

## Üç Be yıldızının spektral değişimleri

Etudes sur les variations spectrales de trois étoiles  
de type Be

par Kâmuran ÖZEMRE

(Observatoire de l'Université d'Istanbul)

**Özet:** Bu çalışmamız, spektrumlarında emisyon çizgileri gösteren üç B yıldızının spektral değişimlerinden faydalanarak, bu yıldızların ve emisyon meydana getiren zarfların yapısı ve inkişafı hakkındaki araştırmamızı ve bundan elde ettiğimiz bazı neticeleri ihtiva etmektedir.

Önce, HD 218 393 spektrumundaki  $H_{\alpha}$  ve  $H_{\beta}$  çizgilerindeki emisyonun zamanla değişmesinin ve  $H_{\beta}$  çift çizgisinin bileşenlerindeki gayri muntazam izafi değişimlerin ve bütün zamana bağlı eğrilerde görülen ani sıçramaların sebebini araştırdık. Bunların, yıldızdan dışarıya doğru madde fıskırmaları olabileceğini düşündük. Ayrıca metalik çizgilerle hidrojen çizgilerinin değişimleri arasındaki münasebetlerden çıkardığımız neticeler; O. STRUVE'nin, yıldız etrafındaki, içindeki emisyonun vuku bulduğu, yayılmış atmosferin metalik ve hidrojen olmak üzere iki zarftan meydana gelmesi ve bunlardan hidrojen zarfının, yıldıza yakın olan iç tarafta bulunması hakkında ileri sürdüğü fikrin doğruluğunu teyit etti. Bizim araştırmamız, bu iki zarfın hareket ve inkişafı arasında derin bir münasebet ortaya koydu.

HD 162 428 yıldızında ise,  $H_{\beta}$  çizgileri yardımı ile, zarfın aşağı yukarı beş senelik bir periyotla döndüğünü anlıyoruz. Metalik çizgilerin görülüp kaybolmaları çok net olarak farkedilebilmektedir.

36 klişe yardımı ile, çizgilerinin değişimlerini daha yakından tetkik ettiğimiz HD 217 050 yıldızı üzerinde çalışmalarımız bizi, yine iki ayrı zarfın mevcudiyeti fikrine sevketti. Metalik zarfın temperaturünün, hidrojeninkine nispetle çok daha düşük olduğunu ortaya koyduk.

Bunlar, belki, iki ayrı zarf değil; aynı bir zarfın iç ve dış yatakları olabilir. Bununla beraber, biz yine iki ayrı zarf diye bahsedeceğiz.

Genel olarak, zarfın heyeti umumiyesinin yapısının ve içindeki izafi hareketlerin çok kompleks olduğu ve bu hareketler için tam bir periodisite söylenemeyeceği neticesine vardık.

**Resumé :** Ce travail, basé sur l'étude des variations spectrales de trois étoiles de type B à émission (notamment : HD 218 393, HD 162 428 et HD 217 050) comprend notre recherche sur la structure et l'évolution des enveloppes stellaires qui donnent lieu aux raies d'émission, ainsi que les quelques résultats que nous en avons déduits.

Nous avons d'abord cherché les causes des variations temporelles de l'émission dans les raies  $H_{\alpha}$  et  $H_{\beta}$  du spectre de HD 218 393 ainsi que les causes des variations relatives irrégulières dans les composantes de la raie double  $H_{\beta}$  et aussi celles des sauts brusques qui se présentent dans presque toutes les courbes d'intensité d'émission et d'absorption données en fonction du temps.

Nous en avons conclu que ces phénomènes pouvaient prendre leur origine, de l'éjection de la matière en dehors de l'enveloppe stellaire. En outre, les résultats auxquels nous sommes parvenus au moyen des relations entre les variations des raies métalliques et celles des raies d'hydrogène ont confirmé l'idée émise par O. STRUVE(1) qui consiste à admettre que l'enveloppe diffuse autour de l'étoile où l'émission prend sa naissance, est composée, en réalité, de deux sous enveloppes l'une étant d'hydrogène et l'autre métallique, la première se trouvant plus proche de l'étoile centrale. Nos investigations ont révélé une relation intime entre les mouvements et les évolutions de ces deux enveloppes.

Pour l'étoile HD 162 428 l'étude de la raie  $H_{\beta}$  a montré l'existence d'une période de rotation à peu près de 5 ans pour l'enveloppe. Pour cette étoile, l'apparition et la disparition très nettes des raies métalliques constituent un fait remarquable.

Notre investigation sur l'étoile HD 217 050 dont nous avons étudié les variations des raies spectrales sur 36 clichés différents nous a conduits également à l'idée qu'il existait effectivement deux enveloppes distinctes. Pour cette étoile nous avons pu mettre en évidence que la température de l'enveloppe métallique était beaucoup plus basse que celle de l'enveloppe d'hydrogène.

Comme conclusion, nous sommes parvenus au résultat suivant que la structure globale de l'enveloppe ainsi que ses mouvements relatifs étaient quelque chose de très complexe et qu'il était impossible d'établir une loi de périodicité simple pour ces mouvements.

\* \* \*

## INTRODUCTION

### Considérations Générales Sur Les Etoiles Be

Les étoiles Be sont des étoiles du type spectral B qui possèdent dans leurs spectres, des raies d'émission d'hydrogène, parfois celles des métaux ionisés et, très rarement, d'hélium. Des recherches sur les étoiles Be ont démarré vers 1870 et ont évolué surtout grâce aux travaux de P. W. MERRILL (2), (3), (4) et ses collaborateurs qui en ont établi un catalogue par leurs publications des années 1923, 1933, 1943, 1949 et 1950. Ce catalogue est désormais désigné par les lettres M. W. C. (Mount Wilson Catalogue). Mais il existe plusieurs étoiles B qui ne sont pas enregistrées par ce catalogue bien qu'elles présentent des raies d'émission. Outre les travaux de MERRILL, ceux de V. V. SOLOVEV (5) de, SLETTEBAK (6), de MIYAMOTO (7) et de A. A. BOYARTCHUK (8) ont ouvert le chemin aux recherches nouvelles. Pourtant les auteurs ont parfois éprouvé de grandes difficultés théorique dans la mise au jour de certains mécanismes.

*Le Mécanisme d'Emission :*

Aujourd'hui on admet généralement que l'émission a lieu dans l'enveloppe diffuse qui entoure l'étoile. Une telle hypothèse se trouve confirmée par l'étude des étoiles doubles à éclipses. En effet, il est possible de mettre en évidence l'existence d'une enveloppe responsable de l'émission et ayant un diamètre beaucoup plus grand que celui de l'étoile centrale. L'origine d'une telle enveloppe se trouve dans l'éjection de la matière de la surface de l'étoile. Cette éjection peut être causée par la température, par la pression, par une grande vitesse de rotation ou encore par la présence d'une autre étoile à la proximité de la première.

Avec une telle hypothèse on peut expliquer le profil de la figure 1. L'étoile B au centre donne lieu à une raie d'émission dont

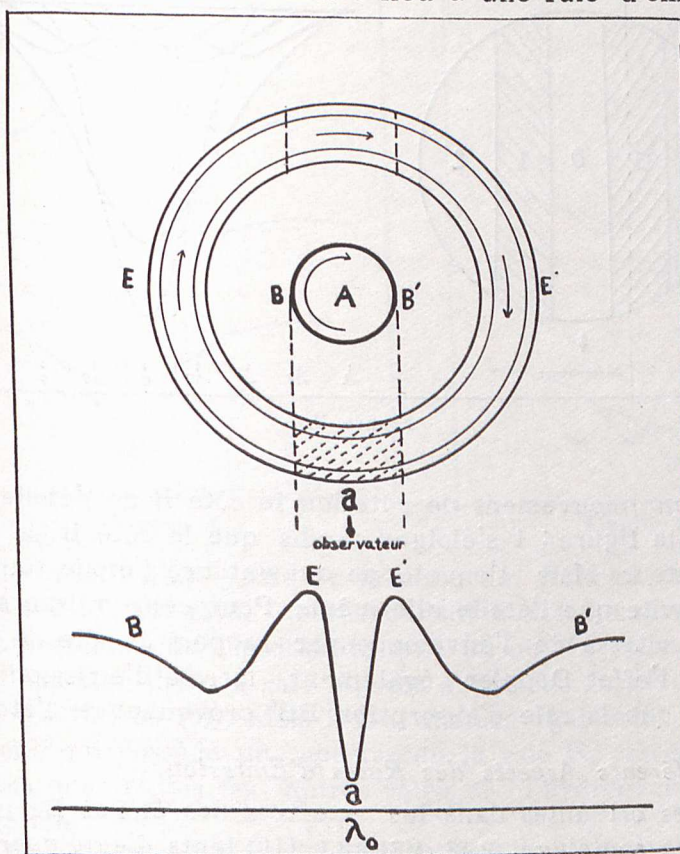


Figure 1.

le profil  $BB'$  se présente large et peu profond. La région de l'enveloppe qui ne masque pas la radiation de l'étoile donne lieu aux composantes  $E$  et  $E'$  d'une raie d'émission. Et la raie mince et profonde ( $a$ ) d'absorption est engendrée par la zone de l'enveloppe qui reste entre l'observateur et l'étoile (les flèches indiquent le sens de la rotation).

Ces raies qui s'étalent à cause de la vitesse de rotation de l'étoile

et de l'enveloppe apparaissent, éclipant l'une l'autre, comme une raie unique et large. La figure : 2 montre la construction, d'après STRUVE (9), du profil d'une telle raie élargie grâce au mouvement de rotation.

L'étoile est tracée à gauche ; son axe de rotation se trouve perpendiculaire au plan de la feuille. Le côté marqué 2' s'approche tandis que celui marqué 2 s'éloigne de l'observateur. On suppose que la courbe en traits représente le profil normal de la raie d'absorption tandis que la courbe en ligne pleine constitue le profil de rotation qui est la résultante des courbes 2', 1', 0, 1 et 2.

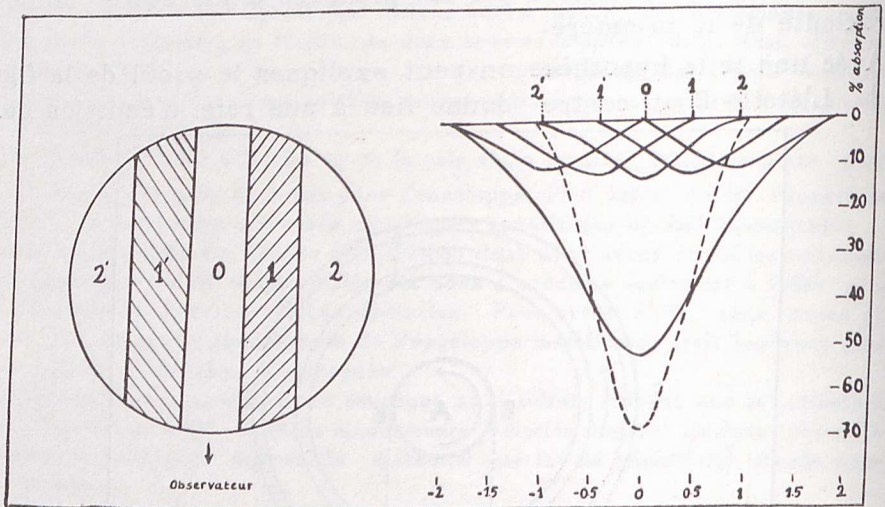


Figure 2.

Dans son mouvement de rotation le côté B de l'étoile A considérée dans la figure : 1 s'éloigne tandis que le côté B' se rapproche de l'observateur. Mais l'enveloppe qui entoure l'étoile tourne beaucoup moins vite que l'étoile elle-même. Pour cette raison et à cause de la faible vitesse de l'enveloppe par rapport à celle de l'étoile et à cause de l'effet Doppler également, la raie d'émission EaE' est plus étroite que la raie d'absorption BB' provenant de l'étoile.

#### *Les Différents Aspects des Raies d'Emission.*

Les raies brillantes dans les spectres des étoiles Be présentent une structure complexe. P.W. MERRILL (10) tenta d'expliquer les raies brillantes par les profils de la figure : 3. Mais avant toute chose, il faut insister sur le vrai sens qu'on doit attribuer au mot *brillant*. Le fait que la courbe d'intensité d'une raie présente une partie saillante par rapport à la courbe d'intensité du spectre continu constitue une condition suffisante pour que la raie soit admise comme une raie brillante (voir la figure : 3 a et b). Mais cela n'est pas une condition nécessaire. On admet généralement qu'il est convenable d'inclure également la raie (c) dans la même catégorie que les raies (a) et (b). C'est-à-dire que si l'on observe une augmentation relative

d'intensité au centre d'une raie d'absorption de sorte que cela forme un maximum relatif à condition que cela ne soit pas un maximum formé par la superposition d'une raie d'un autre élément sur la raie considérée, ce type de raie aussi sera considéré comme une raie brillante.

Il existe encore un quatrième cas (la courbe (d) de la figure : 3) dans lequel il est difficile de décider tout de suite s'il s'agit ici d'une émission ou non. Si la région centrale de la raie se trouve au-dessus du prolongement hypothétique des ailes, c'est seulement le calcul du profil vrai de la raie qui peut trancher la question.

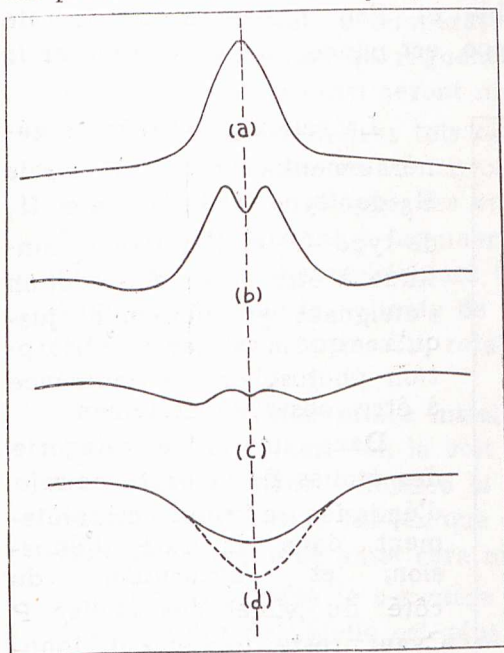


Figure 3.

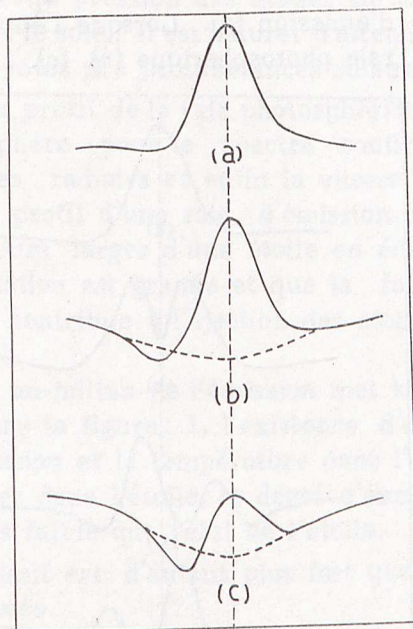


Figure 4.

Si le profil d'une raie de la série de Balmer de l'hydrogène ressemble à (c), les raies correspondant aux longueurs d'onde plus grandes possèdent des profils de type (a) ou (b). Généralement, le profil d'émission dans la raie  $H_\alpha$  est supérieur au niveau du spectre continu (cas (a) ou (b)). Mais il faut inclure également dans la classe Be l'étoile qui possède un spectre où la raie  $H_\alpha$  ressemble au type (c) tandis que toutes les autres raies de l'hydrogène sont en état d'absorption.

La figure : 3 de ci-dessus représente les exemples simplistes et très généraux des raies d'émission des étoiles Be. A cause des modifications qui ont lieu dans l'atmosphère étendue de l'étoile, ces raies apparaissent en réalité beaucoup plus complexes. D'après une tentative d'explication plus détaillée il est possible de diviser ces raies en deux classes. La première classe renfermerait celles du type P Cygni qui se trouve expliqué de la façon la plus satisfaisante par BEALS (11). Le profil caractéristique de ce type d'étoile est représenté sur la figure : 4. La raie d'émission qui est dans sa position nor-

male se trouve limitée par une absorption du côté violet. On remarque ici l'existence d'une certaine analogie avec les étoiles du type Wolf-Rayet; mais le fait que la largeur de la raie d'émission est relativement faible ici, montre que les vitesses d'éjection des atomes sont plus petites dans les étoiles Be que les étoiles Wolf-Rayet. La raie d'émission est généralement complexe. La raie normale d'émission est généralement complexe. La raie normale d'émission qui prend naissance dans l'atmosphère étendue dans le cas (b) et (c) de la figure: 4, se trouve superposée sur une large raie d'absorption photosphérique. Lorsque l'enveloppe est très épaisse, la raie d'absorption reste complètement inobservable et l'on n'observe que la raie d'émission (a). Lorsque l'enveloppe est mince, on peut observer la raie photosphérique (b), (c).

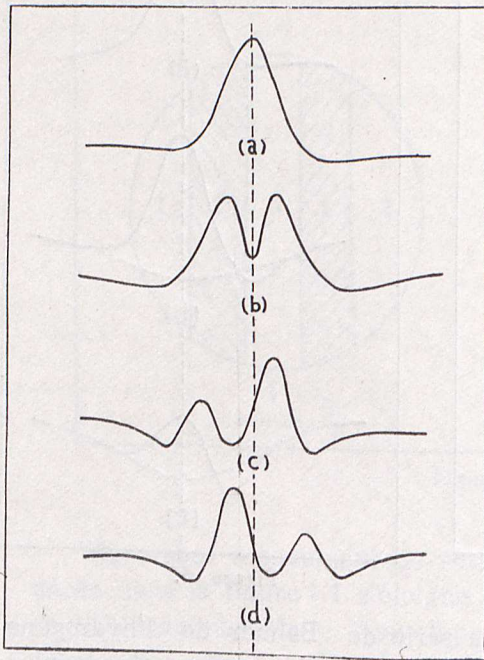


Figure 5.

La raie  $H_{\alpha}$  se présente généralement de type (a); la raie  $H_{\beta}$  de type (b) et la raie  $H_{\gamma}$  de type (c) et l'émission continue à être observable tout en s'éteignant graduellement jusqu'à ce que la raie large d'absorption photosphérique commence à être observée isolément.

Dans une autre catégorie des étoiles Be le profil de raie d'émission se trouve complètement dans la raie d'émission, et l'absorption du côté du violet des étoiles P Cygni reste totalement inobservable. Un exemple en est le profil (a) de la figure: 5. La raie d'émission autre que celle de  $H_{\alpha}$  devient plutôt double (b). Mais les composantes rouge et violette peuvent être d'intensités différentes (c, d).

Le caractère émissif des étoiles Be est variable. L'intensité totale d'émission varie aperiodiquement entre de larges limites. L'émission peut même disparaître. Quelques types des étoiles Be se sont formés dans quelques années à partir des étoiles B pour devenir de nouveau des étoiles B après avoir complètement perdu leur caractère émissif. Si l'on considère le rapport  $V/R$  de l'intensité de la composante violette à l'intensité de la composante rouge des raies doubles, celui-ci présente généralement une variation périodique. Les profils de la figure: 5 montrent les aspects différents que la raie admet pendant cette variation périodique. Au commencement du cycle le profil est de la forme (c) pour devenir (b), ensuite (d) et puis (b) pour redevenir (c), et ainsi de suite...

En admettant que l'enveloppe effectue un mouvement de rotation simultanément avec des dilatations et contractions alternées, Mc LAUGHLIN (12) montra qu'il était possible d'expliquer une telle variation. Mais cette variation n'est pas toujours périodique. Des variations brusques et irrégulières peuvent également avoir lieu, comme par exemple, dans le cas des étoiles que nous étudierons dans la suite. Celles-ci peuvent avoir leur origine dans l'éjection brusque de la matière en dehors de l'étoile. Il existerait ainsi une certaine analogie entre ces types d'éjection et les protubérances solaires. Mais comme la température et la pression des étoiles Be sont différentes de celles qui règnent dans le soleil il est naturel d'attendre que ces éjections aussi seront différentes des protubérances solaires.

Plusieurs paramètres tels que le profil de la raie photosphérique, la densité optique de la chromosphère pour le spectre continu, l'étendue de l'enveloppe, les vitesses radiales et enfin la vitesse de rotation contribuent à façonner le profil d'une raie d'émission. En effet les raies photosphériques toujours larges d'une étoile en émission signifie que la vitesse de rotation est grande et que la force centrifuge causée par cette rotation contribue à l'éjection des atomes de l'étoile.

Une absorption mince installée au-milieu de l'émission met bien en évidence, comme on la voit dans la figure : 1, l'existence d'une enveloppe étendue. Comme la pression et la température dans l'enveloppe sont moins faibles que celles dans l'étoile, le degré d'excitation de l'enveloppe aussi sera moins faible que celui de l'étoile.

Il apparaît que le caractère émissif est d'autant plus fort que la température de l'étoile est plus élevée.

Entre les étoiles B et les étoiles Be il n'existe aucune différence fondamentale autre que celles qui existent entre leurs spectres. Seulement, notons ici que P. W. MERRILL (2) a montré que la majorité des étoiles Be était constituée par des étoiles B2. En effet le nombre des étoiles Be augmente brusquement à partir de B0 pour former un maximum à B2 et peut décroître ensuite graduellement vers B9.

#### *La Classification des Etoiles Be :*

E.G WILLIAMS (13) a montré que les intensités et les profondeurs centrales des raies d'absorption de la série Balmer pour l'hydrogène des étoiles B étaient fonctions de la classe spectrale de l'étoile.

En portant les largeurs équivalentes en abscisses et les profondeurs centrales en ordonnées R. HERMAN et H. ROJAS (14) ont été capables d'obtenir un diagramme qui donne tous les types possibles (de B0 jusqu'à B9) des étoiles B (voir la figure : 6). On détermine donc la classe d'une étoile Be d'après la cellule du réseau de ce diagramme dans laquelle se trouveront les coordonnées W et R<sub>c</sub> de l'étoile, calculées à partir des informations déduites de son spectre.

Nous nous servirons constamment de ce diagramme pour déterminer les sous-classes des étoiles que nous allons étudier.

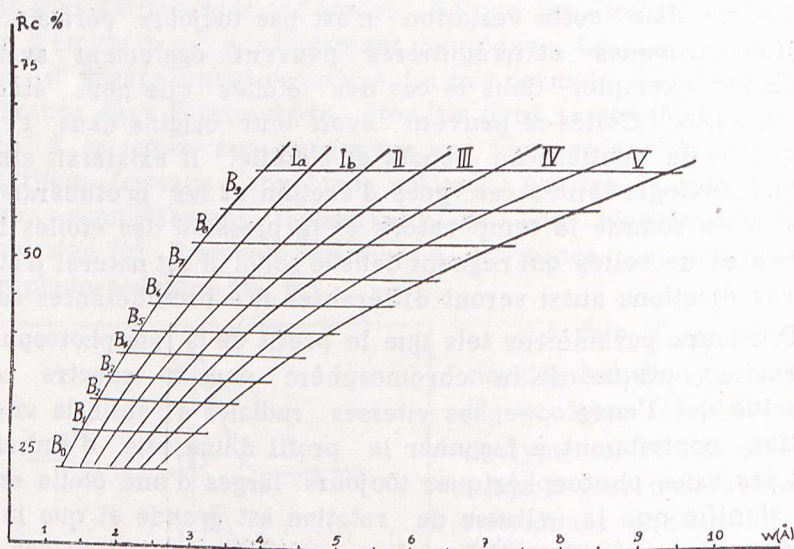


Figure 6.

### L'ETUDE DES VARIATIONS SPECTRALES DE HD 218 393

$$(\alpha_{1950} = 23^h03^m; \quad \delta_{1950} = +45^{\circ}40'; \quad m = 6.8)$$

L'étoile HD 218 393 (15) est indiquée dans le Catalogue de HENRY DRAPER comme une étoile du type Cygni aux raies spectrales fines. Pourtant P.W. MERRIL (2) n'hésite pas à l'inclure dans la classe A5e. On a observé une émission assez intense dans la raie  $H_{\alpha}$ , une émission double dans  $H_{\beta}$  et des raies profondes d'absorption dans K et D. Cette étoile qui attira l'attention par l'existence des raies d'émission dans son spectre et par leurs variations intéressantes, fut l'objet d'étude de plusieurs astronomes depuis 1920. BEALS considéra cette étoile dans son article de 1950 (11) comme faisant partie de la classe des étoiles P Cygni. De nos jours on sait que cette étoile, au lieu d'être une étoile A ou une étoile P Cygni, peut être incluse dans la classe des étoiles Be par le fait de posséder une enveloppe essentiellement variable dont le spectre comprend des raies qui se rapprochent parfois des raies d'une étoile P Cygni. Nos calculs aussi, ont confirmé que cette étoile doit être classée comme une étoile Be.

Nous avons étudié 27 spectres différents de cette étoile obtenus en des temps différents dans un intervalle de temps qui va de l'octobre 1953 jusqu'au même mois de 1958. Le tableau donnant les dates des clichés est reproduit ci-dessous :



Tableau I

|                                 |                                 |                                |
|---------------------------------|---------------------------------|--------------------------------|
| 108 <sub>1</sub> : 17.9/10/1953 | 412 <sub>3</sub> : 10.0/10/1956 | 579 <sub>4</sub> : 24.0/9/1958 |
| 123 <sub>4</sub> : 22.8/10/1953 | 412 <sub>4</sub> : 10.0/10/1956 | 582 <sub>2</sub> : 24.9/9/1958 |
| 123 <sub>5</sub> : 22.9/10/1953 | 516 <sub>1</sub> : 19.2/12/1957 | 582 <sub>4</sub> : 25.0/9/1958 |
| 168 <sub>1</sub> : 10.0/9/1953  | 521 <sub>8</sub> : 21.8/12/1957 | 590 <sub>2</sub> : 26.9/9/1958 |
| 187 <sub>4</sub> : 19.0/9/1953  | 533 <sub>1</sub> : 30.7/12/1957 | 590 <sub>4</sub> : 27.0/9/1958 |
| 328 <sub>5</sub> : 11.8/12/1955 | 533 <sub>2</sub> : 30.7/12/1957 | 590 <sub>6</sub> : 27.0/9/1958 |
| 343 <sub>2</sub> : 19.8/12/1955 | 568 <sub>3</sub> : 19.9/9/1958  | 594 <sub>6</sub> : 28.0/9/1958 |
| 400 <sub>1</sub> : 6.0/10/1956  | 568 <sub>7</sub> : 20.0/9/1958  |                                |

Les chiffres qui se trouvent en indices des numéros des clichés indiquent l'ordre du spectre sur le même cliché, Ainsi par exemple 108<sub>1</sub> signifie le premier spectre sur le cliché no : 108.

#### Les Raies d'Hydrogène :

Dans les observations de O. STRUVE (1) les raies d'hydrogène apparaissent doubles à partir de la raie H<sub>β</sub>. Dans ces raies la composante faible se trouve étalée vers le violet. STRUVE explique ce phénomène en admettant que l'aile rouge de la raie d'absorption de la même longueur d'onde de l'étoile centrale était masquée par l'émission qui a lieu dans l'enveloppe, tandis que l'aile violette crée cette composante faible.

Sur presque la moitié des clichés qu'a obtenus P. W. MERRILL (16) lors de ses observations en 1943 et 1948, les raies d'hydrogène sont assez minces, et presque symétriques; sur la majorité des autres clichés, une aile installée sur l'aile rouge de ces raies attire particulièrement l'attention. Ces raies n'apparaissent parfaitement doubles que sur un ou deux clichés. E. M. et G. R. BURBRIDGE (17) ont observé en 1952 les composantes violettes de O. STRUVE mais ils ont constaté, en outre, dans les raies H<sub>β</sub>, H<sub>γ</sub> et H<sub>δ</sub> une composante rouge d'émission limitée par des raies minces d'absorption et superposée à l'absorption photosphérique.

Sur les clichés dont nous venons d'indiquer l'ordre chronologique sur le tableau : I, nous avons étudié d'une manière détaillée la raie H<sub>α</sub> présentant une émission large et profonde sans aucune composante, la raie H<sub>β</sub> ayant des composantes d'absorption et d'émission, les raies H<sub>γ</sub> et H<sub>δ</sub> qui se révèlent quelquefois symétriques et sans émission et d'autres fois ayant une composante faible installée sur l'aile rouge ou violette, et aussi la raie H<sub>ε</sub> qui présente toujours une absorption mince et profonde.

Nous avons représenté dans le tableau suivant les intensités d'émission des raies H<sub>α</sub>, H<sub>β</sub>, H<sub>γ</sub> et H<sub>δ</sub>.

Tableau II

| No. du Cliché  | 108 <sub>1</sub> | 123 <sub>4</sub> | 123 <sub>5</sub> | 168 <sub>1</sub> | 187 <sub>3</sub> | 187 <sub>4</sub> | 328 <sub>5</sub> | 343 <sub>4</sub> | 400 <sub>1</sub> | 412 <sub>3</sub> | 412 <sub>5</sub> | 474 <sub>9</sub> |
|----------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|
| Raie           |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |
| H <sub>δ</sub> | 0.0              | 0.0              | 0.1              | 0.1              | 0.5              | —                | 0.3              | 0.5              | 0.2              | 0.1              | 0.5              | 0.0              |
| H <sub>γ</sub> | 0.3              | 0.3              | 0.2              | 0.6              | 0.6              | —                | 0.9              | 0.7              | 0.3              | 0.4              | 0.5              | 0.1              |
| H <sub>β</sub> | 3.2              | 4.6              | 4.0              | 4.7              | 4.0              | —                | 3.3              | 4.5              | 1.6              | 2.2              | 3.0              | 0.7              |
| H <sub>α</sub> | 11.5             | 14.5             | 16.0             | 9.0              | —                | 19.3             | 16.8             | 16.4             | 19.8             | 18.6             | 22.8             | 20.0             |

Tableau II (suite)

| No. du Cliché  | 516 <sub>1</sub> | 521 <sub>8</sub> | 533 <sub>1</sub> | 533 <sub>2</sub> | 568 <sub>3</sub> | 568 <sub>7</sub> | 579 <sub>2</sub> | 579 <sub>4</sub> | 582 <sub>2</sub> | 582 <sub>4</sub> | 590 <sub>2</sub> | 590 <sub>4</sub> | 590 <sub>6</sub> | 594 <sub>2</sub> | 594 <sub>6</sub> |
|----------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|
| Raie           |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |
| H <sub>δ</sub> | 0.1              | 0.0              | 0.1              | 0.2              | 0.8              | 0.2              | 0.2              | 0.6              | 0.2              | 0.8              | 0.2              | 0.8              | 0.7              | 0.8              | 0.2              |
| H <sub>γ</sub> | 0.3              | 0.0              | 0.5              | 0.5              | 0.5              | 0.5              | 1.3              | 1.6              | 1.6              | 1.3              | 1.3              | 0.8              | 0.8              | 1.2              | 1.5              |
| H <sub>β</sub> | 2.8              | 2.7              | 3.5              | 4.2              | 4.2              | 4.2              | 4.5              | 4.1              | 3.1              | 4.0              | 3.1              | 3.9              | 3.2              | 4.3              | 4.2              |
| H <sub>α</sub> | 19.3             | 17.9             | 18.8             | 19.3             | 18.8             | 20.5             | 20.2             | 16.8             | 20.0             | 23.2             | 17.7             | 20.0             | 18.0             | 20.8             | 22.2             |

Sur quelques uns des des clichés étudiés la raie H<sub>β</sub> présente une émission double superposée sur la large raie d'absorption de l'étoile centrale, ce qui montre que l'étoile en question ne peut pas être toujours classifiée comme une étoile P Cygni. On observe, sur d'aut-

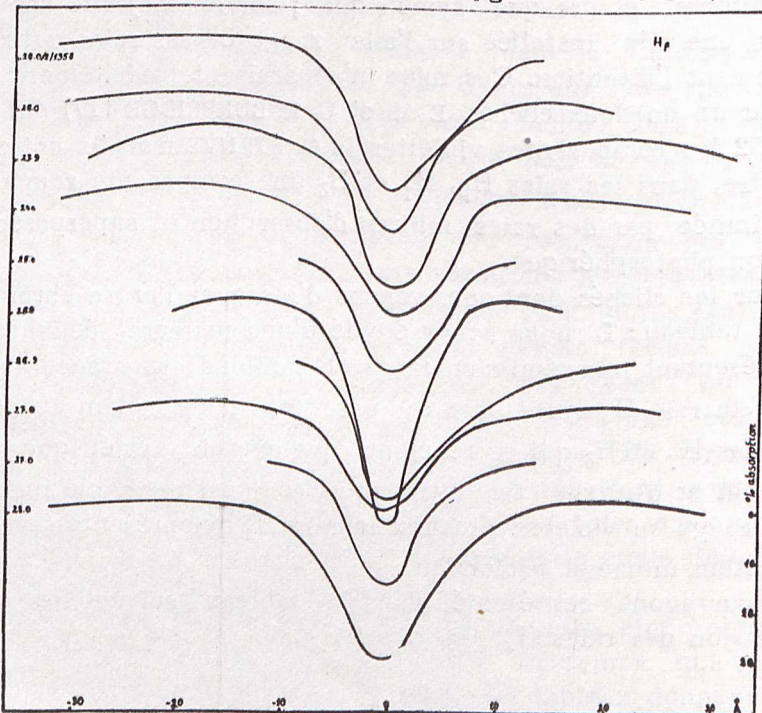


Figure 7.

res clichés, une simple émission étroite, au centre. Nous avons représenté chronologiquement sur la figure : 7 les profils de la raie  $H\beta$  qui présentait un aspect pareil en septembre 1958. Nous avons été ainsi capables d'étudier les variations avec plus d'aisance.

On constate d'après cette figure que les ailes de la raie d'absorption photosphérique sur laquelle se trouve superposée cette mince raie d'émission varient également.

Nous avons établi un tableau en mesurant la valeur de l'intensité d'absorption aux points où celle-ci devient maximum :

Tableau III

| No. du Cliché     | 568 <sub>3</sub> | 568 <sub>7</sub> | 579 <sub>2</sub> | 579 <sub>4</sub> | 582 <sub>2</sub> | 582 <sub>4</sub> | 590 <sub>2</sub> | 590 <sub>4</sub> | 590 <sub>6</sub> | 594 <sub>2</sub> | 594 <sub>6</sub> |
|-------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|
| La raie           |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |
| $H\beta$ (violet) | 0                | 2.5              | 5.0              | 3.0              | 0                | 2.5              | 0                | 1.5              | 0                | 2.3              | 0                |
| $H\beta$ (rouge)  | 4.5              | 3.0              | 7.0              | 5.0              | 0                | 2.7              | 0                | 2.3              | 0                | 2.3              | 0                |

On constate que la raie  $H\beta$  qui présentait d'abord une absorption symétrique apparaît du type P Cygni après qu'une émission s'installe sur son aile rouge, en septembre 1958 au moment où la raie  $H\beta$  présentait alors une seule émission. La figure 8 reproduit dans leur ordre chronologique les variations de la raie de la figure 7, et celles du profil de la raie  $H\gamma$  qui se trouve sur le même spectre.

Si l'on examine cette figure attentivement, on remarque que la raie apparaît parfois du type Cygni et d'autres fois l'émission installée sur l'aile rouge se trouve disparue. Mais il faut noter que toutes ces variations ne sont pas régulières. On peut constater, d'ailleurs, que pour les raies du type P Cygni, l'aile rouge de l'absorption photosphérique s'étend progressivement vers le rouge. Dans ce cas on pourrait parler d'une modification des couches responsables des raies d'absorption, due au mouvement de l'enveloppe. Il est alors probable qu'en de pareils cas les atomes qui sont à l'origine des raies d'absorption s'éloignent de l'observateur.

Mc LAUGHIN (12) a pu mettre en évidence dans le spectre d'une étoile Be que des variations du rapport V/R pour les raies doubles de l'hydrogène se produisent parallèlement à la variation des vitesses radiales qui représentent, en quelque sorte, le mouvement de l'enveloppe. Nous pouvons donc en conclure que le rapport V/R doit conserver sa valeur pour toutes les raies d'un même spectre, car on peut admettre que les variations de toutes les raies doubles d'un même spectre représentent le mouvement de l'enveloppe variable avec la valeur du rapport V/R.

En nous servant de ce résultat nous avons essayé, sur la figure : 9, de décomposer, en ses composantes, l'émission dans une raie  $H\delta$  détectée sur un cliché où la valeur du rapport V/R pour la raie  $H\beta$

était  $1/5$ , et qui présentait les caractéristiques d'une raie du type P Cygni.

En prenant en considération le fait que le centre de la raie doit se trouver au point M d'une part, et prolongeant la partie AB du

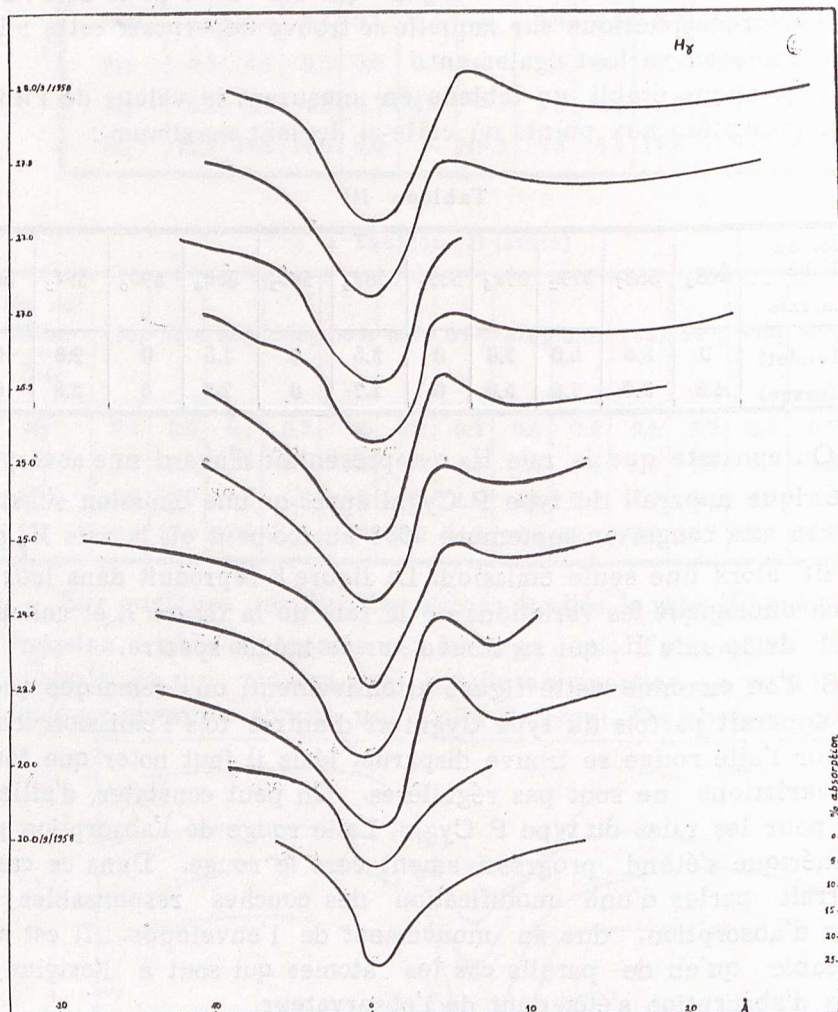


Figure 8.

profil, de l'autre part, nous avons représenté, sur la figure : 9, le profil de la raie théorique que nous avons obtenu de cette manière, par une ligne interrompue. Et nous avons tracé en pointillé, l'émission hypothétique qui y correspond, à partir du point B' où celle-ci commence à apparaître d'une manière incontestable. Il est clair que l'émission présente un maximum au point R et un minimum au point M. En tenant compte de la valeur de  $V/R$  pour la raie  $H\beta$  qui est  $1/5$ , nous avons été également capables de tracer la composante violette de l'émission.

En outre, en calculant les profils réels des raies  $H\gamma$ ,  $H\delta$  et  $H\epsilon$ ,

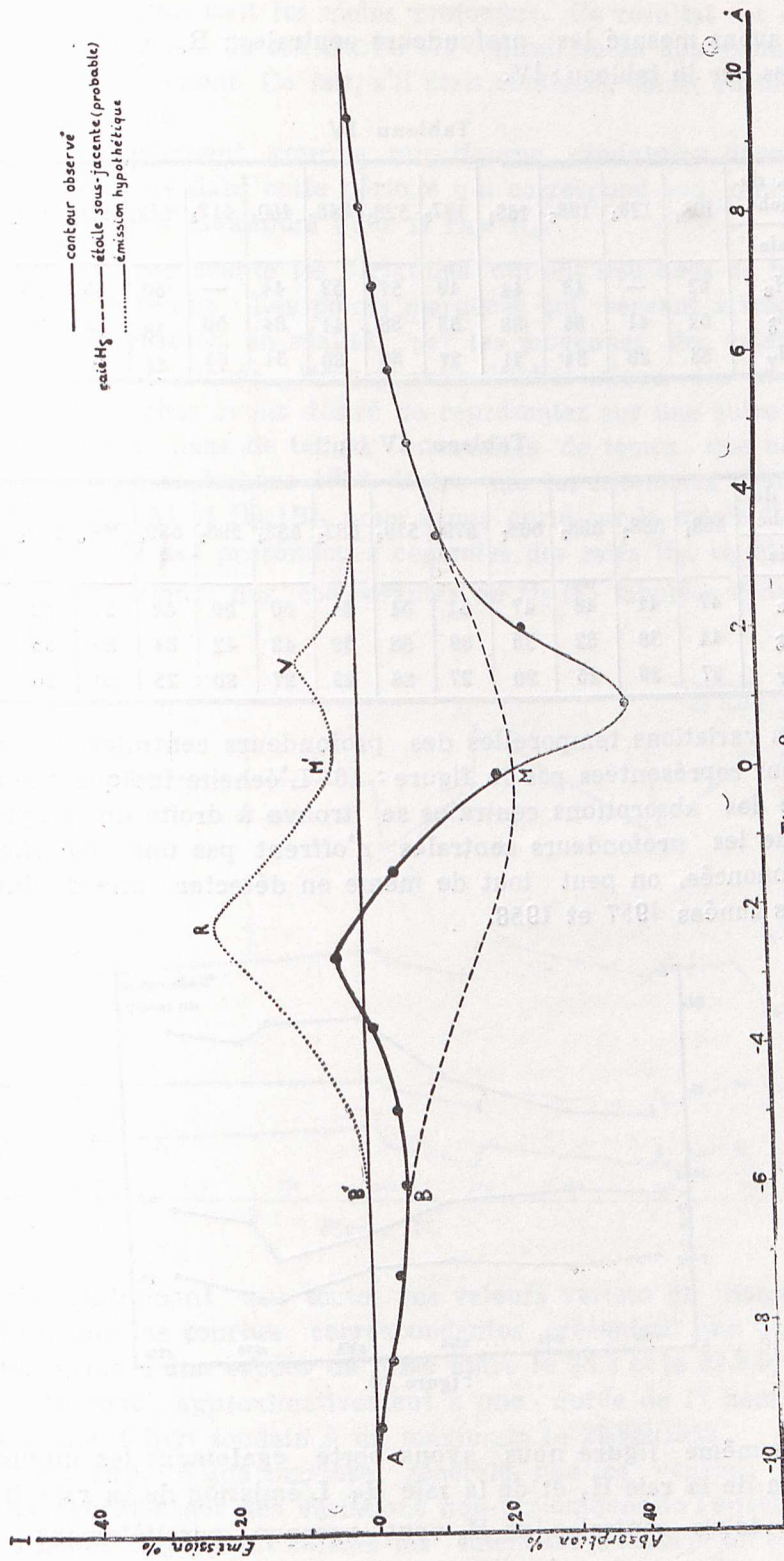


Figure 9.

nous avons mesuré les profondeurs centrales :  $R_c$ . Ces valeurs sont portées sur le tableau : IV.

Tableau IV

| No. du Cliché  | 108 <sub>1</sub> | 123 <sub>4</sub> | 123 <sub>5</sub> | 168 <sub>1</sub> | 187 <sub>3</sub> | 328 <sub>5</sub> | 343 <sub>2</sub> | 400 <sub>1</sub> | 412 <sub>3</sub> | 412 <sub>4</sub> | 474 <sub>9</sub> | 516 <sub>1</sub> | 521 <sub>8</sub> |
|----------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|
| Raie           |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |
| H <sub>ε</sub> | 62               | —                | 43               | 44               | 49               | 57               | 52               | 44               | —                | 60               | 35               | 38               | 34               |
| H <sub>δ</sub> | 52               | 41               | 36               | 33               | 33               | 38               | 41               | 34               | 50               | 38               | 33               | 25               | 35               |
| H <sub>γ</sub> | 38               | 30               | 34               | 21               | 27               | 36               | 30               | 31               | 34               | 34               | 28               | 19               | 35               |

Tableau IV (suite)

| No. du Cliché  | 533 <sub>1</sub> | 533 <sub>2</sub> | 568 <sub>3</sub> | 568 <sub>7</sub> | 579 <sub>2</sub> | 579 <sub>4</sub> | 582 <sub>2</sub> | 582 <sub>4</sub> | 590 <sub>2</sub> | 590 <sub>4</sub> | 590 <sub>6</sub> | 594 <sub>2</sub> | 594 <sub>6</sub> |
|----------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|
| Raie           |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |
| H <sub>ε</sub> | 47               | 41               | 48               | 47               | 57               | 54               | 54               | 60               | 50               | 52               | 51               | 53               | 49               |
| H <sub>δ</sub> | 44               | 39               | 32               | 33               | 39               | 38               | 39               | 42               | 42               | 34               | 39               | 38               | 38               |
| H <sub>γ</sub> | 27               | 29               | 25               | 20               | 27               | 28               | 29               | 27               | 30               | 25               | 30               | 26               | 26               |

Les variations temporelles des profondeurs centrales de ce tableau sont représentées par la figure : 10. L'échelle indiquant le pourcentage des absorptions centrales se trouve à droite du graphique. Bien que les profondeurs centrales n'offrent pas une modification très prononcée, on peut tout de même en détecter une diminution pour les années 1957 et 1958.

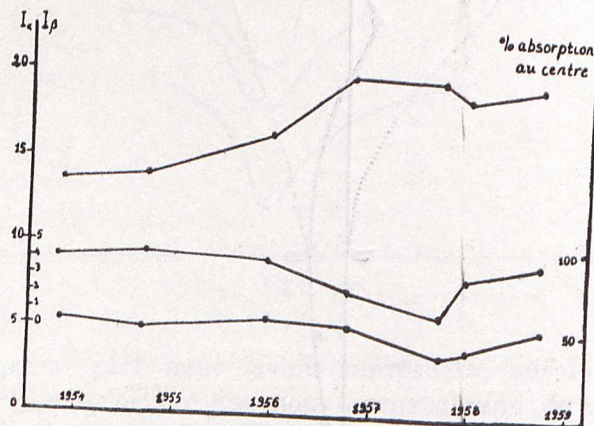


Figure 10.

Su la même figure nous avons porté également les intensités d'émission de la raie H<sub>α</sub> et de la raie H<sub>β</sub>. L'émission de la raie H<sub>β</sub> et les profondeurs centrales de H<sub>ε</sub> vont presque parallèlement. Par contre on voit, sur la même figure, que les raies H<sub>α</sub> et H<sub>β</sub> varient en sens inverse. Ceci signifie que le décrément BALMER en émission augmente beaucoup en 1956-1957, époque à laquelle les raies d'en-

veloppe de l'hydrogène sont les moins profondes. Ce résultat est en désaccord avec la théorie de MIYAMOTO (7) contrairement aux exemples étudiés précédemment. Ce fait, s'il était confirmé, serait particulièrement intéressant.

On constate également pour la raie  $H_\beta$  une diminution dans la période 1957-1958. Or dans cette période qui correspond aux minima de  $I_{H_\beta}$  et  $R_e$ , on a un maximum pour la raie  $H_\alpha$ .

La figure : 10 représente les variations qui ont lieu dans de larges intervalles de temps. Les points marqués qui servent à tracer la courbe sont constitués, en réalité, par les moyennes des valeurs relatives à plusieurs clichés. Pour pouvoir étudier mieux les variations en question nous avons désiré de représenter sur une autre figure les variations dans de courts intervalles de temps que nous avons observées en septembre 1958. Outre que les intensités d'émission des raies  $H_\alpha$  (A) et  $H_\beta$  (B), nous avons porté sur la même figure : 11 la moyenne des profondeurs centrales des raies  $H_\gamma$ ,  $H_\delta$  et  $H_\epsilon$  (C), et aussi les valeurs des composantes de  $H_\beta$  (E) tabulées dans le tableau : III.

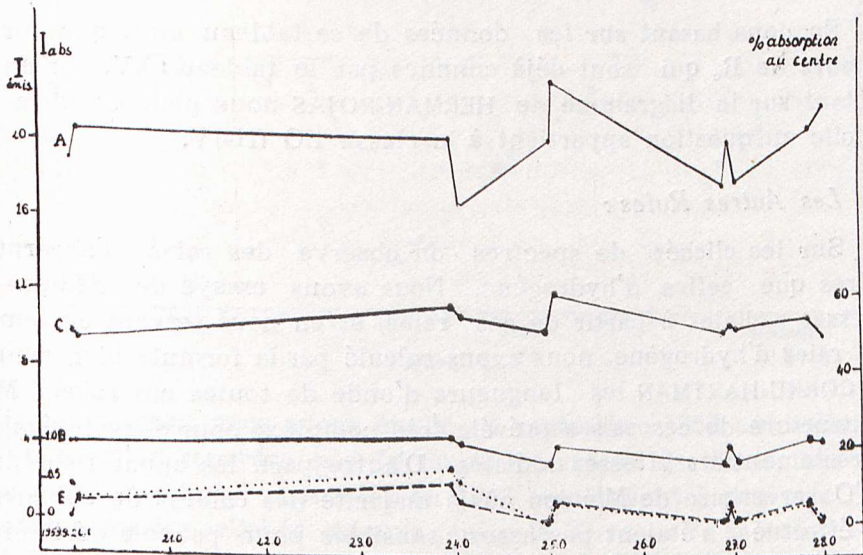


Figure 11.

On voit clairement que toutes ces valeurs varient en harmonie entre elles, que les courbes correspondantes présentent une discontinuité en forme d'une espèce de fossé entre le 24.3 et le 24.9/1958, ce qui correspond approximativement à une durée de 17 heures et qu'elles donnent lieu soudain à un maximum le 26.9/1958.

On peut dire, d'une manière générale, que les courbes de la figure : 11 représentent des variations non-périodiques de l'enveloppe.

Nous avons également calculé les intensités d'absorption de  $H_\gamma$ ,  $H_\delta$  et  $H_\epsilon$  en mesurant les aires de leurs profils. Ces valeurs sont tabulées dans le tableau : V.

Tableau V

| No. du Cliché  | 108 <sub>1</sub> | 123 <sub>4</sub> | 123 <sub>5</sub> | 168 <sub>1</sub> | 187 <sub>3</sub> | 328 <sub>5</sub> | 343 <sub>2</sub> | 400 <sub>1</sub> | 412 <sub>3</sub> | 412 <sub>4</sub> | 474 <sub>9</sub> | 516 <sub>1</sub> | 521 <sub>8</sub> |
|----------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|
| Raie           |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |
| H <sub>ε</sub> | 3.2              | —                | 2.1              | 2.8              | 2.7              | 3.6              | 2.6              | 2.2              | —                | 3.0              | 2.5              | 2.0              | 2.2              |
| H <sub>δ</sub> | 2.2              | 1.8              | 1.7              | 1.4              | 1.5              | 2.0              | 1.8              | 1.7              | 1.9              | 1.8              | 2.4              | 1.3              | 1.5              |
| H <sub>γ</sub> | 2.2              | 2.0              | 2.3              | 1.2              | 1.2              | 2.3              | 1.8              | 1.9              | 1.4              | 1.9              | 2.0              | 1.0              | 1.5              |

Tableau V (suite)

| No. du Cliché  | 533 <sub>1</sub> | 533 <sub>2</sub> | 538 <sub>3</sub> | 568 <sub>7</sub> | 579 <sub>2</sub> | 579 <sub>4</sub> | 582 <sub>2</sub> | 582 <sub>4</sub> | 590 <sub>2</sub> | 590 <sub>4</sub> | 590 <sub>6</sub> | 594 <sub>2</sub> | 594 <sub>6</sub> |
|----------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|
| Raie           |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |
| H <sub>ε</sub> | 2.4              | 2.6              | 2.5              | 2.3              | 3.0              | 3.2              | 2.6              | 2.9              | 2.7              | 2.7              | 2.6              | 3.0              | 3.0              |
| H <sub>δ</sub> | 2.3              | 1.9              | 1.3              | 1.3              | 2.0              | 2.1              | 1.7              | 1.6              | 1.6              | 1.5              | 1.8              | 1.8              | 1.6              |
| H <sub>γ</sub> | 1.4              | 1.5              | 1.1              | 0.9              | 1.6              | 1.2              | 1.6              | 1.2              | 1.5              | 1.4              | 1.6              | 1.4              | 1.2              |

En nous basant sur les données de ce tableau ainsi que sur les valeurs de  $R_c$  qui sont déjà connues par le tableau : IV, et en les portant sur le diagramme de HERMAN-ROJAS nous pouvons dire que l'étoile en question appartient à la classe BO III-IV.

#### Les Autres Raies :

Sur les clichés de spectres on observe des raies d'absorption autres que celles d'hydrogène. Nous avons essayé de déduire les vitesses radiales à partir de ces raies, et en nous servant également des raies d'hydrogène, nous avons calculé par la formule bien connue de CORNU-HARTMAN les longueurs d'onde de toutes ces raies. Mais la structure de ces raies se révéla très complexe pour pouvoir évaluer correctement les vitesses radiales. D'autre part, les appareils utilisés à l'Observatoire de Meudon où la majorité des calculs de cet article est effectuée, n'étaient pas assez sensibles pour pouvoir déterminer exactement les centres des raies en question et pour en enregistrer ensuite les déplacements avec précision. Pour ces raisons nous avons dû abandonner ces mesures. Mais néanmoins, ces calculs se sont révélés fructueux du point de vue de l'identification des éléments qui sont les causes de la formation des raies en question sur le spectre.

Cependant les variations dans l'aspect général de ces raies se laissent détecter facilement. Un fait important observé sur les clichés lors d'une étude rapide est l'existence d'une enveloppe métallique en 1956 qui est à la base de la formation de plusieurs raies d'absorption, plus particulièrement celles de FeII, TiII et CrII.

En 1953 et en septembre 1957 on assiste à la disparition de la majorité des raies mais exceptionnellement quelques raies de FeII et de HeI et aussi les raies de CaIIK et NaID qui sont d'ailleurs



présentes dans chaque cliché continuent à conserver *partiellement* leur aspect.

En 1954, une émission apparaît dans la raie FeII de  $\lambda = 4233 \text{ \AA}$  qui réapparaît également dans les clichés 5687, 5794, et 5821. Les dates d'observation étant assez espacées il a été difficile de déceler une période courte comme l'avait observée O. STRUVE. En effet O. STRUVE avait remarqué durant une suite régulière et assez longue d'observations aux mois d'été de 1943 l'apparition et la disparition des raies ressemblant à celles de P Cygni qui ont eu lieu dans de courts délais.

En calculant les vitesses radiales des raies de BALMER dont les longueurs d'onde sont comprises entre  $3666 \text{ \AA}$  et  $3835 \text{ \AA}$ , nous avons pu établir l'existence de deux maxima distants l'un de l'autre d'un mois approximativement (voir la figure: 12).

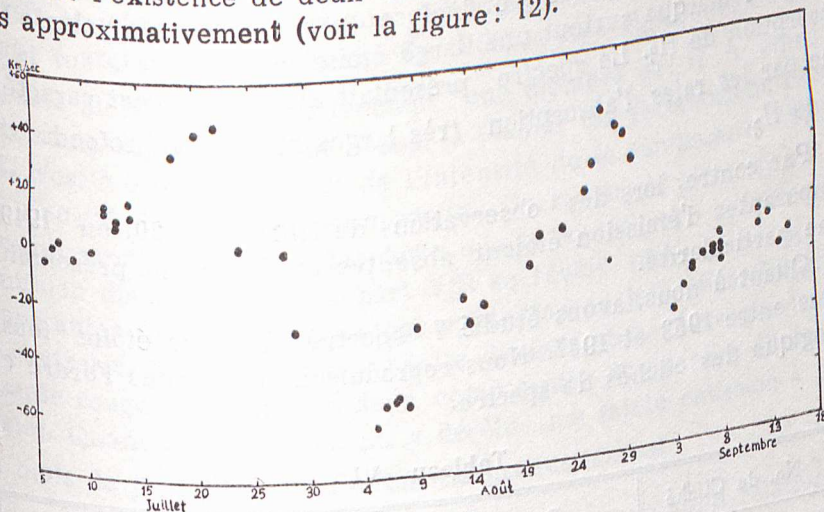


Figure 12.

Nous aussi, nous avons étudié en septembre 1958 une telle suite d'observation séparées par de courts intervalles de temps. Les raies, en grand nombre, observées en 1956 conservent à peu près leurs aspects sur les clichés obtenus entre le 23 et le 25 septembre 1958 et forment un maximum qui dure un jour approximativement. Le 26 septembre 1958, les raies présentent, au contraire, un affaiblissement général et un minimum. Si l'on regarde de près la figure: 11 on remarquera un affaiblissement général dans les raies d'hydrogène au 23.9 et au 25.9 et au 25.0 tandis qu'aux mêmes dates le nombre des raies métalliques présente un maximum.

Il est plausible d'admettre que tous ces aspects différents proviennent de la complexité et des mouvements relatifs des enveloppes extérieures. O.STRUVE tenta d'expliquer cette situation par l'existence de deux enveloppes différentes. L'une de ces enveloppes, à vitesse variable, serait à l'origine, seulement, des raies H et CaII (et également de la raie NaID, d'après les clichés étudiés par nous-mêmes, ajoutons-le); et l'autre à l'extérieur et ayant toujours tendance à s'étendre, donnerait naissance aux raies P Cygni.

Les résultats auxquels nous sommes parvenus s'adaptent bien à l'explication donnée par S. STRUVE. Et en plus, la diminution observée dans les courbes  $I_{H\alpha}$ ,  $I_{H\beta}$ ,  $R_c$  et  $H_{\beta_{v,r}}$ , des raies d'hydrogène quand le nombre des raies métalliques présente un maximum ou vice-versa, met très bien évidence la relation intime entre les modes d'évolution de ces deux enveloppes.

## L'ETUDE DES VARIATIONS SPECTRALES DE HD 162 428 (18) [M. W. C. 594]

$$(\alpha_{1950} = 17^h45^m; \quad \delta_{1950} = +24^\circ29'; \quad m = 7)$$

Cette étoile classée dans le célèbre catalogue de HENRY DRAPER comme une étoile AO a été étudiée pour la première fois en 1934-1935 par G. A. SHAJN (19) et incluse par lui dans la classe B9e. SHAJN remarqua surtout une large émission superposée sur la large absorption de  $H_{\beta}$ . Le spectre présentait alors un aspect caractéristique par les raies d'absorption très larges mais peu profondes de  $H_{\gamma}$  et de  $H_{\delta}$ .

Par contre, lors des observations de MICZAIKA (20) en 1949 les composantes d'émission étaient absentes et l'étoile ne présentait aucune particularité.

Quant à nous, avons étudié 7 spectres de cette étoile tous obtenus entre 1953 et 1957. Nous reproduisons ci-dessous l'ordre chronologique des clichés de spectre.

Tableau VI

| No. du Cliché | Date           | No. du Cliché | Date             |
|---------------|----------------|---------------|------------------|
| 100           | 1.9 Août 1953  | 282           | 14.0 Juin 1955   |
| 157           | 22.1 Mars 1954 | 364           | 24.9 Juin 1956   |
| 161           | 23.1 Mars 1954 | 382           | 3.9 Juillet 1956 |
|               |                | 385           | 4.8 Juillet 1956 |

Le cliché de 1953 est très obscure, probablement à cause d'un temps de pose assez long; par contre le temps de pose du cliché de 1955 a dû être sûrement insuffisant. Pour cette raison la raie  $H_{\alpha}$  n'a pas pu être calculée par ces deux clichés. Les autres clichés étaient normaux.

### Les Raies d'Hydrogène :

**L'émission.** — L'émission se fait sentir continuellement dans les raies  $H_{\alpha}$  et  $H_{\beta}$ , et d'une manière relativement plus faible dans  $H_{\gamma}$ , mais au-delà de cette dernière elle disparaît complètement. Les intensités d'émission que nous avons mesurées sont indiquées dans le tableau : VII.

Tableau VII

| No. du Cliché | 100 | 157  | 161  | 282 | 364  | 382  | 385  |
|---------------|-----|------|------|-----|------|------|------|
| Raie          |     |      |      |     |      |      |      |
| H $\alpha$    | —   | 16.7 | 13.5 | —   | 22.6 | 23.5 | 21.3 |
| H $\beta$     | —   | 0.3  | 0.4  | 1.6 | 2.2  | 2.3  | 2.4  |
| H $\gamma$    | —   | —    | —    | —   | 0.2  | 0.4  | 0.5  |

Sur tous les clichés on observe une augmentation d'intensité de la raie H $\alpha$  qui présente toujours une émission. Une mince absorption se trouve formée en 1954 dans la raie H $\beta$  qui présentait cependant une émission double en 1953. En 1955 l'intensité de cette absorption décroît et laisse sa place à une faible émission dont l'intensité commence à croître graduellement. En 1956, la raie H $\beta$  redevient double. Il existe alors approximativement une distance de 13 Å entre ses deux composantes. On peut penser à étudier les variations du rapport V/R, c'est-à-dire du rapport de l'intensité de la composante violette à l'intensité de la composante rouge. On remarque alors qu'en 1953 la composante rouge est plus forte que la composante violette. Puis l'émission disparaît et le rapport V/R se révèle inchangé lorsque les composantes font de nouveau leur apparition en juin 1956. En juillet, au contraire, la composante violette devient plus forte que la composante rouge et ensuite les deux composantes deviennent d'intensités égales. Quant à la raie H $\gamma$ , on y décèle une faible émission à partir du mois de juin 1956 qui s'intensifie graduellement.

**L'absorption.** — L'absorption présente une variation relativement plus lente. Après avoir calculé les profils réels des raies d'absorption H $\gamma$ , H $\delta$  et H $\epsilon$ , nous avons mesuré sur ces profils les profondeurs centrales que nous reproduisons dans le tableau : VIII.

Tableau VIII

| No. du Cliché | 100 | 157 | 161 | 282 | 364 | 382 | 385 |
|---------------|-----|-----|-----|-----|-----|-----|-----|
| Raie          |     |     |     |     |     |     |     |
| H $\gamma$    | 53  | 66  | 62  | 58  | 42  | 44  | 44  |
| H $\delta$    | 59  | 68  | 65  | 58  | 48  | 54  | 54  |
| H $\epsilon$  | 58  | 72  | 68  | —   | 49  | 54  | 59  |

Nous avons porté sur un même graphique les intensités d'émission des raies H $\alpha$  et H $\beta$  dont il a été question plus haut, ainsi que les variations d'intensité des raies H $\gamma$ , H $\delta$  et H $\epsilon$  aux profondeurs centrales (voir la figure : 13)

Dans la partie (a) qui se trouve en haut de la figure : 13, ont

été présentées les variations d'intensité des raies d'émission  $H_\alpha$  et  $H_\beta$ . L'échelle des intensités à gauche de la figure est étalonnée différemment pour  $H_\alpha$  et  $H_\beta$ . L'échelle relative à la partie (b) de la figure où les variations des pourcentages d'absorption au centre des raies  $H_\epsilon$ ,  $H_\delta$ ,  $H_\gamma$  et  $H_\beta$  sont reproduites, se trouve à droite.

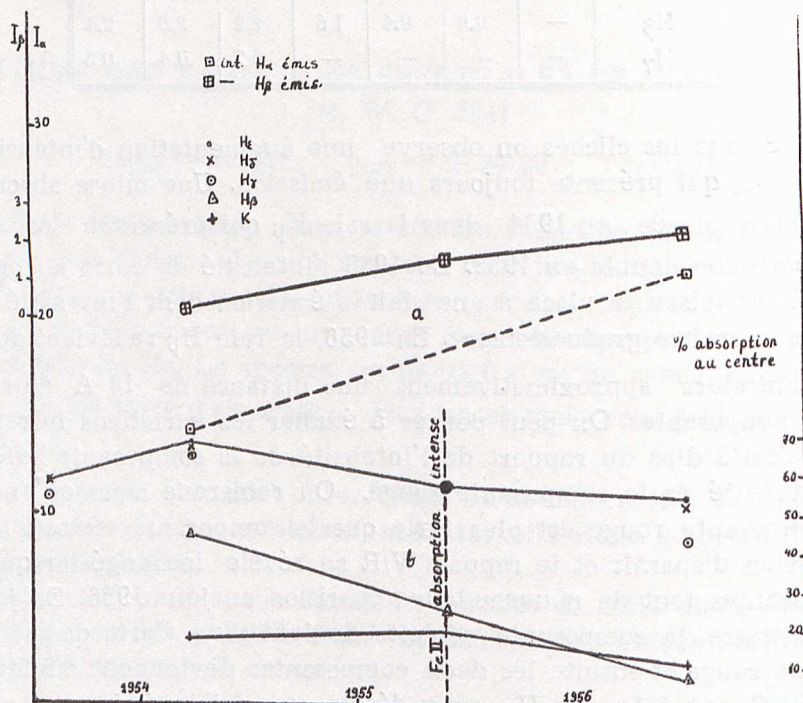


Figure 13.

Les valeurs indiquées pour 1954 sont la moyenne de deux clichés (Nos : 157 et 161) et celles indiquées pour 1956, la moyenne de trois clichés (Nos : 364, 382 et 385).

#### Le Type Spectrale :

Pour pouvoir déterminer le type spectral, nous avons calculé les intensités d'absorption des raies  $H_\epsilon$ ,  $H_\delta$  et  $H_\gamma$ . Nous les reproduisons ic-dessous dans le tableau : IX

Tableau IX

| No. du Cliché | 100 | 157 | 161 | 282 | 364 | 382 | 385 |
|---------------|-----|-----|-----|-----|-----|-----|-----|
| Raie          |     |     |     |     |     |     |     |
| $H_\epsilon$  | 6.3 | 7.8 | 7.9 | —   | 6.1 | 6.6 | 6.8 |
| $H_\delta$    | 8.7 | 8.7 | 7.6 | 7.7 | 6.3 | 6.8 | 6.8 |
| $H_\gamma$    | 7.0 | 6.9 | 7.4 | 8.9 | 7.2 | 6.7 | 6.2 |

A l'aide de ces valeurs et également de celles de profondeurs centrales reproduites dans le tableau : VIII et aussi en utilisant la

classification de HERMAN-ROJAS nous pouvons inclure cette étoile dans la classe B7V.

Les profils réels calculés des raies  $H_\gamma$ ,  $H_\delta$  et  $H_\epsilon$  observées en des années différentes sont reproduites sur la figure : 14. Sur cette figure aussi, comme sur la figure : 13, le profil de 1954 a été tracé en prenant la moyenne des données de trois clichés. Sur la même figure, nous avons également représenté le profil théorique de la classe B7V.

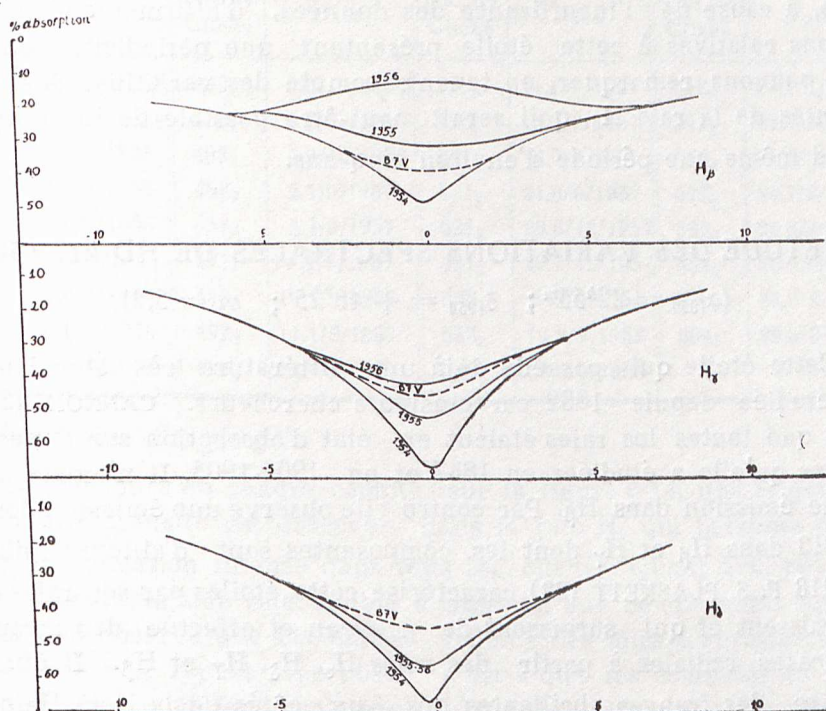


Figure 14.

On voit d'après cette figure que toutes les raies d'hydrogène (l'enveloppe d'hydrogène) présentent un maximum en 1954 où leurs profondeurs centrales sont aussi grandes que celles d'une étoile AO, et que ces profondeurs centrales décroissent régulièrement chaque année pour toutes les trois raies en question.

#### *Les Raies Métalliques :*

En 1954, on constate une faible enveloppe métallique. Les seules raies observées sont FeII :  $\lambda\lambda = 4173, 4178, 4233, 4923, 5169 \text{ \AA}$  ; HeI :  $\lambda\lambda = 4471, 4389, 4144, 4124, 4026 \text{ \AA}$ . En 1955 les raies métalliques augmentent en nombre et en intensité, et l'enveloppe devient du type  $\alpha$  Cygni. En 1956 les raies métalliques deviennent de nouveau faibles, les raies d'absorption de FeII disparaissent, sauf les raies FeII :  $\lambda\lambda = 4233, 4923, 5169 \text{ \AA}$  qui surgissent sur le cliché du 4.8 juillet 1956 en état d'émission. Quant à l'année 1957, aucune de ces raies n'est présente à cette date.

Les raies de CaIIK et NaID apparaissent sur tous les clichés en état d'absorption, leurs intensités différant d'un cliché à l'autre.

Nous avons déjà présenté les variations de l'intensité de la raie K, sur la figure : 13. On s'aperçoit que l'intensité de la raie K présente un maximum en 1955 où les raies métalliques sont nombreuses.

En conclusion, l'étoile HD 168 428 est de ces étoiles qui présentent une enveloppe métallique épisodique. Bien qu'il soit un peu difficile, à cause de l'insuffisance des données, d'affirmer que les variations relatives à cette étoile présentent une périodicité simple, nous pouvons remarquer, en tenant compte des variations des composantes de la raie  $H_{\beta}$ , qu'il serait peut-être possible de lui assigner quand même une période d'environ cinq ans.

### L'ETUDE DES VARIATIONS SPECTRALES DE HD 217 050

$$(\alpha_{1950} = 22^h55^m; \delta_{1950} = +48^{\circ}25'; m = 5,2)$$

Cette étoile qui possède déjà une littérature très abondante a été étudiée depuis 1882 par plusieurs chercheurs. CANNON (21) a établi que toutes les raies étaient en état d'absorption sur toutes les plaques qu'elle a étudiées en 1887 et en 1904-1905. Il n'existe alors aucune émission dans  $H_{\beta}$ . Par contre elle observe une émission double en 1913 dans  $H_{\beta}$  et  $H_{\gamma}$  dont les composantes sont d'ailleurs faibles. En 1918 P. S. PLASKETT (22) caractérise cette étoile par ses raies qui disparaissent et qui surgissent de nouveau et effectue des mesures de vitesses radiales à partir des raies  $H_{\alpha}$ ,  $H_{\delta}$ ,  $H_{\gamma}$  et  $H_{\beta}$ . Il étudie, en outre, les franges brillantes des deux côtés de la raie  $H_{\beta}$  et il calcule les variations des vitesses radiales dans ces franges. En 1921, sur des plaques obtenues à l'Université de Michigan (23) outre que la raie  $H_{\beta}$ , on assiste à l'apparition d'une émission aux raies FeII. En 1925, 1926 et 1928 P. W. MERRIL (24) observe la raie brillante de  $H_{\alpha}$  et en 1928-1930 une faible émission est détecté par Mc LAUGHLIN (25) dans les raies  $H_{\beta}$ ,  $H_{\gamma}$ ,  $H_{\delta}$  et aussi dans FeII :  $\lambda = 4585 \text{ \AA}$ . Dans ces plaques les raies d'absorption de l'hydrogène sont faibles. Le fait que le rapport V/R varie approximativement avec une période de 7 semaines attire l'attention de Mc LAUGHLIN. Des raies métalliques d'absorption se présentent lors des observations en 1930-1936 du même auteur (26). R. B. BALDWIN (27) observa dans les plaques qu'il obtint en 1940 les raies d'hydrogène jusqu'à  $H_{30}$ ; le même auteur put étudier, en outre, les raies métalliques avec une grande précision. E. M et G. R. BURBRIDGE (28) purent déterminer les vitesses radiales au moyen des raies  $H_{\gamma}, \dots, H_{11}$ , CaIIK et FeII sur 9 spectrogrammes obtenues en 1949. Dans ces spectrogrammes l'émission en  $H_{\alpha}$  est très intense tandis que celle en  $H_{\beta}$  est faible.

Nous aussi, nous avons pu étudié, d'une façon assez détaillée, cette étoile qui présente d'intéressantes variations. Nous avons à notre disposition 35 clichés obtenues de 1953 à 1958. Les numéros des clichés et les dates correspondantes sont reproduites dans le tableau suivant :

Tableau X

| No. du Cliché    | Date        | No. du Cliché    | Date        | No. du Cliché    | Date         | No. du Cliché    | Date        |
|------------------|-------------|------------------|-------------|------------------|--------------|------------------|-------------|
| 95 <sub>5</sub>  | 30.0/7/1953 | 400              | 5.0/10/1956 | 498 <sub>5</sub> | 14.1/9/1957  | 568 <sub>9</sub> | 20.1/9/1958 |
| 318 <sub>3</sub> | 9.9/12/1955 | 403 <sub>1</sub> | 6.0/10/1956 | 498 <sub>2</sub> | 15.1/9/1957  | 579 <sub>1</sub> | 23.9/9/1958 |
| 384 <sub>5</sub> | 3.1/7/1956  | 403 <sub>2</sub> | 6.0/10/1956 | 511 <sub>3</sub> | 18.9/9/1957  | 579 <sub>3</sub> | 24.0/9/1958 |
| 387 <sub>8</sub> | 4.0/7/1956  | 453 <sub>9</sub> | 2.1/9/1957  | 521 <sub>7</sub> | 21.8/9/1957  | 579 <sub>6</sub> | 24.1/9/1958 |
| 387 <sub>6</sub> | 4.0/7/1956  | 458 <sub>3</sub> | 3.1/9/1957  | 525 <sub>2</sub> | 26.8/12/1957 | 582 <sub>3</sub> | 25.0/9/1958 |
| 390 <sub>1</sub> | 5.0/7/1956  | 493 <sub>1</sub> | 14.1/9/1957 | 527 <sub>3</sub> | 29.7/12/1957 | 582 <sub>6</sub> | 26.0/9/1958 |
| 390 <sub>2</sub> | 5.0/7/1956  | 493 <sub>2</sub> | 14.1/9/1957 | 568 <sub>1</sub> | 19.9/9/1958  | 590 <sub>5</sub> | 27.0/9/1958 |
| 392 <sub>8</sub> | 6.0/7/1956  | 493 <sub>3</sub> | 14.1/9/1957 | 568 <sub>2</sub> | 19.9/9/1958  | 594 <sub>5</sub> | 28.0/9/1958 |
| 393 <sub>9</sub> | 7.0/7/1956  | 493 <sub>4</sub> | 14.1/9/1957 | 568 <sub>5</sub> | 20.0/9/1958  |                  |             |

*Les Raies d'Hydrogène :*

Comme on s'en rendra compte sur la figure : 14. une croissance continue d'intensité est observée dans la raie H<sub>α</sub> qui présente d'ailleurs une émission intense dans tous les clichés. Quant à la raie H<sub>β</sub>, celle-ci présente une raie double d'émission aux composantes variables et l'on observe que les parties visibles des ailes d'absorption sur laquelle la raie H<sub>β</sub> est superposée, c'est-à-dire les composantes d'absorption de H<sub>β</sub>, varient également. L'émission disparaît complètement au-delà des raies H<sub>γ</sub> et H<sub>δ</sub> dont les ailes rouges sont le siège d'une faible émission alors que les raies minces et intenses d'absorption peuvent être observées sur le spectre jusqu'à H<sub>9</sub>.

Nous avons calculé seulement les intensités des composantes d'absorption et d'émission de H<sub>α</sub> et H<sub>β</sub> ainsi que la profondeur centrale de H<sub>ε</sub>. Toutes ces valeurs se trouvent données sur le tableau: XI.

Tableau XI

| No. du Cliché         | 95 <sub>5</sub> | 318 <sub>3</sub> | 384 <sub>5</sub> | 387 <sub>6</sub> | 390 | 392 <sub>8</sub> | 393 <sub>9</sub> | 400 | 403 | 453 <sub>9</sub> | 458 <sub>3</sub> | 493 | 498 <sub>2</sub> | 511 <sub>3</sub> |
|-----------------------|-----------------|------------------|------------------|------------------|-----|------------------|------------------|-----|-----|------------------|------------------|-----|------------------|------------------|
| Raie                  |                 |                  |                  |                  |     |                  |                  |     |     |                  |                  |     |                  |                  |
| H <sub>α</sub> (em.)  | 23              | 27               | 22               | 40               | 27  | —                | —                | 41  | 17  | 35               | 30               | 33  | 24               | 32               |
| H <sub>β</sub> (em.)  | 3.4             | 4.2              | 3.9              | —                | 5.0 | —                | 4.0              | —   | 3.9 | 3.0              | 4.0              | 4.0 | 2.6              | 3.7              |
| H <sub>ε</sub> (Re)   | 50              | 62               | 69               | 68               | 75  | 65               | 69               | 47  | 64  | 60               | 65               | 64  | 60               | 59               |
| H <sub>βV</sub> (abs) | 8               | 7                | 4                | —                | 4   | —                | 6                | —   | 7   | 0                | 0                | 5   | 3                | 5                |
| H <sub>βR</sub> (abs) | 5               | 8                | 4                | —                | 7   | —                | 3                | —   | 6   | 0                | 0                | 5   | 0                | 5                |
| H <sub>βV</sub> (em.) | —               | 14               | 27               | —                | 10  | —                | 8                | —   | 9   | 13               | 18               | 14  | 7                | 12               |
| H <sub>βR</sub> (em.) | —               | 18               | 10               | —                | 13  | —                | 8                | —   | 16  | 12               | 23               | 18  | 8                | 13               |

Tableau XI (suite)

| No. du Cliché                    | 521 <sub>7</sub> | 525 <sub>2</sub> | 527 <sub>2</sub> | 538 <sub>1</sub> | 568 <sub>2</sub> | 568 <sub>5</sub> | 568 <sub>9</sub> | 579 <sub>1</sub> | 579 <sub>3</sub> | 579 <sub>6</sub> | 582 <sub>3</sub> | 582 <sub>6</sub> | 590 <sub>5</sub> | 594 <sub>5</sub> |
|----------------------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|
| Raie                             |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |                  |
| H <sub>α</sub> (em.)             | 44               | 37               | 33               | 32               | 36               | 31               | 38               | 30               | 38               | 31               | 33               | 36               | 39               | 29               |
| H <sub>β</sub> (em.)             | 30               | 4.2              | 2.7              | 4.6              | 1.4              | 4.0              | 3.3              | 4.2              | 5.2              | 4.0              | 3.2              | 3.5              | 3.9              | 4.3              |
| H <sub>γ</sub> (Re)              | 54               | 69               | 57               | 66               | 63               | 66               | 65               | 63               | 66               | 61               | 62               | 63               | 64               | 59               |
| H <sub>β<sub>V</sub></sub> (abs) | 3                | 0                | 0                | 5                | 5                | 9                | 0                | 2                | 3                | 5                | 0                | 4                | 3                | 3                |
| H <sub>β<sub>R</sub></sub> (abs) | 0                | 3                | 2                | 3                | 6                | 0                | 6                | 4                | 4                | 1                | 4                | 1                | 3                | 4                |
| H <sub>β<sub>V</sub></sub> (em.) | 11               | 19               | 10               | 11               | 16               | 13               | 13               | 26               | 21               | 19               | 19               | 13               | 11               | 8                |
| H <sub>β<sub>R</sub></sub> (em.) | 8                | 18               | 10               | 6                | 17               | 18               | 12               | 14               | 25               | 15               | 12               | 16               | 13               | 20               |

Dans ce tableau, à la première ligne, se trouve l'intensité d'émission de la raie H<sub>α</sub>, à la deuxième ligne celle de H<sub>β</sub>, à la troisième ligne la profondeur centrale de H<sub>γ</sub>, aux quatrième et cinquième lignes les intensités des composantes d'absorption de H<sub>β</sub>, et finalement aux sixième et septième lignes celles d'émission de la même raie.

Dans les plaques Nos : 387, 390 et 403 il y avait deux clichés de la même étoile en question, obtenus dans des intervalles de temps assez courts pour ne présenter aucune différence remarquable. Une situation analogue se présentait également pour la plaque No : 493 où se succédaient 5 clichés offrant des différences à peine détectables ; pour ces raisons nous avons donné dans le tableau : X des valeurs moyennes correspondant aux données de ces clichés. Nous avons porté toutes ces valeurs sur la figure : 15 où l'on peut voir les variations subies par notre étoile de 1953 à 1959.

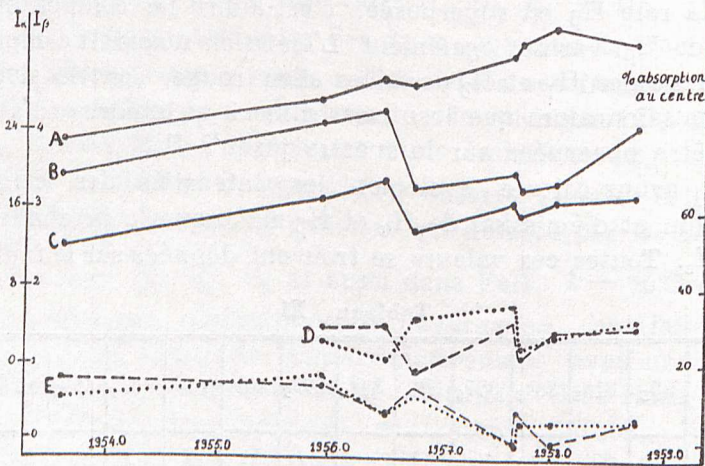


Figure 15.

La courbe A montre l'intensité d'émission de la raie H<sub>α</sub> ; la courbe B, la profondeur centrale de H<sub>γ</sub> ; la courbe C, l'intensité d'émission de H<sub>β</sub> et les courbes D et E montrent respectivement les variations des composantes d'émission et d'absorption de la raie H<sub>β</sub>.



D'après cette figure on voit que l'intensité de  $H_{\alpha}$  présente une croissance continue pendant que l'intensité d'émission de  $H_{\beta}$  et celle de l'absorption centrale de  $H_{\gamma}$  conservent *en moyenne* la même valeur. Toutefois on observe dans ces trois courbes, des variations parallèles. Quant aux variations des composantes de  $H_{\beta}$ , il est probable que la variation du rapport V/R dans l'émission suit les mouvements quasi-périodiques de l'enveloppe. Mais cette périodicité n'est ni régulière, ni bien déterminée. D'autre part les composantes d'absorption varient parallèlement.

Pour pouvoir mieux étudier en détails toutes ces variations nous avons porté sur un même graphique les valeurs d'intensité déduites des mesures effectuées sur des clichés obtenus dans de courts intervalles de temps entre le 19 et 29 septembre 1958 (Fig. 16).

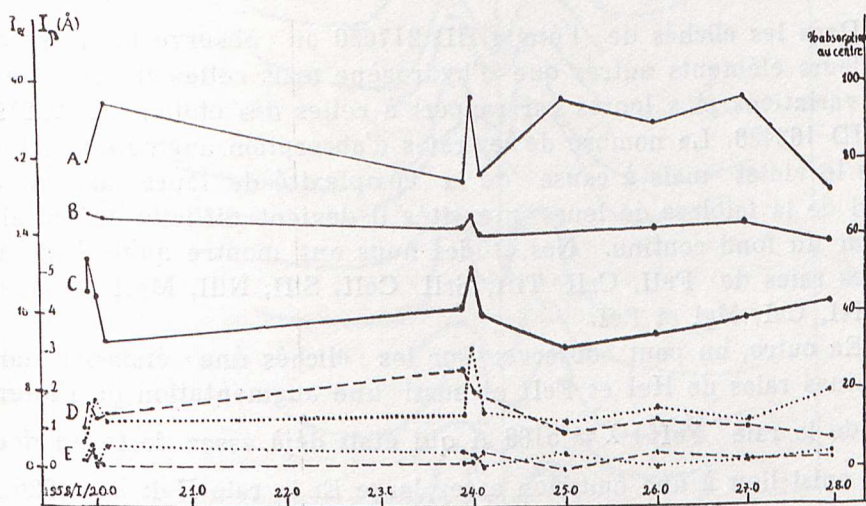


Figure 16.

Le point qui attire l'attention sur cette figure au premier regard c'est l'existence d'un saut brusque dans toutes les courbes qui ont eu lieu le 24 septembre 1958. Nous avons également constaté un saut analogue dans l'étude de l'étoile HD 218393. Il est probable que ces sauts correspondent aux éjections brusques de la matière, des enveloppes stellaires. On peut dire que les enveloppes sont formées à partir de ces matières éjectées qui sont diffusées instantanément.

Ce graphique met bien en évidence l'existence des variations très complexes dans l'enveloppe, survenues dans de courts intervalles de temps. Ces variations intéressantes pourront être étudiées mieux lorsqu'on aura obtenu des clichés successifs séparés par des intervalles de temps encore plus courts. Cette même figure nous montre également que les composantes d'émission varient irrégulièrement tandis que celles d'absorption présentent une période de deux jours.

Pour mieux voir les variations de  $H_{\beta}$  nous avons tracé successi-

vement et dans l'ordre chronologique les profils réels de la raie sur un même graphique (voir la figure : 17). Les variations relatives apparaissent mieux sur cette figure. Si les variations des composantes d'émission de H $\beta$  définissent le mouvement de l'enveloppe (et, comme nous l'avons vu, c'est le point de vue de plusieurs astronomes), ce graphique met en évidence la grande complexité des mouvements de l'enveloppe.

Dans ces profils qui devraient être parallèles entre eux pour une enveloppe au repos, on constate en septembre 1958 des variations analogues d'un jour.

Nous servant encore du diagramme de HERMAN-ROJAS, nous pouvons inclure cette étoile dans la classe B5 V.

#### *Les Autres Raies :*

Dans les clichés de l'étoile HD 217050 on observe les raies de plusieurs éléments autres que l'hydrogène mais celles-ci présentent des variations plus lentes par rapport à celles des étoiles HD 218303 et HD 162428. Le nombre de ces raies d'absorption augmente surtout vers le violet mais à cause de la complexité de leurs aspects et aussi de la faiblesse de leurs intensités il devient difficile de les discerner du fond continu. Nos études nous ont montré qu'il s'agissait là des raies de FeII, CrII, TiII, SrII, CaII, SiII, NiII, MgII et aussi de HeI, CaI, MgI et FeI.

En outre, on peut observer sur les clichés une émission dans certaines raies de HeI et FeII et aussi une augmentation de l'intensité de la raie FeII :  $\lambda = 5169 \text{ \AA}$  qui était déjà assez forte en donnant ainsi lieu à une émission assez large. Et la raie HeI :  $\lambda = 4026 \text{ \AA}$  qui présentait avant, une absorption large et intense, décroît graduellement et laisse sa place à une émission qui surgit dans les derniers clichés.

Quant aux raies d'absorption de CaIK et NaID, les intensités de celles-ci décroissent graduellement et les raies en question commencent à présenter un aspect plus étalé alors qu'elles étaient minces et nettes.

Dans cette étoile HD 217050 où les intensités des raies d'absorption autres que celles de l'hydrogène sont, en général, en train de s'affaiblir graduellement, des éléments neutres qui n'existaient guère dans les deux autres étoiles étudiées, font leur apparition. L'existence de ces éléments neutres mettent en évidence que la température de l'enveloppe de l'étoile en question est plus basse que celles des deux autres étoiles et que sa structure en est différente. Et l'on a observé, en outre, des variations très complexes dans l'enveloppe d'hydrogène. Les plus remarquables de celles-ci sont les variations brusques et intenses qui peuvent être attribuées, comme nous l'avons déjà dit, aux éjections brusques de la matière.

Nous pensons qu'il soit probable que cette étoile aussi possède

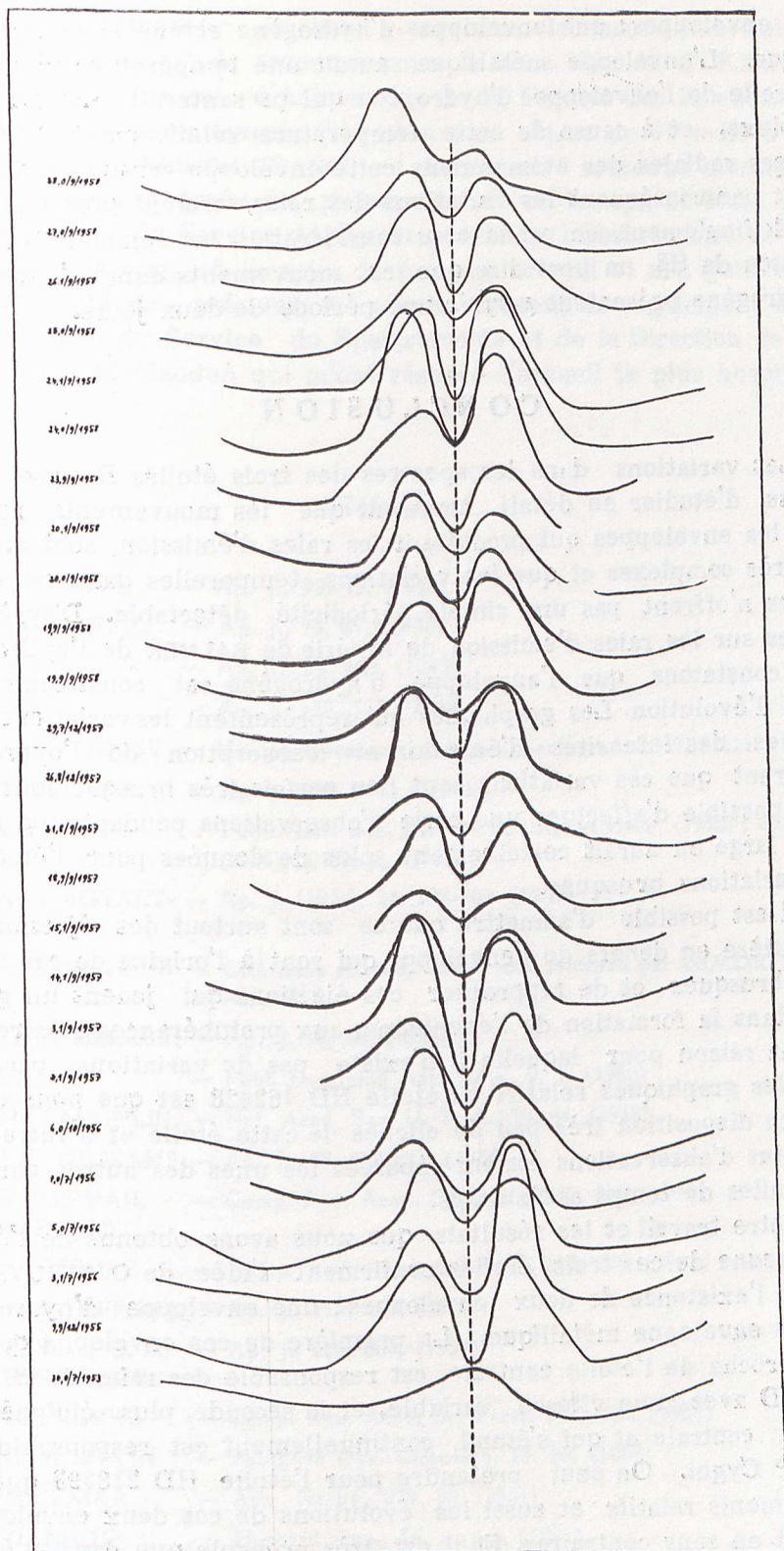


Figure 17.

deux enveloppes: une enveloppe d'hydrogène et une enveloppe métallique. L'enveloppe métallique aurait une température plus basse que celle de l'enveloppe d'hydrogène qui présenterait une structure complexe, et à cause de cette température relativement basse les vitesses radiales des atomes dans cette enveloppe seraient plus faibles et par conséquent les variations des raies seraient plus lentes.

E: finalement, en prenant en considération les composantes n'absorption de  $H\beta$  on peut dire que les mouvements dans l'enveloppe d'hydrogène présentent *parfois* une période de deux jours.

### CONCLUSION

Les variations dans les spectres des trois étoiles Be que nous venons d'étudier en détail montrent que les mouvements relatifs dans les enveloppes qui produisent les raies d'émission, sont en réalité très complexes et que les variations temporelles dans ces enveloppes n'offrent pas une simple périodicité détectable. D'après nos études sur les raies d'émission de la série de BALMER de l'hydrogène, nous constatons que l'enveloppe d'hydrogène est constamment en cours d'évolution. Les graphiques qui représentent les variations temporelles des intensités d'émission et d'absorption de l'hydrogène montrent que ces variations ont lieu parfois très brusquement. S'il était possible d'effectuer une série d'observations pendant une durée assez large on aurait certainement plus de données pour l'étude de ces variations brusques.

Il est possible d'admettre que ce sont surtout des éjections de la matière en dehors de l'enveloppe qui sont à l'origine de ces variations brusques et de rapprocher ces éjections qui jouent un grand rôle dans la formation de l'enveloppe, aux protubérances solaires.

La raison pour laquelle il n'existe pas de variations pareilles dans les graphiques relatifs à l'étoile HD 162428 est que nous avons à notre disposition très peu de clichés de cette étoile et d'autre part les dates d'observations étaient séparées les unes des autres par des intervalles de temps assez longs.

Notre travail et les résultats que nous avons obtenus de l'étude de chacune de ces trois étoiles confirment l'idée de O. STRUVE qui admet l'existence de deux enveloppes: une enveloppe d'hydrogène et une enveloppe métallique. La première de ces enveloppes qui est plus proche de l'étoile centrale, est responsable des raies de H, CaII et NaID avec une vitesse variable, et la seconde, plus éloignée de l'étoile centrale et qui s'étend continuellement est responsable des raies P Cygni. On peut prétendre pour l'étoile HD 218393 que les mouvements relatifs et aussi les évolutions de ces deux enveloppes se font en sens contraires. Et il est très probable que dans l'étoile HD 217050 la température de l'enveloppe métallique soit plus basse que celle de l'enveloppe d'hydrogène.



- (24) P. W. MERRILL — Ap. J., 76, 182 et 156 (1932)
- (25) Mc LAUGHLIN — Publ. Univ. Michigan, 4, 175, (1924)
- (26) Idem — Ap. J., 85, 181, (1937)
- (27) R. B. BALDWIN — Ap. J., 97, 888, (1943)
- (28) E. M. et G. R. BURBRIDGE — Ap. J., 113, 703, (1951)

(Manuscrit reçu le 15 Décembre 1960)