres sont donc obtenus par une analyse qualitative du spectre. Parallèlement au développement de la classification de Yerkes, qui est encore utilisée de nos jours par les spectroscopistes, des recherches avaient été faites pour obtenir des classifications non plus qualitatives mais quantitatives et de nouvelles méthodes d'analyse du rayonnement stellaire furent mises au point.

Alors que jusqu'à présent, c'était le spectre de raies qui servait de base aux classifications proposées, les

nouvelles techniques s'appuient sur les propriétés du spectre continu stellaire. Il nous faut distinguer trois directions principales: la spectrophotométrie, la photométrie photographique et la photométrie photoélectrique.

A l'origine d'une classification spectrophotométrique se trouvent des chercheurs de l'Institut d'Astrophysique de Paris dirigés par D. BARBIER, D. CHALONGE et Mlle L. DIVAN.

Leur méthode développée peu avant la seconde guerre mondiale utilise le fond continu de l'émission stellaire déterminé sur l'enregistrement spectrophotométrique d'un spectre pris à une dispersion faible. Le domaine spectral utilisé va de 3200 Å à 6200 Å. BARBIER et CHALONGE définirent trois paramètres:

- la mesure de la discontinuité de BALMER, D;
- la mesure de la position de cette discontinuité, soit λ_1 — 3700 Å;
- la mesure d'un gradient spectrophotométrique pour l'intervalle 3800 — 4800 Å, soit φ_b.

Le point de départ d'une classification tridimensionnelle était trouvé. Plaçons les points représentatifs des étoiles mesurées dans un espace (λ_1, D, φ_b). CHALONGE et ses collaborateurs remarquèrent que la majorité des étoiles se trouvaient sur une surface dite surface Σ et qu'il était possible de définir sur cette surface des zones correspondant aux «cases» de la classification de Yerkes (*fig. 2*).

Si les points représentatifs des étoiles se placent sur une surface, c'est que, mathématiquement parlant, les trois paramètres ne sont pas indépendants. Du point de vue physique, cela signifie que seule la température et la luminosité sont nécessaires à la classification des étoiles, ainsi que cela avait déjà été montré. Seulement ce n'était pas toutes les étoiles qui se plaçaient sur la surface!

Quelques-unes se trouvaient en dehors et il s'agissait d'étoiles présentant des particularités spectrales, telles les étoiles à raies métalliques qui peuvent être classées différemment suivant que l'on considère l'intensité des raies de l'hydrogène ou celle des métaux ou enfin de la raie K du calcium.

En fait, ces étoiles ne trouvant pas de place sur la surface Σ appartiennent à des catégories d'étoiles qui ne pouvaient pas être classées dans une représentation à deux dimensions, et par là, ne trouvaient pas de place correcte dans un diagramme d'HERTZSPRUNG-RUSSEL.

Les astronomes avaient déjà soupçonné la nécessité d'un troisième paramètre: la composition chimique de l'étoile.

Les études faites à partir des spectres à grande dispersion ont montré ces dernières années que des étoiles pouvaient, par rapport à des étoiles de même température et de même luminosité, avoir une composition chimique différente, soit parce que la matière interstellaire qui avait servi à la formation de l'étoile était différente, soit parce qu'à la suite de phénomènes encore mal connus, des abondances anormales de certains éléments existaient à la surface de l'étoile.

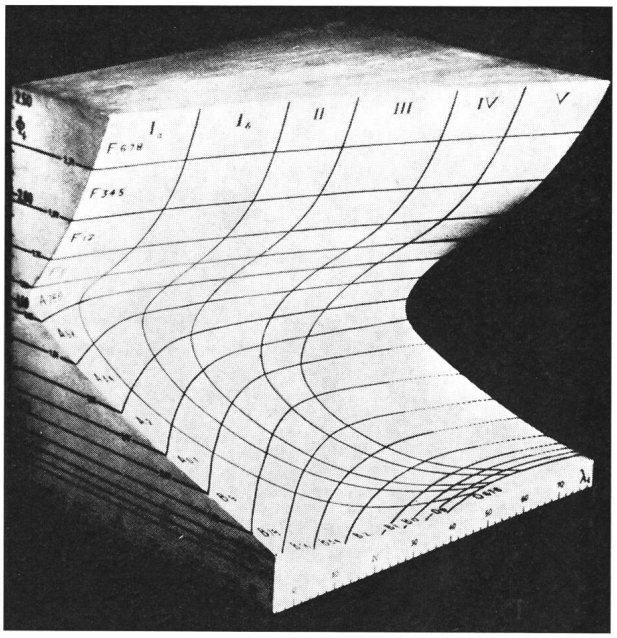

Fig. 2: Surface Σ.

La nécessité d'une représentation tridimensionnelle orienta ces dernières années la plupart des travaux de classification stellaire. Cela devenait d'autant plus nécessaire que les spectroscopistes découvraient toujours plus d'étoiles présentant des particularités spectrales, dues principalement à des abondances particulières de certains éléments.

Les travaux de D. BARBIER, D. CHALONGE et Mlle L. DIVAN avaient montré la possibilité et l'intérêt d'une classification à trois dimensions. Les résultats sont obtenus avec précision, mais, contrepartie presque inévitable, longs à obtenir. De plus, les étoiles faibles sont difficilement mesurables.

Photométrie

Les méthodes de classification spectrale du type de celle de Yerkes sont des méthodes qualitatives ne permettant pas de déterminer la quantité de lumière reçue dans un intervalle spectral donné. La méthode de BARBIER et CHALONGE est déjà un pas vers une méthode quantitative. C'est pour essayer de mettre au point des méthodes quantitatives que des astronomes, principalement STEBBINS aux Etats-Unis et GUTHNICK en Allemagne, utilisèrent des cellules au selenium. Malheureusement les résultats furent peu concluants, et ce fut A. E. WITHFORD, de l'Université de Wisconsin, qui en 1932, utilisa le premier photomultiplicateur d'électrons en astronomie. Au contraire de ce qui se passe dans une cellule, l'amplification du courant électrique est réalisée dans le tube du photomultiplicateur, utilisant pour cela le processus d'émission secondaire des électrons. La photocathode des photomultiplicateurs employés pour des buts astronomiques est généralement formée de caesium-antimoine.

Les domaines spectraux pour lesquels on veut obtenir la quantité de rayonnement émis par l'étoile sont

définis par des filtres, colorés ou interférentiels. Le choix de ces filtres est un problème délicat si l'on veut que les mesures obtenues aient un sens physique. Certains systèmes ont été choisis pour une étude particulière (par exemple le rougissement dû à la matière interstellaire), tandis que d'autres ont été établis en vue de la détermination des propriétés physiques des étoiles. De plus, l'amélioration des techniques ainsi que les résultats obtenus tant par les spectroscopistes que par ceux employant les premiers systèmes photométriques ont conduit à une prolifération des systèmes photométriques, si bien que l'on en recense aujourd'hui au moins une trentaine!

Ces systèmes peuvent être classés selon la largeur des bandes passantes de leurs filtres et l'on distingue trois catégories:

a) systèmes à bandes larges (400 à 1000 Å);
b) systèmes à bandes intermédiaires (100 à 400 Å);
c) systèmes à bandes étroites (inférieur à 100 Å).

A l'heure actuelle, les buts que l'on cherche à atteindre par l'utilisation d'un système photométrique sont les suivants:

1) température;
2) luminosité;
3) composition chimique;
4) excès de couleur dû à l'absorption interstellaire;
5) âge.

La première chose qu'un photométriste devra faire lorsqu'il disposera d'un catalogue de mesures réduites hors de l'atmosphère terrestre sera de calibrer les paramètres qu'il veut utiliser en vue d'obtenir l'un des cinq points ci-dessus. Pour cela, il s'appuiera généralement sur les résultats obtenus par les spectroscopistes, résultats obtenus maintenant soit à grande dispersion soit spectrophotométriquement.

La *fig. 3* montre comment, dans le système développé à l'Observatoire de Genève, le paramètre $B_2 - V_1$ (différence de l'énergie reçue dans les filtres B_2 et V_1) peut être relié à une détermination de la température effective (Θ_{eff}) des étoiles en comparant les mesures de $B_2 - V_1$ des Hyades et la détermination spectrophotométrique de Θ_{eff} faite par Oke et Conti pour les mêmes étoiles. Ce n'est qu'après de telles calibrations que le photométriste pourra utiliser son système pour obtenir des renseignements sur des étoiles pas encore ou peu étudiées.

La photométrie n'est donc pas une méthode supplantant la spectroscopie, mais au contraire la complétant, notamment pour l'étude des étoiles faibles.

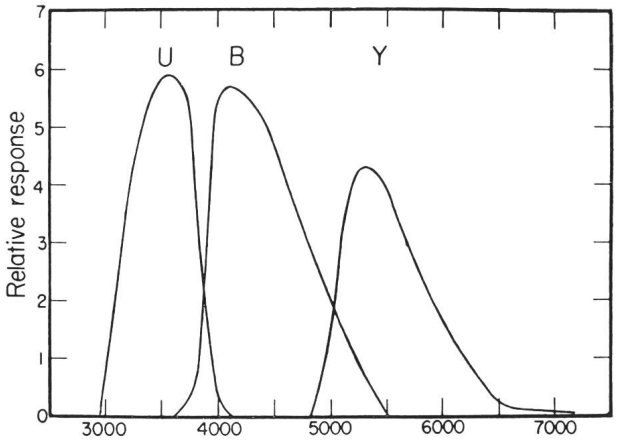

Fig. 4: Réponse des filtres du système UBV.

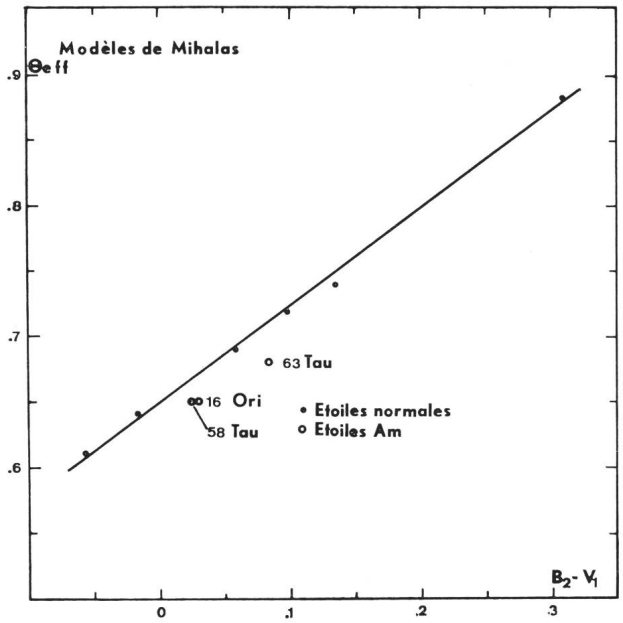

Fig. 3: Relation $\Theta_{eff}/B_2 - V_1$ pour las Hyades.

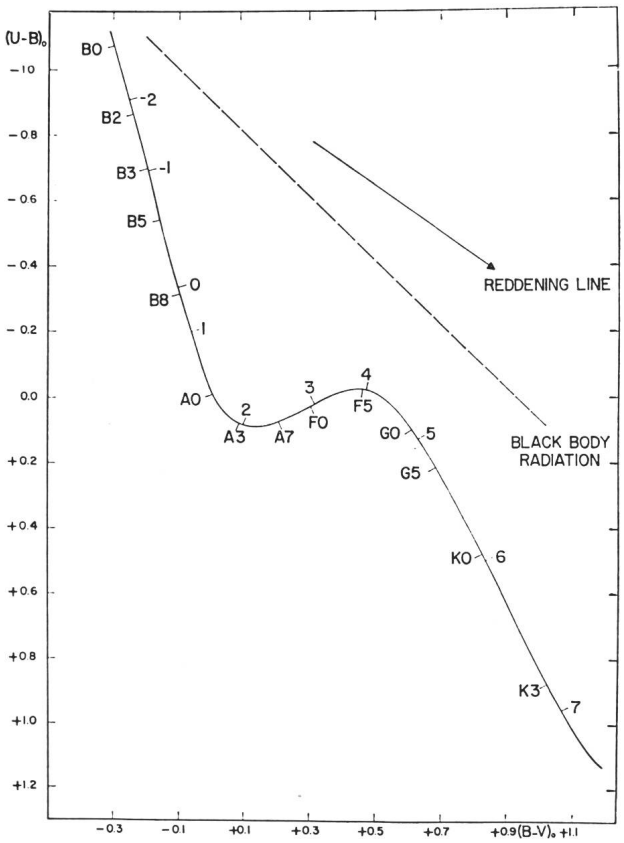

Fig. 5: Diagramme U–B / B–V d'après W. Becker, Stars and Stellar Systems, Vol. III.

Il serait impossible de vouloir passer en revue tous les systèmes existants et de décrire les résultats obtenus grâce à eux. Il faut donc choisir quelques systèmes afin d'illustrer le travail d'un photométriste. Celui qui est le plus répandu est le système développé par JOHNSON et MORGAN. La *fig. 4* montre la réponse des filtres utilisés. La construction d'un diagramme U – B/B – V (*fig. 5*) permet, en localisant dans ce diagramme le point figuratif de l'étoile, de donner une indication quant à la température ou type spectral, à la luminosité, à l'excès de couleur et dans certains cas, à la composition chimique de l'étoile. Néanmoins, il est souvent difficile de différencier certains effets, par exemple un effet de composition chimique d'un effet dû à l'absorption interstellaire, et la connaissance du spectre est alors nécessaire.

Dans le cas d'un amas, ouvert ou globulaire, on peut supposer que toutes les étoiles sont à la même distance de l'observateur, qu'elles ont toutes la même composition chimique et subissent toutes le même rougissement. Il sera alors possible de construire un diagramme V/B – V. On obtiendra quelque chose de semblable à un diagramme de HERTZSPRUNG-RUSSEL, B – V étant un paramètre de température (ou de type spectral). Si l'on superpose maintenant la séquence principale de l'amas étudié et la séquence principale d'un diagramme M_V/B – V, le décalage en ordonnée, V – M_V, nous donnera le module de distance de l'amas. En répétant l'opération pour plusieurs amas, on obtient un diagramme composite, souvent dit de SANDAGE (*fig. 6*). C'est en effet cet astronome qui a montré que l'on pouvait utiliser le fait qu'en évoluant, une étoile quittera la séquence principale pour se diriger vers celle des géantes. Comme les étoiles les plus massives, c'est-à-dire les plus chaudes de l'amas, évoluent plus rapidement que les autres, la séquence d'un amas présentera donc un coude (l'endroit où elle quitte la séquence principale des étoiles du champ) et la position de ce coude peut être prise comme une indication de l'âge de l'amas. Si l'on se reporte à la *fig. 6*, on voit que l'amas de h et χ Persei est nettement plus jeune que M 67.

Un autre système à trois couleurs, le système RGU, a été mis au point par BECKER de l'Observatoire de Bâle. Il s'agit cette fois d'un système photographique. On obtient trois clichés du même champ stellaire en ayant eu soin de mettre en place devant la plaque photographique l'un des trois filtres R, G ou U. Ce système permet une meilleure séparation des étoiles naines des étoiles géantes que le système UBV. BECKER et ses collaborateurs ont étudié de nombreux amas ouverts, déterminant notamment leur distance et par là leur position dans notre galaxie. Se limitant aux amas dont les étoiles les plus chaudes sont de type spectral O ou B, c'est-à-dire des amas très jeunes, ils ont pu mettre en évidence par ce moyen la structure spirale de notre galaxie et le lien entre les objets jeunes et les régions d'hydrogène (*fig. 7*).

Parmi les systèmes à bandes intermédiaires, nous

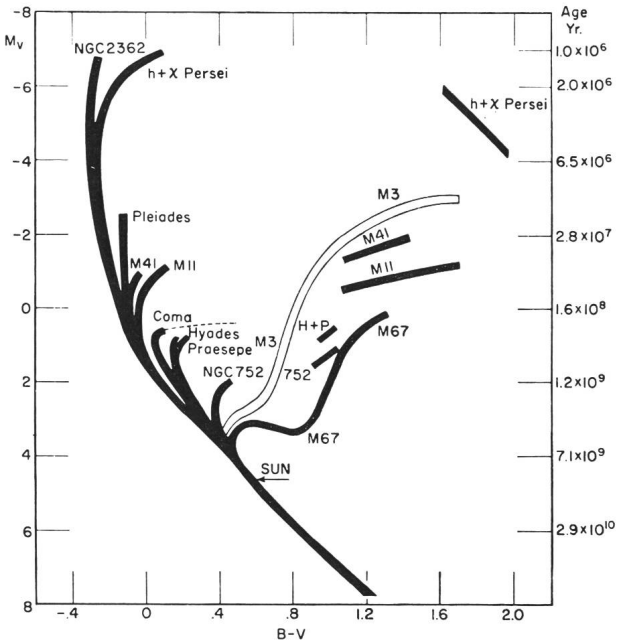

Fig. 6: Diagramme M_V / B – V pour des amas ouverts, d'après STRUVE et ZEBREG.

citerons celui de STRÖMGREN comportant quatre filtres u, v, b et y. Ce système permet l'obtention, en plus des paramètres de température et de luminosité, d'un critère de composition chimique. Il devient dès lors possible de distinguer des étoiles particulières (comme les étoiles du type spectral A à raies métalliques) des étoiles normales ou des étoiles déficientes en métaux. Ce point est important car l'on pense généralement que les étoiles déficientes en métaux sont des étoiles très vieilles. L'enrichissement de la matière interstellaire, lieu de formation des étoiles, aurait eu lieu après l'apparition de ces étoiles. L'utilisation d'un critère de composition chimique permet alors de replacer l'étoile dans l'histoire de la formation de notre galaxie.

Le système photométrique qui nous permettra de mieux illustrer les possibilités de la photométrie photoélectrique est celui que nous connaissons le mieux,

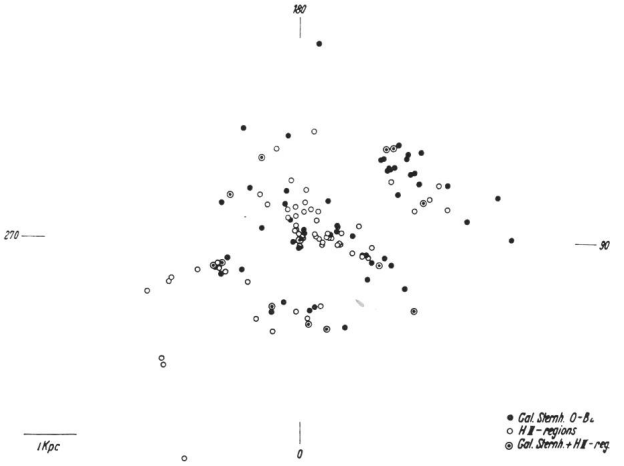

Fig. 7: Amas ouverts et régions H II, d'après W. BECKER, ZfAp *58*, 203.

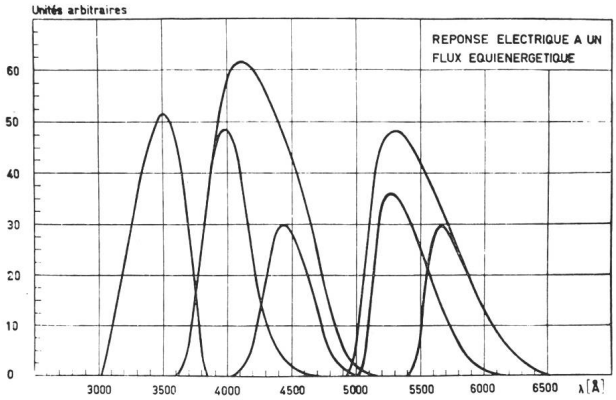

Fig. 8 : Réponse des filtres du système de Genève.

celui de l'Observatoire de Genève. La *fig. 8* montre la réponse des sept filtres du système. On voit d'une part que les filtres à larges bandes sont assez semblables à ceux du système UBV et, d'autre part, que c'est un système alliant des filtres à bandes passantes larges et des filtres à bandes intermédiaires. Les premières mesures dans ce système furent effectuées en 1960 au Jungfraujoch. Elles furent continuées à la station genevoise de l'Observatoire de Haute-Provence et au Gornergrat.

Le nombre de filtres utilisés permet 21 possibilités d'obtenir un indice de couleur, c'est-à-dire la différence de deux magnitudes ou si l'on veut la différence de l'énergie reçue à travers deux filtres différents. Il est évident que certains indices n'apporteront pas plus d'information que d'autres. Il est donc nécessaire de rechercher ceux qui permettent de représenter le mieux un seul paramètre physique de l'étoile. Ce point est important, car on s'est aperçu, par exemple, quelques années après les premières utilisations de mesures UBV que l'indice B – V, qui, comme nous l'avons vu plus haut, est un paramètre de température, était également touché par une différence de composition

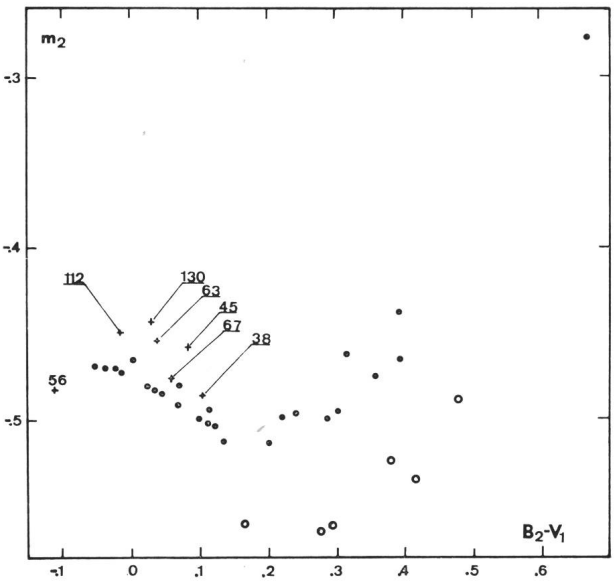

Fig. 9. : Diagramme $m_2 / B_2 - V_1$: • étoiles normales, + étoiles Am, o étoiles déficientes.

chimique. Les étoiles très déficientes en métaux ont alors une valeur B – V plus petite que celle des étoiles normales de même température. Cet effet est maintenant connu sous le nom d'effet de blanketing. Il conduit à des estimations erronées de la température. Si nous disposons d'un système photométrique dans lequel un paramètre de composition chimique a été défini, il sera alors possible d'essayer de corriger les autres paramètres d'un effet de blanketing. Encore faudra-t-il que le paramètre de composition chimique ne soit pas affecté par un effet de luminosité... Cette situation ressemble un peu à un écheveau de laine bien embrouillé et oblige les photométristes à être très circonspects lors de la calibration d'un paramètre.

Afin d'éviter des effets dûs à l'absorption interstellaire, il est possible d'obtenir des paramètres qui sont des combinaisons linéaires de deux indices de couleur de la forme $p = a - xb$ où x est un coefficient calculé de façon à ce que p dépende aussi peu que possible de l'absorption interstellaire.

Au vu de toutes ces considérations, il a été possible de définir dans le système de Genève trois paramètres, soit $B_2 - V_1$ paramètre de température, $d = (U - B_1) - 1.43(B_1 - B_2)$ paramètre de luminosité et $m_2 = (B_1 - B_2) - 0.457(B_2 - V_1)$ paramètre de composition chimique. L'utilisation de ces trois paramètres permet une représentation à trois dimensions des étoiles de type spectral compris entre AO et G5. La *fig. 9* montre qu'il est possible, dans un diagramme $m_2/B_2 - V_1$ de distinguer par rapport aux étoiles normales soit des étoiles ayant une surabondance particulière des métaux, les étoiles à raies métalliques, soit des étoiles déficientes en métaux, les sous-naines.

Lorsque suffisamment d'amas ouverts (et c'est là l'objet principal du programme de mesures entrepris à l'Observatoire de Genève) auront été mesurés dans ce système, il sera alors possible de construire un diagramme semblable à celui de SANDAGE, mais cette fois-ci dans une représentation qui pourra tenir compte des différences de composition chimique entre les amas et des étoiles particulières contenues dans chaque amas.

Le fait de pouvoir disposer d'un paramètre de composition chimique sera aussi utilisé dans la discussion des propriétés cinématiques d'étoiles d'âges différents. Dans ce cas également, il est nécessaire de disposer d'un système de classification précis et donnant le maximum d'informations sur les étoiles étudiées.

C'est donc par de telles études que la classification stellaire ne restera pas un domaine fermé mais pourra au contraire contribuer à l'étude de la structure et de l'évolution de notre galaxie.

Si les méthodes de photométrie photoélectrique peuvent maintenant permettre la classification d'étoiles en tenant compte de leurs particularités et ceci également pour des étoiles relativement peu brillantes avec un temps d'obtention des résultats beaucoup plus court que la spectroscopie, les spectroscopistes ne seront pas pour autant réduits au chômage... Bien au

contraire! Les mesures photométriques mettent souvent en évidence des étoiles difficiles à classer et le recours à la spectroscopie est alors nécessaire. La détection d'étoiles particulières se fera beaucoup plus rapidement à l'aide de mesures photoélectriques et ensuite le spectroscopiste pourra les étudier à grande dispersion, obtenant des renseignements, telle l'abondance de chaque élément, impossibles à obtenir par voie photométrique. Seulement, il n'aura pas eu besoin de mesurer plusieurs étoiles normales avant de trouver une étoile particulière pouvant l'intéresser.

L'inconvénient majeur à l'heure actuelle de la multiplicité des systèmes photométriques est la dispersion de l'information dans la littérature astronomique et souvent le manque d'homogénéité entre les mesures de différents auteurs utilisant le même système. Un gros effort de collation et d'homogénéisation de cette information est possible avec les ordinateurs actuels, permettant la gestion d'une grande masse de données. Ce travail est entrepris depuis peu grâce à la collaboration de plusieurs observatoires, principalement ceux de La Plata, Strasbourg, Genève et Lausanne. A défaut d'un système idéal, difficilement définissable, chaque astronome pourra avoir un accès facile à toutes les mesures photométriques. Une base beaucoup plus grande sera ainsi fournie pour entreprendre par voie statistique l'étude de notre galaxie.

Adresse de l'auteur: BERNARD HAUCK, Dr ès sc., Privat-docent à l'Université de Lausanne, Chemin des Palettes 13, 1212 Grand-Lancy.

Jupiter: Présentation 1970

Opposition 21 avril 1970

Rapport No. 21 du «Groupement planétaire S A S»

par SERGIO CORTESI, Locarno-Monti

Observateur	Instrument	Dessins	Photos	Période d'observation
R. BUCAILLE Paris	télescope 360 mm	27	–	14 novembre 1969 22 mai 1970
S. CORTESI Locarno-Monti	télescope 250 mm	8	–	30 mars 1970 12 juin 1970
L. DALL'ARA Breganzona	télescope 180 mm	6	–	11 avril 1970 25 mai 1970
J. DRAGESCO Yaoundé	télescope 260 mm	28	5	15 janvier 1970 22 juin 1970
R. GERMANN Wald (ZH)	télescope 150 mm	2	–	21 avril 1970 6 juillet 1970
T. SATO Hiroshima	télescope 150 mm	67	–	30 novembre 1969 6 octobre 1970
G. VISCARDY Monte Carlo	télescope 310 mm	–	31	11 avril 1970 7 juillet 1970

Nous remercions en outre MM. W. BRÄNDLI (Wald), D. BÖHME (DDR) et R. BALFAGÒ (Barcelona) pour les observations qu'ils nous ont soumises.

Considérations générales

Nos observateurs de l'hémisphère boréal ont été rebutés par la mauvaise qualité des images, causée surtout par la basse déclinaison de la planète, à l'exception toutefois de M. T. SATO (latitude de Hiroshima +35°) dont la passion, la ténacité et l'habilité dans l'observation planétaire sont bien connues et dignes de notre plus grande admiration.

Jouissant d'une planète bien haute sur l'horizon, M. DRAGESCO à Yaoundé, a pu faire de très bonnes observations.

A ce propos il peut être utile de comparer la qualité des observations de Jupiter faites en différents lieux de la Terre, au moyen du critère employé par DE MOTTONI pour Mars[1]), [2]). En tenant compte des différentes caractéristiques d'observation entre les deux planètes (p. ex. le diamètre apparent à l'opposition a beaucoup moins d'influence, sur le calcul de l'indice de qualité Q, dans le cas de Jupiter que dans celui de Mars), nous avons calculé les indices de qualité pour quelques oppositions de la planète géante pour Locarno (latitude +46°) et Yaoundé (latitude +4°):

Opposition de Jupiter	Indice de qualité moyen Q			
	1965	1970	1972	1975
Yaoundé	0.97	0.89	0.86	0.93
Locarno	0.92	0.33	0.14	0.70

De ces calculs approximatifs (interpolés à ±0.1) on constate que pour Jupiter aussi, et même plus que pour Mars, les observateurs situés près de l'équateur sont favorisés par rapport à ceux des zones tempérées de la Terre.

Description détaillée (dénominations B.A.A.)

S.P.R. uniformément grises, un peu plus claires que N.P.R.

S.S.T.B. toujours bien visible, mais un peu moins importante et moins active que l'année passée, les condensations et irrégularités y étant plus rares; parfois double.