

# Les étoiles Be

Juan Zorec, I.A.P.

ARTICLE DE FOND

Juan Zorec nous fait partager son intérêt pour son thème de recherche, les étoiles Be, étoiles de type B entourées d'une enveloppe gazeuse.

Il nous montre comment, à partir d'observations variées on peut déterminer les propriétés et construire un modèle de ces étoiles.

Cet article (réparti sur les CC 98 et 99) est une excellente illustration du travail de recherche en astrophysique.

## Introduction

Lorsqu'à Rome, en 1866, le Père Agnello Secchi C.J. tourna vers le ciel sa lunette équipée d'un modeste spectrographe, il ne se doutait certainement pas qu'un siècle et demi plus tard, autant de questions pourraient encore se poser sur la nature de l'objet qui l'avait tant ému :

*"... je ne pourrais différer davantage à vous signaler une particularité curieuse de l'étoile  $\gamma$  Cassiopeia, unique jusqu'à présent. Pendant que la grande majorité des étoiles blanches montre la raie F ( $H\beta$ ,  $\lambda$  4861 Å) très nette et large, comme  $\alpha$  Lyrae, Sirius, etc.,  $\gamma$  Cas a, à sa place, une ligne lumineuse très belle et bien plus brillante que tout le reste du spectre" (Secchi 1867).*

$\gamma$  Cas (HD 5394) a été longtemps considérée comme le prototype d'une classe d'étoiles particulières, dénommées "Be". On s'accorde à appeler Be une étoile chaude, de type spectral B, non supergéante, dont le spectre présente ou a présenté au moins une fois une raie de Balmer en émission (Jaschek et al. 1981). Après la décou-

verte de l'émission dans le spectre de  $\gamma$  Cas, la plupart des objets à raies en émission de notre Galaxie ont été découverts et répertoriés par Paul Willard Merrill et Cora G. Burwell dans le catalogue "Mount Wilson Catalog of Be stars" - MWC (Merrill et Burwell 1933, 1943, 1949, 1950). Dans ce catalogue, il y a beaucoup d'objets que l'on ne considère plus comme des étoiles Be à proprement parler. Ceux des objets que l'on considère avoir des caractéristiques typiquement Be, se trouvent dans le catalogue de Jaschek et Egret (1982).

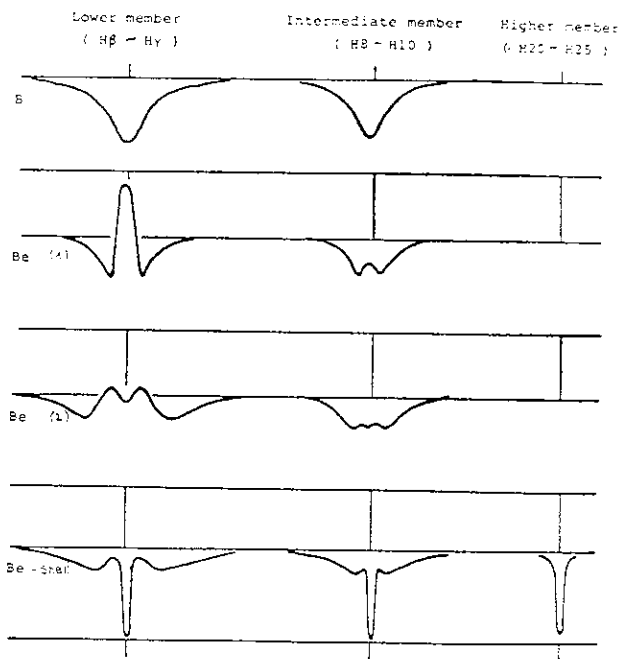
Malgré les questions que l'on se posait il y a à peine 20 ans sur l'origine véritable de ces raies brillantes, de nos jours, il semble clair que la contribution la plus importante à cette émission est due à une enveloppe de gaz qui entoure l'étoile. Malgré cet acquis, deux ensembles de questions fondamentales restent sans réponse :

- 1- comment est formée cette enveloppe circumstellaire et quelle est sa structure ;
- 2- quelle est la nature de l'objet qui l'a produite et à quel moment de son évolution l'enveloppe s'est créée ?

## Caractéristiques spectrales générales des étoiles Be

### Caractéristiques du spectre de raies dans le visible.

Les étoiles Be du catalogue de Jaschek et Egret (1982) sont appelées aussi des étoiles "Be classiques", pour les distinguer des autres types d'étoiles B à raies en émission, telles que les supergéantes B, les étoiles B[e] qui ont des raies interdites dans le spectre visible, etc..., pour lesquelles l'origine des raies en émission n'est pas due au même phénomène que dans le cas des étoiles Be classiques.



**Figure 1 :**

Représentation schématique des profils des raies de Balmer des étoiles Be dans les phases "B-normal", "Be" et "Be-shell". Formes des profils dans les raies  $H\alpha$  à  $H\gamma$ , dans les membres intermédiaires, de H8 à H10 ( $H_n$ ,  $n =$  niveau atomique supérieur de la transition) et dans les membres élevés, de H20 à H25 (Kogure et Hirata 1982).

Les raies en émission des étoiles "Be classiques", notamment celles de la série de Balmer, peuvent avoir quatre aspects distincts :

1 - Les raies de Balmer sont toutes en absorption et elles ont le même aspect que dans les étoiles B qui n'ont jamais montré d'émission. L'aspect spectroscopique de l'étoile Be est dit alors "B-normal".

2 - Le profil des raies en émission peut avoir un ou deux pics. L'émission se superpose à une raie photosphérique en absorption très large. L'émission peut aussi remplir entière-

ment cette absorption sous-jacente. Le spectre porte alors le nom générique "Be".

3 - Une raie fine et profonde en absorption se superpose à l'émission. L'aspect spectroscopique est désigné alors comme étant "Be-shell". Même si cette dénomination rappelle une enveloppe gazeuse absorbante, le terme "shell" a seulement une connotation spectroscopique.

4 - Dans quelques cas, on trouve des raies photosphériques auxquelles se superpose une absorption de type "shell". Le spectre est alors appelé "B-shell".

Dans les étoiles Be les plus chaudes, on observe des émissions de l'hélium neutre et du fer ionisé. Les spectres Be-shell montrent aussi des raies en absorption de FeII, CrII, NiII, TiII et d'autres métaux ionisés. Comme ces absorptions sont produites à partir de niveaux métastables, leur renforcement implique que le milieu où elles se forment est peu dense et que le rayonnement stellaire s'y trouve dilué. La figure 1 donne un aperçu des profils des raies de Balmer observées dans les étoiles Be. On peut trouver un répertoire détaillé des spectres des étoiles Be dans le visible, dans "An atlas of Be stars" de Hubert-Deleplace et Hubert (1979).

Les aspects spectroscopiques décrits plus haut n'identifient pas des objets à caractéristiques physiques fondamentalement différentes. Selon l'époque d'observation, la même étoile Be peut avoir un spectre "B-normal", "B", "Be-shell" ou "B-shell".

D'une manière générale, on préfère parler de phénomène Be, plutôt que d'étoiles Be, car il n'est pas exclusif des étoiles à type spectral B, mais est observé aussi dans quelques étoiles O tardives et parmi les étoiles A les plus chaudes.

### Caractéristiques spectrophotométriques dans le visible.

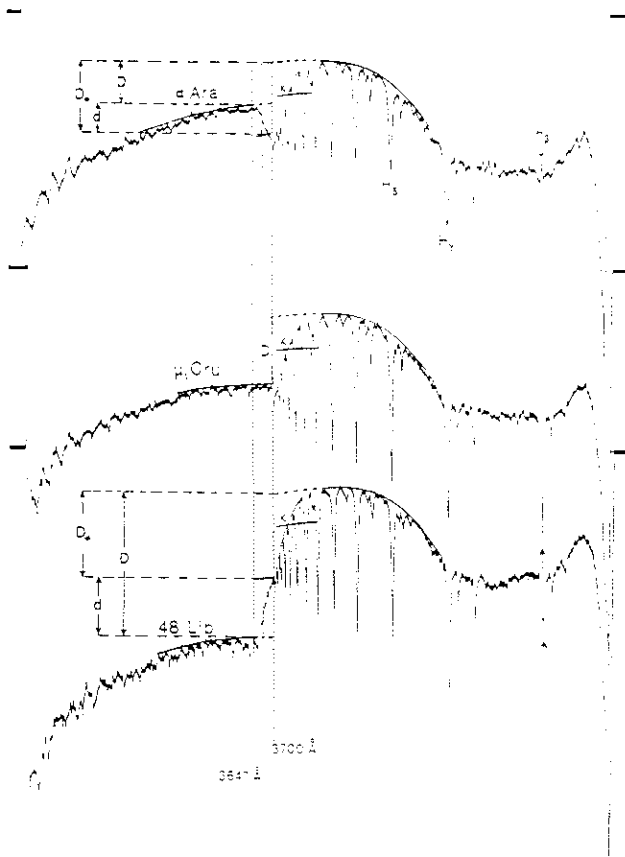
Dans le domaine spectral entre 3000 et 7000 Å, la distribution d'énergie d'une étoile Be classique peut, lui aussi, avoir trois aspects différents :

1 - Le spectre peut présenter une seule discontinuité de Balmer, comme dans le cas d'une étoile B sans émission. Le spectre est alors dit d'étoile B-normale dans le continu.

2 - Dans la région de la discontinuité de Balmer, on voit deux composantes. L'une, la "première" discontinuité de Balmer, est due à la photosphère de l'étoile centrale et ressemble à celle d'une étoile B normale. L'autre composante, la "deuxième discontinuité de Balmer", se situe vers des longueurs d'ondes plus courtes et elle est en "émission". Cette émission se produit de manière abrupte à une longueur d'onde qui est proche de la longueur d'onde théorique de la discontinuité de Balmer ( $\lambda$  3648 Å). L'apparition de l'émission du spectre continu à cette longueur d'onde indique que la masse volumique et la température du gaz où se forme cette émission sont basses, inférieures à celles de la photosphère. En effet, lorsque la masse volumique et la température sont élevées, la pression du gaz produit un élargissement des niveaux supérieurs d'énergie de l'hydrogène en les chevauchant et les fondant entre eux pour former un pseudo-continu. Le seuil d'ionisation de l'hydrogène, qui normalement se

produit à  $\lambda$  3648 Å, est alors repoussé à une énergie plus basse,  $\lambda > 3648$  Å, cas de la discontinuité de Balmer stellaire.

3 - Deux discontinuités de Balmer sont visibles, mais la "deuxième", située aussi à  $\lambda$  3648 Å, est en absorption. Au cours des variations de l'intensité des émissions et / ou absorptions "shell", la "deuxième" discontinuité de Balmer est variable, tandis que la première reste inchangée. Cette dernière est donc utilisée comme signature de la photosphère pour déterminer les paramètres fondamentaux de l'étoile centrale.



**Figure 2 :**

Traces microphotométriques des distributions d'énergie, non corrigées des réponses des plaques photographiques, de 3200 Å à 5000 Å des étoiles B et Be. L'étoile  $\mu_1$  Cru est une étoile B normale (B2IV-V) : elle a une seule discontinuité de Balmer en absorption. Les étoiles  $\alpha$  Ara (B2Ve) et 48 Lib (B3-4III-IVe) sont des étoiles Be qui présentent deux discontinuités de Balmer. La première est la discontinuité qui est due à la photosphère. La deuxième discontinuité est située vers  $\lambda$  3648 Å. Dans  $\alpha$  Ara la deuxième discontinuité est en émission ( $d < 0$ ), tandis que dans 48 Lib elle est en absorption ( $d > 0$ ). La discontinuité totale est la somme  $D = D_* + d$ , où  $D_*$  est la composante stellaire constante et  $d$  est la composante circumstellaire variable (Zorec 1986).

La figure 2 montre l'aspect de la discontinuité de Balmer dans les trois stades : B-normale, Be et Be-shell dans le continu. Il s'agit des enregistrements de spectres à basse dispersion, obtenus avec des plaques photographiques et avec le spectrographe "Chalonge" (Baillet et al.1973) spécialement conçu pour l'étude de la discontinuité de Balmer.

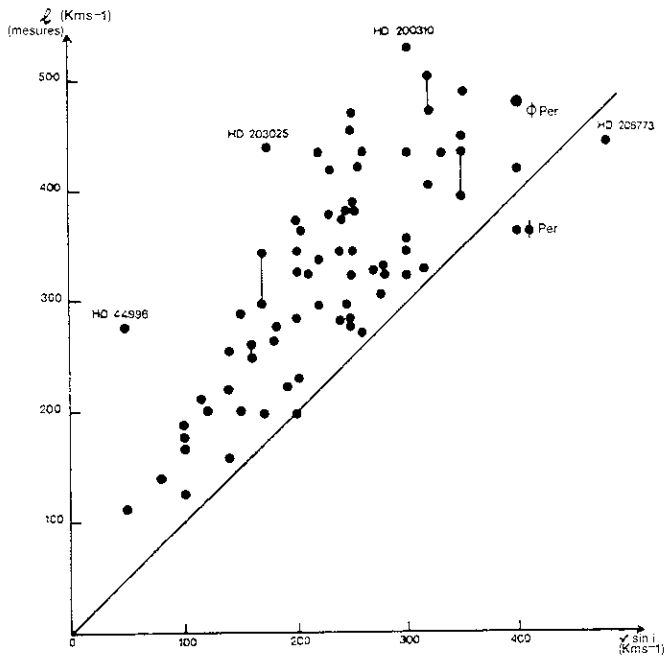
La discontinuité de Balmer photosphérique est caractérisée avec deux paramètres mesurables sur les spectres. Le saut proprement dit en flux de rayonnement de la discontinuité, qui détermine le type spectral de l'étoile, et sa position spectrale moyenne, qui donne sa classe de luminosité. La valeur du saut, mesurée à  $\lambda = 3700$  Å, est une fonction de l'état d'ionisation de la photosphère et ainsi, de la température effective. La position spectrale de la discontinuité est une fonction de la pression du gaz dans la photosphère. Comme nous l'avons indiqué plus haut, celle-ci agit sur la largeur des niveaux atomiques et sur celle des raies spectrales. Ces élargissements produisent un décalage de la discontinuité vers le rouge si la pression du gaz est élevée. Comme la pression dépend aussi de la densité du gaz, et à son tour, celle-ci dépend de la gravité de l'atmosphère, la position spectrale de la discontinuité nous permet de déterminer la gravité superficielle de l'étoile. Cette méthode de classification spectrale a été inventée en 1938 par D. Barbier et D. Chalonge à l'Institut d'Astrophysique de Paris. Elle est aujourd'hui mondialement connue sous le nom de "système spectrophotométrique BCD" (Barbier-Chalonge-Divan) (Chalonge et Divan 1952).

### La rotation

Les premiers travaux de Struve (1931) ont montré que les étoiles Be étaient des rotateurs rapides. Cet constat a été depuis largement confirmé. Evoquer de nos jours les étoiles Be, c'est parler des rotateurs les plus rapides qui soient parmi les objets non compacts. Selon les types spectraux et les classes de luminosité, les étoiles Be tournent en moyenne 1,5 fois à 2 fois plus vite que les étoiles B sans émission homologue en classification spectrale. Une caractéristique assez importante des étoiles Be est le rapport entre la vitesse linéaire vraie de rotation à l'équateur,  $V_e$ , et la vitesse de rotation de rupture,  $V_c$ . En moyenne ce rapport est  $V_e / V_c = 0,8$  et les écarts sur cette valeur ne sont pas grands.

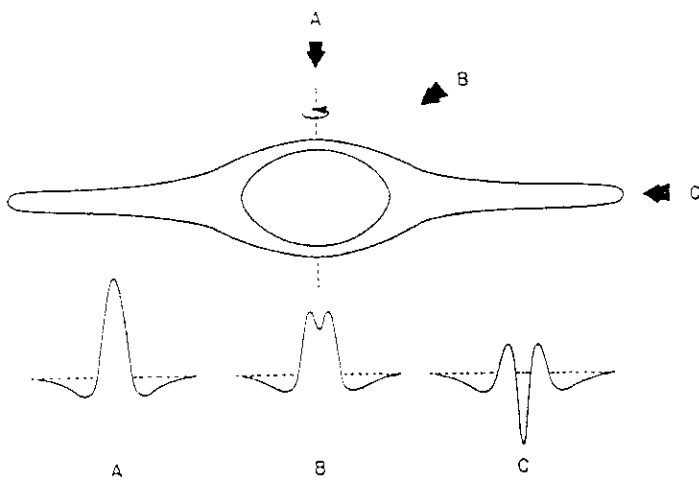
Une autre caractéristique importante des étoiles Be est la corrélation qui existe entre la largeur à mi-hauteur des raies en émission et la vitesse de rotation projetée  $V \sin i$ . La figure 3 montre cette corrélation pour la raie H $\alpha$ . Struve (1931) s'est inspiré de cette loi pour proposer le modèle, dit "rotationnel" d'enveloppe circumstellaire pour les étoiles Be. Selon ce modèle, à cause de sa grande vitesse de rotation, l'étoile centrale éjecte de la matière par l'équateur en formant un disque circumstellaire plat (figure 4). D'après ce modèle, les différents aspects "Be" et "Be-shell" des profils des raies en émission seraient donc dus seulement à un effet d'angle selon lequel est vu le système étoile-enveloppe. Ce modèle a inspiré plusieurs générations d'astronomes et, de nos jours,

on propose encore des modèles d'enveloppes circumstellaires qui ressemblent à celui proposé par Struve.



**Figure 3**

Largeur à mi-hauteur en  $\text{km s}^{-1}$  de la raie  $H\alpha$  en émission en fonction de la vitesse de rotation projetée  $V \sin i$  (Andrillat 1983).



**Figure 4 :**

Vue schématique du modèle de Struve de l'enveloppe circumstellaire d'une étoile Be. Dans la figure sont représentées aussi les types de profils des raies en émission produites par cette enveloppe. Les formes des profils dépendent de la ligne de visée (A, B ou C) selon laquelle est observée l'étoile Be (Slettebak 1979).

Du fait que  $V_e \neq V_c$  dans les étoiles Be, l'instabilité dynamique nécessaire pour produire l'éjection de matière par l'équateur n'existe pas et le modèle de Struve, dans son aspect initial, ne peut pas expliquer le phénomène. Malgré cela, la corrélation entre les largeurs des raies en émission et le  $V \sin i$  implique que probablement l'enveloppe est animée d'une vitesse de rotation non négligeable autour de l'étoile pour la rendre plus ou moins aplatie. Si l'on suppose alors que chaque photon issu de l'enveloppe peut s'échapper librement, il est facile de prouver que l'intensité d'émission à chaque fréquence dans la raie, est proportionnelle à la longueur de la courbe d'égalité vitesse radiale qui produit son décalage Doppler par rapport au centre de la raie. Suivant ce raisonnement, Huang (1972) obtient le rayon extérieur,  $R_e$ , de la région de l'enveloppe circumstellaire qui contribue à l'émission de la raie :  $R_e / R_* = (2V \sin i / \Delta_{\text{pic}})^j$ . Dans cette relation,  $R_*$  est le rayon de l'étoile centrale et  $\Delta_{\text{pic}}$  est la séparation, en  $\text{km s}^{-1}$ , entre les pics d'émission de la raie. L'exposant est  $j = 1$  pour une enveloppe où l'on suppose que la matière éjectée par l'étoile conserve son moment angulaire et  $j = 2$ , si la rotation de l'enveloppe est képlerienne.

## Activité des étoiles Be

### Variabilité spectrale

Une des caractéristiques les plus notables des étoiles Be est leur variabilité. Celle-ci concerne aussi bien l'intensité des raies en émission et / ou en absorption "shell" que le spectre continu. Une des variations les plus connues des raies est celle du rapport d'intensité des pics d'émission  $V/R$  ( $V$  indique l'intensité du pic du côté bleu des longueurs d'onde et  $R$ , celle du côté rouge). Ces variations ont un caractère quasi-périodique d'environ 7 ans, mais elles peuvent être beaucoup plus rapides pour les Be avancées, bien que très rarement.

Un cas particulier de variation dans les raies est dénommée "transition de phase". Cette transition implique que le spectre subit des passages entre les différents aspects possibles :  $\text{Be} \leftrightarrow \text{B} \leftrightarrow \text{Be-shell}$ . Ces changements se produisent généralement de manière progressive sur plusieurs années, mais ils peuvent se produire de manière beaucoup plus rapide, en quelques mois.

### Variabilité spectrophotométrique

La variation photométrique des étoiles Be est un phénomène connu de longue date. La variation dans la magnitude  $V$  est généralement inférieure à 0,6 mag, tandis que celle dans la magnitude  $U$ , notamment dans les phases "shell" peuvent atteindre 1 à 1,5 mag. Les variations photométriques de courte période (quelques jours et moins) et faible amplitude (quelques centièmes de magnitude), sont dues à des phénomènes de pulsation non radiale. Selon les auteurs, on peut les attribuer aussi à des passages de taches plus au moins

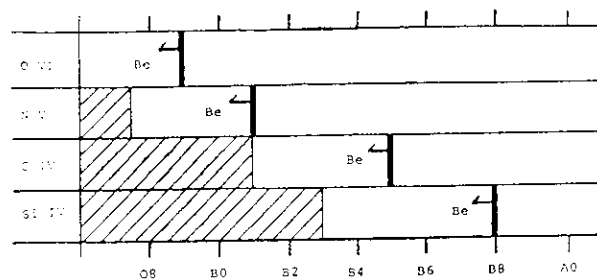
brillantes sur la surface de l'étoile ou à des nuages en corotation avec l'étoile. Les variations périodiques de quelques mois sont supposées être dues au caractère binaire de l'étoile centrale. Les changements à long terme, variations généralement irrégulières, dont les échelles de temps vont pourtant de quelques mois à quelques années, sont dues probablement à la variation de la structure de l'enveloppe circumstellaire. La variation de cette structure pourrait expliquer aussi les "transitions de phase". Malgré l'aspect chaotique des variations à longue échelle, il y a deux comportements bien définis entre des paramètres photométriques et spectro-photométriques selon que la deuxième discontinuité de Balmer est en émission ou en absorption. Dans le premier cas, la variation de la magnitude V et celle de l'indice de couleur (B-V) sont linéairement corrélées avec la variation de l'émission dans la deuxième discontinuité. L'étoile est vue plus brillante et la distribution de son énergie légèrement rougie, lorsque l'émission dans la deuxième discontinuité de Balmer est plus forte. Dans le deuxième cas, aucune variation, ni de la magnitude ni de la distribution de l'énergie dans le visible n'est observable, lorsque l'absorption dans la deuxième discontinuité de Balmer augmente. La phase émissive dans le continu est supposée être due à une augmentation de la taille de l'enveloppe circumstellaire, tandis que la phase d'absorption peut s'expliquer par un tassement de l'enveloppe, au cours duquel celle-ci est légèrement refroidie par l'écrantage du rayonnement stellaire par l'enveloppe, à cause de l'augmentation de son pouvoir absorbant.

### Sursauts de lumière.

Grâce à des observations photométriques très suivies réalisées pendant la mission spatiale HIPPARCOS, un nouveau phénomène photométrique très généralisé parmi les étoiles Be a été découvert. En effet, les étoiles Be montrent de manière récurrente des phases relativement courtes pendant lesquelles est observée une augmentation d'environ 0,3 mag dans la magnitude V. Celles-ci sont suivies d'une période plus ou moins longue de diminution de lumière. La durée totale du phénomène est, selon les cas, de quelques mois à deux ans environ. Les premières interprétations de ce phénomène semblent indiquer qu'il s'agit d'éjections discrètes et massives de matière.

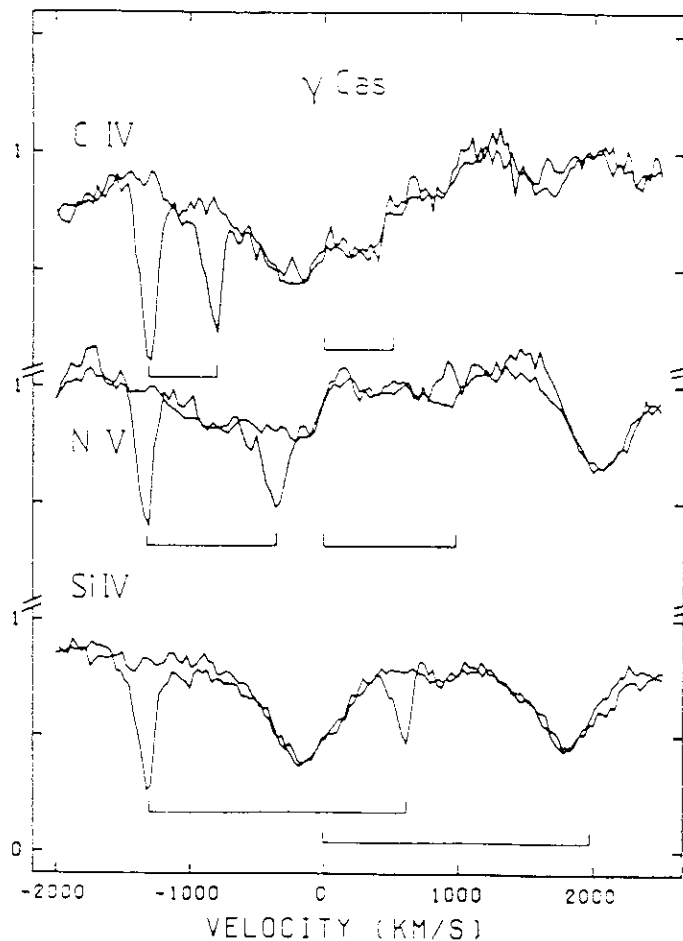
### Superionisation et vents stellaires.

La distribution d'énergie dans l'ultraviolet lointain ( $\lambda\lambda$  1200-3000 Å) dans les étoiles Be est, sauf dans des cas assez rares, semblable à celui des étoiles B normales. La principale différence dans l'UV lointain entre les étoiles Be et les étoiles B normales est due à la présence de quelques transitions qui ne sont pas habituellement présentes pour la température effective de l'étoile. Il s'agit notamment des raies de résonance de l'OVI ( $\lambda\lambda$  1032-1038 Å), du NV ( $\lambda\lambda$  1239-1243 Å), du SiIV ( $\lambda\lambda$  1394-1403 Å) et du CIV ( $\lambda\lambda$  1548-1551 Å).



**Figure 5 :**

Phénomène de superionisation dans les étoiles Be. La présence des ions marqués est normale dans les domaines hachurés de types spectraux. Dans les étoiles Be ces ions sont présents à partir des types spectraux marqués avec une flèche (Kogure et Hirata 1982).



**Figure 6 :**

Raies de résonance du CIV ( $\lambda\lambda$  1548-1551 Å), de NV ( $\lambda\lambda$  1239-1243 Å) et du SiIV ( $\lambda\lambda$  1394-1403 Å) de  $\gamma$  Cas observées à deux moments différents où elles sont avec et sans composantes discrètes. Le déplacement vers le bleu des composantes discrètes est d'environ  $1300 \text{ km s}^{-1}$  (Henrichs et al. 1983).

On utilise le terme "superionisation" pour désigner la présence de ces transitions dans les étoiles Be qui ont des températures effectives telles que dans les étoiles B normales ces états d'ionisation n'existeraient pas. Le diagramme de la figure 5 montre schématiquement les domaines des types spectraux où la présence de chacune des transitions mentionnées est normale, ainsi que l'étendue de ces domaines où statistiquement celles-ci sont visibles dans les étoiles Be.

La présence de ces raies suggère donc l'existence de zones chaudes au dessus de la photosphère. La nature et l'origine de ces régions sont encore l'objet de controverses. Les profils de ces raies sont très souvent variables et asymétriques, avec des ailes bleues qui impliquent des vitesses d'expansion allant jusqu'à  $1000 \text{ km s}^{-1}$ . Il n'est pas rare non plus de trouver des composantes discrètes à ces raies dont les vitesses sont supérieures à la vitesse d'échappement de l'étoile (figure 6). La présence des raies d'éléments superionisés avec des profils asymétriques est interprétée en termes de vent stellaire variable, caractérisé par des taux de perte de masse allant en moyenne de  $10^{-11}$  à  $10^{-9}$  masses solaires par an. Les valeurs des taux de perte de masse sont entre un et deux ordres de grandeurs supérieures à celles observées pour les étoiles B sans émission. Les composantes discrètes peuvent être dues aussi bien à des éjections discrètes de matière comme à des chocs dus à l'interaction de la masse éjectée avec le milieu circumstellaire.

### Rayonnement X

Le niveau supérieur normal d'émission de rayons X d'énergie entre 0,2 et 11 keV dans le domaine des types spectraux O8 à A2, se situe à  $L_x \sim 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$ . Dans les étoiles Be, la luminosité en rayons X varie de  $10^{32}$  à  $10^{37} \text{ erg s}^{-1}$  environ. Cet excès ne s'observe pourtant que dans les étoiles Be de types spectraux plus chauds que B3.

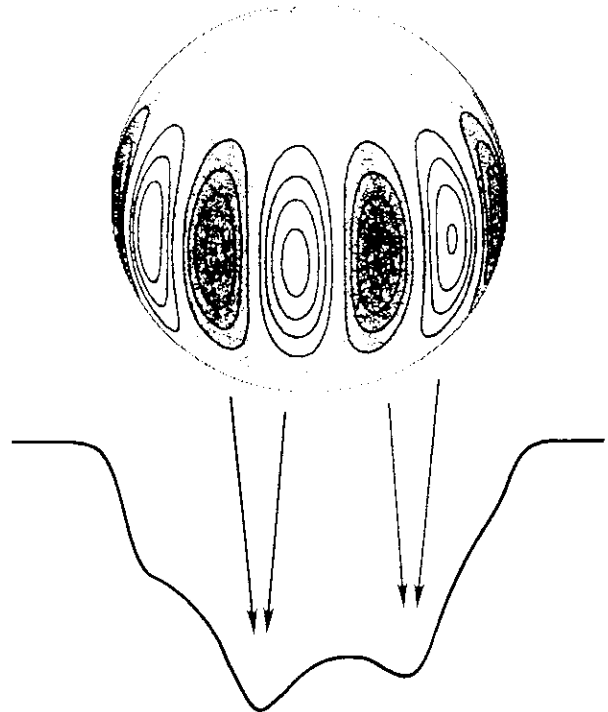
Les sursauts de rayons X dépassant le niveau normal  $L_x \sim 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$ , comme dans A0538-66 ou V0332+53, sont interprétés comme étant dus à des étoiles binaires où une des composantes est une étoile Be et l'autre une étoile à neutrons.

### Les pulsations non radiales

Dans les profils des raies en absorption des étoiles B et Be, en particulier dans les raies de l'HeI, on observe un phénomène de propagation de déformations. L'évolution de telles structures dans les profils est interprétée en termes de pulsations non radiales et / ou en termes de modulations produites par des taches à la surface de l'étoile, dont le passage est synchronisé avec la rotation stellaire.

La figure 7 montre une étoile en rotation rapide ayant des zones sur sa surface déformée par les pulsations non radiales. Certaines ont un mouvement vers l'observateur et d'autres s'en éloignent. Ces déplacements relatifs provoquent les distorsions observées dans le profil des raies. Les données d'observation semblent indiquer que l'amplitude de ces oscillations serait corrélées avec la variation de l'intensité

des émissions dans les raies de Balmer. Les pulsations non radiales peuvent avoir des mouvements progrades en additionnant leur vitesse à celle de la rotation stellaire. Il n'est donc pas exclu que des vitesses supercritiques puissent être ainsi atteintes. Il a été suggéré que les pulsations non radiales, conjuguées avec la rotation rapide, pourraient produire des phénomènes de perte de masse suffisants pour former des enveloppes circumstellaires. Les corrélations ne sont pourtant pas suffisamment évidentes pour désigner les pulsations non radiales comme les seules responsables du déclenchement du phénomène Be.



**Figure 7 :**

Illustration de la formation des distorsions dans les raies spectrales d'une étoile en rotation rapide présentant des oscillations non radiales. Le schéma est une carte de vitesse. La largeur totale de la raie correspond à la vitesse linéaire de rotation de l'étoile à l'équateur. Les "ellipses" concentriques dans la région équatoriale dessinent les contours d'égale vitesse des zones en mouvement vers l'observateur (régions claires) ou en s'en éloignant (régions sombres). Les flèches indiquent la correspondance entre les mouvements à la surface de l'étoile et les déformations qu'ils provoquent sur la raie spectrale (Vogt et Penrod 1983).