THESES 12 NOV. 2001

présentées

A LA FACULTE DES SCIENCES DE L'UNIVERSITE DE PARIS

pour obtenir le titre

de Docteur de l'Université

(Mention Sciences)

par

HECTOR R. ROJAS

OBSERVATOIRE DE PARIS - SECTION DE PARIS
7837

---

1ère THESE : Classification spectrale des étoiles B et mesure d'intensité des raies d'hydrogène en émission d'étoiles Be .

2ème THESE : Propositions données par la Faculté .

---

Soutenues le 7 Juin devant la Commision d'Examen

MM. Danjon - Président

Kastler :

Schatzman - : Examinateurs

:

# CLASSIFICATION SPECTRALE DES ETOILES B ET MESURE D'INTENSITE DES RAIES D'HYDROGENE EN EMISSION D'ETOILES Be .

## Résumé

Je me suis proposé,dans ce travail,la mesure de l'intensité des raies d'émission de la série de Balmer de l'hydrogène pour les étoiles Be .Une telle mesure présente un grand intérêt car elle est susceptible de fournir des indications sur les processus qui donnent naissance aux raies d'émission.Processus qui sont loin d'être élucidés à ce jour.

Dans une première partie,après avoir tracé rapidement un tableau de nos connaissances sur ce type d'étoiles,j'ai recherché si on pouvait admettre que les étoiles Be forment une classe particulière.J'ai examiné et discuté de ce point de vue les résultats relatifs à la vitesse de rotation,au type spectral et à la luminosité.Je n'ai pu trouver aucun argument définitif en faveur d'une telle hypothèse.J'ai mis en évidence des divergences importantes entre les divers auteurs,tant en ce qui concerne les vitesses de rotation qu'en ce qui concerne les magnitudes absolues.Il semblerait que le caractère émissif soit d'autant plus fréquent que la température stellaire est plus élevée.J'ai noté également la découverte de 4 nouvelles étoiles à émission .

Après avoir,dans une deuxième partie,développé la méthode photométrique utilisée,j'ai montré les difficultés du problème.En effet, l'émission est superposée à l'absorption sous-jacente et sa mesure dépend de la connaissance de cette absorption.Certains auteurs se sont bornés à traçer le contour hypothétique de la raie d'absorption,à main levée,par continuité.J'ai montré qu'un tel procédé était plein d'incertitude.

Pour remédier à cet inconvénient,j'ai cherché,dans une troisième

partie,à établir un contour d'absorption à priori à partir de données théoriques.En première approximation,l'atmosphère stellaire est définie par deux paramètres : la température et la pression.Cette dernière peut être remplacée par la gravité.J'ai montré comment les raies d'hydrogène permettaient de mettre en évidence ces deux paramètres.L'intensité centrale de la raie est fonction de la température et pour une température donnée, l'absorption totale est fonction de la pression.De plus,la forme du contour de la raie,dans le cas des étoiles B est donnée par l'effet Stark .J'ai utilisé les calculs de Verweij pour tracer les contours caractéristiques de chaque type d'étoile ( classe spectrale et classe de luminosité ).Pour celà,il a été nécessaire de faire des hypothèses sur la température de Kuiper et l'échelle de magnitude absolue de Keenan et Morgan .
J'avais au préalable montré la validité de mes hypothèses à l'aide des mesures assez étendues de E.G.Williams et W.Günther sur les profondeurs centrales et les largeurs équivalentes des raies de la série de Balmer de l'hydrogène.J'ai construit un graphique permettant de trouver immédiatement le type d'une étoile B , connaissant la profondeur centrale et la largeur équivalente de ses raies d'hydrogène.

J'ai montré que l'accord est en général très satisfaisant avec les autres procédés de classification qui utilisent des critères très variés.L'avantage de cette méthode de classification est qu'elle est tout à fait indépendante des variations de transparence atmosphérique,la photométrie étant monochromatique.De plus, elle permet de mettre en évidence,numériquement,la présence d'enveloppes et d'en donner la température approximative.

Dans une quatrième partie, j'ai donné un catalogue de 49 étoiles pour lesquelles on a tiré de la bibliographie tous les renseignements possibles relatifs à l'émission. Ils ont été rangés chronologiquement dans un tableau permettant de voir les variations d'intensité de l'émission et les variations d'aspect des raies d'émission qui peuvent apparaître doubles ou simples. Ce tableau comporte également les indications relatives à la présence éventuelle d'enveloppes. Malgré l'insuffisance des données, on a pu montrer dans certain cas que le phénomène présentait une quasi-périodicité. On a pu montrer également, dans certains cas, que la présence d'enveloppes en mouvements avait fait penser que l'étoile était une binaire pour laquelle on n'avait pas pu établir de période. J'ai donné également dans ce catalogue, outre la reproduction des enregistrements microphotométriques des raies de Balmer, les mesures de profondeur centrale, de largeur équivalente et de largeur des raies de la série de Balmer pour chaque étoile ainsi qu'un tracé des contours des raies. J'ai donné également les résultats relatifs à l'intensité mesurée des raies d'émission de la série de Balmer.

Dans une cinquième partie, j'ai chercher à utiliser mes résultats pour discuter de la composition de l'atmosphère extérieure des étoiles Be. G. R. et E. M. Burbridge avaient cherché à comparer leurs résultats avec les calculs faits par Menzel et ses collaborateurs sur les nébuleuses, malheuresement, ils disposaient seulement de deux mesures de la raie $H\alpha$. J'ai pu montrer que le décrément peut être variable pour une même étoile. On montre, en effet, qu'il faut concevoir une étoile à émission comme ayant des caractères physiques très proches de celle-ci. Cette couche

peut être entourée d'autres enveloppes à pression et températures beaucoup plus faibles et qui sont beaucoup plus éloignées de la photosphère.Ces enveloppes peuvent être animées de mouvements pulsants à certaines époques,elles peuvent probablement disparaître .

Les résultats que nous avons trouvés en ce qui concerne le décrément Balmer sont confirmés par la théorie de Miyamoto qui laisse prévoir que pour une même dilution le décrément sera d'autant plus grand que la température sera plus basse et que,pour une même température,le décrément sera d'autant plus grand que la dilution sera plus petite.Il serait intéressant de poursuivre ces calculs pour voir si les prévisions de la théorie se vérifient pour les termes plus élevés de la série de Balmer .

# CHAPITRE I

## Sommaire

Le problème proposé était la détermination de l'intensité des raies d'hydrogène en émission dans le spectre des étoiles Be. Dans un premier chapître, je donne une discussion générale sur les connaissances actuelles concernant ce groupe d'étoiles.

La détermination des intensités des raies d'hydrogène en émission exige l'évaluation préalable de l'intensité de ces raies en absorption. Dans ce but, j'ai établi, sur des bases théoriques, un graphique de classification spectrale. Cette classification fait l'objet du chapître 3. La méthode photométrique employée est discutée dans le chapître 2. Le chapître 4 donne les résultats que j'ai obtenus en ce qui concerne les profondeurs centrales, les largeurs équivalentes, et les demi-largeurs des raies de la série de Balmer pour 49 étoiles du catalogue du MONT-WILSON. J'ai comparé ces résultats à ceux d'autres auteurs et, en particulier, à des déterminations analogues faites par Mme. R. HERMAN, d'une façon un peu différente. Enfin, dans une dernière partie, j'ai établi la discussion des résultats d'observations à la lumière de diverses théories.

La partie relative aux mesures est présentée, dans un fascicule séparé, sous la forme d'un catalogue réunissant, outre les données numériques et les contours des raies, la bibliographie relative à chaque étoile.

## Introduction

Certains objets célestes présentent un intérêt particulier en raison de la présence de raies d'émission dans leur spectre.Les raies brillantes sont généralement dues à l'hydrogène,l'helium,le carbone,l'azote,l'oxygène ou les métaux.Le caractère des raies brillantes observées varie suivant les conditions physiques règnant dans l'atmosphère entourant l'étoile considérée.

Ce n'est qu'à partir de 1864 qu'à commencé l'étude des objets à raies brillantes,après la découverte des spectres à raies d'émission des nébuleuses par W. Huggins(1). En 1865,le Père Secchi(2) entreprit également l'étude des nébuleuses,étude au cours de laquelle il a décelé la présence de raies brillantes dans le spectre de la nébuleuse d'Orion.En 1866,W. Huggins(3),en analysant le spectre à raies d'émission de T CBr.,a montré que les raies sont dues à l'hydrogène et sont superposées à des larges absorptions.En 1867,Secchi découvre des raies brillantes de l'hydrogène dans les spectres de $\gamma$ Cas. et $\beta$ Lyr. tandis que Wolf et Rayet(4),dans la région du Cygne,constatent que quelques étoiles présentent de larges raies d'émission,autres que celles de l'hydrogène.

Par la suite,les observations de tels objets se développent,Keeler(5) fait des observations visuelles des nébuleuses et de certaines étoiles particulières tandis que Campbell(6) se consacre à l'étude d'étoiles Wolf-Rayet.

L'emploi de la photographie permet à Pickering et ses collaborateurs de découvrir un certain nombre d'étoiles Be.Au fur et à mesure que l'on découvre un plus grand nombre d'objets à raies d'émission,on s'aperçoit de leur diversité.On a pu classer les objets des premiers types spectraux à raies d'émission par l'aspect de leur spectre et par l'interprétation qu'on a essayé d'en donner. L'hypothèse la plus généralement admise est que ces objets sont entourés d'une atmosphère étendue,responsable des raies d'émission.Certains caractères de ces raies pourraient s'expliquer par le degré d'extension de l'enveloppe, sa densité,son état de repos ou de mouvement.La vitesse de rotation de l'étoile et la pression de radiation doivent jouer un rôle dans la formation des enveloppes.D'après O.Struve(7),les étoiles à enveloppes peuvent être classées de la façon suivante:

(1)
- a)-Etoiles normales Be et Oe dont les raies ont les caractéristiques des supergéantes et des naines.
- b)-Etoiles particulières ayant des raies d'émission, mêmes celles des transitions interdites.
- c)-Etoiles ayant des enveloppes stationnaires, qui produisent des raies d'absorption.

(2)
- 1°)-Novae et supernovae.
- 2°)-Wolf-Rayet.
- 3°)-P Cygni
  - I-Etoiles ayant des enveloppes qui s'étendent et qui montrent de fortes absorptions,sans émission ou très peu.
  - II-Etoiles ayant des enveloppes qui s'étendent et qui montrent en même temps de l'absorption et de l'émission.
  - III-Etoiles particulières qui en même temps montrent les caractéristiques P Cygni.

# Chapitre I

## GENERALITES SUR LES ETOILES Be.

L'étude des étoiles Be, commencée vers 1870, a eté développée surt out par P.W.Merrill et ses collaborateurs (8), qui ont publié en 1923,1933,1943,1949 et 1950 un catalogue comport_ant maintenant plus d'un millier d'étoiles;le numéro de ce catalogue est précédé des lettres MWC . Ce catalogue n'est certainement pas complet et il existe vraisemblable un grand nombre d'autres étoiles B brillantes susceptibles de présenter des raies d'émission,comme le montre notre propre expérience.Lors des missions effectuées à l'Observatoire de Haute-Provence en 1955,nous avons trouvé 4 nouvelles étoiles à émission.Ces étoiles sont les suivantes :

HD 53416

$\alpha_{1950} = 7^h\ 3^m$ ; $\delta_{1950} = +14^\circ\ 33'$

Type HD = $B_8$ ; m= 6,8

Forte émission à H $\alpha$

---

HD 141569

$\alpha_{1950} = 15^h\ 47^m$ ; $\delta_{1950} = -3^\circ\ 46'$

Type HD = $B_9$ ; m= 6,9

Forte émission à H $\alpha$

---

HD 162732

$\alpha_{1950}$ = 17 h 49 m ; $\delta_{1950}$ = + 48 ° 24 '

Type HD = $B_8$ ( $A_1$ sp )

m = 6,4

Forte émission à H$\alpha$ + enveloppe métallique

---

HD 175511

$\alpha_{1950}$ = 18 h 51 m ; $\delta_{1950}$ = + 59 ° 36 '

Type HD = $B_9$ ; m = 6,7

Emission faible à H$\alpha$

---

Définition des raies d'émission.

P.W.Merrill (9) considère comme " raie brillante " toute raie ayant un contour de la forme a , b ou c . ( Fig.1 ). Lorsqu'une raie présente un contour analogue à celui de la forme d ( Fig.1 ),il n'est pas toujours possible d' affirmer qu'il y a émission.S'il s'agit d'un terme élevé de la série de Balmer,les termes inférieurs présentent l' un ou l'autre des aspects a , b ou c .S'il s'agit de la raie H$\alpha$ ,Merrill ne considère pas cette raie comme brillante. Nous verrons plus loin que la question pourra être résolue au moyen des mesures photométriques et de considérations théoriques.

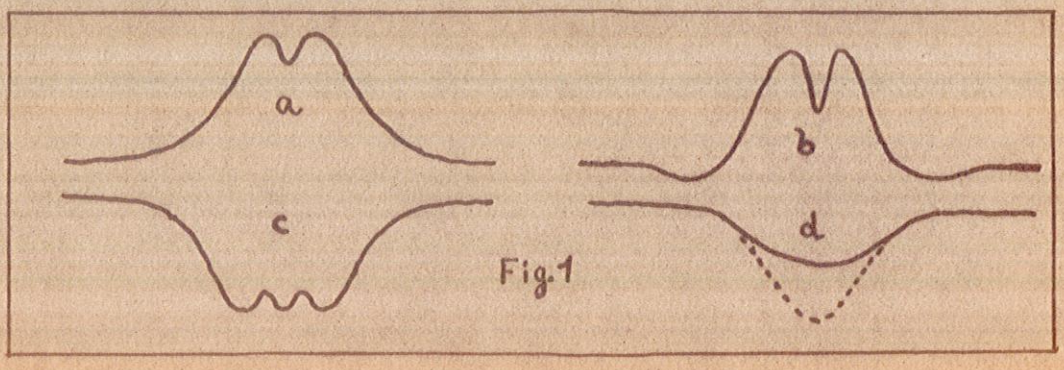



Fig.1

Suivant la nomenclature adoptée,cette classe d'étoiles a l'aspect habituel des étoiles B en ce qui concerne le spectre continu et le spectre d'absorption ( tout au moins en première approximation ) . Toutefois,les raies de la série de Balmer de l'hydrogène présentent l'un des aspects de la figure 1 .

Cet aspect dépend d'ailleurs de la dispersion employée.Avec une grande dispersion,on observe le plus souvent le contour de la forme e ( figure 1 );à faible dispersion,on observe, le plus généralement les contours des formes a ou b .Dans quelques cas,plus rares,on peut observer également les raies de FeII en émission et,plus rarement encore,les raies de HeI .

Mécanisme de l'émission.

On admet généralement aujourd'hui que l'émission a lieu dans une enveloppe étendue entourant l'étoile.Cette enveloppe affecterait souvent la forme d'un anneau équatorial.Une telle hypothèse est confirmée par l'étude des binaires à éclipse.En effet,dans ce cas,on a pu constater la présence d'une enveloppe émettrice d'un diamètre considérablement plus grand que celui de l'étoile centrale.L'origine de telles enveloppes est vraisemblablement dûe à l'expulsion de matière de la surface stellaire.Cette expulsion peut être favorisée par divers facteurs tels que la température,la pression de radiation,la très grande vitesse de rotation ou la présence d'une autre étoile à faible distance.

Dans une telle hypothèse,on peut s'expliquer le profil représenté figure 2 .L'étoile B sous-jacente produit la

la raie d'absorption large et peu profonde BB'.Les régions de l'enveloppe qui ne sont pas masquées par le disque de l'étoile ( figure 3 ) produisent les composantes EE' de la raie d'émission alors que

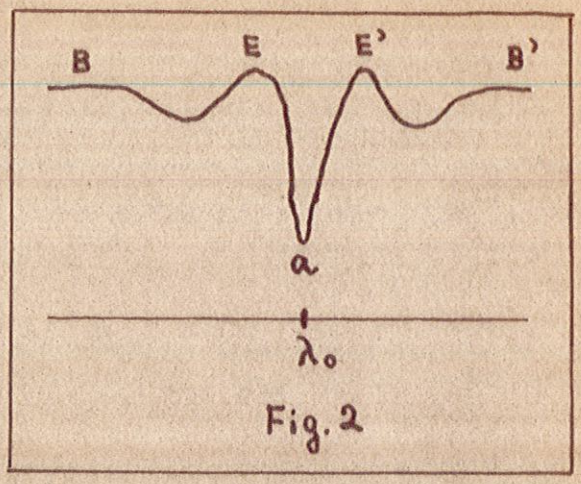


Fig.2

la raie d'absorption fine et profonde a ( figure 2 ) est produite par la partie de l'enveloppe qui se trouve en avant de l'étoile par rapport à l'observateur.On a souvent constaté,dans les étoiles Be , que les raies des éléments autres que l'hydrogène sont élargies par la rotation.La mesure de la surface équivalente des raies de MgII et HeI a été utilisée pour la détermination de la vitesse de rotation; nous discuterons de cette question plus loin.

Le caractère émissif de cette catégorie d'étoiles semble essentiellement variable : l'intensité totale de l'émission ( rapport E/C ) peut varier dans de larges limites,l'émission peut même disparaître pendant un certain temps;l'intensité relative des deux composantes de l'émission ( rapport V/R ),lorsqu'elles sont observées,varie également et Mac Laughlin a montré qu'on

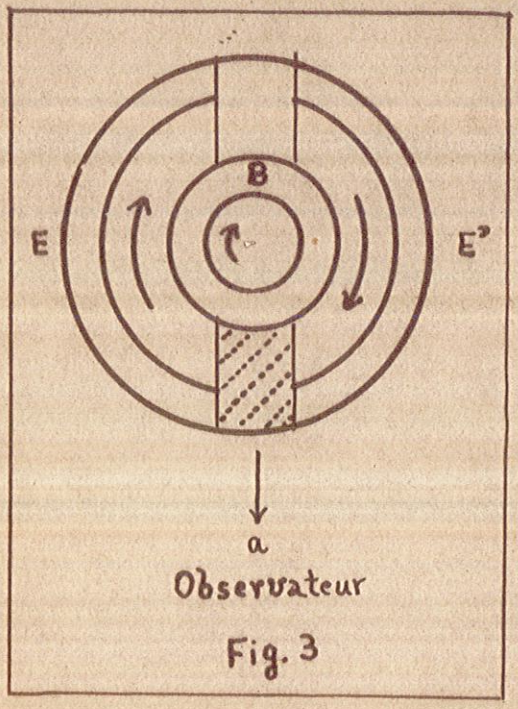


Fig.3

peut obtenir une représentation qualitative d'une telle variation en admettant que l'enveloppe tourne,se dilate et se contracte alternativement; l'émission peut être remplacée par des absorptions fines,phénomène qui met bien en évidence la présence d'une enveloppe étendue.L'excitation dans l'enveloppe est nettement plus faible que dans la photosphère de l'étoile,en raison de la température et de la pression plus basse qui y règnent.En particulier,O.Struve et H. F. Swede (10) ainsi que C.H. Payne (11) ont discuté le problème de

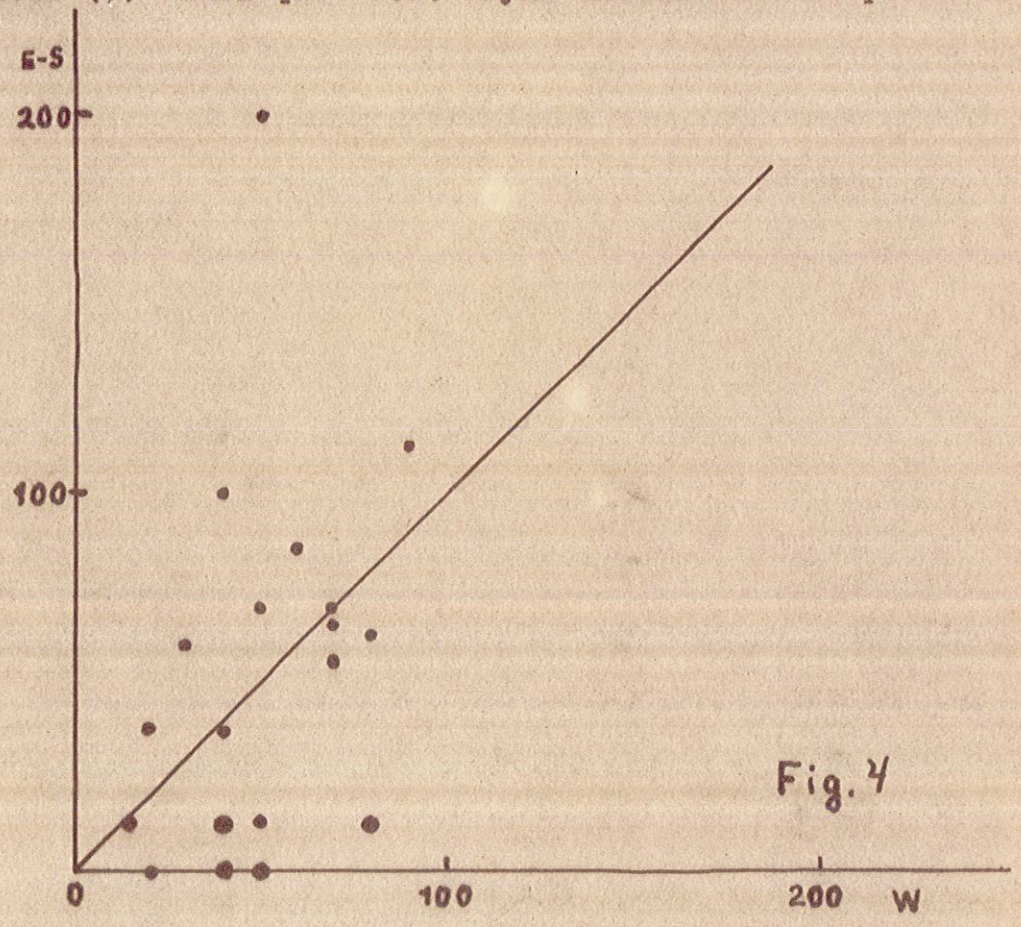



Fig. 4

la présence des raies de FeII dans les spectres des étoiles B des premiers types spectraux.

Les étoiles Be forment-elles une classe particulière ?.

On peut se demander si les étoiles B à émission forment une classe homogène.Certains auteurs comme W.W. Morgan

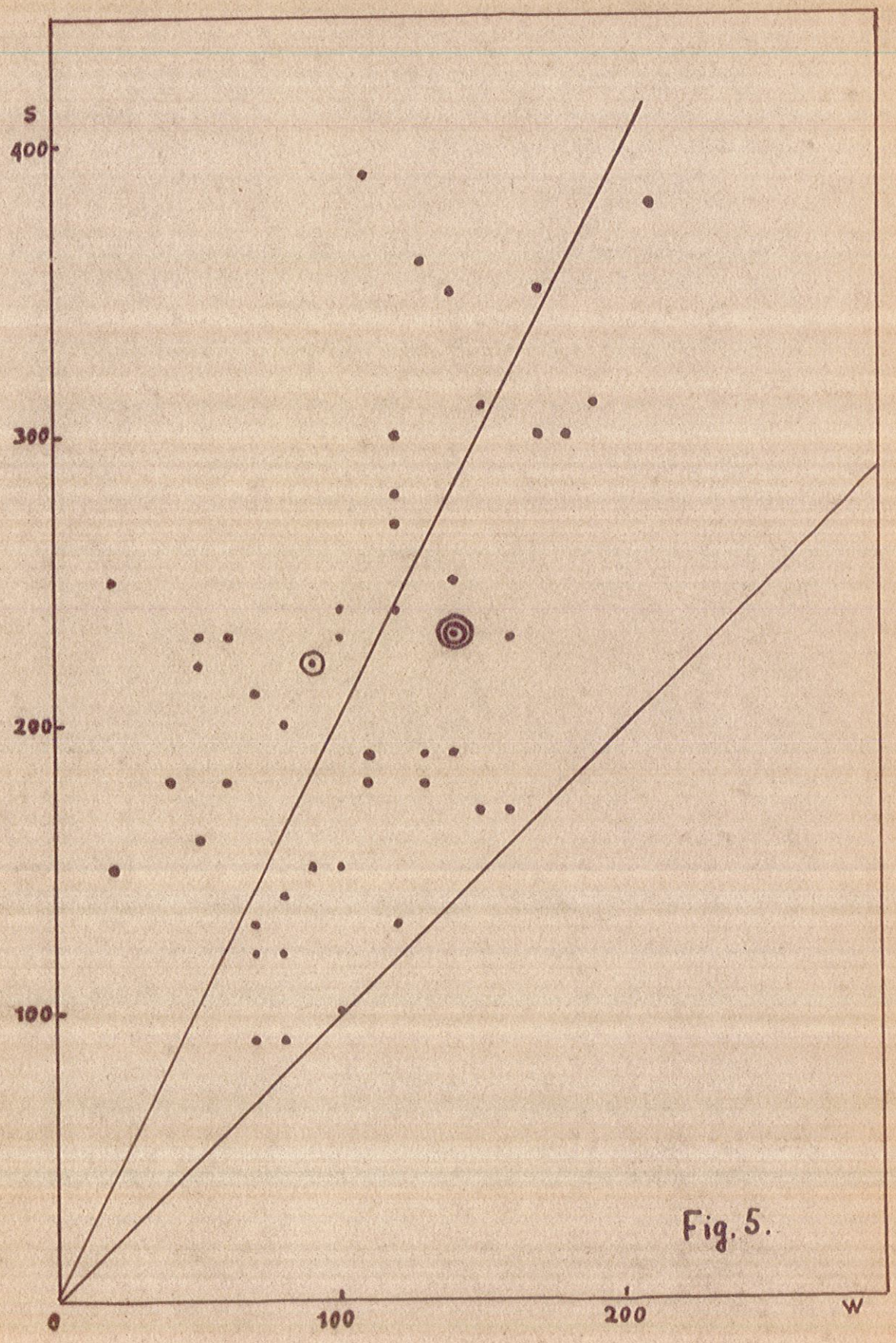



Fig. 5.

pensent qu'il n'en est rien.Il convient donc d'examiner les rapports qui peuvent exister entre ces étoiles et les B normales d'une part ainsi qu'avec celles qui peuvent leur être apparentées comme les Of et les Ae. On estime,en général,que les Be naines,qui sont les plus nombreuses,sont des étoiles à grande vitesse équatoriale, approchant de l'instabilité et formant de ce fait un anneau de gaz raréfié dans leur plan équatorial.Nous ferons donc tout d'abord un examen critique des connaissances actuelles concernant la rotation.

D'après un travail de Chandrasekhar et Münch[12],publié en 1950,on a l'impression que la vitesse la plus probable pour les Be est de l'ordre de 300 Km/Sec alors qu'elle ne serait que de 100 Km/Sec pour les B normales.Il faut noter,toutefois,que les données utilisées pour les Be sont tirées d'un travail de A. Slettebak[13] alors que celles concernant les B ont été extraites d'un travail de Miss Wetsgate[14]. Ces deux séries de mesures sont tout à fait discordantes.

Nous avons comparé, sur la figure 4, les résultats de C.T. Elvey et O. STRUVE[15] à ceux de Miss Wetsgate, pour les étoiles communes aux deux listes. L'ensemble est assez cohérent malgré une dispersion considérable qui s'explique aisément par le procédé employé.Sur la figure 5 nous avons fait la même comparaison entre les résultats de Miss Wetsgate et ceux de Slettebak.On voit qu'ici les résultats sont tout à fait discordants ; en moyenne,les valeurs de Slettebak sont le double de

celles de Wetsgate avec une dispersion énorme.Il nous semble qu'on peut accorder plus de poids aux mesures de Sletteback ,celles-ci étant basées sur des mesures photométriques,beaucoup plus précises et dépendant beaucoup moins de la densité générale des spectres que la mesure au comparateur d'une largeur de raie.

De plus, G.R. et E.M. Burbridge[16] ont fait également de telles déterminations pour un petit nombre d'étoiles figurant dans la liste de Sletteback et nous donnons dans le tableau I la comparaison des divers résultats.Voici les déterminations,pour six étoiles,de Sletteback,les Burbridge et Miss Wetsgate :

Tableau I

| Etoile | | Sletteback | Burbridge | Wetsgate |
|---|---|---|---|---|
| 11 | Cam | 120 | 90 | --- |
| 105 | Tau | 220 | 150 | --- |
| 56 | Eri | 240 | 150 | --- |
| 48 | Per | 230 | 200 | 60 |
| $\omega$ | CMa | (90) | (150) | 80 |
| $\beta$ | Psc | 160 | --- | --- |

Les mesures des deux premiers auteurs sont du même ordre de grandeur;toutefois,celles du premier semblent systématiquement plus grandes.Le procédé employé ne peut pas donner,a priori,de résultats précis.On part d'un profil d'une étoile,admise sans rotation,et on distord ce profil pour des vitesses de rotation variées,on compare ensuite les profils distordus au profil observé.Ceci exige

d'avoir bien choisi les étoiles standard. Or, les standards utilisés ont été uniquement des $B_3$ alors que les étoiles dont on a mesuré la rotation avaient des classes spectrales variant de $B_0$ à $B_7$ . Ce fait suffit à lui seul à entraîner des erreurs appréciables.

Quelque soit la valeur absolue de ces mesures, l'ensemble est vraisemblablement cohérent et on peut comparer les résultats obtenus par un même auteur, dans les mêmes conditions, pour les Be et les B normales. Nous reprendrons donc uniquement le travail de Sletteback . Nous ferons les comparaisons en utilisant, dans les deux cas, les résultats relatifs aux étoiles de magnitude $< 5{,}5$ et de déclinaison $> 0°$.

La figure 6 représente l'histogramme relatif à ces données. On trouve ainsi que la valeur de v sin i la plus probable pour les Be est de 275 Km/Sec et pour les B de 225 Km/Sec. Le nombre de mesures n'est pas très grand et ceci enlève de la valeur aux conclusions qu'on pourrait en tirer. Il faut noter, en outre, que si 33 étoiles ont été mésurées sur /ØX//ØØØ/ les 40 Be connues, il y a seulement 36 étoiles

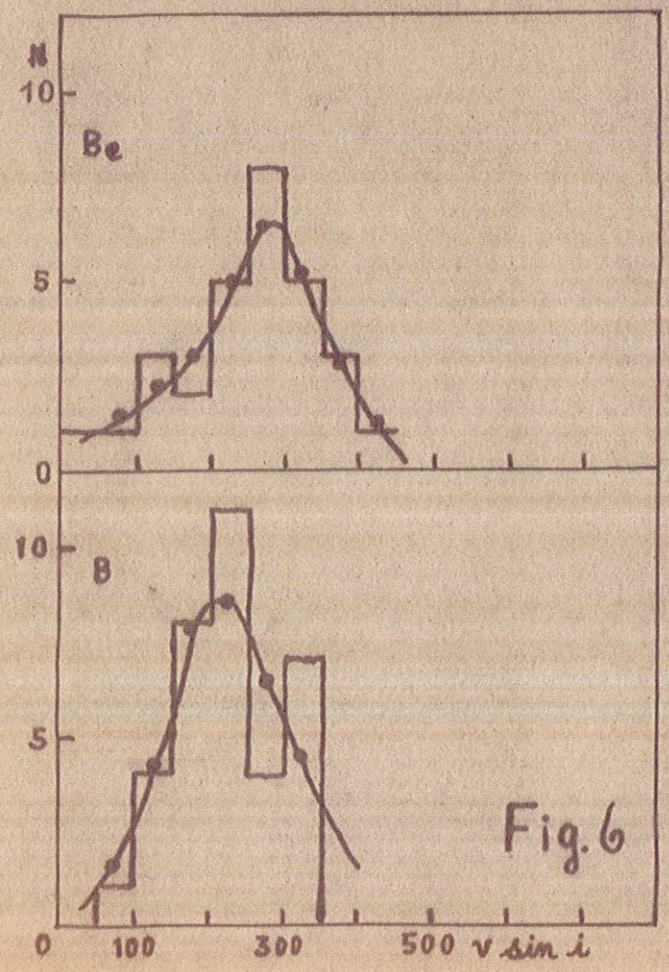


Fig. 6

mesurées sur 91 pour les B normales. Il semblerait que la différence de vitesse est bien faible entre ces deux groupe d'étoiles mais il serait prématuré de chercher à tirer des conclusions définitives à partir de données aussi pauvres, tant en ce qui concerne la valeur des mesures qu'en ce qui concerne la statistique.

Nous avons recherché également s'il y avait une différence essentielle de luminosité entre les Be et les B normales. On a une certaine tendance à penser, en général, que le caractère émissif est plus fréquent chez les naines. La statistique sera ici beaucoup plus difficile

et

Le tableau II comporte la liste de toutes les étoiles B de magnitude 5,5 et de déclinaison 0°. Les données concernant la classe de luminosité sont très incomplètes. Celles relatives à la magnitude absolue également. De plus, elles sont très peu sûres, comme nous le verrons plus loin.

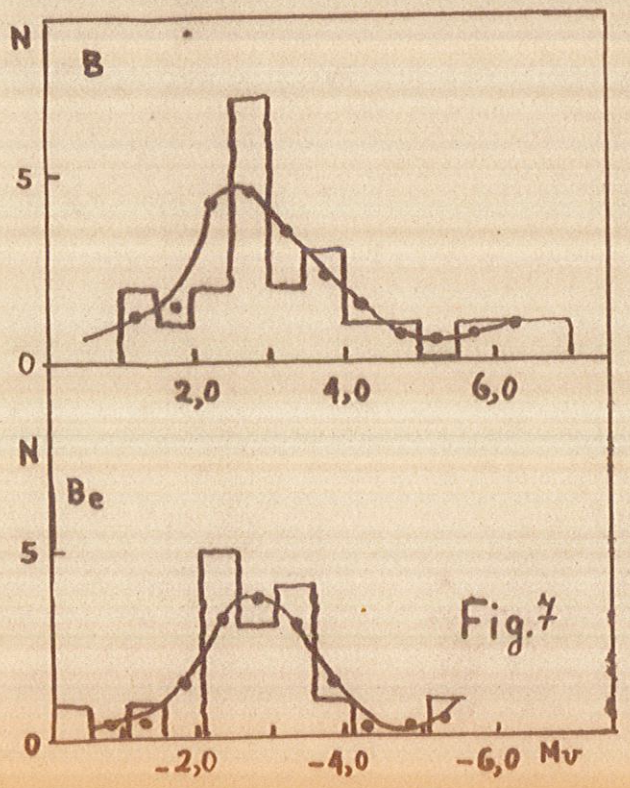


Fig. 7

Sur la figure 7, nous avons tracé un histogramme correspondant à la luminosité des étoiles B et des étoiles Be pour lesquelles les données figurent dans le tableau II . On voit qu'il n'y a pas de différence essentielle entre les deux courbes ainsi obtenues. Un tel résultat avait déjà

Tableau II

m < 5 ---------- δ > 0°

| 1 | 2 | 3 | 4 | 5 | 6 | 1 | 2 | 3 | 4 | 5 | 6 |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| +HD 2905 | Var | $B_1$ Ia | $B_{0,5}$ Iab | ---- | (- 7,0) | HD 11415 | --- | $B_5$ III | $B_5$ III | ----- | (- 1,3) |
| + 5394 | Var?? | $B_1$0 IV | ----- | ---- | (- 4,2) | + 20336 | Var | $B_3$3 V | ----- | ----- | (- 2,0) |
| + 10516 | Bs | (B0p) | ----- | ---- | ----- | 25204 | Bs | (B3) | ----- | ----- | ----- |
| + 30614 | ? | 09,5Ia | 09,5 Iab | Ia | - 5,4 | + 25940 | Var | (B3p) | B3 IV | B3 V | - 2,8 |
| 36822 | Bs | B0 III | B0 IV | ---- | (- 4,2) | 26912 | --- | (B3) | ----- | ----- | ----- |
| + 200120 | Var | (B0p) | 09 V | 09 V | (- 5,4) | 27396 | --- | (B3) | ----- | B3 V | - 2,8 |
| 91316 | --- | B1 Ib | B2 Ia | B2Ib | - 6,0 | 30836 | Bs | ----- | ----- | ----- | ----- |
| 23180 | Bs | B1 III | B1,5III | ---- | - 4,0 | 31237 | Bs | (B3) | B2 III | B2III | -3 ,9 |
| 24398 | --- | B1 Ib | B1 III | ---- | (- 5,0) | 32630 | ? | B3 V | B3 V | B3 V | - 3,0 |
| 24760 | Var | B0,5 V | B0,5 V | B0,5IV | -3,7 | 35039 | ? | (B3) | ----- | B2 IV | - 2,8 |
| 36371 | Bs | B5 Iab | B3 Iab | ---- | - 6,1 | + 35439 | Var? | (B3p) | ~~B2 III~~ | B2 IV | - 2,2 |
| + 193237 | --- | (B1) | ----- | ---- | ----- | 35708 | ? | (B3) | ----- | ----- | ----- |
| 205021 | --- | B1 IV | B1 IV | B1III | - 4,3 | 36267 | Bv | (B3) | ----- | ----- | ----- |
| + 212571 | --- | (B1e) | B0 V | ---- | - 3,1 | + 37202 | Bs | (B3p) | ----- | ----- | ----- |
| 886 | Var | B2 IV | B2,5IV | B2 IV | (- 3,3) | + 37490 | Var | (B3p) | ----- | B3III | - 3,6 |
| + 4180 | --- | B2 V | B5 III | B5 IV | - 3,3 | 37438 | Bs | (B3) | ----- | ----- | ----- |
| 16582 | Var | B2 IV | B2 III | ---- | (- 3,6) | 37711 | Bv | (B3) | ----- | ----- | ----- |
| 35468 | --- | B2 III | B2 IV | B2III | - 3,3 | 42560 | Var | (B3) | ----- | ----- | ----- |
| 35715 | Bs | (B2) | ----- | ----- | ----- | 42545 | Var | (B3) | ----- | ----- | ----- |
| 40111 | Var | (B2) | ----- | B0,5III | (-4,4) | 48879 | ? | (B3) | ----- | ----- | ----- |
| + 41117 | Var | B2 Ia | B1,5Ia | ----- | ( -7,0) | 74280 | Var | B3 Vc | ----- | ----- | ----- |
| 41753 | Var | B3 V | ----- | ----- | ( -2,0) | 120315 | ? | B3 V | ~~B3 V~~ | ~~B3 IV~~ | ~~-3,3~~ |
| + 191610 | Var | (B2) | ----- | B3 V | - 2,8 | 156633 | Bs | (B3) | ----- | ----- | ----- |
| + 198478 | --- | B3 Ia | B3 Ia | ----- | (- 7,0) | 160762 | ? | B3 IV | B3 IV | ----- | (-2,8) |
| 206165 | --- | B2 Ib | B2 Ib | ----- | (- 5,7) | + 164284 | ? | (B3) | ----- | B3 V | (-2,0) |
| 224572 | Bv | (B2) | ----- | ----- | ----- | 166182 | Var? | (B3) | ----- | B2 III | (-4,1) |
| 3360 | --- | B2 V | B2,5 IV | B2 IV | - 3,0 | 180163 | Var? | (B3) | ----- | ----- | ----- |
| 3369 | Bs | (B3) | B5 V | ----- | - 1,3 | 182568 | --- | (B3) | ----- | ----- | ----- |
| 3901 | Var | B2 V | ----- | B2 IV | - 3,0 | 184171 | Var? | (B3) | ----- | ~~B2 IV~~ | ~~-3,8~~ |

1.- Numéro HD des étoiles.

Légende

1.- Numéro HD des étoiles
2.- Résultats de Miss Moore.
3.- Classification de Morgan.
4.- Classification Chanlonge - Divan.
5.- Classification Miczaika.
6.- Magnitudes absolues

## Tableau II ( suite )

m < 5 ---------- δ > 0°

| 1 | 2 | 3 | 4 | 5 | 6 | 1 | 2 | 3 | 4 | 5 | 6 |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| HD + 187811 | ? | (B3) | ------ | (B3)IV | (-2,8) | HD 188665 | --- | ----- | ----- | ----- | ----- |
| 188892 | Var | (B3) | ------ | ------ | ------ | 195810 | Var? | (B5) | B5 IV | ----- | (-2,2) |
| 192685 | Var | (B3) | ------ | ------ | ------ | 196740 | --- | (B5) | ----- | ----- | ----- |
| 195556 | ? | (B3) | B3 Ib | ------ | (-5,7) | + 198183 | Bv | B5 V | ----- | B5 IV | -3,2 |
| 199081 | Bs | (B3) | B3 IV | ------ | (-2,8) | 212120 | Bs | (B5) | B5 V | ----- | (-1,3) |
| + 202904 | --- | (B3e) | B2 V | ------ | -2;2) | 217675 | Var | (B5) | ----- | ----- | ----- |
| 206672 | Var | (B3) | B3 III | ------ | (-3,7) | + 217891 | --- | (B5e) | B5 V | B5 V | (-1,3) |
| 207330 | Var | (B3) | B3 III | ------ | (-3,7) | 2772 | Bv | (B8) | ----- | ----- | ----- |
| + 208057 | Var | B3 V | B3 IV | B3 IV | -3,1) | + 6811 | Bv | (B3) | B8 III | B8 III | (-3,0) |
| + 212076 | --- | (B3e) | B3III-IV | B2 V | -2,8) | 10205 | Var | (B8) | ----- | ----- | ----- |
| 213420 | Var? | (B3) | ------ | ------ | ------ | 11529 | Bs | (B8) | ----- | ----- | ----- |
| 18604 | --- | (B5) | ------ | ------ | ------ | 12303 | Var | (B8) | ----- | ----- | ----- |
| 21278 | Var | (B5) | ------ | ------ | ------ | 17573 | Var | (B8) | B8 V | B8 V | (-0,5) |
| 21428 | ? | (B5) | ------ | B5 V | (-1,3) | 19356 | Bs | B8 V | B8 V | B8 V | -1,4 |
| + 22192 | Bs | (B5) | ------ | B5 V | -1,4 | 21364 | Var | (B8) | B8 V | B8 V | (-0,5) |
| 22928 | Var | B5III | B5 III | B6III | -2,2 | 23850 | --- | B8III | B8 V | B8III | -3,0 |
| + 23302 | --- | B6III | ------ | B6III | -3,0 | 35497 | --- | B7III | B5 IV | B5 IV | -2,2 |
| 23338 | --- | B6 V | ------ | B6 IV | -1,8 | + 58715 | Var | B8 V | B8 V | B8 V | -0,5 |
| 23468 | --- | (B5) | B5 III | B7?III | -3,0 | 87901 | ? | B7 V | B8 IV | B8 V | -1,4 |
| + 23480 | ? | (B5) | ------ | B6 IV | -2,2 | 152614 | Var | (B8) | ----- | (B8) V | (-0,5) |
| + 23630 | ? | B7III | B8 III | B8III | -3,3 | 184606 | ? | (B8) | ----- | ----- | ----- |
| 29763 | Bs | (B5) | ------ | ------ | ------ | 196687 | ? | B9 V | B9 V | ----- | (-0,0) |
| + 45542 | Bs | (B5) | ------ | ~~B7-IV~~ | -2,2 | 212097 | --- | (B8) | ----- | ----- | ----- |
| + 109387 | Bs | (B5) | ------ | (B5III) | (-3,2) | 212593 | --- | B9Iab | B9 Ib | B9 Ib | -7,0 |
| + 139749 | --- | (B5) | ------ | B5 V | (-1,3) | 214923 | ? | B 8 V | B9 V | ----- | (-0,2) |
| 147394 | --- | B5 IV | B4 IV | ------ | (-2,3) | 222173 | Var | B8 V | ----- | ----- | (-0,5) |
| 155763 | --- | (B5) | B5 IV | ------ | (-2,2) | 164353 | --- | B5 Ib | ----- | ----- | (-5,7) |
| 180554 | Var? | (B5) | ------ | ------ | ------ | 182255 | --- | (B5) | B5 V | ----- | (-1,2) |

### Légende

1.-Numéro HD des étoiles .
2.-Résultats de Miss Moore .
3.-Classification de Morgan .
4.-Classification Chalonge - Divan
5.-Classification Miczaika.
6.-Magnitudes Absolues.



(+) Voir note au bas de la page 16.

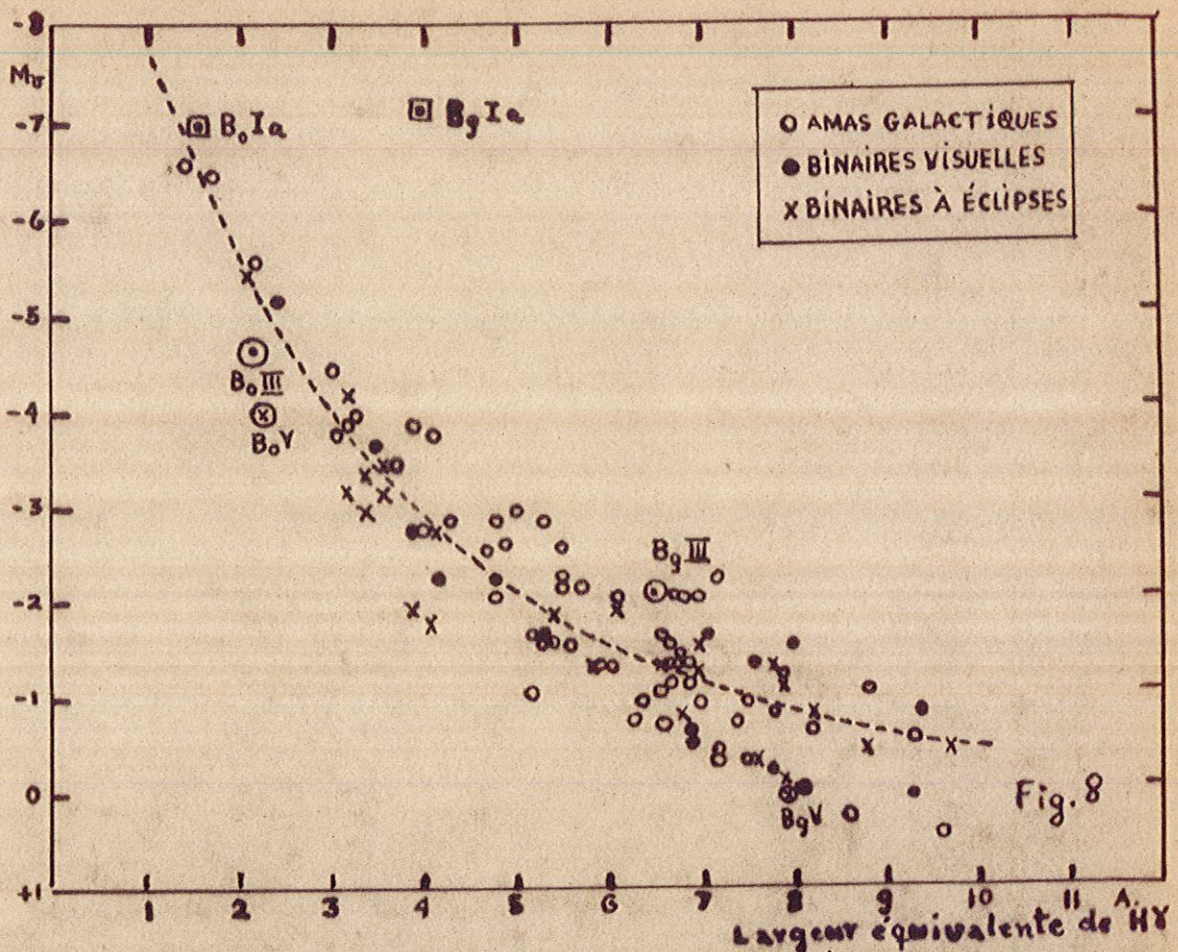



Fig. 8

été signalé pour les naines par B. Smith[17] en 1947 ;pour les supergéantes en 1941 par R.E. Wilson.[18](+)

Nous avons cherché à comparer les divers résultats relatifs à la magnitude absolue.On constate un désaccord appréciable entre les résultats adoptés par Morgan et Keenan[19] ou Miczaïka[20],d'une part,et R.M. Petrie[21] d'autre part.Ce dernier a essayé de faire une classification des luminosités à partir des largeurs équivalentes des raies Hγ des étoiles considérées.Il a utilisé comme standards de luminosité,soit des

---

(+)-La 2em.colonne du tableau II donne les résultats de Miss Moore ( L.O.B.,16,No.257,1912-16) relatifs aux vitesse radiales. Les valeurs données entre parenthèses,dans la colonne 6,ont été obtenues par interpolation entre les données de Morgan et Keenan.

étoiles doubles ( visuelles ou à éclipses ),soit des amas galactiques ,et a construit une courbe des magnitudes absolues en fonction des largeurs équivalentes de $H^{\gamma}$ .
L'utilisation de cette courbe donne un désaccord de l'ordre de 1 magnitude avec les valeurs qui figurent dans la dernière colonne du tableau II.
Nous avons porté,dans le tableau II,les valeurs des magnitudes absolues données par Petrie et Miczaïka pour 20 étoiles communes aux deux listes.La moyenne des écarts est de l'ordre de 0,8 mag.(colonne 6 du tableau II).Ceux-ci doivent provenir de ce que Petrie admet une courbe unique pour tous les types spectraux.Or,sur la figure 8 nous avons reproduit la courbe donnée par Petrie et quelques points résultant de notre système de classification dont il sera question plus loin.
On peut voir que les points correspondant à notre classification sont à l'intérieur du nuage de points obtenu par Petrie avec une dispersion moyenne du même ordre, soit ± 0,5 .

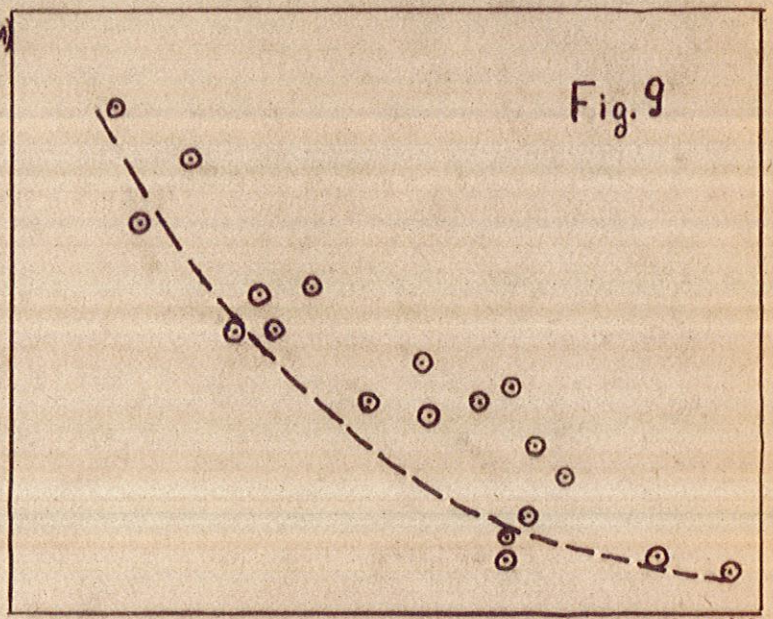


Fig. 9

La courbe en pointillé est la courbe obtenue pour les mêmes étoiles ( tableau III ) à partir des données de Pétrie.

Tableau III

| 1 | 2 | 3 | 4 | 5 | 6 | 7 | 8 |
|---|---|---|---|---|---|---|---|
| 20809 | B5 V | -1,0 | -1,2 (B5) | -0,2 | 4,7 | 6,6 | +1,9 |
| 232888 | B7 IV-V | -0,7 | -0,7( B7) | 0 | 5,1 | 8,6 | +3,5 |
| 23302 | B6 III | -3,0 | -1,2 (B6) | +1,8 | 4,2 | 6,7 | +2,5 |
| 23324 | B8 V | -0,5 | -0,5 (B7) | 0 | 7,0 | 9,6 | +2,6 |
| 23408 | B6 IV-V | -1,8 | -1,0 (B7) | +0,8 | 5,0 | 7,4 | +2,4 |
| 23630 | B7,5III | -3,0 | -1,2(B6,5) | +1,8 | 4,2 | 6,7 | +2,5 |
| 23630 | B7,5III | -3,3 | -1,8(B7,5) | +1,5 | 5,0 | 5,5 | +0,5 |
| 23850 | B8 IV | -3,0 | -1,2 (B7) | +1,8 | 5,3 | 6,7 | +1,4 |
| 24398 | (B1 Ib) | -6,0 | -4,6( B0) | +1,4 | 2,0 | 2,4 | +0,4 |
| 24760 | B0,5 V | -3,7 | -3,2 (B1) | +0,5 | 2,6 | 3,5 | +0,9 |
| 25940 | B3IV-V | -2,8 | -2,1(B5e) | +0,7 | 3,6 | 4,8 | +1,2 |
| 37128 | B0 Ia | -6,6 | -6,6 (B0) | 0 | 1,5 | 1,4 | -0,1 |
| 37468 | 09 IV | -3,7 | -3,8 (B0) | -0,1 | (2,2) | 3,0 | +0,8 |
| 37742 | (09) Ib | -5,1 | -5,9(09,5) | -0,8 | (1,6) | 1,7 | +0,1 |
| 144218 | B2 V | (-2,6) | -1,5 (B3) | +1,1 | 3,4 | 5,6 | +2,2 |
| 149438 | B0 IV | (-4,2) | -3,4 (B0) | +0,8 | 2,4 | 3,3 | +0,9 |
| 205021 | B1IV-III | -4,3 | -2,7 (B1) | +1,6 | 2,6 | 4,0 | +1,4 |
| 30365 | B3 IV | -2,8 | -1,3 (B4) | +1,5 | 3,4 | 6,3 | +2,9 |
| 20418 | B5 V | -0,7 | -1,1 (B3) | -0,4 | 4,7 | 6,6 | +1,9 |
| 21428 | (B5) V | -1,3 | -1,0 (B4) | +0,3 | 4,7 | 6,9 | +2,2 |
| 23480 | B6 IV | -2,2 | -1,1 (B6) | +1,1 | 4,7 | 7,0 | +2,3 |

Légende

1- Numéro HD des étoiles
2 - Classification Morgan
3- Magnitude Abs.MiczaÏka
8- Différ. Petrie-Rojas.
4-Magnitude absolue Petrie
5-Différence Petrie-Miczaika
6-Largeurs équiv. de Rojas
7-Largeurs équiv. de Petrie

Toutefois,en ce qui concerne les naines,la courbe que l'on obtiendrait à partir de nos valeurs serait systématiquement en-dessous de celle de Petrie ; en ce qui concerne les supergéantes,elle serait presque normale à celle de Petrie. En réalité,le désaccord provient également de la mesure de la largeur équivalente,comme on peut le voir dans les trois dernières colonnes du tableau III.

L'examen du tableau III montre que,dans le cas des Pléiades, la différence entre les magnitudes absolues de Miczaïka et de Petrie est de l'ordre de 1,6 mag. Ceci vient du fait que les valeurs données par Miczaïka sont tirées d'un travail de J. Ramsey[22] qui admet 6,3 comme module de distance pour les Pléiades,alors que Petrie ,s'appuyant sur un travail de L. Gratton[23],admet 5,0 . Par contre,pour le groupe d'Orion, Ramsey et Petrie admettent respectivement 7,5 et 7,8 et l'accord entre les deux auteurs est assez bon.Nous ne pouvons pas rechercher ici la validité des différentes séries de déterminations.Notons,toutefois,que le procédé employé par Petrie est probablement insuffisant.En effet,il trouve (tableau III) des largeurs équivalentes identiques pour des étoiles classées B5 V , B6 III et B8 IV , par Morgan.

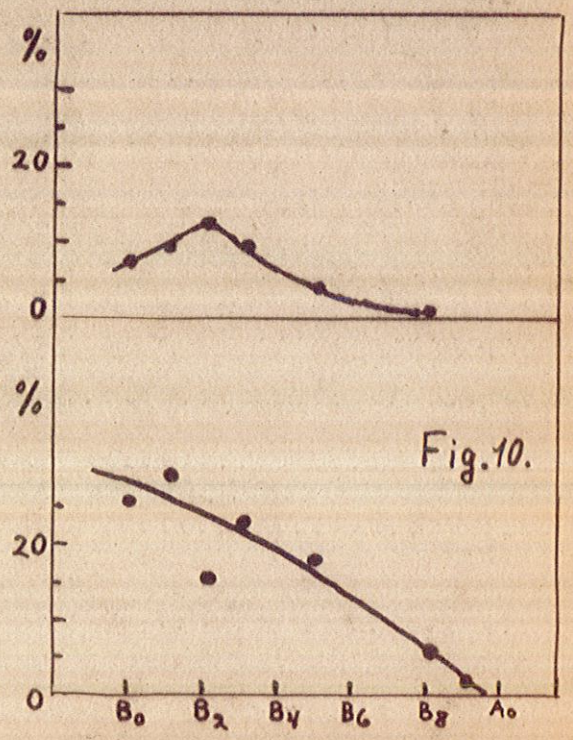


Fig.10.

On peut voir, sur le graphique

de notre classification, qu'un tel résultat n'est pas surprenant. Petrie en conclut que les magnitudes absolues de ces trois types d'étoiles sont les mêmes alors que Morgan admet respectivement -1,3 ; -3,1 et -1,7 .Si on cherche à représenter par une courbe analogue à celle de Petrie les largeurs équivalentes mesurées par celui-ci et les magnitudes absolues de Morgan, on obtient une très grande dispersion des points, comme on peut le voir sur la figure 9. Comme nous le verrons plus loin, la largeur équivalente ne semble pas suffire à caractériser la luminosité car elle dépend de la profondeur centrale qui varie avec la classe spectrale. Il faudrait plutôt considérer, pour un tel but, la largeur de la raie qui tiendrait compte en même temps de la largeur équivalente et de la profondeur centrale. Dans notre système de classification, on trouverait pour les largeurs des raies, dans le cas considéré ci-dessus, respectivement les valeurs 9,2; 7,3 et 8,8 Å qui semblent cohérentes avec les données de Morgan. Nous pensons, toutefois, qu'un seul paramètre est insuffisant pour représenter la luminosité.

Nous avons recherché ensuite quelle relation peut exister entre le type spectral et le caractère émissif. Les statistiques de Merrill semblait indiquer une plus forte proportion d'étoiles Be parmi les étoiles B2 .Nous avons refait la même statistique en nous limitant aux étoiles plus brillantes que la 7ème magnitude et situées dans l'hémisphère nord parce que le GENERAL CATALOGUE donne toutes les étoiles plus brillantes que 7ème magnitude et que l'on peut admettre qu'on connaît la plus grande partie des étoiles

brillantes à émission dans l'hémisphère nord.

On peut voir, sur la figure 10, que l'on ne trouve pas de maximum à B2 ,la courbe peut être considérée comme régulièrement croissante lorsqu'on passe de B9 à B0. Nous n'avons pas poursuivi cette statistique pour les étoiles O en raison du petit nombre de telles étoiles satisfaisant aux conditions posées dans chaque sous-classe. Si on considère ces étoiles en bloc on retrouve environ 25% d'étoiles à raies brillantes.

Il nous semble que le caractère émissif est d'autant plus marqué que la température stellaire est plus grande. Toute considération générale s'avère néanmoins difficile en raison du manque de données en général et du manque de certitude de celles-ci quand elles existent. Il serait donc extrèmement important de revoir tous ces problèmes dans le sens qui intéresse notre recherche. Nous avons signalé plus haut que l'un des caractères des étoiles à émission est la variabilité. Il serait donc de première importance de mesurer systèmatiquement les profils des raies, de déterminer les rapports E/C et V/R, de rechercher, avec des moyens convenables, si les variations d'intensité de l'émission s'accompagnent de variations d'éclat de l'étoile considérée. N'ayant utilisé dans ce travail qu'un appareil à faible dispersion ,nous avons mesuré seulement le rapport E/C et nous n'avons pas recherché les variations possibles d'éclat. Pour mesurer l'intensité des raies d'hydrogène en émission, il nous fallait tout d'abord déterminer l'intensité de ces mêmes raies en absorption: c'est ce qui nous a amenés à établir un système de classification des étoiles B qui fera l'objet d'un chapitre suivant.

# CHAPITRE II

# Chapître II

## Procédé expérimental

### Prise des clichés.

Les spectres stellaires ont été photographiés à l'aide du spectrographe à un prisme de flint monté sur le télescope de 120 cm de l'Observatoire de Haute-Provence dont la dispersiôn est 50 Å/mm à H$\varepsilon$ , 75 Å/mm à H$\gamma$ , 115 Å/mm à H$\beta$ et 300 Å/mm à H$\alpha$ .L'élargissement des spectres ( 0,3 à 0,5 mm ) a été obtenu,soit en dérèglant convenablement le mouvement d'entraînement du télescope,soit,pour les poses courtes,en déplaçant légèrement l'image de l'étoile sur la fente à intervalles de temps réguliers.L'étalonnage a été photographié sur chaque plaque. Le développement en vue de la gradation des plaques a été effectué au révélateur Kodak D 19 à 20°, pendant 5 minutes,en agitant le bain.On peut admettre que le développement est assez complet pour qu'il n'y ait pas à craindre d'erreurs accidentelles.Le révélateur était renouvelé pour chaque plaque. On a utilisé,soit des plaques Superpanchro Lumière,soit des plaques Eastman KOdak 103a-F.

### Gradation des plaques.

Elle a été réalisée à l'aide d'un spectrographe auxiliaire qui a été décrit en détails par D. BARBIER (24).Ce dispositif est une modification du photomètre à pénombre . La gradation du faisceau lumineux est réalisée à l'aide d'un diaphragme limité par des courbes exponentielles qui ont été calculées de telle façon que le log de l'éclairement varie à peu près proportionnellement à l'abcisse.On a une relation de la forme $\log I = a + \log ( e^{bx} - c )$ ,où I

est proportionnel à l'éclairement reçu par la plaque au point déterminé par l'abcisse x ; x représente l'abcisse, comptée à partir d'une origine définie par un fil tendu perpendiculairement à la fente ; a , b et c sont des constantes.

Barbier a déterminé ces constantes dans le cas d'un grandissement de 11,97 au microphotomètre pour certaines longueurs d'onde ; Mlle. Bloch (25) a extrapolé les données de Barbier pour 5700 A ; nous les avons extrapolées de même pour 5461 Å. L'ensemble des valeurs figure dans le tableau IV.

Tableau IV

| λ | a | b | c |
|---|---|---|---|
| 313 m | 0,0165 | 0,219 | 0,916 |
| 365 m | 0,0161 | 0,222 | 0,920 |
| 405 m | 0,0158 | 0,223 | 0,925 |
| 436 | 0,0154 | 0,233 | 0,933 |
| 546 | 0,0147 | 0,258 | 0,975 |
| 570 | 0,0143 | 0,266 | 1,025 |

Ces constantes ont été vérifiées par Barbier et par Melle Bloch en utilisant des diaphragmes sur le prisme. Nous avons à notre tour extrapolé jusqu'à 6400 Å pour la raie du Néon et nous avons utilisé dans ce cas a = 0,0137 , b= 0,296 et c = 1,105.

Les valeurs de log I données par Barbier correspondaient à un grandissement de 12 au microphotomètre, nous avons donc déterminé les log I correspondant à chaque millimètre sur la plaque. Le microphotomètre de Moll inscrivant tous les 0,1 mm , nous conserverons la notation de Barbier qui ne correspond pas aux mêmes points de la plaque. Il en résulte qu'à des abcisses identiques dans le travail de Barbier et

dans le nôtre correspondent des log I différents.Toutes ces valeurs sont contenues dans le tableau V.

Tableau V

| x / log I | | | | | |
|---|---|---|---|---|---|
| X/λ | 405 | 436 | 509 | 546 | 640 |
| - 80 | ------ | ------- | ------- | ------- | ------ |
| - 70 | ------ | - 0,365 | ------- | ------- | ------ |
| - 60 | ------ | - 0,097 | ------- | ------- | ------ |
| - 50 | 0,130 | 0,130 | ------- | 0,230 | 0,295 |
| - 40 | 0,307 | 0,320 | ------- | 0,397 | 0,438 |
| - 30 | 0,465 | 0,462 | 0,512 | 0,546 | 0,616 |
| - 20 | 0,607 | 0,590 | 0,635 | 0,672 | 0,738 |
| - 10 | 0,712 | 0,710 | 0,755 | 0,783 | 0,848 |
| 0 | 0,810 | 0,825 | 0,855 | 0,890 | 0,942 |
| + 10 | 0,912 | 0,918 | 0,957 | 0,985 | 1,041 |
| + 20 | 1,011 | 1,010 | 1,050 | 1,077 | 1,131 |
| + 30 | 1,106 | 1,105 | 1,140 | 1,173 | 1,217 |
| + 40 | 1,203 | 1,200 | 1,230 | 1,260 | 1,298 |
| + 50 | 1,300 | 1,295 | 1,315 | 1,345 | 1,380 |
| + 60 | 1,398 | 1,385 | 1,400 | 1,427 | 1,455 |
| + 70 | 1,500 | 1,480 | 1,480 | 1,490 | 1,534 |

Les plaques ont été étudiées à l'aide du microphotomètre de Moll de l'observatoire de Meudon . Cet appareil a été modifié par B. Lyot par remplacement de la pile de Moll par un multiplicateur d'éléctrons IP21 dont les tensions sont fournies par des piles américaines.Ce dispositif permet d'augmenter considérablement la sensibilité tout en restant dans une zone de proportionalité.Les spectres d'étalonnages ont été pris avec une fente large,ce qui permet un enregistrement facile dans le sens des raies.Les enregistrements sont faits à sensibilité constante pour le spectre stellaire et le spectre d'étalonnage.Afin de conserver la proportionnalité,on n'a pas dépassé une déviation de 10 cm .Ceci

entraîne qu'il n'est pas commode de mesurer de grandes densités, nous discuterons plus loin de ce problème.

Les spectres d'étalonnage ont été photographiés avec une durée d'exposition de 30 minutes pour les plaques Kodak 103 -aF, (pour les plaques SuperPanchro Lumière et de 10 minutes) de façon à ce que ce temps soit du même ordre de grandeur que ceux des poses faites sur les spectres stellaires. On a photographié la lumière d'un tube à vapeur de mercure, diffusée par un écran blanc dont la distance à la source est fixe ainsi que celle d'une lampe à néon ; quelquefois, on a utilisé également une lampe à cadmium.

Pour vérifier la validité des données précedentes, on a effectué, en outre, un étalonnage des plaques à l'Observatoire de MEUDON à l'aide d'un coin photométrique de Calmels , placé sur la fente (d'un petit spectrographe à réseau moulé devant la fente) duquel était placée une lampe à incandescence. On a tracé la courbe de ~~facteur de contraste~~ noircissement tous les 250 Å , de façon à avoir l'allure de la courbe du facteur de contraste en fonction de la longueur d'onde. Le coin de Calmels n'est pas neutre ; une courbe d'étalonnage de ce coin en fonction de la longueur d'onde avait été déterminée précédemment, ce qui permet d'évaluer la

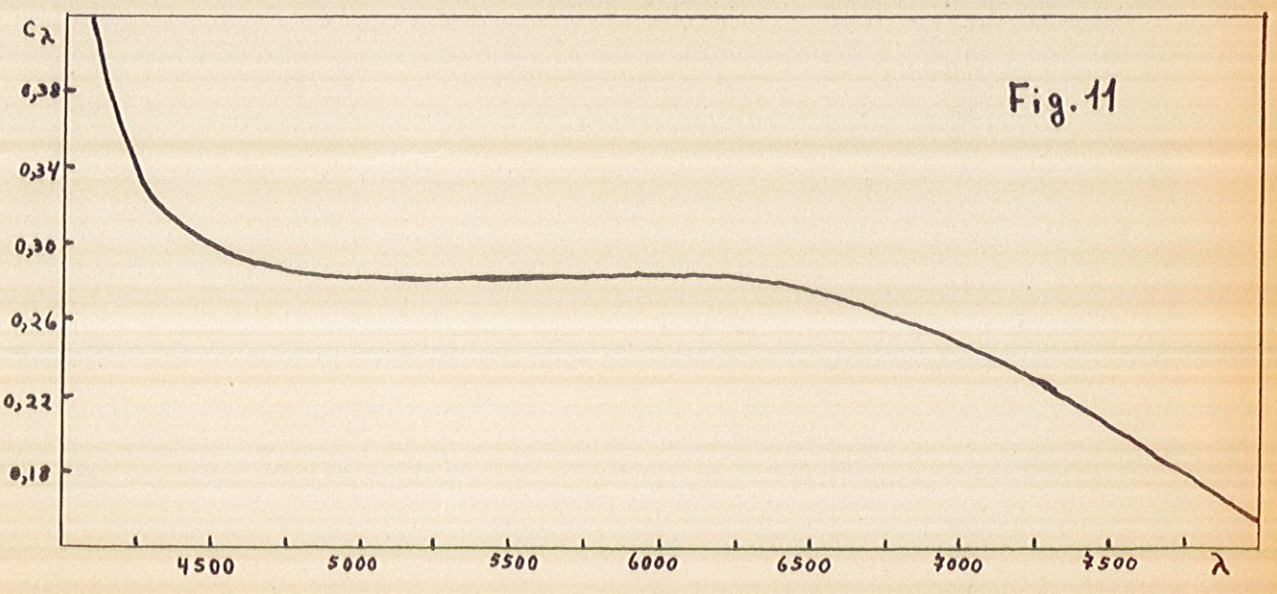



Fig. 11

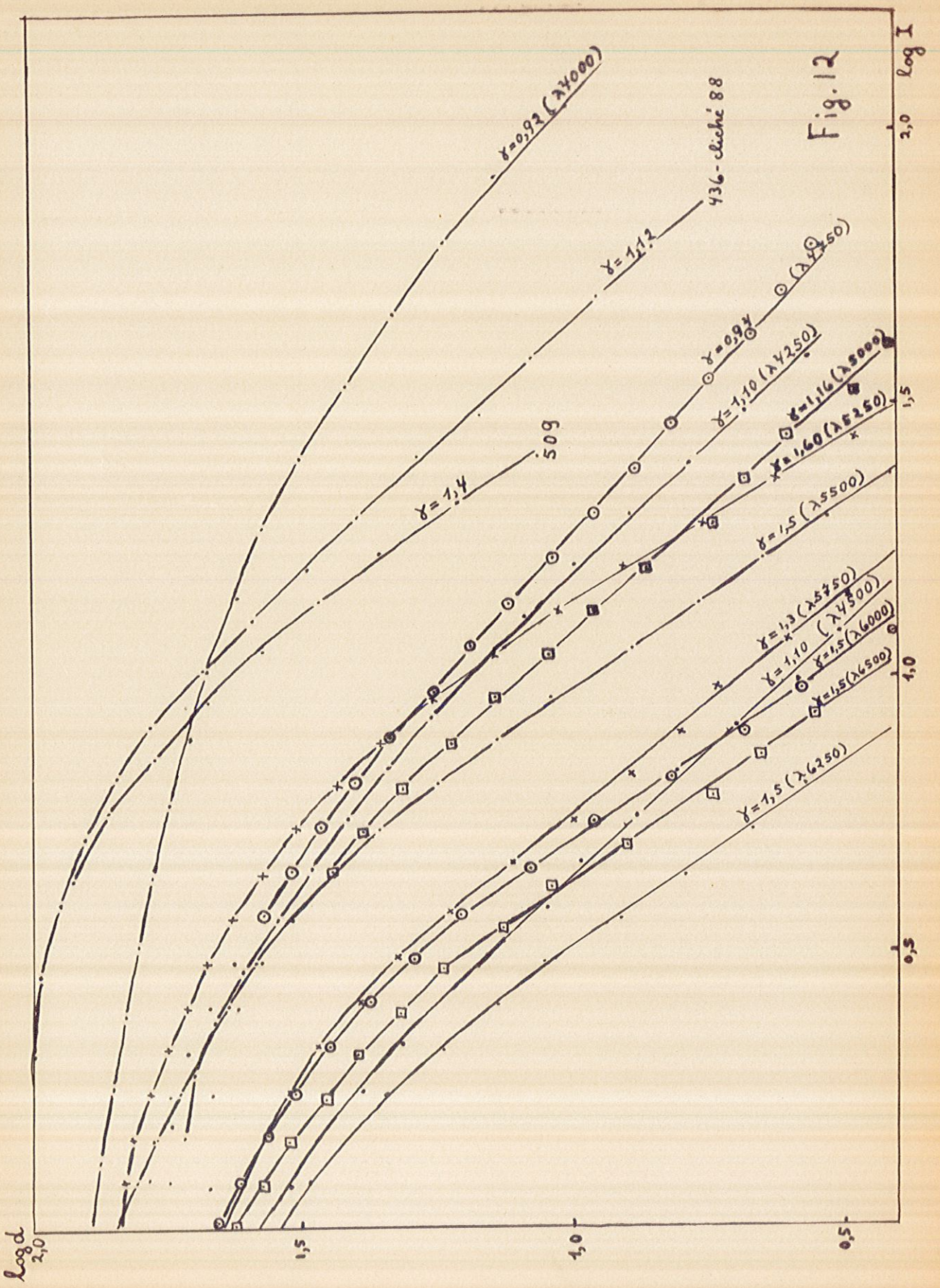


Fig. 12
log d
log I
γ=0,92 (λ4000)
436 - cliché 88
γ=1,12
γ=1,4
509
γ=0,94
γ=1,10 (λ4250)
γ=1,16 (λ5000)
γ=1,60 (λ5250)
γ=1,5 (λ5500)
γ=1,3 (λ5750)
γ=1,10 (λ4500)
γ=1,5 (λ6000)
γ=1,5 (λ6500)
γ=1,5 (λ6250)
2,0
1,5
1,0
0,5

constante du coin pour chaque longueur d'onde( figure 11 ). On a porté sur la figure 12 les courbes de noircissement relatives aux diverses longueurs d'onde pour les plaques Superpanchro Lumière,obtenues à l'aide du coin Calmels, ainsi que,à titre d'exemple,les courbes obtenues pour un cliché par la méthode Barbier pour 436$\mu$ et 509$\mu$ .Le tableau VI donne les valeurs de $\gamma$ obtenues par ces deux procédés.On voit que les résultats montrent un accord satisfaisant.Notons que la firme Lumière donne pour $\gamma$ la valeur 1,5 ,cette valeur est atteinte,d'après ces mesures, à partir de 5000 Å environ et se maintient à cette valeur pour des longueurs d'onde plus grandes.

Tableau VI

| $\lambda$ | $\gamma$ Calmels | $\gamma$ Barbier | $\lambda$ | $\gamma$ Calmels | $\gamma$ Barbier |
|---|---|---|---|---|---|
| 400 | ( 0,92 ) | --------- | 525 | 1,60 | ------- |
| 425 | 1,10 | --------- | 550 | 1,50 | ------- |
| 436 | -------- | 1,10 | 575 | 1,30 | ------- |
| 450 | 1,10 | --------- | 600 | 1,50 | ------- |
| 475 | 1,00 | --------- | 625 | 1,50 | ------- |
| 500 | 1,20 | --------- | 640 | -------- | ------- |
| 509 | -------- | 1,40 | 650 | 1,50 | ------- |

La valeur de $\gamma$ correspondant à $\lambda$400$\mu$ est peu sûre,la plaque étant sous-exposée pour cette longueur d'onde.Pour donner une idée de la précision des mesures,nous donnerons, dans le tableau VII,les valeurs de $\gamma$ correspondant à 17 clichés superpanchro pour la radiation 436$\mu$ .

Tableau VII

| Cliché | $\gamma$ | Cliché | $\gamma$ | Cliché | $\gamma$ | Cliché | $\gamma$ |
|---|---|---|---|---|---|---|---|
| 67 | 0,93 | 75 | 1,00 | 82 | 0,98 | 95 | 0,97 |
| 70 | 1,08 | 78 | 0,98 | 83 | 1,07 | 99 | 1,12 |
| 71 | 1,00 | 79 | 1,04 | 84 | 1,06 | --- | ----- |
| 73 | 1,00 | 80 | 1,12 | 86 | 0,95 | --- | ----- |
| 74 | 1,05 | 81 | 1,03 | 88 | 1,06 | --- | ----- |

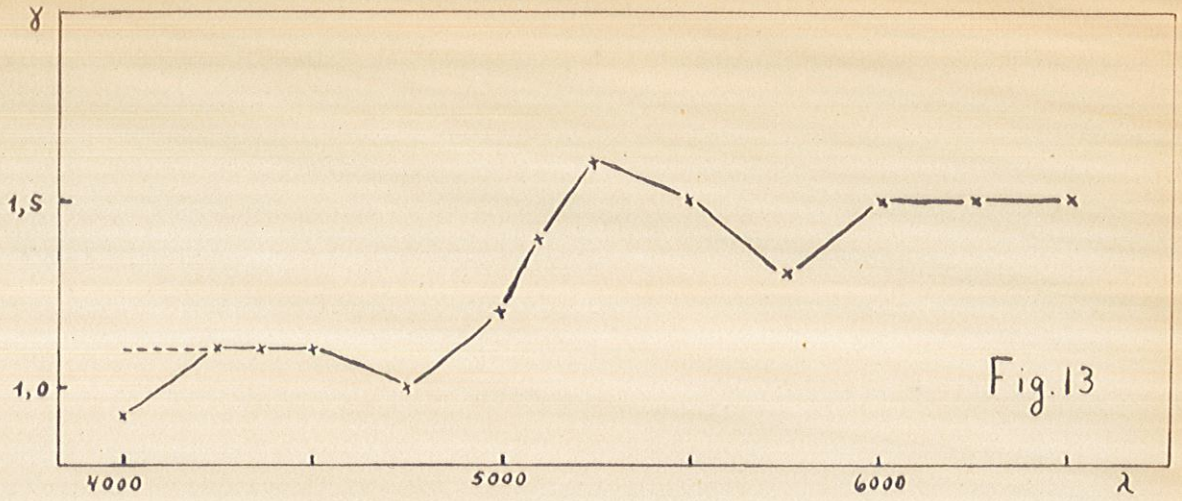


Fig.13

La moyenne des valeurs obtenues est de 1,03 avec un écart moyen de 5% . Par le procédé du coin, la valeur moyenne entre 400$\mu$ et 475$\mu$ est de 1,01, avec un écart moyen de 8% ; on voit donc que les résultats sont parfaitement concordants. Sur la figure 13 , nous avons représenté la variation de $\gamma$ avec la longueur d'onde. Cette figure montre qu'il est parfaitement légitime d'utiliser une courbe d'étalonnage unique pour les raies H$\varepsilon$ , H$\delta$ , H$\gamma$ et H$\beta$ . Il n'en est plus de même pour H$\alpha$ . Nous avons donc utilisé systématiquement la raie 436$\mu$ du mercure pour des raisons de commodité.

A titre indicatif, nous avons fait encore une vérification du procédé en faisant varier la distance de la source à l'écran dans le dispositif de M. Barbier. Les résultats sont parfaitement concordants, ici aussi, dans les limites de la précision obtenue.

Une étude approfondie de la précision des mesures nous a montré que, lorsqu'on utilisait des raies d'absorption stellaires correspondant à un fond continu sous-jacent de densité supérieure à 1 , les résultats obtenus pouvaient être grossièrement erronnés. On obtient généralement des valeurs beaucoup trop grandes pour la surface équivalente ; en effet, les erreurs possibles sur le tracé du fond continu et du zéro sont alors de l'ordre de grandeur et parfois même supérieures à la quantité à mesurer dans les ailes des raies qui constituent souvent une partie importante de la largeur équivalente.

Principe de la mesure de l'intensité des raies d'hydrogène.
Les enregistrements permettent, à partir de l'étalonnage des plaques, de trouver l'intensité absorbée en chaque point d'une raie d'absorption. La déviation du galvanomètre est proportionnelle à l'intensité qui a traversé la plaque. Cette intensité est réduite dans le rapport $\log i_0/i_t = D$ , où $i_0$ est l'intensité tombant sur la plaque (qui est maintenue constante) ; $i_t$ est l'intensité transmise par la plaque et D est la densité optique de la plaque au point considéré. On voit que $-\log i_t$ et par suite $-\log d$ ( d étant la déviation du galvanomètre ) varie linéairement avec D. Les courbes de noircissement que nous avons tracées sont justement les courbes représentant $\log d$ en fonction du log de l'éclairement de la plaque ( $\log I$ ). On cherche, en définitive, le pourcentage d'intensité absorbée en chaque point de la raie ; il faut donc déterminer la quantité $( I_f - I_r ) / I_f = 1 - I_r / I_f$ ; $I_f$ étant l'intensité

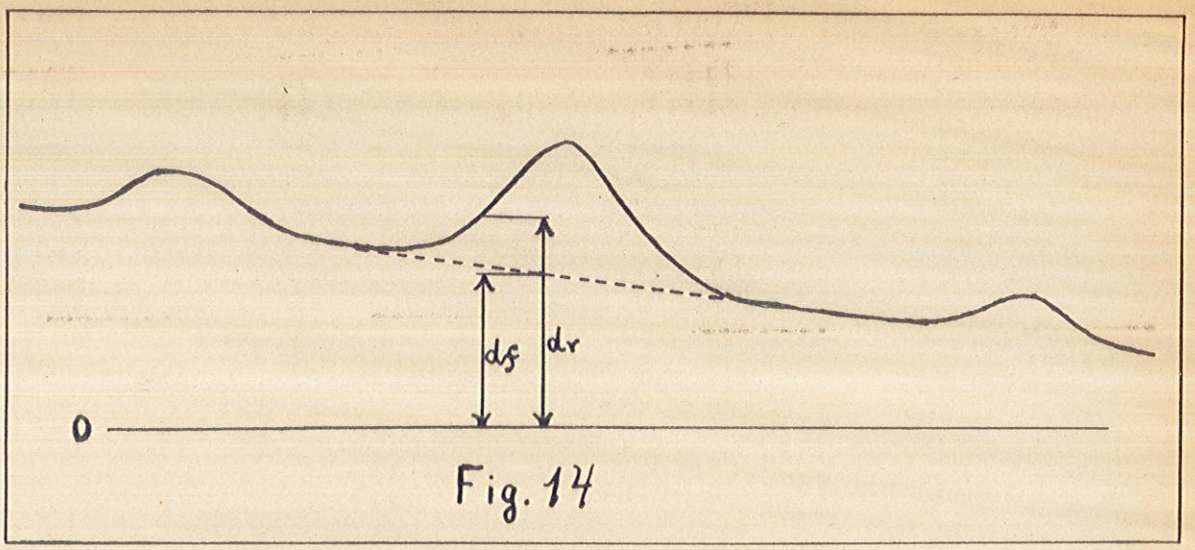



Fig. 14

correspondant au fond continu sous-jacent et , $I_r$ , l'intensité au point considéré de la raie . Log $I_f$ et log $I_r$ se déduisent de la courbe d'étalonnage à partir de la mesure des déviations ~~mesurées~~ sur l'enregistrement comme on peut le voir sur la figure 14 . A titre d'exemple,je donne un tableau de mesures correspondant à une raie ( tableau VII ) (+) . Il faut tout d' abord tracer le fond continu hypothétique à l'endroit de la raie. On le trace par continuité entre le fond continu avant et après la raie,comme il est indiqué sur la figure 14 . Bien qu'une telle détermination soit toujours entachée d'incertitude,nous sommes ici dans un cas particulièrement favorable puisque,pour les étoiles B , il y a très peu de raies d'absorption ,dans le domaine spectral considéré,en dehors de la série de Balmer de l' hydrogène.

---

(+) - Je donne plus loin des comparaisons entre des déterminations faites par Mme. HERMAN et mes propres mesures.Les valeurs de Mme. HERMAN sont obtenues d'une façon un peu différente : les courbes utilisées font intervenir seulement les déviations et non leurs logarithmes.

J'ai utilisé un grandissement 50 au microphotomètre,ce qui permet une mesure aisée,sans étaler trop les raies,ce qui rendrait plus difficile le tracé du fond continu.En plaçant un papier millimétrique transparent sur l'enregistrement,on mesure aisément,tous les millimètres,les déviations correspondant au fond continu hypothétique et au contour de la raie,soit $d_f$ et $d_r$ ( figure 14 ) .Lorsqu'on a ainsi déterminé le pourcentage d'absorption tous les millimètres,on trace le contour de la raie en tenant compte de la dispersion.En réalité,on régularise le contour observé en prenant la moyenne entre les deux moitiés de la raie et on construit le 1/2 contour ainsi transformé.L'absorption totale s'obtient en mesurant la surface de ce contour. Exprimée en Angstwöms,cette surface représente la largeur équivalente.

Ce qui précède est valable dans tous les cas.Mais,il se présente quelques difficultés lorsqu'on veut évaluer l'intensité de la raie en émission dans le cas représenté sur la figure 15 , par exemple.Cette intensité est donnée par le double de la surface hachurée,mais cette surface est comprise entre le contour mesuré (trait plein) et un contour hypothétique (trait pointillé ) représentant la raie d'absorption en l'absence d'émission.On voit qu'il est très difficile de tracer ce contour par continuité et

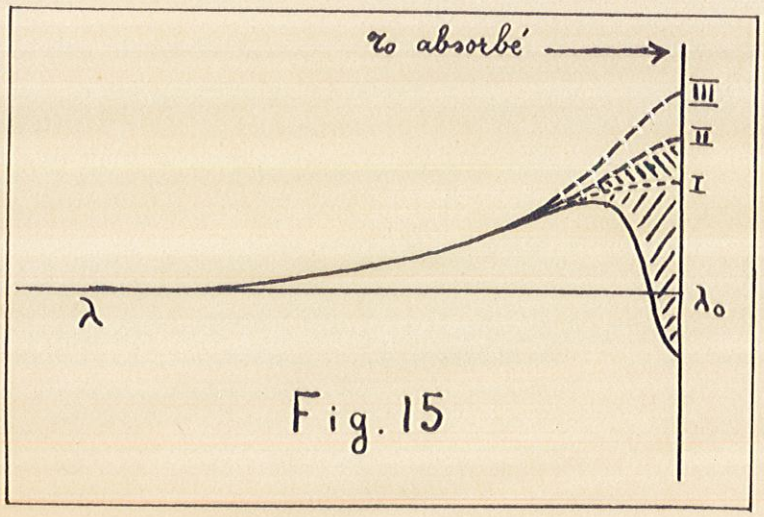


Fig. 15

qu'on peut aussi bien tracer I , II ou III ( fig.15 ), ce qui modifie sensiblement l'intensité en émission ainsi mesurée.Il est donc nécessaire d'essayer de trouver une règle pour tracer cette raie hypothétique.

C'est le problème dont nous allons nous occuper dans le chapître suivant en cherchant une relation entre les différentes raies de la série de Balmer,ce qui nous permettra de nous servir du contour d'une raie à nombre quantique plus élevé,non perturbée par l'émission.

Si l'émission se prolonge très loin dabs la série de Balmer , on pourra chercher à déterminer la partie centrale de la raie d'absorption à partir des ailes de la raie par un procédé que nous décrirons.

# CHAPITRE III

## Chapitre III

---

# CLASSIFICATION STELLAIRE.

## Introduction.

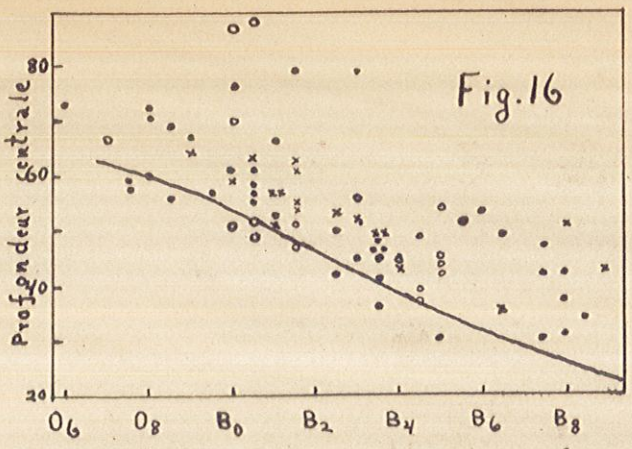
On a reconnu depuis longtemps que l'aspect et l'intensité des raies de la série de Balmer de l'hydrogène sont fonction du type spectral et de la luminosité de l'étoile. Les mesures systématiques d'intensité faites par divers auteurs ont amené à des résultats intéressants. C'est ainsi que E. G. Williams[26] a déjà montré que :

1°) - La profondeur centrale des raies d'hydrogène varie régulièrement avec la classe spectrale, malgré une dispersion importante des mesures. Il n'a pas pu mettre en évidence une différence systématique entre les géantes et les naines. ( figure 16 ).

2°) - La variation de l'absorption totale avec le type spectral est nettement différente pour les géantes et pour les naines. ( figure 17 ).

Les résultats de W. Günther[24] donnent un résultat analogue. Petrie a essayé d'utiliser cette relation comme nous l'avons vu plus haut pour déterminer la magnitude absolue d'une étoile.

J'ai utilisé une représentation un peu différente, mettant nettement en évidence les diverses classes de luminosité. J'ai porté la largeur équivalente ( absorption totale de Williams ) en fonction de la profondeur centrale (fig. 18). On voit que la variation de la largeur équivalente en fonction de la profondeur est d'autant plus rapide que l'étoile

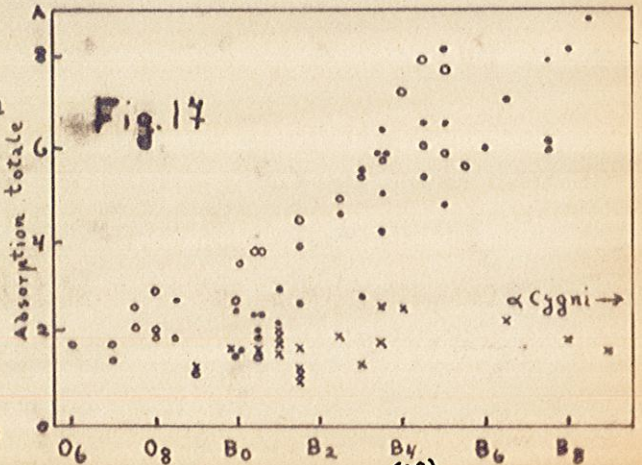



est moins lumineuse, ceci tient à la grande importance des ailes de raies dans le cas des étoiles appartenant à la séquence principale. Je vais chercher à rendre compte théoriquement de ce résultat.

La profondeur centrale peut être admise comme résultant de la réémission à la surface de l'étoile en première approximation et est, par conséquent, régie par la température de l'étoile, ce qui explique que l'on n'observe pas de différence entre les profondeurs centrales dans le cas des géantes et des naines qui ont la même température effective dans le cas des étoiles B.

En ce qui concerne l'absorption totale, elle est régie par le nombre d'atomes absorbants, c'est à dire que, pour une température donnée, elle dépend de la pression et, par suite, de la luminosité de l'étoile.

Des calculs approchés des contours ont été faits par Verweij [28] pour des températures et des pressions ou gravités variées en tenant compte de l'effet Stark. On sait que ce calcul n'est pas rigoureux et qu'il ne rend pas compte de la partie centrale de la raie. Toutefois, en ce qui concerne les ailes des raies, ils sont suffisamment exacts pour donner une représentation correcte du contour à la précision de la photométrie photographique. J'utiliserai donc les calculs de Verweij pour cette partie du contour.




Pour la profondeur centrale, j'effectuerai un calcul approché, d'après Unsöld [29], en admettant

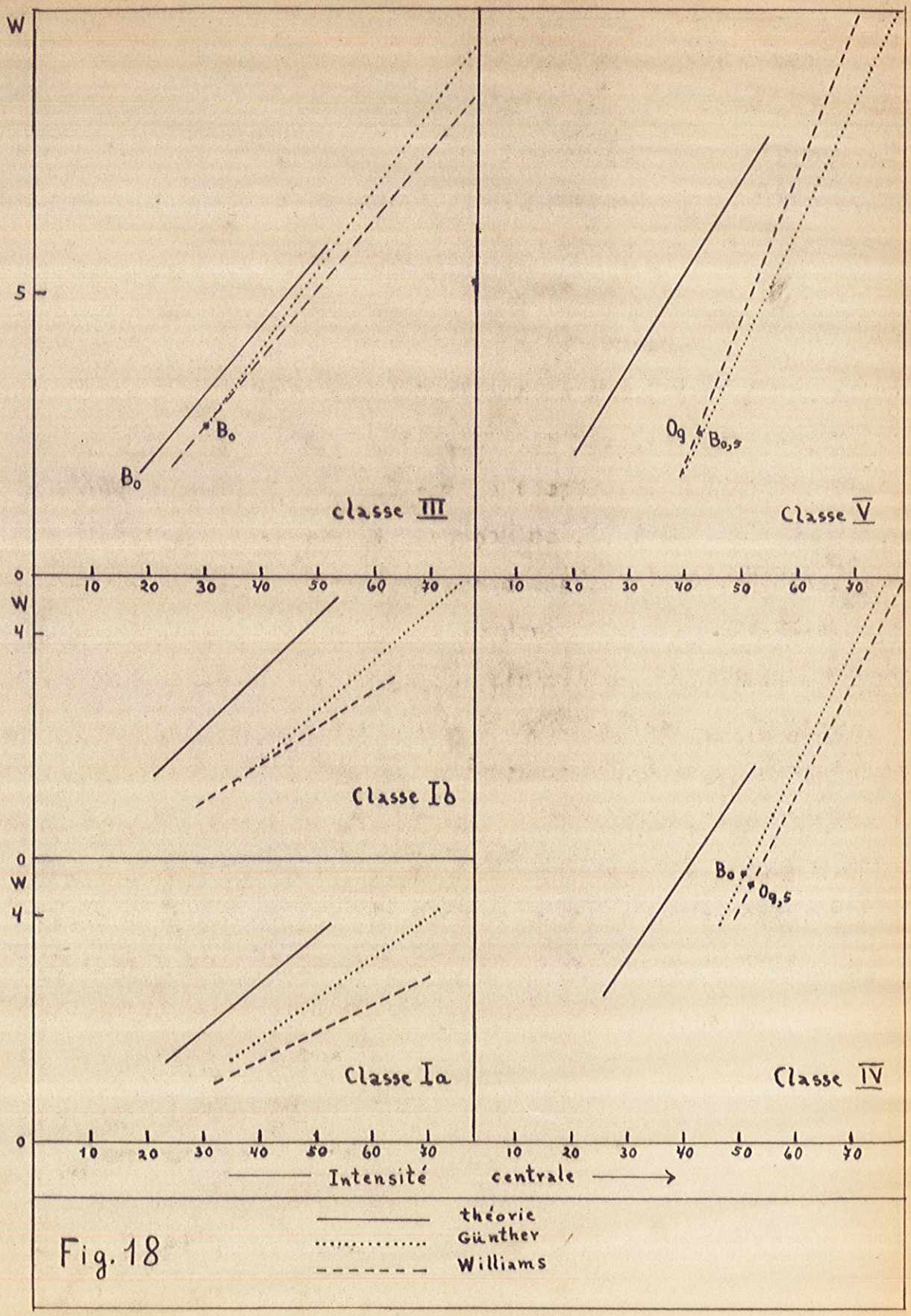

W
5
0
B0
B0
classe III
10 20 30 40 50 60 70
Og
B0,5
Classe V
W
4
0
Classe Ib
B0
Og,5
W
4
0
Classe Ia
Classe IV
10 20 30 40 50 60 70
Intensité centrale
théorie
Günther
Williams

Fig. 18

un équilibre thermique à la température de surface $T_0$, liée à la température effective par la relation

$$T_e^4 = 2 . T_0^4$$

et une approximation linéaire pour le flux de rayonnement.

Détermination théorique de la profondeur centrale.

En raison des hypothèses admises ci-dessus, la profondeur centrale sera donnée, en % du continu, par la relation

$$R_c = ( F_0 - F ) / F_0 ,$$

où $F_0$ représente le flux de rayonnement correspondant au fond continu et , F , le flux de rayonnement correspondant au centre de la raie. D'autre part, on a

$$F / F_0 = 1 / ( 1 + 2/3 \cdot \beta_0 )$$

avec $$\beta_0 = \frac{3/8 \; h \nu}{k \; T_0} \cdot \bar{\chi} / \chi ,$$

où $T_0$ représente la température limite. On a calculé $\beta_0$ et $R_c$ pour les longueurs d'onde 4000, 5000 et 6500 Å en utilisant les données fournies par Unsöld[29] pour $\bar{\chi} / \chi$ ( pour le mélange H/M = 13,7 / 1 ) . On sait que ces hypothèses ne sont qu'une approximation grossière et il y aurait lieu de reprendre ces calculs à la lumière des théories les plus récentes mais ici nous recherchons seulement l'allure des phénomènes. Dans le tableau VIII nous donnons les résultats des calculs.

Pour déduire de ce tableau la profondeur centrale des raies

d'hydrogène pour les différentes sous-classes B , il faut admettre une échelle de température . Nous adopterons celle de Keenan et W.W. Morgan[19], basée sur le travail de Kuiper et la photométrie en 6 couleurs de Stebbins et Huffer ( tableau IX ).

Tableau VIII

| $T_e$ | $T_0$ | $R_c$ | | |
|---|---|---|---|---|
| | | 4000 | 5000 | 6500 |
| 25200 | 21200 | 0,21 | 0,14 | 0,08 |
| 16800 | 14125 | 0,33 | 0,24 | 0,15 |
| 12600 | 10040 | 0,48 | 0,37 | 0,25 |

Tableau IX

| Cl | $T_e$ | Cl | $T_e$ | Cl | $T_e$ | Cl | $T_e$ | Cl | $T_e$ |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| $B_0$ | 25000 | $B_2$ | 20200 | $B_4$ | 16900 | $B_6$ | 14500 | $B_8$ | 12700 |
| $B_1$ | 22300 | $B_3$ | 18300 | $B_5$ | 15500 | $B_7$ | 13500 | $B_9$ | 11800 |

Tableau X

| $T_e$ | $H\varepsilon$ | $H\delta$ | $H\gamma$ | $H\beta$ | $H\alpha$ |
|---|---|---|---|---|---|
| 25200 | 22 % | 20 % | 19 % | 15 % | 8 % |
| 16800 | 33 | 32 | 30 | 26 | 15 |
| 12600 | 49 | 48 | 44 | 38 | 24 |

La figure 19 permet d'évaluer $R_c$ pour les différentes raies d'hydrogène par interpolation entre les longueurs d'onde pour lesquelles le calcul a été effectué ( dans le

tracé des courbes on a utilisé également les résultats donnés par Unsöld pour 3645 Å ) . Les valeurs ainsi obtenues figurent dans le tableau X .

Il faut remarquer que, si on emploie le mélange H/M = 50/1, les profondeurs centrales sont en moyenne plus fortes de 5 unités. La figure 17 permet d'interpoler entre ces valeurs de la température pour les différentes sous-classes B en tenant compte des températures figurant dans le tableau X . On trouve ainsi les valeurs de $R_c$ correspondant à chaque sous-classe qui sont portées dans le tableau X1 .

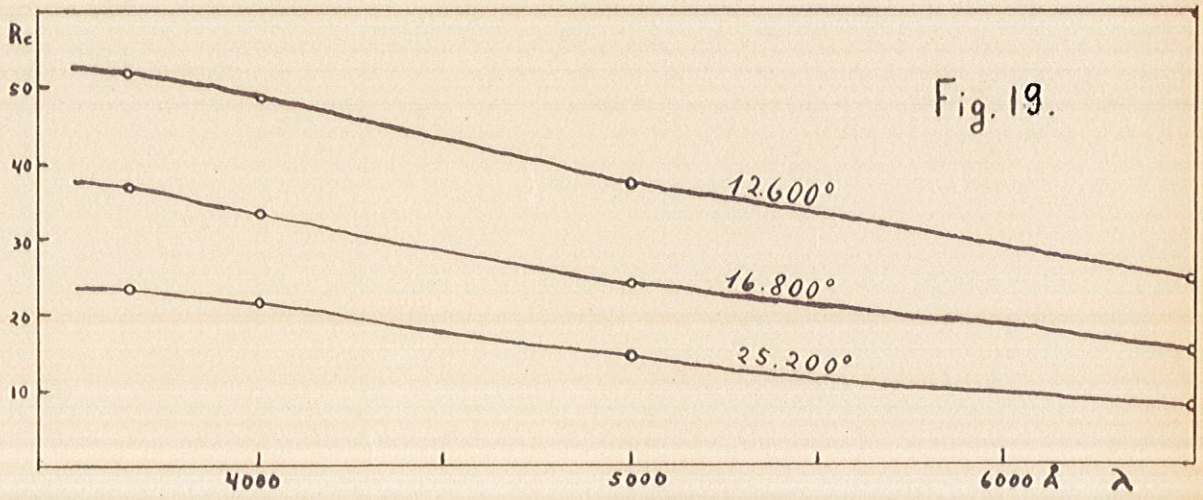



Fig. 19.

Dans la dernière colonne de ce tableau figurent les valeurs de $R_c$ données par les observations. La différence est en moyenne 6 unités.

Tableau X1

| C1 | Hε | Hδ | Hγ | Hβ | Hα | Hε mesurée |
|---|---|---|---|---|---|---|
| B0 | 22 | 20 | 19 | 16 | 8 | 27 |
| B1 | 23 | 22 | 20 | 17 | 9 | 29 |
| B2 | 26 | 24 | 23 | 19 | 10 | 32 |
| B3 | 29 | 28 | 26 | 22 | 12 | 35 |
| B4 | 33 | 32 | 29 | 25 | 14 | 39 |

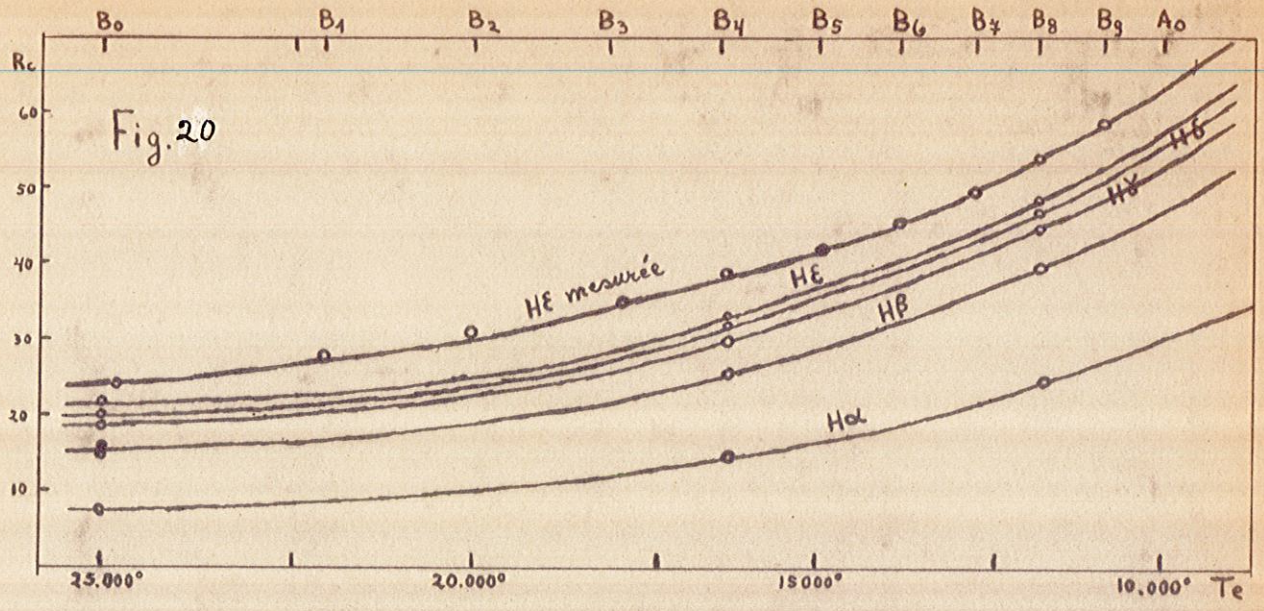



Tableau XI ( suite )

| C1 | Hε | Hδ | Hγ | Hβ | Hα | Hε H mesurée |
|---|---|---|---|---|---|---|
| B5 | 36 | 35 | 33 | 29 | 16 | 42 |
| B6 | 40 | 39 | 37 | 33 | 19 | 45 |
| B7 | 44 | 43 | 41 | 36 | 22 | 49 |
| B8 | 48 | 47 | 45 | 40 | 24 | 54 |
| B9 | 53 | 52 | 49 | 43 | 27 | 59 |

Détermination théorique du contour des ailes de raies.

J'utiliserai les contours de Verweij comme je l'ai indiqué plus haut. Pour cela, il faut, pour chaque type d'étoiles ( classe spectrale et classe de luminosité ), connaître la température et la gravité. Nous avons vu ci-dessus le problème de la température. Pour déterminer la gravité, j'utiliserai l'échelle des magnitudes absolues de Keenan et W. W. Morgan[19] qui figure dans le tableau XII . Ici encore il s'agit surtout d'une indication puisqu'il n 'y a pas accord entre les différents auteurs.

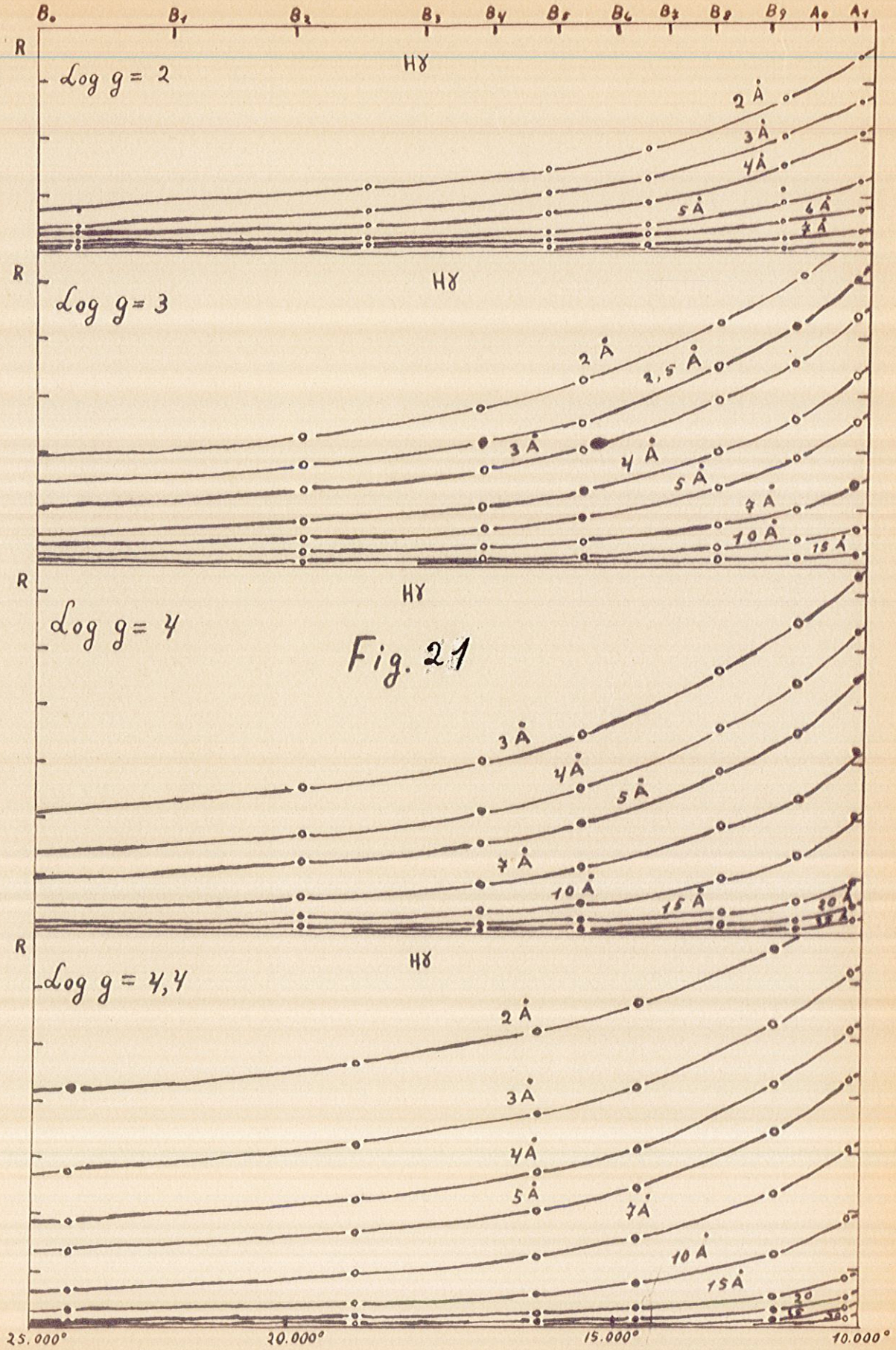

B0
B1
B2
B3
B4
B5
B6
B7
B8
B9
A0
A1
R
Hγ
Log g = 2
2 Å
3 Å
4 Å
5 Å
6 Å
7 Å
Log g = 3
2,5 Å
10 Å
15 Å
Log g = 4
Log g = 4,4
20
25.000°
20.000°
15.000°
10.000°

Fig. 21

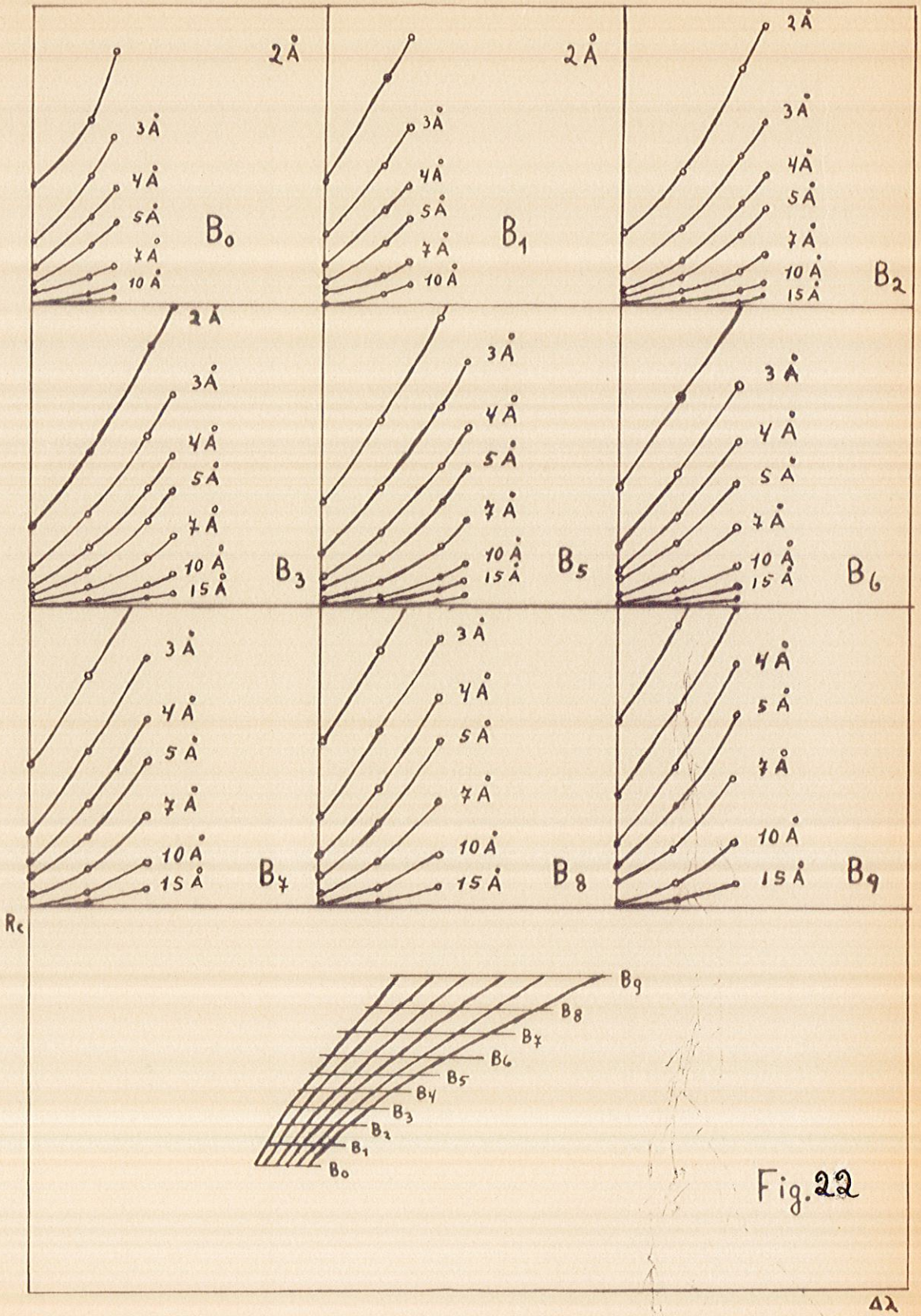



Fig. 22

Tableau XII

Magnitudes absolues visuelles

| Cl | Séquence principale V | Sous-géantes IV | Géantes III | Géantes II | Supergéantes Ib | Supergéantes Ia |
|---|---|---|---|---|---|---|
| B0 | - 3,9 | - 4,2 | -4,5 | -5,2 | -6,0 | -6,7 |
| B1 | 3,2 | 3,8 | 4,3 | 5,1 | 6,0 | 7,0 |
| B2 | 2,6 | 3,3 | 4,1 | 5,0 | 5,7 | 7,0 |
| B3 | 2,0 | 2,8 | 3,7 | 4,5 | 5,7 | 7,0 |
| B4 | 1,7 | 2,5 | 3,5 | 4,5 | 5,7 | 7,0 |
| B5 | 1,3 | 2,2 | 3,2 | 4,5 | 5,7 | 7,0 |
| B6 | 1,1 | 2,1 | 3,1 | 4,4 | 5,6 | 7,0 |
| B7 | 0,8 | 1,9 | 3,1 | 4,4 | 5,6 | 7,0 |
| B8 | 0,5 | 1,7 | 3,0 | 4,3 | 5,5 | 7,0 |
| B9 | 0,0 | 1,0 | 2,0 | 3,8 | 5,5 | 7,0 |

On peut déduire à l'aide des tables la correction bolométrique de façon à passer des magnitudes absolues visuelles aux magnitudes bolométriques.A partir de la relation masse-luminosité, Unsöld a tracé les courbes de variation de Mb en fonction de T pour des valeurs de log g = Cte. On peut donc,connaissant Mb et T ,obtenir une valeur approchée de log g par interpolation ebtre ces courbes.On obtient ainsi le tableau XIII donnant les log g approximatifs pour chaque type d'étoile.

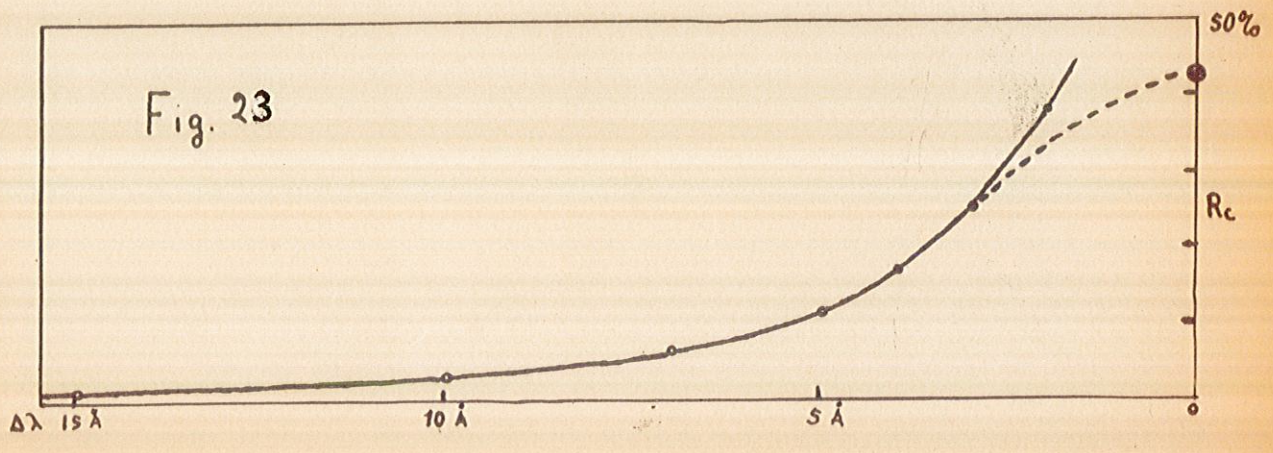



Fig. 23

Tableau XIII

Valeurs de log g pour chaque type d'étoile

| | Ia | Ib | II | III | IV | V |
|---|---|---|---|---|---|---|
| B0 | 3,1 | 3,4 | 3,6 | 3,8 | 4,0 | 4,2 |
| B1 | 3,0 | 3,3 | 3,5 | 3,8 | 4,0 | 4,2 |
| B2 | 2,9 | 3,2 | 3,4 | 3,7 | 3,9 | 4,1 |
| B3 | 2,9 | 3,1 | 3,3 | 3,6 | 3,9 | 4,1 |
| B4 | 2,8 | 3,1 | 3,3 | 3,6 | 3,8 | 4,1 |
| B5 | 2,8 | 3,1 | 3,3 | 3,5 | 3,8 | 4,0 |
| B6 | 2,7 | 3,0 | 3,2 | 3,4 | 3,7 | 4,0 |
| B7 | 2,7 | 3,0 | 3,2 | 3,4 | 3,7 | 4,0 |
| B8 | 2,6 | 2,9 | 3,1 | 3,4 | 3,7 | 4,0 |
| B9 | 2,5 | 2,8 | 3,1 | 3,4 | 3,7 | 4,0 |

Je ferai d'abord le calcul des contours pour la raie H$\gamma$ car Verweij donne une échelle de température plus étehdue pour cette raie. J'ai tracé ( figure 21 ) pour les valeurs de log g = 2 , 3 , 4 et 4,4 , les courbes représentant l'intensité absorbée à des distances 2 , 3 , 4 , 5 , 7 , 10 , 15 et 20 Å du centre de la raie en fonction de la température. A partir de ces courbes, j'ai tracé, pour chaque type spectral, l'intensité absorbée pour ces mêmes points du contour en fonction de log g ( figure 19 ). A partir de ces courbes, on déduit aisément le contour correspondant à chaque type d'étoile ( T , log g ).

Tracé du contour théorique de la raie.

Comme nous l'avons déjà signalé, ces calculs ne donnent aucun renseignement en ce qui concerne le centre de la raie. Nous admettrons que l'intensité absorbée au centre est donnée par le tableau XIII et le contour complet de la raie est tracé par continuité entre les ailes et le centre comme je le mon-

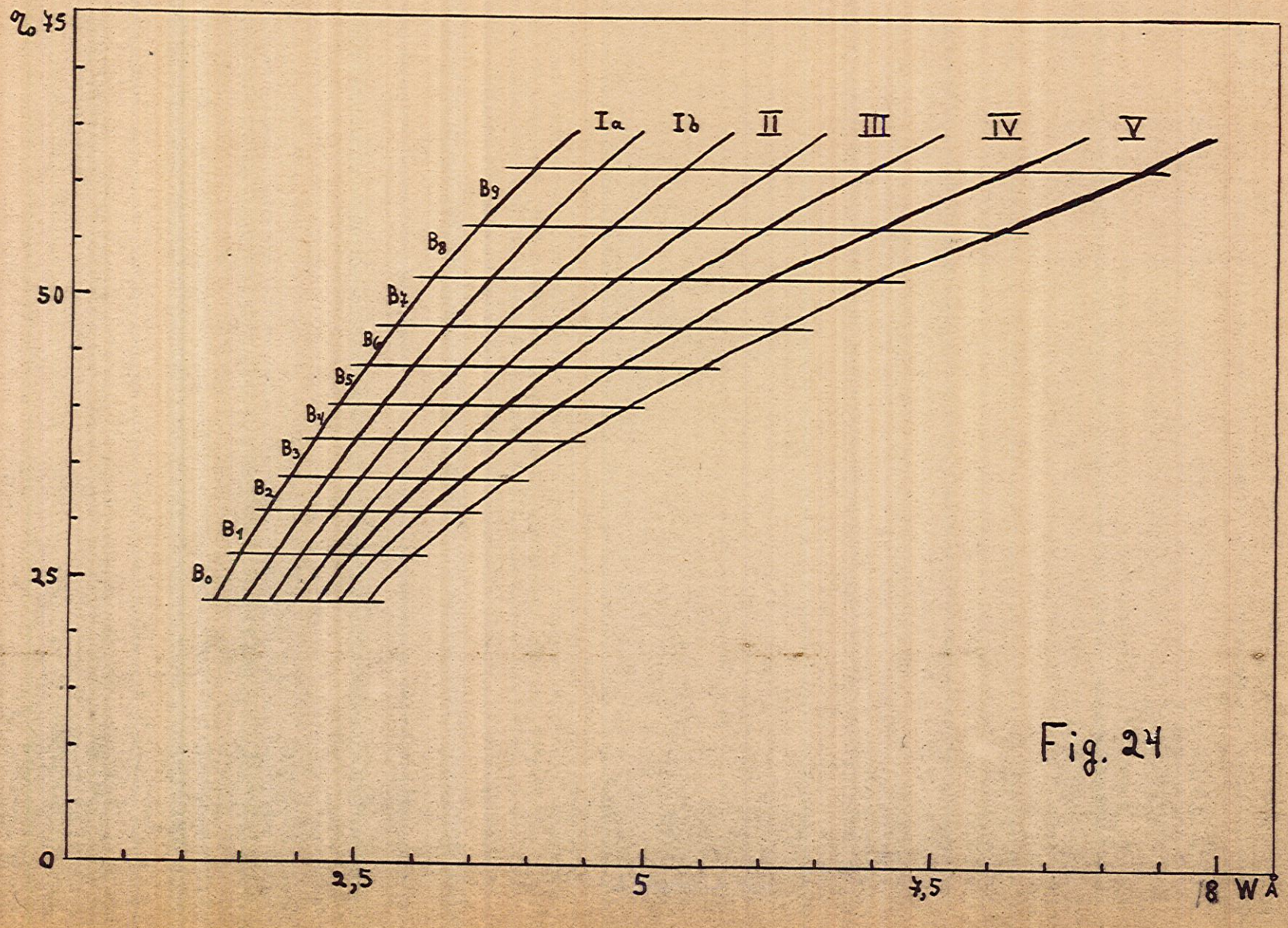



Fig. 24

tre sur un exemple ( figure 23 ) .Il est aisé de calculer la surface de ce contour , c'est à dire la largeur équivalente de la raie d'absorption.

Diagramme de classification spectrale.

On détermine Rc et W à l'aide de courbes tracées de la façon décrite ci-dessus pour chaque type d'étoiles ( T , g ). En portant W en abcisses et Rc en ordonnées,on obtient un diagramme représentant tous les types possibles d'étoiles B dont on donne une représentation schématique dans le bas de la figure 22 . En réalité,les mesures présentent une certaine dispersion autour des valeurs ainsi déterminées en raison des erreurs de mesure et le diagramme effectivement utilisé sera constitué par des courbes intermédiaires entre les courbes calculées.Il est représenté sur la figure 24 . Le type stellaire sera déterminé par la case du diagramme dans laquelle se trouvera le point représentatif de l'étoile considérée ( W , Rc ) .

Comparaison des contours des différentes raies de Balmer.

Les calculs précédents ont été faits pour la raie H$\gamma$ . Si on fait les mêmes calculs pour d'autres raies de la série de Balmer on trouve , d'après Verweij , des résultats qui sont portés dans le tableau XIV pour la valeur de la température effective Te = 16.800 ° .

On voit ,d'après ce tableau , que , loin du centre , il n'y a pas de différences significatives entre les raies;près du centre,on constate un aplatissement progressif du contour

Tableau XIV

| | log g | 1 | 2 | 3 | 4 |
|---|---|---|---|---|---|
| $\Delta\lambda$ = 1 Å | H $\alpha$ | 18,5% | 33,6% | 49,8% | ---- |
| | H $\beta$ | 19,8% | 35,8% | 52,3% | ---- |
| | H $\gamma$ | 20,9% | 35,4% | 52,7% | ---- |
| | H $\delta$ | 21,2% | 36,4% | 54,0% | ---- |
| $\Delta\lambda$ = 2 Å | H $\alpha$ | 6,0% | 13,6% | 26,0% | 41,6% |
| | H $\beta$ | 6,8% | 15,0% | 26,0% | 43,9% |
| | H $\gamma$ | 6,5% | 14,7% | 28,2% | 45,0% |
| | H $\delta$ | 6,6% | 15,0% | 28,8% | 46,5% |
| $\Delta\lambda$ = 10 Å | H $\alpha$ | --- | --- | 1,0 % | 3,6% |
| | H $\beta$ | --- | --- | 1,0 % | 4,0% |
| | H $\gamma$ | --- | --- | 0,9 % | 3,8% |
| | H $\delta$ | --- | --- | 0,9 % | 4,3% |

quand on va de H $\delta$ à H $\alpha$ . Puisque nous n' utilisons les calculs de Verweij que pour les ailes, nous nous contenterons des calculs précédents.

Le tableau XV donne la comparaison des profondeurs centrales de la raie H $\beta$ et de la raie H moyenne dans le travail de E. G. Williams en utilisant la classification de W. W. Morgan . On constate que, en moyenne, la profondeur centrale de H$\beta$ est 20% inférieure à celle de la raie moyenne.

Tableau XV

| Cl. spect. | H moyenne | Hβ | n (+) | Δ (++) |
|---|---|---|---|---|
| B0 | 37 % | 30 % | 8 | 18 % |
| B1 | 46 % | 32 % | 5 | 30 % |
| B2 | 51 % | 40 % | 5 | 21 % |
| B3 | 55 % | 44 % | 9 | 20 % |
| B5 | 57 % | 45 % | 5 | 21 % |
| B7 | 64 % | 50 % | 2 | 22 % |

(+) - Nombre des mesures.
(++)- Ecart en % ( Rc(Hmoy.) - Rc(H )) / Rc(Hmoy.)

En ce qui concerne W ,il n'y a pas de différence significative entre Hβ et la raie H moyenne,qu'il s'agisse des mesures de Williams ou de Günther.Quant aux raies Hε , Hδ et Hγ il n'y a pratiquement pas de différence tant en ce qui concerne Rc que W .Pour la raie Hα ,les données sont tout à fait insuffisantes pour en tirer des conclusions.Le calcul des profondeurs centrales ( Tableau XI ) donnerait le même résultat en ce qui concerne les raies Hε , Hδ et Hγ .Pour Hβ Rc devrait être de 20 % inférieure à la précédente avec une légère décroissance de B0 à B9 et pour Hα environ 50 % inférieure.L'ordre de grandeur est respecté en ce qui concerne Hβ

Application de la méthode à quelques étoiles.

J'ai cherché à comparer cette méthode aux autres méthodes utilisées précédemment telles que celle de W.W. Morgan ( colonne 3 du tableau XVI ) ,basée sur les intensités relatives d'un certain nombre de raies.Celle de Chalonge et ses collaborateurs ( colonne 5 du tableau XVI ) qui utilise l'

Tableau XVI

| Etoile | ROJAS | MKK | Mz. | Ch | MWC | HD |
|---|---|---|---|---|---|---|
| HD 698 | (B7 Ib) | --------- | -------- | -------- | B8ne | B5 |
| HD 2905 | B0 Ia | B0,5 Iab | B1 Ia | B0,5Iab | B0se | B0 |
| HD 30614 | (B0 Ia) | --------- | 09,5 Ia | 09,5Iab | 09se | B0 |
| HD 32991 | ( B3 V) | B3e | B3 V | -------- | B3ne | B3p |
| HD 34078 | (09,5V) | --------- | -------- | -------- | ---- | B0p |
| HD 35439 | (B1,5V) | B1 V | B2 V | B2 III | B3ne | B3ne |
| HD 36576 | ( B2 V) | --------- | -B2-IV-- | -------- | B3ne | B3p |
| HD 42087 | B3 Ia | B2,5 Ib | -------- | -------- | B2e | B1 |
| HD 45542 | B7 IV-V | B7 IV | B7 IV | -------- | B5ne | B5 |
| HD 138749 | B7 IV-V | --------- | ( B5 V ) | -------- | B5ne | B5 |
| HD 142926 | B8 V | --------- | -------- | -------- | B9e | B8 |
| HD 143983 | B3II-III | --------- | -------- | -------- | A3se | B3p |
| HD 162428 | (B8,5 V) | --------- | -------- | -------- | B9e | A0 |
| HD 164284 | ( B4 V) | B2 V | ( B3 V ) | -------- | B5ne | B3 |
| HD 164353 | B5 Iab | B5 Ib | B5 Ib | B5 Iab | ---- | B5p |
| HD 164447 | B7,5 V | --------- | -------- | -------- | B9e | B9 |
| HD 168797 | B5 V | --------- | -------- | -------- | B5ne | B3 |
| HD 168957 | B8IV-V | --------- | -------- | -------- | B5e | B3 |
| HD 169033 | B8 V | --------- | --------n | -------- | B8e | B9 |
| HD 171780 | B7 V | --------- | -------- | -------- | --- | B5 |
| HD 174105 | (B8,5 V) | --------- | -------- | -------- | B8ne | B8 |
| HD 174237 | B6 V | B3V | (B3) IV | -------- | Bse | B5 |
| HD 175863 | B7,5III | --------- | -------- | -------- | B4e | B5 |
| HD 175869 | B8 IV-V | --------- | -------- | -------- | ----- | B8 |
| HD 177648 | B4 V | --------- | -------- | -------- | B3e | B3 |
| HD 179343 | (B7 IV-V) | --------- | -------- | -------- | Ae | B9 |
| HD 183362 | ( B3,5 V) | --------- | -------- | -------- | B3ne | B2 |
| HD 183656 | B9 Ib | --------- | ( ------- | -------- | B6pe | A0 |
| HD 183914 | B9 V | B8 V | -------- | -------- | ---- | B9 |
| HD 185037 | B9 V | --------- | -------- | -------- | ---- | B9 |
| HD 189687 | B5 V | B3 V | (B3) V | -------- | ---- | B3 |
| HD 191610 | B3,5V | B3 V | (B3) V | -------- | B3ne | B2p |
| HD 192044 | B7 V | --------- | (B8) V | -------- | B8ne | B8 |
| HD 192445 | ( B2 V ) | --------- | -------- | -------- | B2ne | B3 |
| HD 193009 | ( B0 V ) | BIV:pnne | -------- | -------- | B0ne | B0p |
| HD 194335 | ( B3 V ) | --------- | (B2)III | -------- | B3ne | B3 |
| HD 195554 | B9,5 V | --------- | -------- | -------- | B9e | B9 |
| HD 197511 | ( B5 V ) | --------- | -------- | -------- | B8/ | B3 |
| HD 198183 | B7,5IV-V | B5 V | (B5) IV | -------- | B6e | B5 |
| HD 198478 | B2 Ia? | B3 Ia | B3 Ia | B3 Ia | ---- | B2 |
| HD 199356 | ( B2 V ) | --------- | -------- | -------- | B3ne | B0p |
| HD 204172 | B1,5 Iab | B0 Ib | -------- | -B0-Iab | B0Iab | B0 |
| HD 205551 | B9 IV | --------- | -------- | -------- | ----- | B9 |
| HD 208057 | B6 V? | B3 V | B3 IV | B3IV | B3e | B3 |
| HD 208682 | B2 IV | --------- | (B2) IV | -------- | B3ne | B2 |
| HD 210129 | B8 V | --------- | -(B8) V | -------- | B8ne | B8 |
| HD 210191 | (B1,5 II) | --------- | -------- | -------- | ---- | B3 |
| HD 216057 | ( B8 V ) | --------- | -------- | -------- | B8ne | B8 |
| HD 217050 | ( B3 Ib) | --------- | -------- | -------- | B3ne | B3 |
| HD 217891 | ( B7,5 V) | --------- | (B5 V) | -------- | B5e | B5p |

intensité et la position de la discontinuité de Balmer.La classification de Miczaika (colonne 4 du tableau XVI ) ne concerne que la luminosité,elle est basée sur le nombre de raies Balmer observées. A partir des mesures données dans le chapître suivant, j'ai pu déterminer,pour chacune des étoiles étudiées,la classe spectrale et la classe de luminosité.Le tableau XVI donne cette classification ainsi que celle des autres auteurs.
Les classes figurant entre parenthèses dans la deuxième colonne sont déduites des ailes de raies en raison de la superposition à la raie stellaire,soit d'une émission,soit d'un centre fin d'absorption.Les colonnes 6 et 7 donnent respectivement les classifications du catalogue du MT. WILSON et du catalogue de Henry Draper.

Tableau XVII

| Etoile | Hα | Hβ | Hδ | Etoile | Hα | Hβ | Hδ |
|---|---|---|---|---|---|---|---|
| HD 34078 | --- | 37 | 47 | HD 189687 | --- | 45 | 59 |
| HD 35439 | --- | --- | --- | HD 191610 | 19 | 30 | 35 |
| HD 42087 | --- | 27 | 34 | HD 197511 | --- | 39 | 50 |
| HD 164353 | --- | 35 | 43 | HD 198183 | --- | 42 | 51 |
| HD 168797 | 22 | 37 | 43 | HD 204172 | --- | 22 | 28 |
| HD 174237 | --- | 34 | 46 | HD 208057 | 26 | 41 | 49 |
| HD 175863 | 25 | 42 | 50 | HD 210129 | (21) | 37 | 51 |
| HD 183914 | --- | 45 | 59 | HD 210191 | 15 | 25 | 31 |

J'ai porté dans le tableau XVII les profondeurs de raies de Hα , Hβ et Hδ pour les étoiles dont le spectre ne présente pas d'absorption apparente.On voit que,dans l'ensemble, les résultats obtenus sont conformes à ceux calculés page 38 ( tableau XI ) et aux résultats de Williams ( tableau XV ).J'ai donc admis,dans tous les cas,pour calculer les intensités des raies d'émission données dans le chapître suivant une diminution de l'intensité centrale de 20 % pour Hβ et de 50 % pour la raie Hα .

Tableau XVIII

| | Profondeur centrale | | | | | Largeur équivalente | | | | | |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| Etoile | Rojas | W. | Gü. | As. | B2 | Rojas | W. | Gü. | As. | B1 | B2 |
| HD 2905 | 26% | .. | ... | 40 | .. | 1,6 | .. | ... | 1,3 | .. | .. |
| HD30614 | (26) | 36 | 38 | 36 | .. | (1,4) | 1,2 | 1,8 | 1,8 | .. | .. |
| HD32991 | 35 | .. | ... | .. | (45) | 3,7 | .. | ... | ... | .. | 4,3 |
| HD138749 | 50 | .. | ... | 57 | .. | 5,7 | .. | ... | 6,6 | 6,3 | .. |
| HD164284 | (39) | .. | ... | 44 | .. | 4,3 | .. | ... | 5,2 | 5,2 | .. |
| HD164353 | 43 | 51 | 64 | .. | .. | 2,8 | 2,5 | 3,3 | ... | .. | .. |
| HD175863 | 51 | .. | ... | 60 | .. | 5,1 | .. | ... | 5,8 | .. | .. |
| HD191610 | 37 | .. | ... | .. | .. | 4,3 | .. | ... | ... | 4,1 | .. |
| HD198183 | 52 | .. | ... | .. | .. | 6,0 | .. | ... | ... | 7,1 | .. |
| HD198478 | 32 | 48 | 48 | .. | .. | 1,6 | 1,3 | 1,6 | ... | ... | .. |
| HD204172 | 30 | 39 | ... | .. | .. | 2,0 | 2,0 | ... | ... | ... | .. |
| HD208682 | 32 | .. | ... | 32 | .. | 3,2 | .. | ... | 3,5 | ... | .. |
| HD210129 | (53) | .. | ... | .. | .. | (6,4) | .. | ... | ... | 6,4 | .. |
| HD 217050 | 46 | .. | ... | 77 | .. | 2,4 | .. | ... | 3,1 | ... | .. |
| HD217891 | 52 | .. | ... | 68 | (60) | 6,2 | .. | ... | 8,7 | 7,1 | 6,7 |

Discussion des résultats.

Dans le tableau XVIII, j'ai porté mes mesures concernant la profondeur centrale et la largeur équivalente ainsi que celles de divers auteurs. Dans les colonnes 1 et 6 figurent mes mesures, dans les colonnes 2 et 7 celles de Williams[26] (~~Mem. Soc. Astr. Ital., 24~~), dans les colonnes 3 et 8 celles de Günther[27] (~~Idem, 25~~), dans les colonnes 4 et 9 celles de l'Observatoire d'Asiago[30] (~~Idem, 24~~), dans les colonnes 5 et 10 celles de Burbridge[31] (~~Idem, 25~~), dans les colonnes 6 et 11, d'autres mesures de Burbridge[16] (~~Idem, 25~~).

En ce qui concerne les largeurs équivalentes, les écarts entre les divers auteurs sont du même ordre que les écarts entre les mesures individuelles dans les cas les moins favorables. Toutefois les divers auteurs, à l'exception de Williams trouvent des valeurs plus élevées que les miennes de 10% environ. Ceci peut s'expliquer aisément par les différences des procédés de réduction utilisés. Quant aux profondeurs centrales, elles sont

aussi systèmatiquement plus faibles que celles des autres auteurs;l'écart est particulièrement grand pour les raies fines(supergéantes).Ce fait s'explique,en partie,par la dispersion plus faible des clichés que j'ai utilisés. Pour les raies larges,où la dispersion ne joue aucun rôle, comme l'a montré Williams,l'écart est à peu près constant et de l'ordre de 6 à 7 % .Un tel écart n'est pas étonnant entre deux séries de mesures entièrement différentes d'autant plus que la plupart des auteurs ont utilisé une courbe d'étalonnage moyenne pour tous les clichés ~~utilisés~~ alors que j'ai utilisé,dans tous les cas,la courbe correspondant au cliché lui-même.Des essais faits à l'aide de courbes moyennes ont montré que les résultats étaient légèrement différents. D'autre part,j'ai généralement adouci les sommets des enregistrements des raies pour tenir compte de la présence du grain alors que les figures reproduites dans certains articles montrent de façon évidente que l'on a mesuré des pics très aigus pour des raies qui ne présentent pas l'aspect caractéristique dû à une enveloppe.

# CHAPITRE IV

## Résultats .

Le catalogue concernant les étoiles étudiées constitue un fascicule séparé qui a été rédigé de la façon suivante :

I) - Résultats des mesures .

Les résultats des mesures, pour chaque étoile, sont donnés dans un tableau qui comporte lui-même quatre sections. Dans la sections A , les pourcentages d'absorption correspondant à chaque millimètre du demi-contour de la raie sont donnés pour les raies Hβ , Hγ , Hδ et Hε . Dans la section B , une comparaison est faite pour chaque raie entre les demi-contours moyens que j'ai obtenus et ceux mesurés par Mme. HERMAN . Cette comparaison permet d'établir la validité des mesures. Dans la section C , la même comparaison est faite en ce qui concerne les valeurs obtenues pour l'absorption totale et la demi-largeur des raies spectrales éxaminées. Dans la section D , finalement, figurent les résultats concernant la classification spectrale obtenue par le procédé déjà expliqué au chapître III .

II) - Tracés microphotométriques des raies .

Une reproduction exacte a été faite des raies spectrales de la série de Balmer de l'hydrogène Hα , Hβ , Hγ , Hδ et Hε , en vue de mieux suivre les explications fournies plus loin. Quand celà a été possible, cette reproduction a été faite pour plusieurs clichés d'une même étoile. D'une façon générale, on a choisi les clichés dont les spectres sont les mieux définis.

III) - Description des spectres stellaires .

Pour chaque étoile, le tableau I donne la liste des clichés avec leur date et la nature de la plaque utilisée; la tableau II renferme les diverses classifications; le tableau III comporte les renseignements intéressants que j'ai pu relever dans la littérature sur les raies d'émission avec leurs dates d'observations ainsi que les résultats fournis par nos clichés; enfin, j'ai donné une bréve description du spectre ainsi que des renseignements pouvant être utiles à la compréhension du phénomène de l'émission. Il n'a pas été donné de liste des références contenues dans le catalogue du MT. WILSON . Lorsque j'ai pu trouver des renseignements postérieures au complément 1949 , les références ont été données.

IV) _ Contours d'observations et contours empiriques.

Les contours résultant de mes propres mesures sont représentés par des courbes continues et ceux de Mme. HERMAN par des traits interrompus. Lorsque l'émission était superposée à l'absorption, j'ai tracé des pointillés tout le long de la partie du contour de la raie d'absorption affectée par l'émission, par continuité, suivant l'aspect du contour, pour obtenir en première approximation l'intensité centrale qui correspondrait à la raie d'absorption si l'émission était absente.

Toujours en ce qui concerne les raies d'absorption, j'ai voulu chercher s'il existe de différence systématique entre l'aspect des contours des raies de l'hydrogène des étoiles normales B et celui des contours des mêmes raies des étoiles Be . On sait que, pour les étoiles normales B , les contours des raies d'absorption peuvent être à peu près représentés

empiriquement par une expression de la forme

$$1 - I_\lambda = I_{\lambda_c} \times e^{-a(\lambda - \lambda_c)^2} ,$$

où $I_\lambda$ est l'intensité pour la longueur d'onde $\lambda$ ,exprimée en fonction de l'intensité du spectre continu sous-jacent, $I_{\lambda_c}$ est l'intensité qui correspond au centre de la raie et a est une constante qui est différente suivant la raie spectrale considérée.

D'après les contours habituels des raies d'absorption des étoiles normales B fournies par l'expérience,j'ai construit graphiquement plusieurs contours pour des valeurs différentes de a et pour des valeurs de $I_{\lambda_c}$ variant entre 10% et 60% .C'est ainsi que j'ai pu obtenir les valeurs approchées de a suivantes:

| Raies : | Hε | Hδ | Hγ | Hβ |
|---|---|---|---|---|
| a = | 0,085 | 0,091 | 0,098 | 0,112 |

Avec ces valeurs et l'expression donnée plus haut j'ai construit les contours correspondants à $I_{\lambda_c}$ variant dans l'intervalle indiqué plus haut.Ces contours empiriques sont représentés sur les figures par de petits cercles,la comparaison a été faite avec ceux donnés par l'observation suivant les profondeurs centrales obtenues par les mesures directes des contours des raies spectrales.

Le procédé est assez imparfait,mais,en ce qui concerne le seul aspect des raies d'absorption,il suffit pour étudier les raies au point de vue de la forme.Ces réserves faites,on voit,d'après les figures,comme on l'a dit au chapitre I ,que les raies de la série de Balmer de l'hydrogène des étoiles Be ont le même aspect que les raies des étoiles normales B .

V) - Contours Stark et contours Unsöld .

Les contours dits "Stark" qui figurent ici sont ceux reproduits au chapitre III, page 40, .Ces contours ont été superposés à chacun des contours observés des raies Hγ , Hδ et Hε . Cette soigneuse superposition nous a permis de trouver ~~le contour en vue de~~ la classification spectrale de l'étoile suivant l'aspect des contours de ses raies.En outre, j'ai ajouté au coin gauche de la figure la valeur théorique de la largeur équivalente qui correspond à chacun des contours servant à ladite classification spectrale de l'étoile.En plus, dans la partie inférieure de la figure, j'ai donné la valeur moyenne de la classe spectrale de l'étoile ainsi que la valeur moyenne de la largeur équivalente qui lui correspond.

De même, j'ai voulu montrer que la largeur équivalente des raies spectrales est une quantité qui dépend beaucoup de la classe de luminosité de l'étoile.En effet, l'absorption totale d'une raie est fonction du nombre d'atomes qui la produit, on peut donc concevoir que l'énergie totale absorbée par un nombre donné d'atomes est la même que celle qui a été absorbée par le même nombre d'atomes en présence ou en l'absence d'un champ électrique ou d'autres causes d'élargissement du contour de la raie.Dans ces conditions, on peut utiliser l'équation fournie par Unsöld

$$(\lambda - \lambda_c)^2 = NHf \frac{2\pi e^4 \lambda_c^2}{3 m^2 c^4} \left( \frac{1 + I}{I} \right)$$

qui donne le nombre d'atomes produisant la raie.

En suivant toujours le même procédé décrit précédemment, j'ai construit les contours donnés par l'équation d'Unsöld mentionnée pour LogNH variant entre 16,00 et 19,00 .Par superposition

aux contours d'observation, j'ai ainsi obtenu la valeur de LogNH qui correspond à chacune des raies spectrales mesurées. Ces valeurs figurent aussi au coin gauche de chaque contour. La valeur moyenne n'a pas été calculée.

La comparaison directe avec les contours "Stark" et la variation simultanée de la largeur équivalente théorique et de LogNH montre, comme on s'y attendait, que la variation de l'absorption totale est nettement différente pour les géantes et pour les naines comme Williams l'avait constaté. On voit, par exemple, que le LogNH varie très peu dans les cas des géantes alorsque, pour les naines, cette variation devient beaucoup plus visible au fur et à mesure qu'on avance dans la classe de luminosité des étoiles.

Il est donc vérifié, d'après ces constatations, que la variation de l'absorption totale avec le type spectral est d'autant plus rapide que l'étoile est moins lumineuse. En effet, nous avons vu également que les ailes des raies spectrales ont une grande importance dans les étoiles appartenant à la séquence principale. Ces constructions graphiques des contours démontrent tout ce qui a été développé au chapître III.

VI) - <u>Intensité des raies d'émission</u>.

J'ai porté dans le tableau XIX l'intensité en émission des diverses raies de la série de Balmer. Cette intensité a été mesurée par différence entre le contour observé et le contour théorique. Les nombres entre parenthèses sont ceux qui sont peu sûrs, soit qu'ils proviennent d'un seul cliché, soit qu'ils résultent d'une moyenne entre des valeurs très différentes. Un E dans la colonne $H\alpha$ veut dire que le cliché n'a pas permis de mesurer l'émission mais qu'elle existe. Un A signifie que

la raies n'est certainement pas en émission, la profondeur centrale étant conforme à ce qué on pouvait attendre dans le cas de l'absorption pure.

Tableau XIX

| Etoile | Hα | Hβ | Hγ | Hδ | Hε |
|---|---|---|---|---|---|
| HD 698 | 12,7 | (1,75) | 0,62 | 0,23 | ---- |
| HD 2905 | 4,2 | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 30614 | E | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 32991 | 32,4 | 4,7 | 1,17 | 0,43 | (0,14) |
| HD 35439 | ? | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 36576 | 20,2 | 2,9 | 1,37 | 0,53 | ---- |
| HD 42087 | ? | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 45542 | 7,3 | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 138749 | A | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 142926 | A | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 142983 | 21,1 | 0,43 | ---- | ---- | ---- |
| HD 162428 | 15,0 | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 164284 | 7,6 | 1,05 | 0,44 | (0,36) | (0,05) |
| HD 164447 | 2,6 | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 168797 | (1,1) | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 168957 | (0,3) | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 169033 | 4,3 | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 171780 | 2,1 | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 174105 | 10,0 | 1,52 | 0,57 | 0,37 | ---- |
| HD 174237 | 1,0 | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 175863 | A | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 175869 | 2,38 | 0,35 | (0,09) | ---- | ---- |
| HD 177648 | 14,6 | 2,13 | 0,68 | ---- | ---- |
| HD 179343 | 8,5 | 0,03 | ---- | ---- | ---- |
| HD 183362 | 12,4 | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 183656 | 3,4 | (0,44) | (0,18) | ---- | ---- |
| HD 183914 | 7,9 | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 185037 | 11,5 | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 189687 | ? | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 191610 | A | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 192044 | 9;9 | 1,11 | 0,22 | ---- | ---- |
| HD 192445 | 25,5 | 3,55 | 0,95 | 0,50 | ---- |
| HD 193009 | 26,9 | (3,94) | (0,73) | (0,16) | (0,02) |
| HD 194335 | 14,0 | 2,00 | 1,0 | 0,8 | 0,309 |
| HD 195554 | 2,7 | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 198478 | C | 1,01 | ---- | ---- | ---- |
| HD 199356 | 22,6 | (3,26) | (2,45) | (1,32) | ---- |
| HD 204172 | ? | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 205551 | 3,0 | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 208682 | 24,3 | 4,30 | 1,28 | 0,50 | ---- |
| HD 210129 | 0,4 | ------ | ---- | ---- | ---- |
| HD 216057 | 13,3 | 2,0 | 0,81 | 0,66 | 0,38 |
| HD 217050 | 20,6 | 2,4 | (1,0) | (0,34) | ---- |
| HD 217891 | 9,6 | 1,17 | 0,51 | (0,10) | ---- |

# CHAPITRE V

## Chapître V

## Conclusions.

On a pu voir,à la fin du chapître III,que la classification que je propose pour les étoiles B est en bon accord,d'une façon générale,avec les autres classifications.Toutefois,on peut constater que,dans quelques rares cas,il y a un désaccord certain,beaucoup plus grand que celui que l'on peut attendre. Les plus remarquables sont ceux concernant HD 174237 et HD 168957.Des spectres de HD 174237 ont été pris en 1955 et montrent une très grande variabilité de l'aspect des raies de HeI (il semble y avoir des apparitions et disparitions rapides de bords d'émission).Toutes les fois que la classification à partir des raies H est en désaccord avec celle tirée de l'observation des raies d'autres éléments (clas. MKK ),il faudra en rechercher soigneusement les raisons,ce qui donnera très vraisemblablement des indications intéressantes sur la structure des couches extérieures de l'atmosphère stellaire.

Décrément Balmer.

Certains auteurs considèrent que l'on peut admettre,en première approximation,que l'émission est dûe à un processus analogue à celui que l'on admet pour les nébuleuses.Nous avons donc cherché à déterminer le décrément Balmer pour les diverses étoiles étudiées ici. Menzel[32] et ses collaborateurs ont montré que ce décrément,dans les nébuleuses,dépendait fort peu de la température mais beaucoup du mécanisme de l'émission.On pourrait donc avoir une idée des échanges d'énergie par la mesure du décrément Balmer .Pour faire cette mesure,il faut déterminer l'intensité

absolue des raies H .La mesure précédente a été faite en largeurs équivalentes du fond continu sous-jacent.J'admettrai ici que l'étoile rayonne comme un corps noir à la température donnée tableau IX ,page 37.J'ai porté l'ensemble des résultats dans le tableau XX en prenant comme unité l'intensité de la raie Hβ .

Tableau XX

| Etoile | Classe | Hα | Hβ | Hγ | Hδ | Hε |
|---|---|---|---|---|---|---|
| HD 32991 | B3 V | 2,7 | 1,0 | 0,35 | (0,15) | (0,05) |
| HD 36576 | B2 V | 2,7 | 1,0 | 0,67 | 0,31 | ---- |
| HD 164284 | B4 V | 2,9 | 1,0 | 0,57 | (0,56) | (0,08) |
| HD 177648 | B4 V | 2,7 | 1,0 | 0,44 | ---- | ---- |
| HD 192445 | B2 V | 2,7 | 1,0 | 0,38 | ---- | ---- |
| HD 194335 | B3 V | (2,5) | 1,0 | (0,67) | (0,53) | (0,22) |
| HD 193009 | B0 V | 2,5) | 1,0 | 0,27 | 0,07 | ---- |
| HD 199356 | (B2 V) | (2,6) | 1,0 | 1,0 | (0,68) | ---- |
| HD 208682 | B2 IV | 2,2 | 1,0 | 0,42 | 0,20 | ---- |
| HD 217050 | B3 Ib | 3,3 | 1,0 | 0,38 | 0,24 | ---- |
| HD 698 | B7 Ib | (3,2) | 1,0 | (0,47) | (0,20) | ---- |
| HD 174105 | B8,5V | 3,0 | 1,0 | 0,49 | 0,35 | ---- |
| HD 175869 | B8 IV | 3,1 | 1,0 | ---- | ---- | ---- |
| HD 183656 | B9 | (4,2) | 1,0 | (0,52) | ---- | ---- |
| HD 192044 | B7 V | 3,9 | 1,0 | 0,26 | ---- | ---- |
| HD 216057 | B8 V | 3,0 | 1,0 | 0,53 | 0,49 | 0,30 |
| HD 217891 | B7,5V | 3,6 | 1,0 | 0,57 | (0,13) | ---- |

Les résultats analogues obtenus par G.R. et E.M. Burbridge sont données dans le tableau XXI.

Tableau XXI

| Etoile | Classe | Hβ | Hγ | Hδ | Hε | Hζ |
|---|---|---|---|---|---|---|
| HD 25940 | B3 IV | 1,0 | 0,53 | 0,27 | --- | 0,10 |
| HD 30076 | B2 V | 1,0 | 0,70 | 0,35 | 0,23 | 0,12 |
| HD 32343 | B3 IV | 1,0 | 0,52 | 0,38 | --- | 0,18 |

Tableau XXI (suite)

| Etoile | Classe | Hβ | Hγ | Hδ | Hε | Hζ |
|---|---|---|---|---|---|---|
| HD 217891 | B5 | 1,0 | 0,46 | 0,27 | 0,23 | 0,18 |
| ω cMa | B3 V | 1,0 | 0,75 | 0,29 | ---- | 0,32 |
| HD 58050 | B3 V | 1,0 | 0,65 | 0,38 | 0,38 | 0,31 |
| HD 5394(+) | B0 IV | 1,0 | 0,33 | 0,15 | 0,10 | ---- |

(+) - Mesures de Walraven et Koelbloed.(B.A.N.,8,299,1938)

Karpov[34] a fait également quelques mesures de décrement Balmer qui sont indiquées dans le tableau XXII .

Tableau XXII

| Etoile | Classe | Hα / Hβ | Etoile | Classe | Hα / Hβ |
|---|---|---|---|---|---|
| HD 5394 | B0 IV | 2,66 | HD 217891 | (B7 V) | (5,44) |
| HD 212571 | B0 V | 2,64 | HD(+)22192 | B5 V | 3,18 |
| (+) 1H 6m | B0 III | 1,98 | HD 4180 | (B5III) | 4,92 |
| HD 32343 | B3 IV | 1,74 | 31 Aqr | B5 | 3,15 |
| HD 25940 | B3 IV | 2,08 | | | |

(+) - Moyenne = 2,22
(++) - Moyenne = 4,17

On voit,d'après les tableaux ci-dessus,que le décrément varie dans d'assez larges limites,tant pour mes propres mesures que pour celles des Burbridge[33] ou de Karpov .Toutefois,il semble d'après mes mesures et celles de Karpov que le rapport Hα / Hβ ait tendance à être un peu plus élevé pour les étoiles plus froides que pour les étoiles plus chaudes.

Menzel et ses collaborateurs ont fait les calculs dans différentes hypothèses.Dans le cas A , on admet que l'électron parvient au

niveau quantique n d'un atome soit par capture soit par cascade.On néglige le champ de rayonnement de l'étoile et on admet qu'il n'y a pas réabsorption du rayonnement de Lyman. Dans une nébuleuse très opaque au rayonnement de Lyman on peut tenir compte du champ de rayonnement nébulaire mais nos stellaire en admettant que les absorptions du niveau 1 au niveau n sont exactement compensées par les transitions spontanées inverses,c'est le cas B .Dans le cas C ,on considère une nébuleuse transparente,comme dans le cas A ,mais on tient compte du rayonnement stellaire en admettant que l'étoile rayonne comme un corps noir dans la région des raies de Lyman.Le tableau XXIII montre la comparaison entre les valeurs des décréments dans les cas A,B et C de Menzel et mes propres résultats .

Tableau XXIII

| Raies | Cas A | Cas B | Moyenne B2-B4 | Moyenne B7-B9 | Cas C | |
|---|---|---|---|---|---|---|
| | | | | | 20000° | 15000° |
| Hα | 2,10 | 2,60 | 2,80 | 3,60 | 4,0 | 5,0 |
| Hβ | 1,00 | 1,00 | 1,00 | 1,00 | 1,0 | 1,0 |
| Hγ | 0,57 | 0,50 | 0,51 | 0,47 | --- | --- |
| Hδ | 0,36 | 0,30 | 0,33 | 0,29 | --- | --- |
| Hε | 0,24 | 0,20 | 0,12 | ---- | --- | --- |

On voit que,pour les premiers types,on serait assez près du cas B ,pour les étoiles de type plus avancé,on a des valeurs intermédiaires entre le cas B et le cas C .Toutefois,dans l'état actuel de la question,il m'est difficile de dire si la dispersion des résultats est réelle ou si elle est dûe à des erreurs de mesures.D'après un examen critique,malgré le peu de résultats

dont nous disposons,et bien qu'il ne faille pas attacher trop d'importance aux résultats concernant les raies de plus courtes longueur d'onde que $H\delta$ ,il semble que l'on doive admettre une variation du décrément d'une étoile à une autre et même pour une étoile donnée.En effet,on constate que pour HD 175869 ,pour laquelle la largeur équivalente de $H\alpha$ est de 2,4 A ,celle de $H\beta$ est de 0,35 Å ,ce qui correspond à un décrément de 3,1 alors que,pour HD 162428 ,alors que $W(H\alpha) = 15$ Å on ne peut mesurer d'émission à $H\beta$ . Avec un décrément du même ordre, on devrait avoir $W(H\beta) = 2,3$ Å .On observe un phénomène analogue pour HD 185037 .On sait également que des étoiles qui ont des intensités d'émission du même ordre pour la raie $H\alpha$ peuvent présenter le caractère émissif jusqu'à la limite de la série de Balmer ou,au contraire,jusqu'à $H\delta$ ou $H\beta$ seulement. En réalité,il doit falloir faire intervenir la réabsorption comme nous allons le montrer en essayant de comprendre les processus par l'étude de deux cas bien connus.

Lorsqu'on examine les résultats relatifs à $\gamma$ Cas[35] ,on remarque immédiatement que l'intensité de l'émission peut varier dans des proportions assez grandes,que l'émission peut être simple ou double,que,dans ce cas,le rapport V/R est variable,qu'enfin,en dehors des périodes d'émission,on peut avoir des centres d'absorption fins qui peuvent atteindre une grande profondeur.

On constate,en outre,que les courbes qui représentent les variations du rapport V/R et de la vitesse radiale du centre fin d'absorption qui partage la raie d'émission en deux composantes, sont en phase.Au maximum d'émission,la raie d'émission est simple.Avant le maximum, $R > V$ ,après le maximum , $V > R$ .

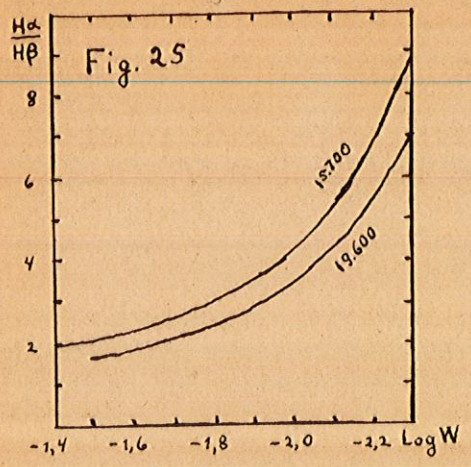
L'ensemble de ces faits,comme l'avait déjà signalé Mac Laughlin[36]

peut s'expliquer par un mouvement pulsant de l'enveloppe extérieure.En effet,Baldwin a pu montrer que l'émission se faisait assez près de la photosphère alors que le centre d'absorption fin prenait naissance à une distance beaucoup plus grande.Les mouvements des deux couches sont synchrônes.Avant le maximum, toutes les couches extérieures s'écarteraient de l'étoile,d'autant plus rapidement qu'elles sont plus éloignées.Après le maximum, elles retomberaient sur la photosphère.

En outre,il semblerait que l'importance de l'absorption par l'enveloppe est plus grande dans ce dernier cas que pendant la période d'expansion.C'est à une structure du même genre que Merrill[34] est arrivé également dans son étude très détaillée des vitesses radiales des raies de 48 Lib. .Il admet,en effet,dans ce cas,que la couche émettrice se trouve juste au-dessus de la photosphère en raison de la grande largeur des raies d'émission, de leur décrément très rapide et de leur déplacement très faible. Cette couche serait suivie d'une enveloppe donnant naissance à une absorption Balmer à décrément rapide plus lent et à absorption métallique.

On voit qu'on pourrait s'expliquer la variation du décrément des raies d'émission par la présence de ces couches extérieures : lorsqu'on aurait une couche extérieure importante à décrément lent,l'émission s'arrêterait très vite dès la raie Hγ ou Hβ .Si,par contre,on avait seulement la couche à décrement rapide,on pourrait avoir émission très loin dans la série.On aurait donc là un moyen d'avoir une idée des dimensions de l'enveloppe étendue,extérieure à la zone émissive.

Le problème théorique a d'ailleurs été ~~particulièrement~~ partiellement traité par S. Miyamoto[38].Il a pu mettre en évidence l'influence de la tem-




pérature de l'étoile et de la dimension de l'enveloppe extérieure.On voit immédiatement sur la figure 25 qui est la reproduction de celle donnée par Miyamoto dans son étude théorique sur le décrément Balmer pour les étoiles Be ,que,pour un même facteur de dilution W , $H\alpha / H\beta$ augmente lorsque la température diminue et que,pour une même température, $H\alpha / H\beta$ augmente lorsque le facteur de dilution W diminue.

Un tel résultat serait en accord avec ceux que j'ai obtenus.Dans le cas d'une enveloppe étendue,logW est petit et $H\alpha / H\beta$ doit être grand.A enveloppe de même étendue, $H\alpha / H\beta$ est d'autant plus grand que la température est plus basse.On voit que le problème est compliqué en raison de cette réabsorption.Il semble bien toutefois que la théorie de Miyamoto se rapproche des données expérimentales et il serait intéressant d'en pousser plus loin la résolution.

Vitesse radiale.

Un certain nombre d'étoiles Be ont été signalées comme binaires en raison de leur vitesse radiale.On peut comprendre,d'après les deux exemples cités plus haut,qu'il est possible que,dans quelques cas au moins,cette variation s'explique par la présence d'une enveloppe à mouvements pulsants.

Périodicité.

Le phénomène de l'émission est variable.Les quelques périodicités qui ont pu être observées sont de l'ordre d'une dizaine d'années ou de quelques années.Il est probable que l'ordre de grandeur de

la période sera différent selon que l'on s'adresse au rapport E/C ou au rapport V/R .Les périodicités de V/R peuvent parfois être de l'ordre de quelques années,elles sont relatives aux mouvements de l'enveloppe.Les périodicités relatives au rapport E/C semblent être de plus longue durée car elles sont relatives à des phénomènes concernant probablement à la fois l'atmosphère stellaire elle-même et les relations entre les diverses couches extérieures.Enfin,un problème que nous n'avons pas examiné ici devra l'être dans l'avenir car il apportera des renseignements supplémentaires,c'est la variation,signalée par quelques auteurs,de la température de l'étoile au moment de l'émission.

En terminant,on pourrait envisager le phénomène comme dû à des éruptions,analogues aux éruptions solaires,mais à une échelle beaucoup plus grande,en raison de la température beaucoup plus élevée et de la rotation rapide de ces étoiles.Il n'y aurait peut-être pas de discontinuité entre les nébuleuses planétaires, les Wolf-Rayet et les Be . Il est toutefois beaucoup trop tôt pour conclure car,il est possible qu'il y ait,en fait,des classes différentes d'étoiles Be . Comme le montre éloquemment le catalogue,on manque beaucoup trop de données d'observation pour avoir une idée precise à ce sujet.

## Biblographie


(1) - W. HIGGINS - Phil. Trans. Royal Society , 541 , 1864 .

(2) - P. SECCHI , Comptes Rendus , 60 , 543 , 1865 .

(3) - W. HIGGINS , Proc. Royal Society , 15 , 146 , 1866 .

(4) _ WOLF et RAYET , Comptes Rendus , 65, 292, 1867 .

(5) - J. E. KEELER , Pub. Lick Observatory , 3 , 165 , 1894 .

(6) - W. W. CAMPBELL , Astr. and Geophys. , 13 , 448 , 1894 .

(7) - OTTO STRUVE , Astrophysical Journal , 95 , 134 , 1942 .

(8) - P. W. MERRILL ; Astrophysical Journal , 78 , 87 , 1933 ; idem : 98, 153 , 1943 ; idem : 110, 387 , 1949 .

(9) - P. W. MERRILL , Astrophysical Journal , 78 , 89 , 1933 .

(10) - OTTO STRUVE et SCHWEDE ; Physical Rev. , 38 , 1203 , 1931 .

(11) - C. H. PAYNE , Harvard College Circ. , No. 364 , 1931 .

(12) - S. CHANDRASEKHAR et G. MUNCH , Astroph. Journ.,111,142,1950

(13) - A. SLETTEBACK , Astrophysical Journal , 110, 498 , 1949 .

(14) - C. WESTGATE , Astrophysical Journal , 77 , 141 , 1933 .

(15) - C.T. ELVEY , Astrophysical Journal , 71 , 221 , 1930 .

(16) - G. R. et BURBRIDGE E. M. ,Astr. Journal , 117,407,1953.

(17) - B. SMITH , ASTROPHYSICAL JOURNAL .

(18) - R. E. WILSON , Astrophysical Journal , 94 , 12 , 1941 .

(19) - J. A. HYNEK , Astrophysical Journal , 1951 , page 12 .

(20) - G. R. MICZAIKA , Zeits. f. Astrophys. , 29 , 262 , 1951 .

(21) - R. M. PETRIE , Pub.Dom.Aph.Observ.Victoria, IX , 251 , 1953

(22) - J. RAMSEY , Astrophysical Journal ,

(23) - L. GRATTON , Zeits. f. Astrophys. , 15 , 48 , 1937 .

(24) - D. BARBIER ,Annales d'Astrophysique , 7, 78 , 1944 .

(25) - M. BLOCH , Annales d'Astrophysique , 13 , 390 , 1950 .

(26) - E. G. WILLIAMS , Astrophysical Journal , 83,279,305,1936.

(27) - W. GUNTHER , Zeits. f. Astrophys. , 7 , 106 , 1933 .

(28) - S. VERWEIJ , Publ. Astr. Inst. Univ. Amsterdam , No.5,1936

(29) - A. UNSOLD , Physik der Sternatmosphere , Berlin , 1938 .

(30) - G. MANINO ,Mem. Soc. Astr. Italiana , 24 , 235 , 1953 ;
G. GODOLI , Mem. Soc. Astr. Italiana , 25 , 137 , 1954 ;
G. de STRBEL et G. RICHINI ,Mem. Soc. Astr. Italiana,24,215,1953;
S. TAFFARA , Mem. Soc. Astr. Italiana , 25 , 217 , 1954 ;
G. GODOLI , Mem. Soc. Astr. Italiana , 25 , 467 , 1954 .
G. de STROBEL , Mem. Soc. Astr. Italiana , 24 , 393 , 1953 ;
S. TAFFARA , Mem. Soc. Astr. Italiana , 26 , 7 , 1955 .

(31) - G. R. et E. M. BURBRIDGE ,Astroph.Journ., 113,84,1951.

(32) - D. MENZEL ,Ap.J., 88,52,1938 ; idem,89,587,1939 .

(33) - G.R. et E.M. BURBRIDGE , Astroph. Journ. , 118,252,1953.

(34) - B. G. KARPOV , Lick Observatory Bull. , 16 , 159,1932-34.

(35) - R.B. BALDWIN , Astrophysical Journal , 92 , 82 , 1940 ;
idem , 94 , 283 , 1941 .

(36) - Mac LAUGHLIN,Proc.Nat.Acad.Society U.S.A., 19 , 44 , 1943.

(37) - P. W. MERRILL , Astrophysical Journal , 117 , 7 , 1953 .

(38) - S. MIYAMOTO ,Pub. Astr. Soc. Japon , 4 , 28 , 1952 .

II) - Propositions données par la Faculté.

OBSERVATOIRE DE PARIS
7837
BIBLIOTHEQUE

## Les éruptions chromosphériques solaires et leur influences sur les phénomènes terrestres

Les éruptions chromosphériques peuvent agir sur l'atmosphère terrestre par leur rayonnement électromagnétique et par leur rayonnement corpusculaire.L'action de ces deux sortes de rayonnement est différente sur les hautes couches de l'atmosphère terrestre.Le premier,pouvant intervenir dans les perturbations de l'atmosphère,se manifeste sous la forme de perturbations dans les transmissions radioélectriques.Il se propage en ligne droite et sa vitesse est celle de la lumière.Le rayonnement corpusculaire est dévié par le champ magnétique terrestre et sa vitesse n'est pas encore bien connue.Il influe probablement sur les orages magnétiques,les aurores et les rayons cosmiques.

L'apparition d'éruptions chromosphériques est localisée dans des régions dites "actives" de la chromosphère et elle est caractérisée par :

a) - taches visibles et généralement en croissance
b) - facules brillantes en $H\alpha$
c) - protubérances actives

On dit qu'il y a éruption lorsque l'intensité au centre de la raie $H\alpha$ est au moins égale à 80% du fond continu de la chromosphère dans la région de $H\alpha$ au centre du disque.Normalement,cette intensité est environ de 20%

de celle du fond continu.Dans les plages brillantes,elle est de 40 à 60% de ce fond continu.On distingue des éruptions d'importance 1 , 2 et 3 , dont les caractéristiques sont données dans le tableau suivant :

| Importance | Durée | Eclat | Etendue |
|---|---|---|---|
| 1 | 1/4 d'heure | 80% | 2 à 6 0°□ |
| 2 | 1/4 à 1 heure | 100 à 120% | 10 à 12 0°□ |
| 3 | plus d'une heure | plus de 120% | 20 0°□ |

Les éruptions se forment dans les plages brillantes qui entourent les taches.Elles se reproduisent souvent au même endroit.

Des jets à grande vitesse peuvent être émis et atteindre des altitudes de 40.000 km .Le jet apparaît dans un intervalle de quelques minutes autour du maximum d'intensité de l'éruption.La vitesse au départ peut atteindre 200 km et plus.

Une protubérance moyenne vue sur le bord a une brillance d'environ 10% du centre du disque.Le "surge" est environ 2 à 3 fois plus brillant.Vus sur le disque,ils sont quelques fois très brillants mais toujours moins que la plage au-dessus de laquelle ils se trouvent. Le "surge" que l'on voit en $H\alpha$ représente seulement une partie d'une colonne de matière ionisée qui est projetée dans la couronne.

Certains phénomènes sont liés de façon certaine

aux éruptions chromosphériques :

a) - Evanouissement brusque de la réception sur les ondes décamétriques

b) - Renforcement brusque de la réception sur onde myriamétrique observé sur les ondes artificielles et sur les parasites atmosphériques.

c) - Anomalie de phase sur les mêmes ondes : changement brusque de la différence de phase entre l'onde directe et l'onde réfléchie sur la couche D .

d) - "Crochet" sur les courbes d'enregistrement magnétiques .

Tous ces phénomènes s'expliquent par une augmentation brusque de la conductivité de l'ionosphère et un abaissement brusque de 10 à 15 km du niveau de réflexion.

Diverses hypothèses ont été proposées pour expliquer cette augmentation brusque de la conductivité.Pour la plupart des auteurs,c'est le rayonnement ultraviolet qui est responsable.Il provoque un haut dégré d'ionisation aux niveaux de 70 à 80 km de l'ionosphère.Cette ionisation est mise en évidence par la dispersion de l'énergie de basses fréquences et,par la suite,il se produit une brusque augmentation de la conductivité au moment où se réalisent les éruptions chromosphériques du Soleil.Ladite augmentation de la conductivité favorise en même temps l'augmentation du flux des courants électriques qui élèvent la variation magnétique diurne normale de la Terre.

La plus ancienne théorie est celle de Martyn reprise depuis par Stranz et qui attribue l'augmentation de l'ionisation au renforcement de la radiation Lyman $\alpha$ . Nicolet admet que les radiations de $\lambda < 1300$ Å et , en particulier L$\alpha$ ,ioniseraient NO . M. et Mme Vassy admettent que la formation de la couche D est dûe à l'ionisation du sodium et que l'augmentation de Ne au moment des éruptions est dû au renforcement des raies métalliques de $\lambda > 1800$ Å . Bates et Seaton objectent à ce point de vue que : 1°) - La densité du sodium dans la haute atmosphère est insuffisante.2°) - L'opacité entre 1000 et 1300 Å de l'air n'est pas aussi grande qu'on le croyait et L$\alpha$ se trouverait dans une "fenêtre" .

Pour Sklovskij et Siedentoff ,les fortes éruptions donneraient lieu à une concentration brusque de matière coronale grâce au jeu des forces magnétiques et électriques au-dessus des t aches ( mise au foyer électromagnétique ). Il y aurait émission de radiations cosmiques de $6 \times 10^9$ eV qui,par freinage au passage dans la couronne,produiraient des radiations $\lambda \sim 1$ Å .Il est à remarquer,toutefois,que de telles fortes éruptions sont assez rares et on ne connait que 6 cas de grande importance dans 20 années.

Le rayonnement électromagnétique provenant des éruptions semblent mis en évidence par le fait que les "outbursts" radio peuvent être associés à des éruptions quelqu'en soit la distance au méridien central mais,d'après

Hey et ses collaborateurs ,il y aurait une grande diminution de la fréquence des outbursts pour les éruptions situées à plus de 20° à l'ouest du méridien central ce qu'il interprète justement par une absorption des ondes radio par le courant corpusculaire provenant de l'éruption.

En ce qui concerne les orages magnétiques,la région pratiquement opérante est la moitié centrale du disque.La durée moyenne effective du trajet du Soleil à la Terre de l'agent responsable est de l'ordre de 1 à 2 jours pour les plus grands orages/.

Si les éruptions solaires peuvent être le siège d' une émission de courants corpusculaires, Chakraborty a montré qu'un rayon très étroit de corpuscules émis par un point de la surface solaire peut produire un orage magnétiquepourvu que la vitesse des corpuscules émis ait une distribution continue,la largeur du spectre de vitesse déterminant la durée de l'orage.Ces courants corpusculaires peuvent également donner naissance,d'après certains auteurs, à des aurores de basses latitudes.

La direction de l'émission pour certains orages peut s'écarter considérablement de la direction radiale si ces orages sont supposés être associés avec des éruptions se produisant au voisinage de taches actives.Pour P. Simon , les orages magnétiques à début brusque semblent liés aux taches radioélectriquement actives.

L'action des éruptions chromosphériques lui semblerait plutôt liée à une activité géomagnétique qui se

produit au moment de l'éruption et qui se ferait surtout sentir dans les régions polaires.Le passage sur le disque de taches radioélectriquement actives contribuirait à accroître la quantité de charges qui circulent autour de la Terre,augmentant ainsi lentement l'intensité du champ magnétique terrestre.

Cette augmentation ne peut se continuer indéfiniment,elle peut provoquer une décharge "disruptive" d'où orage à début brusque et extension des phénomènes auroraux vers les basses latitudes.

L'accumulation de charges peut être interrompue par l'ionisation anormale provoquée par une émission importante,principalement dans les régions polaires provoquant une diminution du champ magnétique terrestre, une augmentation de l'activité géomagnétique et des phénomènes auroraux .

Il y a de grandes chances que les éruptions chromosphériques de forte intensité et qui sont assez rares déclenchent en même temps les rayonnements électromagnétique et corpusculaire.Il semble également que les éruptions chromosphériques puissent entraîner une augmentation brutale des rayons cosmiques qui suit l'éruption et le fade out dans un délai de 10m environ,cette augmentation se produit également sur la face obscure.