

Diplôme d'Études Approfondies  
en Astrophysique et Géophysique

# ÉTOILES VARIABLES

**R. Scuflaire**

Institut d'Astrophysique et de Géophysique  
Université de Liège  
1999–2000



# Avertissement

Les présentes notes ne prétendent pas couvrir de façon exhaustive et de façon détaillée tous les types d'étoiles variables. Elles décrivent seulement quelques types évoqués dans le cours de *Stabilité Stellaire* organisé à l'Institut d'Astrophysique et de Géophysique de l'Université de Liège dans le cadre du D.E.A. en Astrophysique et Géophysique. La plupart des types décrits ici appartiennent à la classe des variables intrinsèques. Les choix effectués se justifient par la signification particulière de ces variables vis-à-vis de la théorie de l'évolution stellaire, par la compréhension que nous avons des mécanismes de variabilité et par les liens entretenus avec la théorie de la stabilité stellaire.

Nous avons utilisé nombre de figures tirées de la littérature pour illustrer le cours. Les références de ces emprunts figurent à la fin de chaque chapitre.



# Table des matières

<b>1</b>	<b>Introduction</b>	<b>1</b>
1.1	Nomenclature des étoiles variables . . . . .	2
1.2	Classification spectrale des étoiles . . . . .	2
1.3	Populations stellaires . . . . .	2
1.4	Evolution stellaire . . . . .	3
<b>2</b>	<b>Classification des étoiles variables</b>	<b>5</b>
2.1	Variables pulsantes . . . . .	6
2.2	Variables en rotation . . . . .	7
2.3	Variables éruptives . . . . .	8
2.4	Variables cataclysmiques . . . . .	8
2.5	Diagrammes HR des étoiles variables . . . . .	8
<b>3</b>	<b>Variables de type RR Lyr (RR)</b>	<b>13</b>
<b>4</b>	<b>Variables de type <math>\delta</math> Cep (DCEP)</b>	<b>19</b>
<b>5</b>	<b>Variables de type W Vir (CW)</b>	<b>25</b>
<b>6</b>	<b>Variables de type RV Tau (RV)</b>	<b>29</b>
<b>7</b>	<b>Variables de type Mira (M)</b>	<b>31</b>
<b>8</b>	<b>Variables semi-régulières (SR) et irrégulières (L)</b>	<b>37</b>
<b>9</b>	<b>Variables des types <math>\delta</math> Sct (DSCT) et SX Phe (SXPHE)</b>	<b>39</b>
<b>10</b>	<b>Variables de type <math>\beta</math> Cep (BCEP)</b>	<b>45</b>
<b>11</b>	<b>Etoiles B à raies variables</b>	<b>49</b>

<b>12 Variables compactes</b>	<b>55</b>
<b>13 Oscillations solaires</b>	<b>59</b>
13.1 L'oscillation à 5 minutes . . . . .	59
13.2 Autres périodes . . . . .	62
13.3 Héliosismologie . . . . .	62
13.4 Oscillations de type solaire dans les étoiles . . . . .	63
<b>14 Variables de type <math>\alpha^2</math> CVn (ACV)</b>	<b>67</b>
<b>15 Luminous Blue Variables (LBV)</b>	<b>71</b>
<b>16 Etoiles de Wolf-Rayet (WR)</b>	<b>77</b>
<b>17 Variables de type R CrB (RCB)</b>	<b>79</b>
<b>18 Les supernovae (SN)</b>	<b>81</b>
<b>19 Les novae (N)</b>	<b>85</b>

# Chapitre 1

## Introduction

Autrefois le terme *étoiles variables* désignait des étoiles dont l'éclat varie. Avec le développement des techniques spectroscopiques, cette acception s'est avérée trop restrictive et a été étendue aux étoiles qui présentent des variations dans leurs spectres. Plus généralement, nous considérerons comme variable toute étoile présentant des variations observables de ses propriétés physiques (luminosité, type spectral, vitesse, etc.). Un correctif doit toutefois être apporté à cette définition. Nous ne prendrons pas en considération les variations lentes de propriétés physiques résultant de l'évolution stellaire. Les temps caractéristiques associés aux variations considérées vont du centième de seconde à quelques décennies.

La proportion d'étoiles variables est faible. L'intérêt qu'on leur porte est néanmoins considérable. D'une part, le rôle joué par les étoiles variables dans l'estimation des distances astronomiques est bien connu. D'autre part, l'étude des étoiles variables fournit des informations sur la structure interne des étoiles qui ne sont pas directement accessibles à l'observation et permet ainsi de tester la théorie de l'évolution stellaire.

Le nombre d'étoiles variables connues à une époque donnée dépend évidemment des performances des techniques d'observation disponibles. Au début du siècle, environ 400 étoiles variables étaient connues. Aujourd'hui, le nombre de variables répertoriées excède 30000 et double tous les 15 ans environ.

Il faut souligner le rôle important joué par des astronomes amateurs de toutes nationalités dans l'observation des étoiles variables. Ils sont regroupés au sein de l'American Association of Variable Stars Observers (voir Percy, Mattei et Sterken, 1992). La liste des étoiles variables observées est tenue à jour par un groupe d'astronomes russes, sous les auspices de l'Union Astronomique Internationale (UAI). Elle est publiée de temps à autre sous la forme du *General Catalogue of Variable Stars* (GCVS) et de ses suppléments (Kholopov, 1985). Des mises à jour ainsi que d'autres catalogues d'étoiles variables sont disponibles en ligne au Centre de Données astronomiques de Strasbourg (CDS). Mentionnons également que la mission *Hipparcos* a collecté des informations sur plus de 8000 étoiles variables (The Hipparcos and Tycho catalogues).

## 1.1 Nomenclature des étoiles variables

Rappelons que les étoiles peuvent être désignées de différentes façons. Certaines d'entre elles possèdent un nom propre. Les étoiles brillantes de chaque constellation sont désignées par une lettre grecque suivie du nom de la constellation. Enfin on peut les désigner par le nom d'un catalogue, suivi du numéro de l'étoile dans ce catalogue. Ainsi, Sirius =  $\alpha$  CMA = HD 48915.

Pour les étoiles variables, il existe une possibilité supplémentaire pour les désigner : une ou deux lettres latines, attribuées dans l'ordre des découvertes, suivies du nom de la constellation. On utilise, dans l'ordre, R, S, ..., Z, RR, RS, ..., RZ, SS, ..., SZ, ..., ZZ, AA, ..., AZ, BB, ..., BZ, QQ, ...QZ. La lettre J n'est pas utilisée. Ce système permet de désigner les 334 premières variables d'une constellation. On poursuit alors avec V335, V336, ... Les variables déjà désignées par une lettre grecque suivie du nom de la constellation ne reçoivent pas de nouvelle désignation. Manfroid et Renson (1995) donnent un excellent aperçu de la nomenclature des étoiles variables.

Enfin, certaines variables peuvent être répertoriées dans des catalogues particuliers. Ainsi, les céphéides des Nuages de Magellan ont été répertoriées à l'observatoire de Harvard (Leavitt, 1908, Shapley et Mohr, 1933) et on les désigne par HV suivi d'un numéro.

## 1.2 Classification spectrale des étoiles

La classification spectrale des étoiles est bien décrite dans le livre de Jaschek et Jaschek (1990). Rappelons la séquence des types spectraux les plus courants, du plus précoce au plus tardif : O, B, A, F, G, K, M. Il faut y ajouter quelques types moins fréquents. Du côté des types précoces, on trouve les types P (nébuleuses planétaires), Q (novae) et W (étoiles de Wolf-Rayet). Dans les types tardifs, on trouve les types S (bandes de ZrO) et C (anciens types R et N, bandes de molécules carbonées). Les classes de luminosité sont désignées par Ia, Ib, II, III, IV et V, correspondant respectivement aux supergéantes brillantes, supergéantes, géantes brillantes, géantes normales, sous-géantes et étoiles de la séquence principale. Les naines blanches constituent également une classe de luminosité.

## 1.3 Populations stellaires

De leur époque et de leur lieu de formation, les étoiles ont gardé des caractéristiques intrinsèques (composition chimique initiale) et cinématiques. C'est ainsi que les étoiles de la Galaxie sont réparties en sous-systèmes tels que les étoiles d'amas globulaires, étoiles du disque, étoiles d'amas galactiques, etc. La classification la plus grossière consiste en la répartition des étoiles en deux populations, appelées population I et population II.

Les étoiles de population I ont une composition chimique proche de celle du Soleil ( $X=0,77$ ,  $Y=0,21$  et  $Z=0,02$ ). Ces étoiles forment dans la Galaxie un système aplati. On les trouve dans des régions riches en gaz interstellaire et en poussières (bras spiraux de la Galaxie). Les étoiles des amas galactiques sont des étoiles de population I.



A l’opposé, les étoiles de population II ont une atmosphères dix fois plus pauvre en métaux (les éléments plus lourds que l’hélium sont souvent appelés improprement métaux) que les étoiles de population I. Leur distribution a la symétrie sphérique (avec des vitesses dont la composante perpendiculaire au plan galactique peut être élevée). On les trouve dans des régions pauvres en gaz interstellaire et en poussières. Les étoiles des amas globulaires et les étoiles du halo sont des étoiles de population II.

Du point de vue de l’évolution stellaire, les étoiles de population I sont des étoiles jeunes qui se sont formées dans un milieu interstellaire déjà enrichi en éléments lourds alors que les étoiles de population II constituent une génération plus ancienne.

La description donnée ci-dessus est extrêmement schématique. On pourra consulter sur ce sujet le livre de Norman et al. (1987).

## 1.4 Evolution stellaire

Kippenhahn et Weigert (1990) ont donné un bel exposé de l’évolution stellaire. On trouvera un exposé plus court dans le livre de Collins (1989). Sur les relations entre l’évolution stellaire et les étoiles variables, on se référera à Cox (1974), Iben (1974), Sherwood et Plaut (1975), Becker (1987), Schmidt (1989) et Gautschy et Saio (1996).

## Références

- Becker S.A., 1987. The evolution of variable stars. In Cox A.N., Sparks W.M., Starrfield S.G. (edit.), *Stellar pulsation*, Springer, 16–26.
- Centre de Données astronomiques de Strasbourg (CDS)  
<http://cdsweb.u-strasbg.fr/CDS.html>.
- Collins G.W., 1989. *The fundamentals of stellar astrophysics*. Freeman.
- Cox J.P., 1974. Pulsating stars. *Rep Progr Phys*, 37, 563–698.
- Gautschy A., Saio H., 1996. Stellar pulsations across th HR diagram : part II. *Ann Rev Astron Astrophys*, 34, 551–606.
- Iben I., 1974. The theoretical situation. In Ledoux P., Noels A., Rodgers A.W. (edit.), *Stellar instability and evolution*, IAU symp n° 59, Reidel, 3–34.
- Jaschek C., Jaschek M., 1990. *The classification of stars*. Cambridge University Press.
- Kholopov P.N. (edit.), 1985. *General catalogue of variable stars*, vol 1. Nauka, Moscou.
- Kippenhahn R., Weigert A., 1990. *Stellar structure and evolution*. Springer.
- Leavitt H.S., 1908. 1777 variables in the Magellanic Clouds. *Annals of Harvard College Observatory*, vol 60, n° 4, 87–108.
- Manfroid J., Renson P., 1995. Nomenclature stellaire et catalogues astronomiques VI. *Le Ciel*, 57, 135–138.
- Norman C.A., Renzini A., Tosi M. (edit.), 1987. *Stellar populations*. Cambridge University Press.
- Percy J.R., Mattei J., Sterken C. (edit.), 1992. *Variable stars research : an international perspective*. Cambridge University Press.

Schmidt E.G. (edit.), 1989. The use of pulsating stars in fundamental problems of astronomy, IAU colloquium 111. Cambridge University Press.

Shapley H., Mohr J., 1933. Survey of 1346 variable stars in the large Magellanic Cloud. Annals of Harvard College Observatory, vol 90, n° 1, 1–25.

Sherwood V.E., Plaut L. (edit.), 1975. Variable stars and stellar evolution, IAU Symp n° 67. Reidel.

The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP–1200, June 1997. Hipparcos Variability Annex : Periodic and Unsolved Variables (volume 11), Light Curves (volume 12).

## Chapitre 2

# Classification des étoiles variables

La classification des étoiles variables est un domaine complexe. Elle s'appuie non seulement sur les caractéristiques des variations observées mais également sur les propriétés physiques de l'étoile variable (type spectral, classe de luminosité, ...) et sur les causes présumées de la variabilité. Sous l'effet des progrès réalisés dans les techniques d'observation et dans l'interprétation, la classification des étoiles variables a beaucoup évolué ces dernières années. Pour s'en convaincre, il suffit de comparer la 3ème édition du *General Catalogue of Variable Stars* (1968) avec la 4ème (1985). D'autre part, il n'y a pas toujours accord entre les différents auteurs sur l'interprétation. Cela conduit à des différences de classification. C'est un problème auquel il convient d'être attentif quand on consulte la littérature. On notera que les erreurs de classification (attribution d'un type erroné à une variable) ne sont pas rares.

Un type d'étoiles variables regroupe des objets présentant un certain nombre de similitudes. Il ne faut toutefois pas s'imaginer que les objets d'un même type forment un groupe homogène.

Les différents types d'étoiles variables sont actuellement répartis en 6 grandes classes, selon les causes présumées de variabilité. On distingue ainsi

- Les variables pulsantes. Elles présentent des expansions et des contractions plus ou moins régulières de leurs couches superficielles. Ces pulsations peuvent être radiales ou non radiales.
- Les variables en rotation. Ce sont des étoiles dont la brillance superficielle n'est pas uniforme ou dont la forme est ellipsoïdale. Leur variabilité est causée par leur rotation relativement à l'observateur. La non uniformité de la surface peut être causée par des inhomogénéités chimiques ou thermiques et peuvent résulter d'un champ magnétique.
- Les variables éruptives. Leurs variations de brillance sont provoquées par des éruptions qui se produisent au niveau de la chromosphère ou de la couronne. Les variations d'éclat sont habituellement accompagnées d'éjection de matière sous la forme d'un vent stellaire d'intensité variable avec interaction éventuelle avec le milieu interstellaire avoisinant.
- Les variables cataclysmiques ou variables explosives. Ce sont des variables présentant des phénomènes explosifs dus à des processus thermonucléaires dans les couches superficielles (novae) ou dans les couches profondes (supernovae). On range également dans la même classe les variables présentant des caractéristiques spectrales (ou autres)

similaires. La majorité des variables explosives sont des systèmes binaires serrés dont les composantes influencent mutuellement leur évolution. Souvent une des composantes est entourée d'un disque d'accrétion formé de la matière perdue par le compagnon.

- Systèmes binaires à éclipses. Ce sont des systèmes dans lesquels la variation de luminosité est due à l'occultation d'une composante par l'autre ou à la déformation sous l'effet de marée. On les appelle aussi variables optiques.
- Sources X variables. Le *General catalogue of variable stars* range dans cette classe des systèmes binaires serrés, émettant un puissant rayonnement X et qui n'ont pas encore été classés dans une autre catégorie (novae, pulsars, ...). Une des composantes est un objet compact et chaud (naine blanche, étoile de neutrons ou peut-être trou noir). Le rayonnement X provient de la matière tombant sur la composante compacte ou sur son disque d'accrétion. Cette émission X chauffe partiellement l'atmosphère du compagnon de l'objet compact. Cette situation conduit à une variabilité optique particulièrement complexe.

On trouvera la description des différents types d'étoiles variables dans le premier volume du *General Catalogue of Variable Stars* (Kholopov, 1985) ainsi que dans Petit (1982), Hoffmeister et Richter (1985), Becker (1987) et Sterken et Jaschek (1996). La version anglaise du livre de Petit (1987) a bénéficié de petites corrections et mises à jour.

Deux exemples montrent les embûches de la classification des étoiles variables.

- 1° Les variables de type SX Phe ont changé de noms à de nombreuses reprises (voir plus loin).
- 2° En 1955, Struve suggérait l'existence d'une classe de variables qui fut appelée du nom du prototype, Maïa (une des Pléiades). Jusque dans les années 80, des observateurs ont cru découvrir des variables de cette classe, mais aujourd'hui, on est convaincu que cette classe n'existe pas (McNamara, 1987).

## 2.1 Variables pulsantes

La classe des variables pulsantes est numériquement la plus nombreuse. Elle regroupe des objets très différents qui ont pour caractéristique commune la cause de leur variabilité, la pulsation. Nous considérerons les variables de cette classe avec une attention particulière étant donné la signification de ces variables pour la théorie de l'évolution stellaire et de la stabilité stellaire. Les principaux types d'étoiles pulsantes sont décrits ci-dessous.

Les variables du type de RR Lyr sont des géantes de type spectral A ou F. Leurs périodes sont comprises entre 0,2 et 1,2 jours et leurs amplitudes entre 0,2 et 2 magnitudes (V).

On appelle céphéides deux types distincts de variables : les variables du type de  $\delta$  Cep ou céphéides classiques et les variables du type de W Vir. Ce sont généralement des super-géantes de type spectral F ou G. Leurs périodes vont de 1 à 50 jours et leurs amplitudes n'excèdent pas 2 magnitudes.

Les RR Lyr et les céphéides délimitent dans le diagramme HR une bande assez étroite, qu'on appelle bande d'instabilité.

Dans la partie droite du diagramme HR, on trouve les variables à longue période. Les frontières entre les différents types sont mal définies. Les périodes vont de quelques dizaines

de jours à plus de 1000 jours. Les variables du type Mira (*o* Cet) sont des géantes de type M ou plus tardif. Leurs amplitudes vont de 2,5 à 11 magnitudes. Les semi-régulières sont des géantes ou des supergéantes de type intermédiaire ou tardif. Leurs amplitudes sont inférieures à 2,5 magnitudes. Enfin, on trouve dans la même région du diagramme HR les irrégulières lentes. Ce sont des géantes de type intermédiaire ou tardif. Leurs amplitudes sont inférieures à 2 magnitudes.

Les variables de type RV Tau sont des supergéantes de type spectral F à K. Leurs périodes vont de 30 à 150 jours en général, mais sont parfois plus longues.

Dans le prolongement de la bande d'instabilité, au voisinage de la séquence principale, on trouve deux groupes de variables pulsantes : les variables  $\delta$  Sct et SX Phe. Les deux groupes appartiennent aux types spectraux A et F. Les périodes vont d'une fraction d'heure à quelques heures (0,2 jour). Les amplitudes sont inférieures à 1 magnitude et peuvent être de quelques millièmes seulement.

Des noyaux de nébuleuses planétaires et des naines blanches variables constituent le groupe des variables compactes. Leurs variations de lumière ne dépassent pas quelques dixièmes de magnitude et leurs périodes vont d'une centaine de secondes à quelques dizaines de minutes.

Les variables de type  $\beta$  Cep sont des étoiles de type B0 à B4. Leurs périodes sont de quelques heures et leurs amplitudes sont généralement inférieures à quelques dixièmes de magnitude. Dans la même région du diagramme HR, des étoiles de type B présentent des variations dans les profils des raies.

Par ordre d'abondance numérique décroissante, les variables répertoriées sont

- les RR Lyr
- les variables du type de Mira
- les variables semi-régulières et irrégulières
- les céphéides

On notera qu'on trouve les variables pulsantes possédant les périodes les plus longues dans la partie supérieure droite du diagramme HR et les variables avec les périodes les plus courtes dans la partie inférieure gauche. Cette répartition des périodes dans le diagramme HR s'interprète aisément en termes de temps caractéristique de pulsation, proportionnel à la puissance  $3/2$  du rayon.

## 2.2 Variables en rotation

Les variables en rotation sont des étoiles qui présentent des inhomogénéités de brillance (taches) sur leur surface ou qui ont une forme ellipsoïdale. Leur variabilité résulte alors de leur rotation. Notons que la non uniformité de la surface peut résulter de la présence d'un champ magnétique n'ayant pas une symétrie de révolution par rapport à l'axe de rotation.

Nous ne décrivons qu'un seul type de cette classe, les variables  $\alpha^2$  CVn, parce qu'elles présentent également des variations de lumière dues à des pulsations.

## 2.3 Variables éruptives

On range dans la classe des variables éruptives les variables dont l'éclat varie à la suite de processus violents ou éruptions qui ont lieu dans la chromosphère ou la couronne. Les variations de lumière sont habituellement accompagnées d'éjection de matière sous forme d'un vent stellaire d'intensité variable, susceptible d'interagir avec la matière interstellaire. Nous ne décrivons brièvement que les LBV (Luminous Blue Variables), les étoiles de Wolf-Rayet et les variables de type R CrB.

## 2.4 Variables cataclysmiques

Les variables cataclysmiques (ou explosives) sont des étoiles qui présentent des éruptions causées par des processus nucléaires dans leurs couches superficielles (comme les novae) ou dans leurs couches intérieures profondes (comme les supernovae). On range également dans la classe des variables cataclysmiques les étoiles qui libèrent rapidement de grandes quantités d'énergie et même des étoiles qui, sans présenter d'éruption, ressemblent aux variables explosives à leur minimum de lumière.

La majorité des variables cataclysmiques sont des systèmes binaires serrés dans lesquels chaque composante influence fortement l'évolution de l'autre. La composante la plus chaude est souvent entourée d'un disque d'accrétion formé de la matière perdue par l'autre composante. Nous n'étudierons que les supernovae et les novae.

## 2.5 Diagrammes HR des étoiles variables

Les figures 2.1 et 2.2 situent approximativement différents types de variables dans le diagramme HR. Pour la plupart des types, les limites sont assez floues et il ne faut pas s'étonner de constater des différences d'un diagramme à l'autre. La figure 2.3 présente une variante du diagramme HR où la température effective remplace le type spectral et la magnitude bolométrique remplace la magnitude visuelle absolue.

## Références

- Becker S.A., 1987. The evolution of variable stars. In Cox A.N., Sparks W.M., Starrfield S.G. (edit.), *Stellar pulsation*, Springer, 16–26.
- Cox J.P., 1974. Pulsating stars. *Rep Prog Phys*, 37, 563–698.
- Hoffmeister C., Richter G., Wenzel W., 1985. *Variable stars*. Springer.
- Kholopov P.N. (edit.), 1985. *General catalogue of variable stars*, vol 1. Nauka, Moscou.
- McNamara B.J., 1987. The Maia stars - a real class of variable stars. In Cox A.N., Sparks W.M., Starrfield S.G. (edit.), *Stellar pulsation*, Springer, 92–94.
- Petit M., 1982. *Les étoiles variables*. Masson.
- Petit M., 1987. *Variable stars*. Wiley and sons.

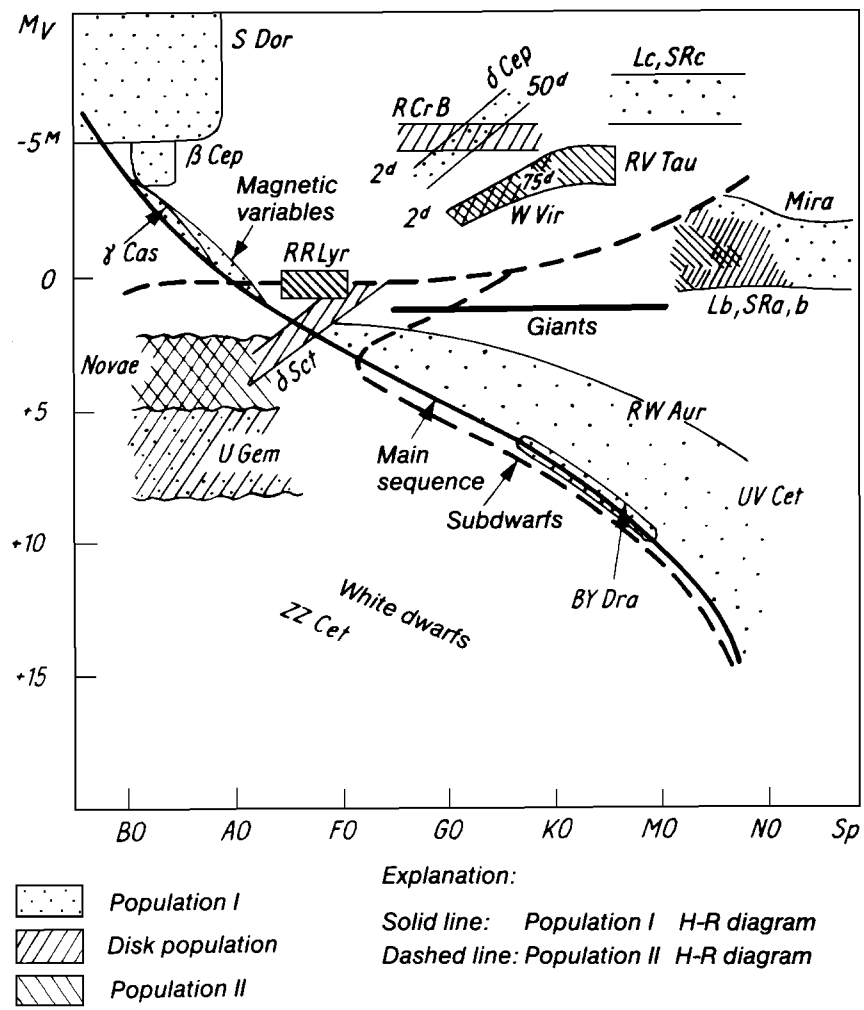


FIG. 2.1 – Diagramme HR d'étoiles variables (Hoffmeister, Richter, Wenzel, 1985).

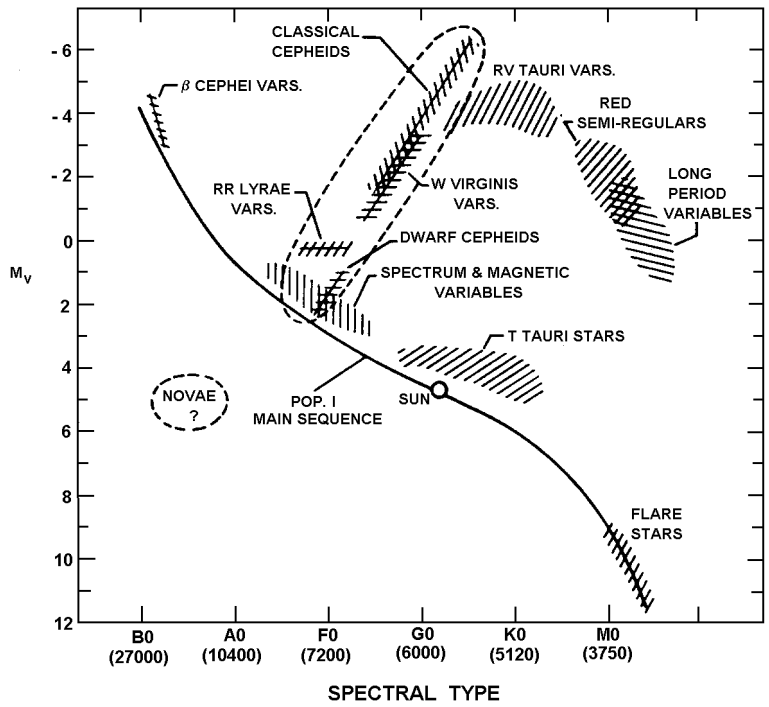


FIG. 2.2 – Diagramme HR d'étoiles variables (Cox, 1974).

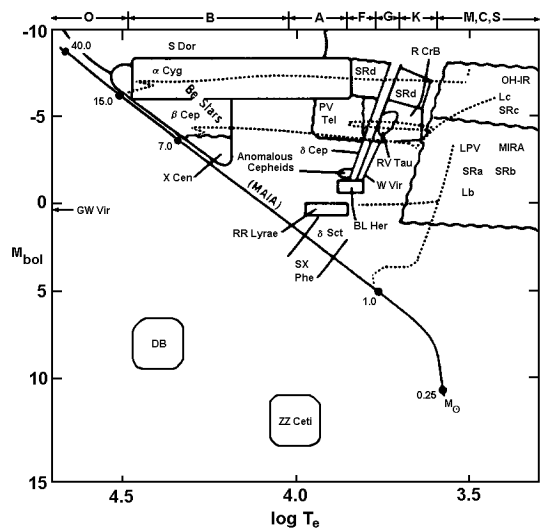


FIG. 2.3 – Diagramme HR d'étoiles variables (Becker, 1987).



C. Sterken, C. Jaschek (edit.), 1996. Light curves of variable stars, a pictorial atlas. Cambridge University Press.



## Chapitre 3

### Variables de type RR Lyr (RR)

Les variables de type RR Lyr sont très nombreuses. Ce sont des géantes de type spectral A–F, avec des périodes comprises entre 0,2 et 1,2 jours. Leurs variations d'éclat sont comprises entre 0,2 et 2 magnitudes visuelles. La courbe de vitesse radiale est approximativement l'image en miroir de la courbe de lumière. La vitesse d'expansion de l'étoile atteint son maximum à peu près en même temps que la luminosité. On observe une discontinuité dans la courbe de vitesse lors de la phase de croissance de la brillance, qu'on interprète comme le signe d'une onde de choc se propageant dans l'atmosphère de l'étoile. La figure 3.1 montre la courbe de lumière et la courbe de vitesse radiale de RR Lyr.

Le type spectral varie au cours de la pulsation. Il est plus précoce au maximum de lumière. La magnitude visuelle absolue des variables RR Lyr est comprise entre 0,5 et 0,9. Cette propriété en fait de bons indicateurs de distance.

Certaines courbes de lumière présentent une asymétrie marquée avec une croissance plus rapide que la décroissance. Bailey a classé les courbes de lumière en trois types a, b et c selon ce critère d'asymétrie. Le type a correspond aux courbes de lumière les plus asymétriques et le type c aux courbes de lumière presque sinusoïdales. En fait, il y a une transition continue entre les types a et b alors que le type c forme un groupe distinct. On ne distingue plus actuellement que deux sous-types RRAB et RRC. La figure 3.2 illustre ces deux sous-types.

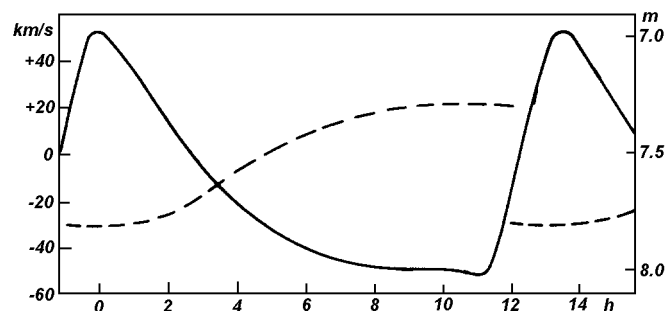


FIG. 3.1 – Courbe de lumière moyenne (trait plein) et courbe de vitesse radiale moyenne de RR Lyr (pointillé). Hoffmeister, Richter, Wenzel, 1985.

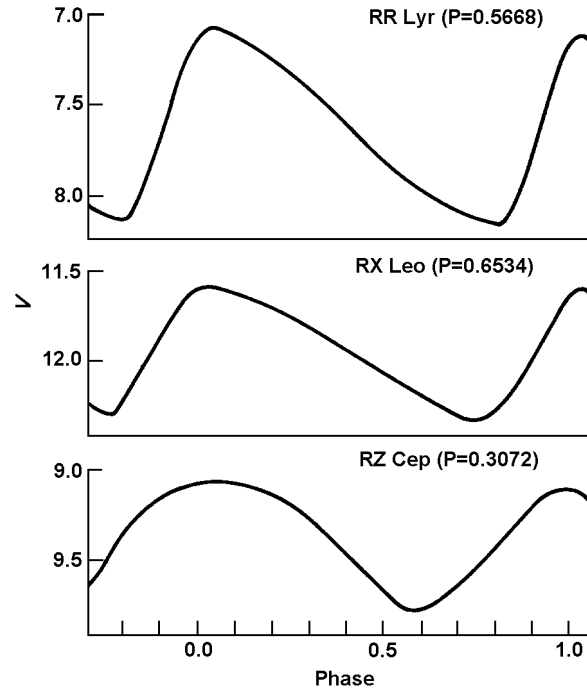


FIG. 3.2 – Courbes de lumière de RR Lyr, RX Leo (RRAB) et RZ Cep (RRC). Petit, 1987.

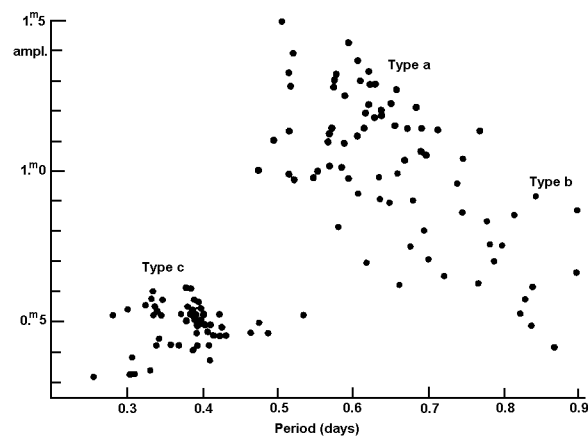


FIG. 3.3 – Amplitudes des variables RR Lyr de l'amas globulaire  $\omega$  Cen en fonction des périodes. Ledoux, Walraven, 1958.

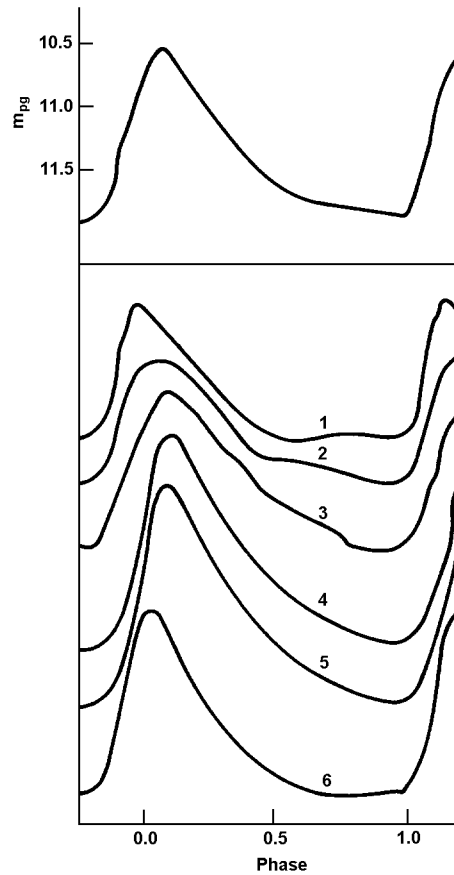


FIG. 3.4 – L'effet Blazhko dans AR Her. En haut : courbe de lumière moyenne. En bas : six cycles différents. Petit, 1987.

Les périodes des RRAB sont groupées aux alentours de 0,55 jour et l'amplitude des variations de lumière va de 0,5 à plus de 1 magnitude (l'amplitude décroît quand la période augmente). Pour le sous-type RRC, les périodes sont plus petites, voisines de 0,3 jour et les amplitudes voisines de 0,5 magnitude. Les variables RRC sont un peu plus bleues que les RRAB. On pense que les variables RRAB pulsent dans le mode fondamental radial alors que les variables RRC pulsent dans le premier harmonique. La figure 3.3 montre la distribution des amplitudes et des périodes des variables RR Lyr de l'amas globulaire  $\omega$  Cen.

Les périodes et courbes de lumière des variables RR Lyr sont en général très stables. Cependant, un certain nombre présentent de petites variations de période (portant sur la 5e ou 6e décimale), qui peuvent survenir de façon continue ou discontinue. Certaines variables présentent des variations de la forme de la courbe de lumière (effet Blazhko). Ce phénomène est attribué au battement entre périodes multiples. La période de modulation est de l'ordre de 50 à 200 fois la période. La figure 3.4 montre la déformation de la courbe de lumière de AR Her, pour laquelle l'effet Blazhko est bien visible. L'amplitude est de 0,4 magnitude et la période de 0,47 jour. La période de modulation est de 31,5 jour, soit 67 fois la période.

Les variables RR Lyr sont des objets de population II. Elles sont très abondantes dans les

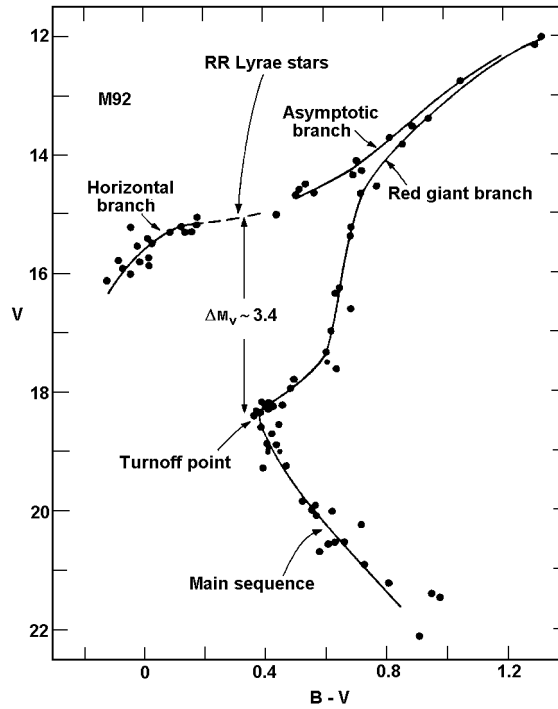


FIG. 3.5 – Distribution des étoiles de l'amas globulaire M92, dans un diagramme couleur-magnitude. Iben, 1971.

amas globulaires (on les a appelées variables d'amas). On en trouve aussi dans le noyau galactique et dans le halo. Cependant, un certain nombre d'entre elles appartiennent manifestement à la population du disque. Les RR Lyr ne forment donc pas un groupe homogène.

Les RR Lyr ont des masses voisines de  $0,5 M_{\odot}$  et des rayons de l'ordre de  $5 R_{\odot}$ . Ce sont des étoiles au stade d'évolution dit de branche horizontale. Les RR Lyr marquent l'intersection de la branche horizontale et de la bande d'instabilité. Au cours de leur évolution, les étoiles de faible masse atteignent la branche horizontale après avoir grimpé le long de la branche des géantes. Cette ascension de la branche des géantes se termine par le flash de l'hélium. Elles évoluent ensuite le long de la branche horizontale. Ces étoiles sont constituées d'un noyau d'hélium non dégénéré comprenant 60 à 80 % de la masse. Ce noyau d'hélium a un rayon de quelques pourcents du rayon total, de sorte que ces étoiles ont un rapport  $\rho_c/\bar{\rho}$  élevé (mais pas autant que les céphéides classiques). Une enveloppe riche en hydrogène entoure le noyau d'hélium. La production d'énergie est assurée par la combustion de l'hélium dans le noyau et par la combustion de l'hydrogène dans une couche entourant le noyau d'hélium.

La figure 3.5 montre un diagramme HR de l'amas globulaire M92, considéré comme un système de population II extrême.

## Références

Pour des calculs récents de la bande d'instabilité des RR Lyr, on pourra consulter Bond et Stellingwerf (1994). Sur la détermination des masses des RR Lyr, voir Cox (1991) et Kovacs et al. (1991).

Bond G., Stellingwerf R.F., 1994. Pulsation and stability of RR Lyrae stars. I. Instability strip. *Astrophys J Suppl Ser*, 93, 233–269.

Cox A.N., 1991. Masses of RRd variables using Livermore OPAL opacities. *Astrophys J*, 381, L71–L74.

Hoffmeister C., Richter G., Wenzel W., 1985. *Variable stars*. Springer.

Iben I., 1971. Globular-cluster stars : results of theoretical evolution and pulsation studies compared with the observations. *Pub Astr Soc Pacif*, 83, 697–740.

Kovacs G., Buchler J.R., Marom A., 1991. RR Lyrae pulsations revisited. *Astron Astrophys*, 252, L27–L30.

Ledoux P., Walraven T., 1958. Variable stars. In Flügge S. (edit.), 1958, *Astrophysics II : stellar structure*, *Handbuch der Physik*, vol 51, Springer, 353–604.

Petit M., 1987. *Variable stars*. Wiley and Sons.





## Chapitre 4

### Variables de type $\delta$ Cep (DCEP)

Les variables du type de  $\delta$  Cep sont également appelées céphéides classiques. On sera attentif au fait que le terme *céphéides* désigne deux types distincts de variables : les variables du type de  $\delta$  Cep et les variables du type de W Vir. Les variables de type  $\delta$  Cep sont des supergéantes de type spectral compris entre F5 et K0. On en connaît quelques centaines. Dans le diagramme HR, elles occupent une bande étroite et inclinée, appelée bande d'instabilité, entre les magnitudes  $M_V = -2$  et  $-6$ .

Leurs périodes sont généralement comprises entre 2 et 50 jours et leurs variations de lumière sont comprises entre 0,2 et 2 magnitudes. Les courbes de lumière sont généralement asymétriques, avec une croissance plus rapide que la décroissance. La courbe de vitesse radiale est approximativement l'image en miroir de la courbe de lumière (figure 4.1). Le maximum de luminosité est ainsi en retard de phase sur le minimum de rayon. Etant donné l'asymétrie de la courbe de lumière, ce retard est de 0,1 à 0,2 période. Les demi-amplitudes de variation de rayon peuvent atteindre 5 à 10 %.

Le type spectral varie au cours de la pulsation. Il est plus précoce au maximum de lumière. Pour  $\delta$  Cep, il varie de F5 à G2, ce qui correspond à une différence de température de 1500 K. La majeure partie de la variation de luminosité provient de la variation de température plutôt que de la variation de rayon.

La relation entre la période et la luminosité des céphéides classiques est bien connue. Elle est illustrée par la figure 4.2. La luminosité augmente avec la période. Grâce à cette relation et leur haute luminosité, les céphéides constituent de précieux indicateurs de distance. On notera qu'il existe une certaine dispersion autour de la relation moyenne. La relation entre la période (exprimée en jours) et la magnitude absolue s'écrit

$$M_V = -2,81 \log P - 1,45 \quad (4.1)$$

avec une erreur sur la constante de l'ordre de 0,1 magnitude. Depuis la découverte de l'existence de cette relation en 1912, la détermination de la constante (calibration de la relation) a été un processus lent et difficile. La valeur donnée ici a été déterminée à partir des parallaxes trigonométriques de plus d'une centaine de céphéides, mesurées par la mission Hipparcos (1989–1993, catalogue publié en 1997).

La forme de la courbe de lumière est corrélée avec la période. Cette corrélation s'appelle relation d'Herzsprung. Elle est illustrée à la figure 4.3.

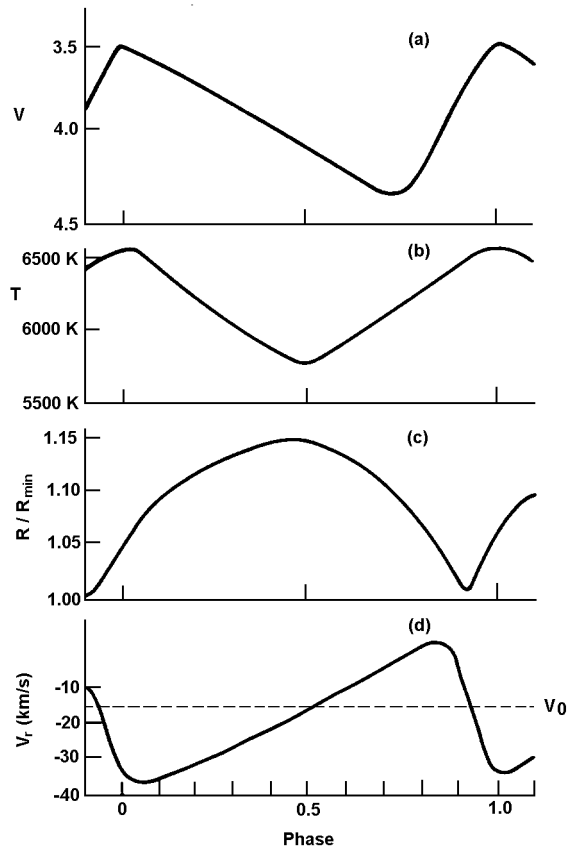


FIG. 4.1 – La pulsation de  $\delta$  Cep. (a) courbe de lumière. (b) température. (c) rayon. (d) vitesse radiale. Petit, 1987.

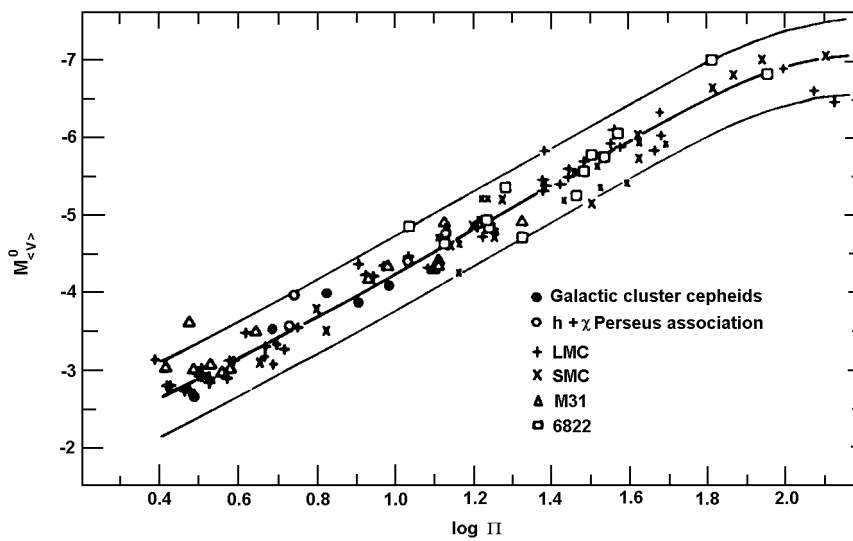


FIG. 4.2 – La relation période-luminosité des céphéides classiques. Sandage, Tamman, 1968.

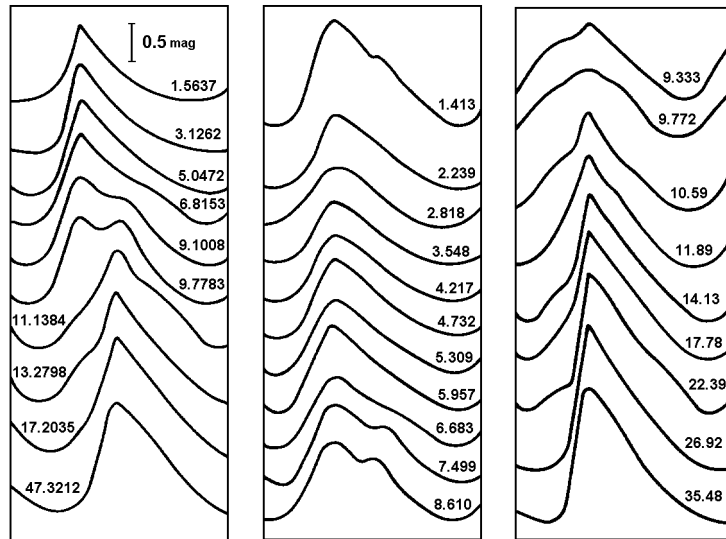


FIG. 4.3 – Relation entre la période et la forme de la courbe de lumière de lumière. A gauche : Nuages de Magellan ; au centre et à droite : la Galaxie. Payne-Gaposchkin, 1951.

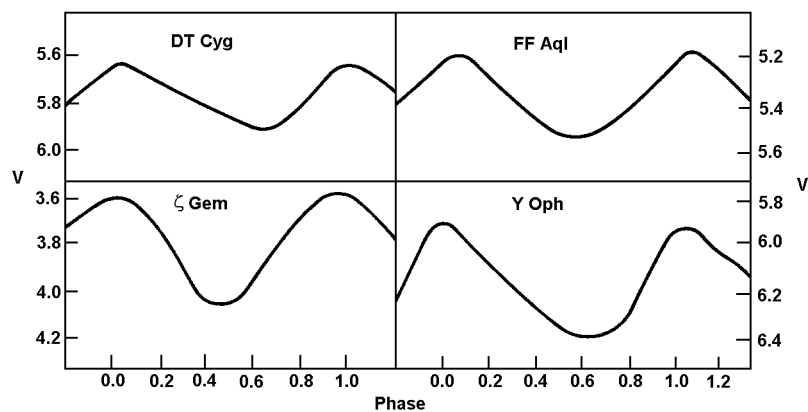


FIG. 4.4 – Courbes de lumière de quatre variables DCEPS : DT Cyg ( $P= 2,4991$  jours), FF Aql ( $4,4710$  jours),  $\zeta$  Gem ( $10,1308$  jours) et Y Oph ( $17,1241$  jours). Petit, 1987.

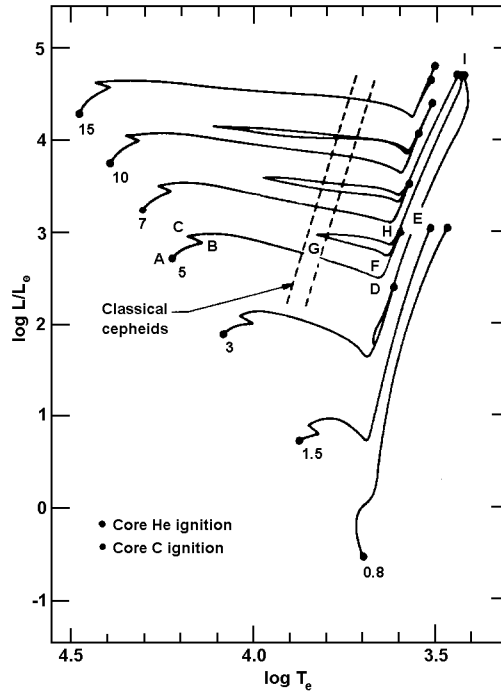


FIG. 4.5 – Evolution de modèles stellaires de population I après la séquence principale. Cox, 1974.

Il existe un groupe de céphéides classiques caractérisées par de petites amplitudes (inférieures à 0,5 magnitude) et des courbes de lumière presque symétriques. Le plus souvent leurs périodes n'excèdent pas 7 jours. Elles sont désignées, dans le GCVS, par le symbole DECPS (figure 4.4).

Les céphéides sont des pulsateurs radiaux. Celles qui appartiennent au sous-type DCEPS pulseraient dans le 1er harmonique tandis que les autres pulseraient dans le mode fondamental.

Les courbes de lumière et les périodes sont en général très stables. Dans un certain nombre de cas, de petites variations de période ( $10^{-5}$  à  $10^{-3}$  en valeur relative) ont été observées. Elles peuvent être progressives ou survenir brutalement.

Un certain nombre de céphéides classiques présentent deux périodes (généralement celles du mode fondamental et du 1er harmonique). Le rapport des périodes est alors proche de 0,71. Un certain nombre de cas d'effet Blazhko sont connus.

Les variables du type de  $\delta$  Cep sont des objets de population I et forment un groupe assez homogène. Leurs masses sont comprises entre 3 et 16  $M_{\odot}$  et leurs rayons entre 15 et 200  $R_{\odot}$ . Lorsque ces étoiles brûlent l'hélium dans le noyau et l'hydrogène dans une couche entourant le noyau, elles décrivent des boucles horizontales dans le diagramme HR. Les variables sont observées à l'intersection de ces boucles et de la bande d'instabilité (figure 4.5). Notons que ces étoiles ont traversé une première fois la bande d'instabilité lorsqu'elles évoluaient de la séquence principale vers la branche des géantes rouges. Mais cette évolution est fort rapide (échelle de temps thermique, l'hélium ne brûlant pas encore).

## Références

Sur les céphéides comme indicateurs de distance, on pourra lire l'article de Feast et Walker (1987).

Sur les masses des céphéides on pourra lire les articles de Cox (1980), Böhm-Vitense (1987), Gieren (1989), Cox (1989) et Moskalik et al. (1992).

Un petit groupe de variables, dont le prototype est UU Her sont apparentées aux céphéides. Ce sont apparemment des supergéantes de population I, mais certains comportements (ondes de choc) suggèrent qu'il pourrait s'agir d'étoiles de population II de faible masse. Elles présentent généralement deux modes de pulsation distincts et sont observées pulsant tantôt dans l'un, tantôt dans l'autre.

On trouvera une calibration de la relation période-luminosité basée sur les mesures de la mission Hipparcos dans les articles de Feast et Catchpole (1997) et Feast et al. (1998).

Böhm-Vitense E., 1987. A possible solution to the cepheid mass problem. In Cox A.N., Sparks W.M., Starrfield S.G. (edit.), *Stellar pulsation*, Springer, 159–162.

Cox A.N., 1980. The masses of cepheids. *Ann Rev Astron Astrophys*, 18, 15–41.

Cox A.N., 1989. The masses and pulsation modes of classical cepheids. In Schmidt E.G. (edit.), *The use of pulsating stars in fundamental problems of astronomy*, IAU colloquium 111, Cambridge University Press, 1–18.

Cox J.P., 1974. Pulsating stars. *Rep Prog Phys*, 37, 563–698.

Feast M.W., Catchpole R.M., 1997. The Cepheid period-luminosity zero-point from Hipparcos trigonometrical parallaxes. *Mon Not Roy Astron Soc*, 286, L1–L5.

Feast M., Pont F., Whitelock P., 1998. The cepheid period-luminosity zero-point from radial velocities and Hipparcos proper motions. *Mon Not Roy Astron Soc*, 298, L43–L44.

Feast M.W., Walker A.R., 1987. Cepheids as distance indicators. *Ann Rev Astron Astrophys*, 25, 345–375.

Gieren W.P., 1989. Towards a reconciliation of cepheid masses. *Astron Astrophys*, 225, 381–390.

Moskalik P., Buchler J.R., Marom A., 1992. Toward a resolution of the bump and beat cepheid mass discrepancies. *Astrophys J*, 385, 685–693.

Payne-Gaposchkin C., 1951. The intrinsic variables. In Hynck J.A. (edit.), *Astrophysics*, McGraw-Hill, 495–525.

Petit M., 1987. *Variable stars*. Wiley and Sons.

Sandage A., Tamman G.A., 1968. A composite period-luminosity relation for cepheids at mean and maximum light. *Astrophys J*, 151, 531–545.



## Chapitre 5

### Variables de type W Vir (CW)

Les variables de type W Vir apparaissent comme les équivalents de population II des céphéides classiques. Elles appartiennent à la composante sphérique de la galaxie ou à la vieille population du disque. On en trouve dans les amas globulaires. On les appelle parfois céphéides de type II. Il n'est pas toujours aisé de décider auquel des deux groupes appartient une céphéide. Cela explique qu'on utilise le même vocable *céphéides* pour désigner les deux groupes. Les erreurs de classification sont assez fréquentes. Pourtant les variables de type  $\delta$  Cep et de type W Vir sont des objets de natures fort différentes.

Dans le diagramme HR, les W Vir occupent une bande étroite un peu au-dessous et à droite des céphéides classiques. Leurs magnitudes sont comprises entre 0 et  $-3$ .

Leurs périodes sont comprises entre 1 et 35 jours et leurs variations de lumière entre 0,3 et 1,2 magnitudes.

Les courbes de lumière présentent souvent une bosse sur la branche descendante (figure 5.1). Contrairement aux céphéides classiques, il ne semble pas y avoir de corrélation entre la période et la forme de la courbe de lumière.

Des discontinuités sont observées dans la courbe de vitesse radiale, comme pour les RR Lyr. Dans l'atmosphère de ces variables (mais ceci est vrai également pour d'autres types, par exemple les RV Tau), la pulsation pourrait prendre la forme d'une onde progressive et même d'une onde de choc. Lorsque l'onde de choc traverse la zone de formation

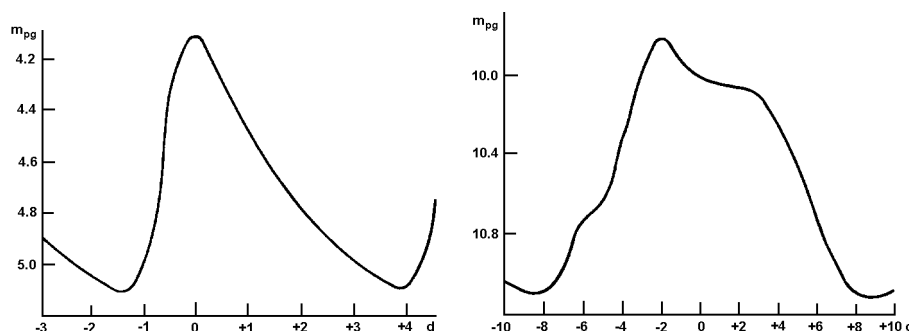


FIG. 5.1 – Courbes de lumière de  $\delta$  Cep (à gauche) et de W Vir (à droite). Hoffmeister, Richter, Wenzel, 1985.

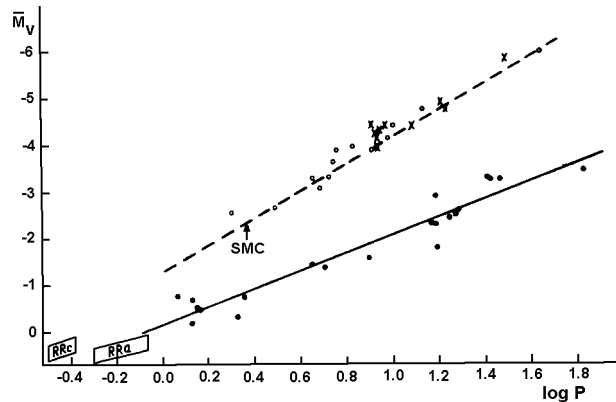


FIG. 5.2 – Relations période-luminosité des céphéides classiques (au-dessus) et de variables W Vir (au-dessous).  $\circ$  variables d’amas galactiques,  $\times$  variables du Grand Nuage de Magellan. Hoffmeister, Richter, Wenzel, 1985.

des raies, la différence entre les vitesses de part et d’autre de l’onde de choc expliquerait le dédoublement des raies observé à certaines phases de la pulsation (Schwarzschild, 1954). Les W Vir sont des pulsateurs radiaux. Les variations de rayon sont plus importantes que dans le cas des  $\delta$  Cep : la demi-amplitude peut atteindre 10 à 30%.

Les W Vir obéissent à une relation période-luminosité légèrement différente de celle des  $\delta$  Cep. A périodes égales, les W Vir sont moins lumineuses de 1 à 2 magnitudes (figure 5.2).

Les W Vir sont des étoiles de population II de faible masse (environ  $0,5 M_{\odot}$ ). Après la phase de branche horizontale (combustion de He dans le noyau et de H en couche), l’étoile évolue à nouveau vers la branche des géantes rouges, le long de la branche asymptotique. L’hélium est épuisé au centre et brûle en couche de même que l’hydrogène. L’étoile subit alors des instabilités thermiques (instabilités séculaires) qui lui font décrire des boucles dans le diagramme HR. Lorsque ces boucles intersectent la bande d’instabilité, l’étoile apparaît comme une variable W Vir (figure 5.3).

## Référence

- Hoffmeister C., Richter G., Wenzel W., 1985. Variable stars. Springer.
- Iben I., Huchra J., 1971. Comments on the instability strip for halo population variables. *Astron Astrophys*, 14, 293-305.
- Schwarzschild M., 1954. Shock waves in the atmospheres of pulsating stars. In Oosterhoff P.T. (edit.), *Transactions of the IAU*, vol 8, 8th general assembly, Rome 1952, Cambridge University Press, 811–812.



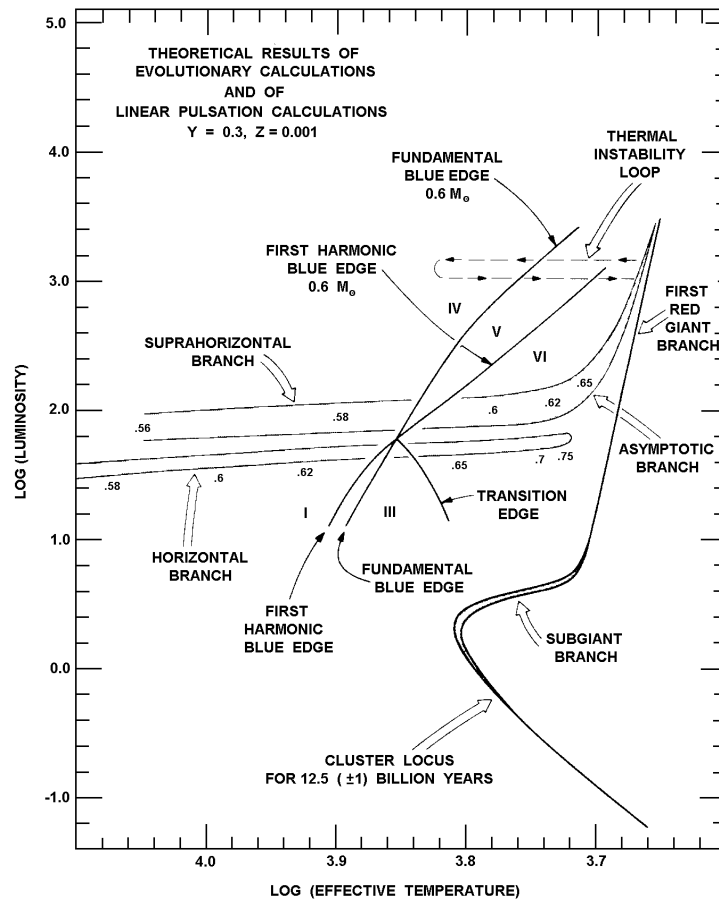


FIG. 5.3 – Diagramme d'évolution d'un amas de  $12,5 \times 10^9$  ans et limites de stabilité pour le mode fondamental et le premier harmonique. Iben, Huchra, 1971.



## Chapitre 6

# Variables de type RV Tau (RV)

Les variables de type RV Tau sont des supergéantes de type spectral F, G ou K. Les courbes de lumière sont assez instables, présentant des irrégularités dans leurs formes et leurs périodes. Elles présentent une alternance de minimums peu profonds et de minimums profonds (figure 6.1).

L'amplitude des variations de lumière peut atteindre 3 ou 4 magnitudes. On définit la période par l'intervalle de temps séparant deux minimums primaires, elle est comprise entre 30 et 150 jours en général mais est parfois plus longue. La profondeur des minimums primaires et secondaires peut varier. Occasionnellement, les deux types de minimums échangent leurs places. Au voisinage du maximum, les spectres montrent des raies d'hydrogène en émission.

Ces variables sont peu nombreuses, on en connaît une centaine. Ce sont des objets de population II qu'on trouve dans les amas globulaires.

Bien que les courbes de lumière soient assez différentes, ces objets semblent être de la même nature que les variables de type W Vir. La figure 2 montre qu'en prenant la demi-période, les RV Tau suivent une relation période-luminosité qui prolonge celle des W Vir. La pente de cette relation est toutefois de signe contraire (figure 6.2).

## Références

- Petit M., 1987. Variable stars. Wiley and Sons.  
Rosino L., 1951. The spectra of variables of the RV Tauri and yellow semiregular types. Ap J, 113, 60–71.

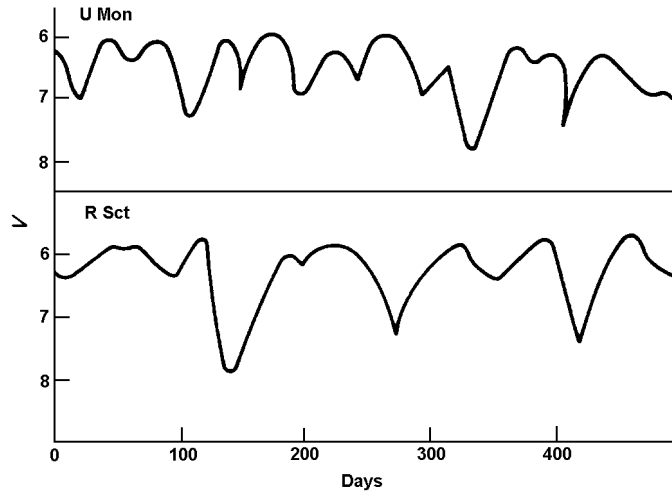


FIG. 6.1 – Courbes de lumière de deux variables RV Tauri : U Mon ( $P=92,3$  jours) et R Sct ( $P=140,2$  jours). Petit, 1987.

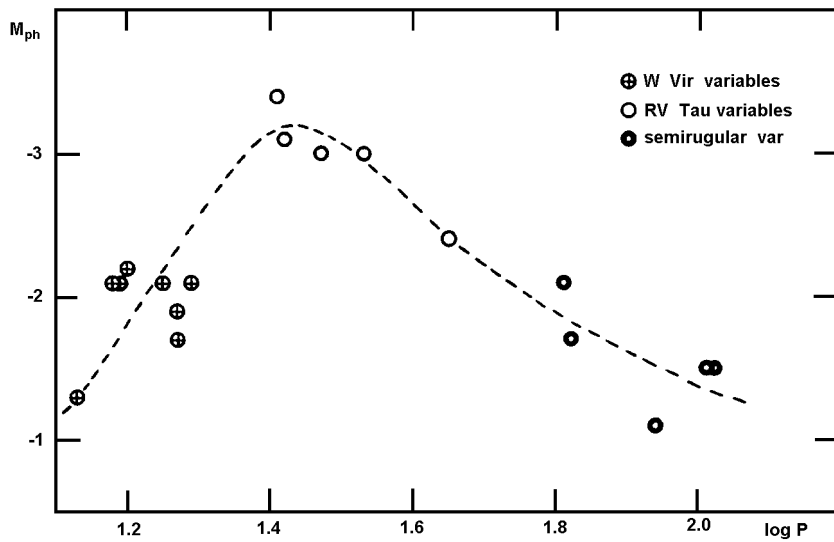


FIG. 6.2 – La relation période-luminosité de variables des types W Vir, RV Tau et de variables semi-régulières d'amas globulaires. Les périodes sont exprimées en jours et pour les variables RV Tau, on a utilisé la demi-période. Rosino, 1951.

## Chapitre 7

### Variables de type Mira (M)

Les variables de type Mira (o Cet) sont des géantes variables à longue période, de type spectral tardif, le plus souvent M, mais aussi S et C, de magnitudes absolues comprises entre 0 et  $-3$ .

La périodicité est bien marquée, avec des périodes allant de 90 jours à plus de 1000 jours. La période oscille généralement d'environ 10 % autour de sa valeur moyenne. Dans quelques cas, la période semble décroître séculairement.

Les amplitudes V sont comprises entre 2,5 et 11 magnitudes. Elles sont typiquement de l'ordre de 5 magnitudes (un facteur 100). Ces étoiles froides émettent la plus grande partie de leur rayonnement dans l'infrarouge de sorte que les variations observées dans le visible ne sont pas représentatives des variations de luminosité totale, celles-ci sont de l'ordre de 1 magnitude bolométrique (figure 7.1).

Les figures 7.2 à 7.4 montrent quelques courbes de lumière. La forme des courbes de lumière et la hauteur des maximums varient d'un cycle à l'autre.

Au cours du cycle, le type spectral se modifie considérablement. Le spectre présente généralement des raies en émission au maximum de lumière. Elles décroissent ensuite en intensité et disparaissent presque complètement au minimum. L'intensité des bandes d'absorption varie en sens inverse.

Les grandes variations d'éclat visible de ces étoiles s'expliquent par les variations de la transparence des couches extérieures. Au minimum de lumière, des molécules et des poussières sont présentes dans l'atmosphère. Elles absorbent le rayonnement visible et rayonnent dans l'infrarouge. Dans la phase de dilatation, la pulsation, dans les couches extérieures, donne naissance à une onde de choc. Son passage dissocie les molécules et les poussières de l'atmosphère, qui redevient transparente au rayonnement visible. Lorsque l'atmosphère se refroidit, les molécules se recombinent et les poussières se condensent à nouveau, bloquant le rayonnement visible.

Les variables de type Mira subissent des pertes de masse importantes et sont entourées d'enveloppes circumstellaires qui sont le siège d'émissions infrarouges et parfois d'émissions maser de OH, H<sub>2</sub>O et SiO.

Les variables de type Mira obéissent à une relation période-luminosité. Cependant la dispersion autour de cette relation est considérable. Les étoiles les plus brillantes dans le

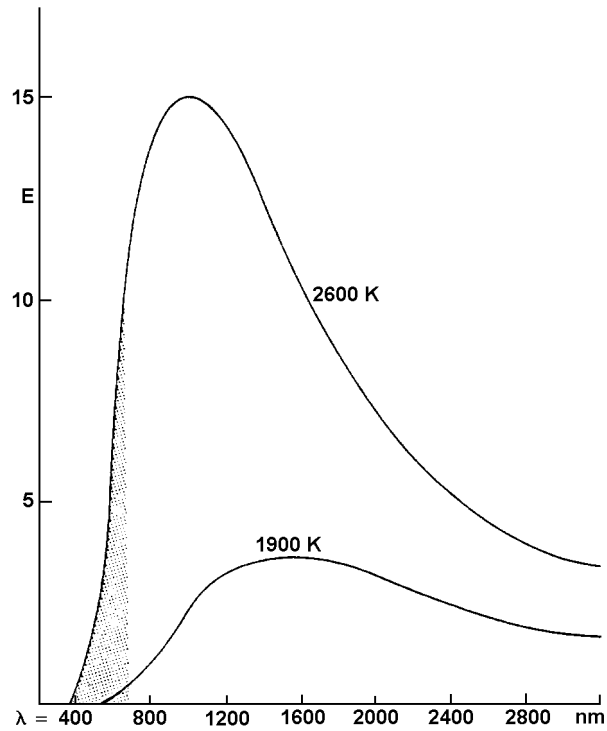


FIG. 7.1 – La distribution spectrale du rayonnement de Mira au maximum de lumière (2600 K) et au minimum (1900 K). Bodifée, Dethier, Wojciulewitsch, 1977.

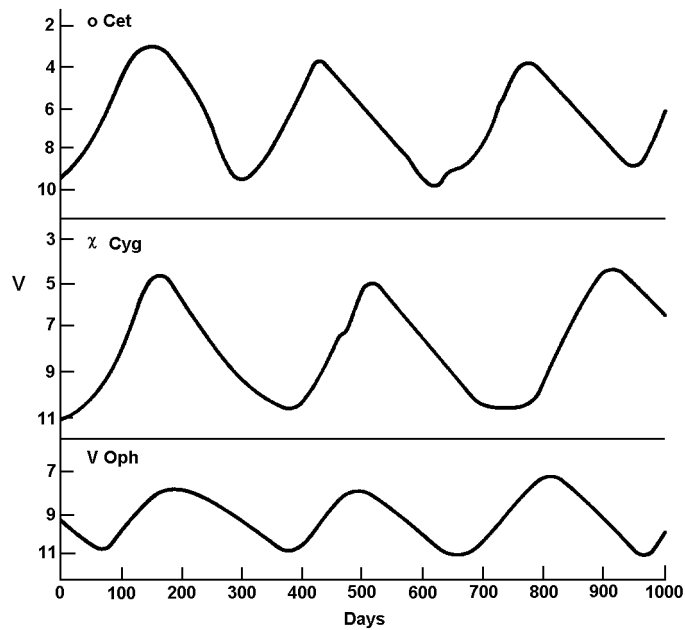


FIG. 7.2 – Courbes de lumière de o Cet (Mira,  $P=331,6$  jours),  $\chi$  Cyg ( $P=406,8$  jours) et V Oph ( $P=298$  jours). Petit, 1987.

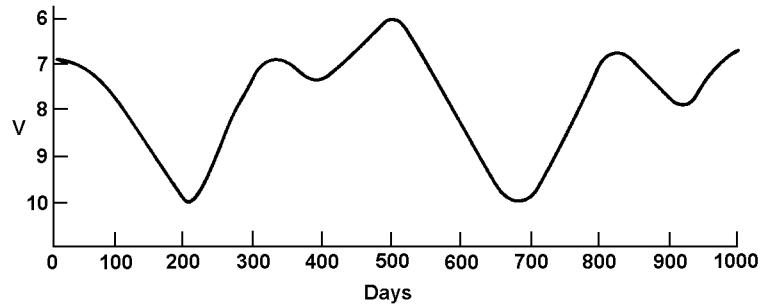


FIG. 7.3 – Courbe de lumière de R Cen, présentant un maximum double ( $P=543$  jours). Petit, 1987.

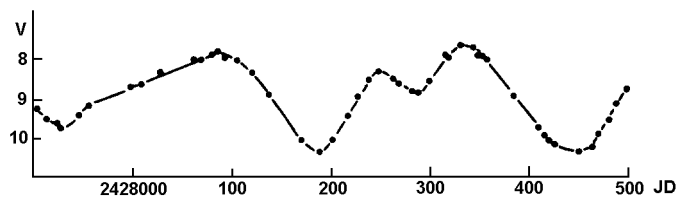


FIG. 7.4 – Courbe de lumière de V Boo. Hoffmeister, Richter, Wenzel, 1985.

visible ont les périodes les plus courtes. Pour ces étoiles qui émettent une fraction importante de leur rayonnement dans l'infrarouge, il est toutefois plus significatif de considérer la luminosité totale. Les étoiles les plus brillantes ont alors les périodes les plus longues (figure 7.5). Les variables OH/IR prolongent la relation période-luminosité du côté des longues périodes (figure 7.6).

Les variables de type Mira ne forment pas un groupe homogène. Certains objets sont de population I et d'autres de population II. Ce sont des objets de masse voisine d'  $1 M_{\odot}$  qui subissent des pertes de masse importantes par vent stellaire. Ils seraient dans une phase d'évolution correspondant à la branche asymptotique. Ces étoiles ont des enveloppes convectives étendues, proches de l'instabilité dynamique. Le mécanisme d'excitation de l'oscillation réside dans la partie extérieure de la zone d'ionisation de l'hydrogène.

## Références

Glass et Evans (1981) ont observé des variables de type Mira du grand nuage de Magellan. Ils ont établi une relation entre la période et la luminosité bolométrique qui présente une dispersion faible. Les variables les plus lumineuses montrent les périodes les plus longues.

On trouvera une définition des objets OH/IR dans Sivagnanam et Le Squeren (1990).

Sur les pulsations et l'évolution des variables de type Mira, voir Wood (1990).

L'interférométrie des tavelures (speckle interferometry) donne une image elliptique de Mira, avec un axe de 20 % plus long que l'autre (Oblong Mira. Sky and telescope, vol 83, n° 2, p 130, février 1992).

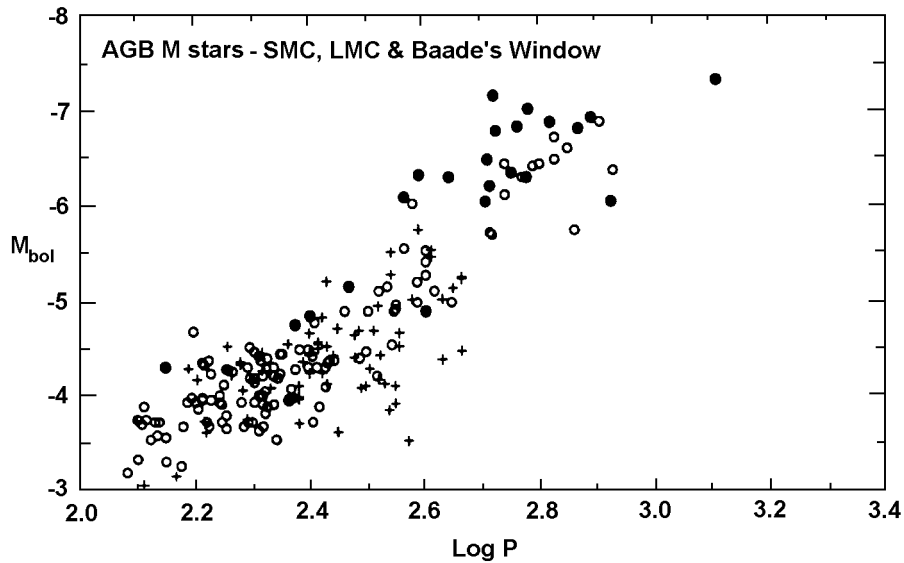


FIG. 7.5 – Valeurs moyennes de  $M_{bol}$  pour les variables à longues périodes de périodes bien déterminées dans le Petit Nuage de Magellan (cercles pleins), dans le Grand Nuage de Magellan (cercles) et dans la fenêtre de Baade (croix). Wood, Moore, Hughes, 1991.

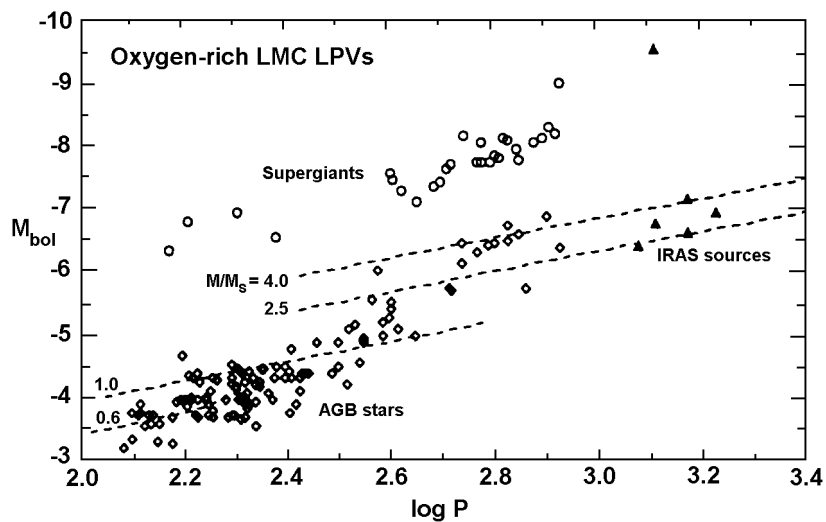


FIG. 7.6 – Un échantillon de variables à longues périodes du Grand Nuage de Magellan, riches en oxygène et possédant des périodes bien déterminées. Cercles : supergéantes ; triangles pleins : sources IRAS ; losanges : géantes de la branche asymptotique. Wood, Moore, Hughes, 1991.



- Bodifée G., Dethier T., Wojciulewitsch E., 1977. *Algemene sterrekunde*. Wolters-Noordhoff, Groningen.
- Glass I.S., Evans T.L., 1981. A period-luminosity relation for Mira variables in the large Magellanic cloud. *Nature*, 291, 303–304.
- Hoffmeister C., Richter G., Wenzel W., 1985. *Variable stars*. Springer.
- Petit M., 1987. *Variable stars*. Wiley and Sons.
- Sivagnanam P., Le Squeren A.-M., 1990. Evolution : which status for OH/IR objects ? In Mennessier M.O., Omont A. (edit.), *From Miras to planetary nebulae : which path for stellar evolution ?* Editions Frontières, 225–238.
- Wood P.R., 1990. Pulsation and evolution of Mira variables. In Mennessier M.O., Omont A. (edit.), *From Miras to planetary nebulae : which path for stellar evolution ?* Editions Frontières, 67–84.
- Wood P.R., Moore G.K.G., Hughes S.M.G., 1991. Long-period variables in the Magellanic Clouds. In Haynes R., Milne D. (edit.), 1991, *The Magellanic clouds*, IAU symposium 148, Kluwer, 259–265.



## Chapitre 8

# Variables semi-régulières (SR) et irrégulières (L)

Les variables semi-régulières et irrégulières sont des géantes ou supergéantes de type spectral intermédiaire ou tardif (F, G, K, M, S et C). Leurs amplitudes sont en général comprises entre 0,2 et 2,5 magnitudes.

Les variables semi-régulières présentent une certaine périodicité dans leurs courbes de lumière. Cette périodicité est toutefois accompagnée de différentes irrégularités (figures 8.1 et 8.2). Les périodes sont comprises entre 20 et 200 jours, parfois plus longues.

Les variables irrégulières présentent des variations lentes sans aucune évidence de périodicité (figures 8.3 et 8.4). La frontière entre semi-régulières et irrégulières est mal définie. Un certain nombre d'objets mal étudiés sont erronément classés comme variables irrégulières.

Les variables de ces deux types ne forment pas une population homogène. Il est plausible d'attribuer la variabilité à des pulsations radiales.

## Références

Petit M., 1987. Variable stars. Wiley and Sons.

Hoffmeister C., Richter G., Wenzel W., 1985. Variable stars. Springer.

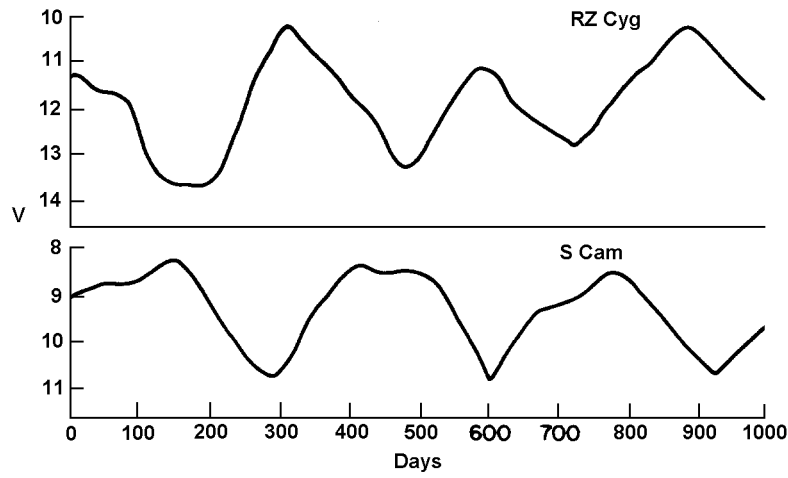


FIG. 8.1 – Courbes de lumière de deux variables SRa : RZ Cyg ( $P=275,7$  jours) et S Cam ( $P=326,4$  jours). Petit, 1987.

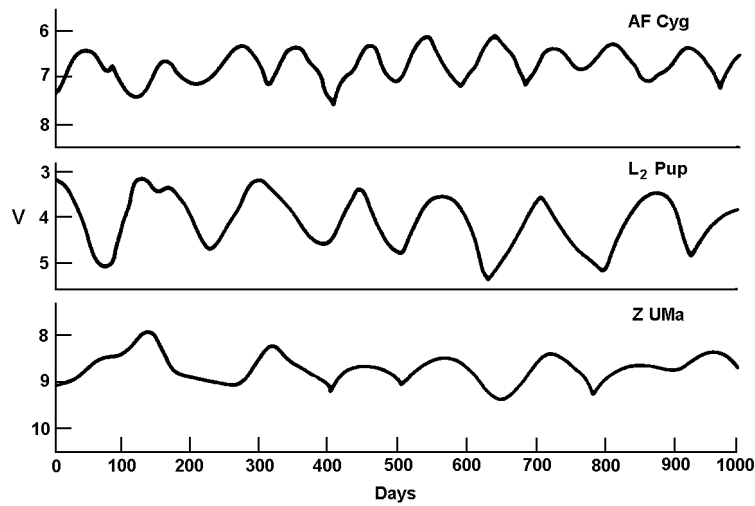


FIG. 8.2 – Courbes de lumière de trois variables SRb : AF Cyg ( $P=94,1$  jours),  $L_2$  Pup ( $P=140,8$  jours) et Z UMa ( $p=196$  jours). Petit, 1987.

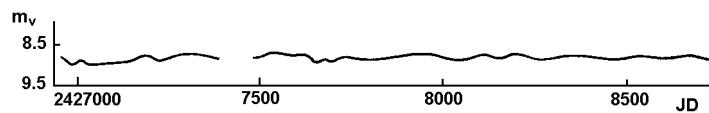


FIG. 8.3 – Courbe de lumière de CO Cyg. Hoffmeister, Richter, Wenzel, 1985.

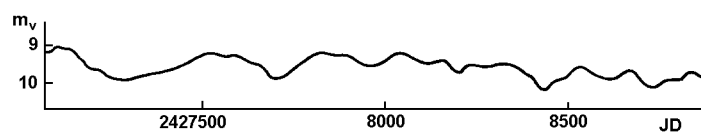


FIG. 8.4 – Courbe de lumière de TZ Cas. Hoffmeister, Richter, Wenzel, 1985.

## Chapitre 9

# Variables des types $\delta$ Sct (DSCT) et SX Phe (SXPHE)

Ces deux types de variables sont phénoménologiquement fort semblables et nous les décrivons simultanément. Ce sont des étoiles de type spectral A ou F et de classe de luminosité III à V. Dans le diagramme HR, elles prolongent la bande d'instabilité des céphéides, W Vir et RR Lyr au voisinage de la séquence principale.

La majorité de ces variables ont des variations de lumière de très petite amplitude. Elles vont de quelques millièmes à 0,8 magnitude (figure 9.1). Les périodes vont de 0,05 à 0,2 jours. Habituellement la forme de la courbe de lumière, l'amplitude et la période apparente varient fortement. En fait ces variations semblent s'expliquer par la superposition de plusieurs modes.

Les variables  $\delta$  Sct obéissent à une relation période-luminosité qui prolonge celle des céphéides classiques (figures 9.2 et 9.3).

Certaines pulsent dans un seul mode radial, quelques-unes dans plusieurs modes radiaux, beaucoup dans des modes radiaux et non radiaux simultanément. Le mécanisme d'instabilité serait le même que celui qui est actif pour les variables de la bande d'instabilité.

Les variables  $\delta$  Sct sont des étoiles jeunes de population I. Elles sont souvent présentes dans les amas galactiques relativement jeunes. Il s'agirait d'étoiles peu évoluées de 1,4 à 3  $M_{\odot}$  sur la séquence principale ou pas très éloignées de celle-ci (figure 9.4). Certaines d'entre elles pourraient être dans une phase d'évolution précédant la séquence principale.

La variable AC And est une étoile de 3  $M_{\odot}$  de type F5. Elle a quitté la séquence principale et traverse la bande d'instabilité en direction de la branche des géantes rouges. Dans un diagramme période-luminosité, elle occupe une position intermédiaire entre les céphéides classiques et les variables  $\delta$  Sct (figure 9.5).

Les étoiles de type  $\lambda$  Boo sont des étoiles de type A à F, de composition chimique particulière, non magnétiques. Ce sont des étoiles de population I, dans leur phase de combustion de l'hydrogène qui présentent une déficience en métaux, sauf pour les éléments C, N, O et S. La moitié d'entre elles sont variables et présentent des caractères similaires aux variables  $\delta$  Sct, auxquelles on peut les rattacher.

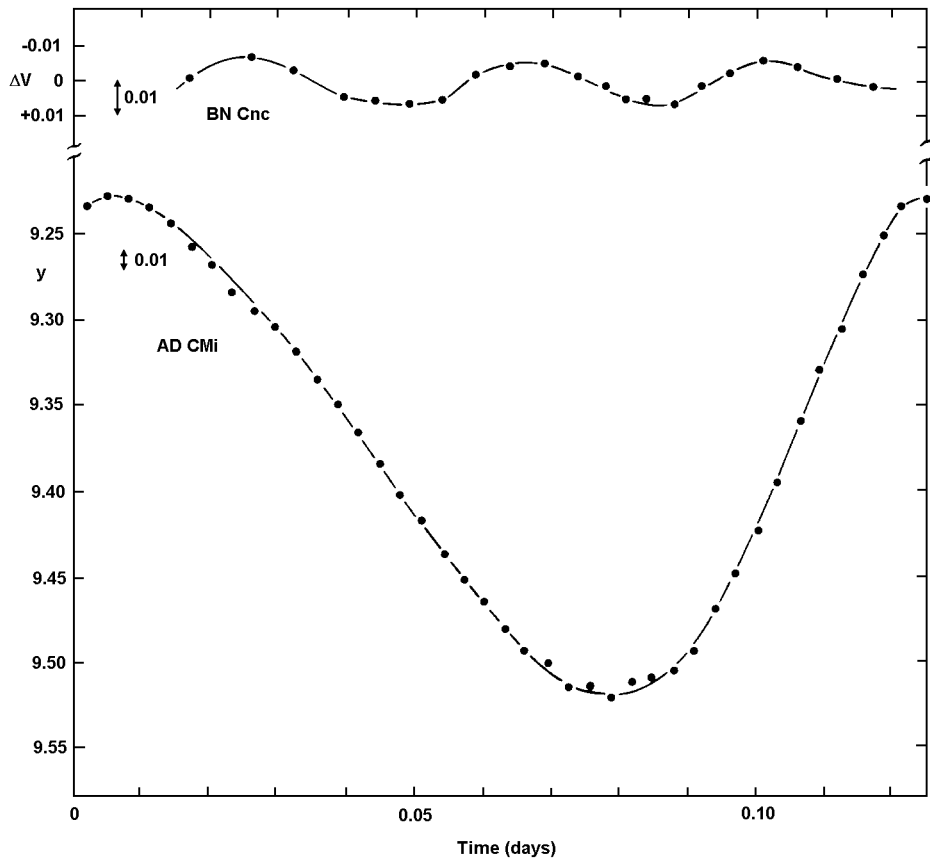


FIG. 9.1 – Courbes de lumière de deux variables  $\delta$  Sct. Breger, 1979.

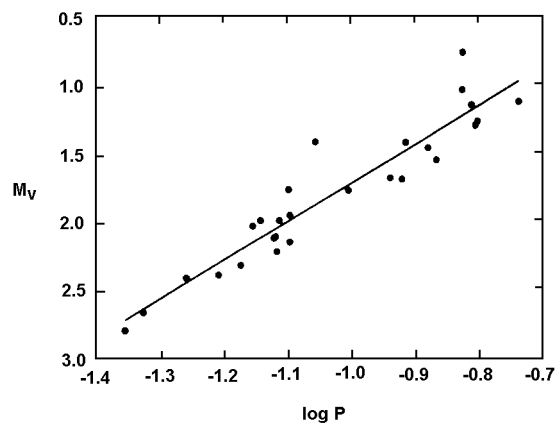


FIG. 9.2 – Diagramme période-luminosité de variables  $\delta$  Sct pulsant dans le mode radial fondamental. Fernie, 1992.

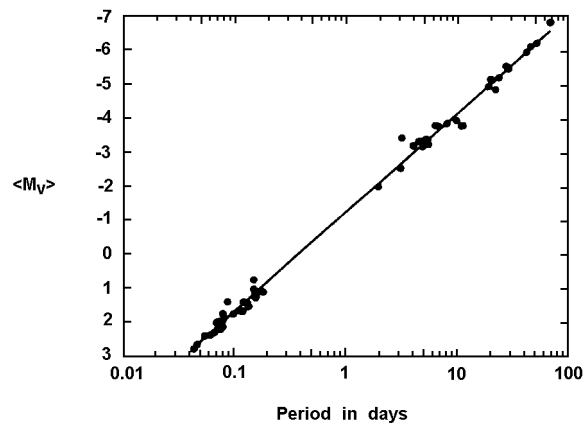


FIG. 9.3 – Diagramme période-luminosité de céphéides et de variables  $\delta$  Sct pulsant dans le mode radial fondamental. Fernie, 1992.

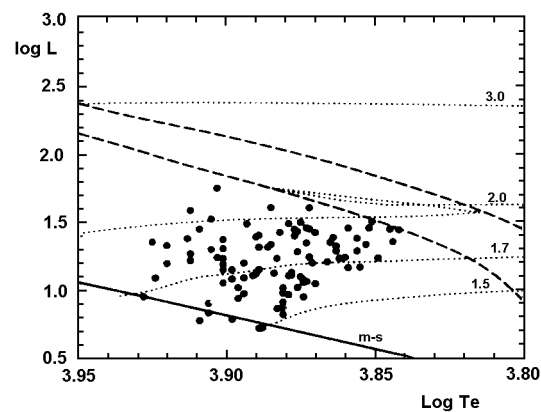


FIG. 9.4 – Région occupée par les variables  $\delta$  Sct dans le diagramme HR. Les lignes pointillées indiquent les chemins d'évolution. Les traits discontinus délimitent la région dans laquelle les chemins d'évolution décrivent une boucle vers le bleu avant de poursuivre vers le rouge (cette boucle est montrée seulement pour une étoile de  $2 M_{\odot}$ ). Les cercles pleins représentent des  $\delta$  Sct. Fernie, 1992.

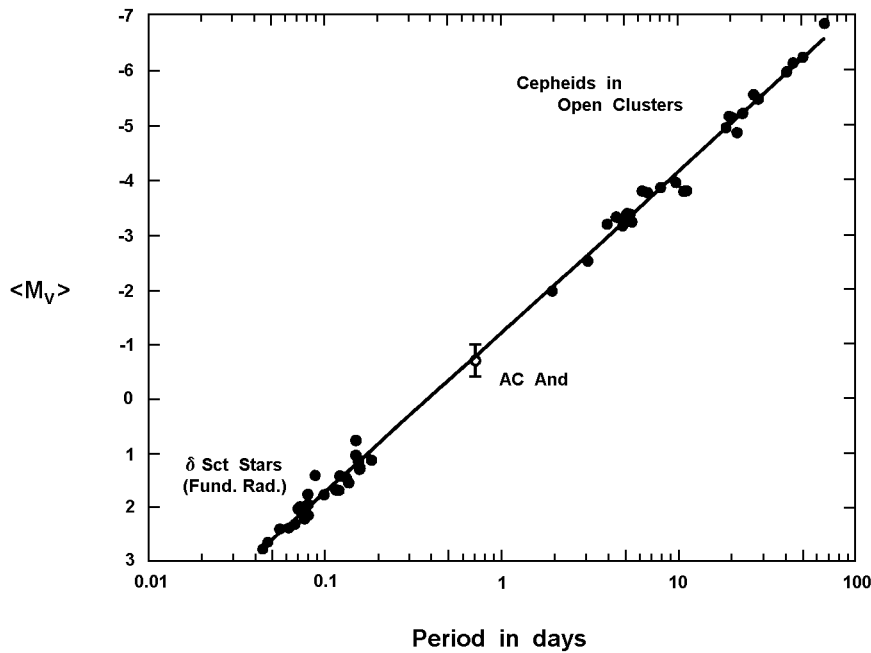


FIG. 9.5 – Relation période-luminosité de céphéides et de variables  $\delta$  Sct pulsant dans le mode fondamental. AC And obéit à la même relation. Fernie, 1994, Fig 1, p L20. Fernie, 1994.

Les variables SX Phe sont des étoiles de population II ou de vieille population I. On les trouve dans les amas globulaires. Leur stade d'évolution est incertain. Il s'agirait d'étoiles évoluées qui auraient subi des pertes de masse et qui évolueraient vers l'état de naine blanche. Leurs amplitudes sont en général plus grande que celles des  $\delta$  Sct.

Les deux groupes ont été longtemps confondus et la confusion se poursuit à l'heure actuelle. Les variables de type SX Phe ont longtemps été assimilées aux RR Lyr, puis appelées céphéides naines (et notées RRs), puis désignées par le nom du prototype, AI Vel. Il s'est avéré depuis que AI Vel était une  $\delta$  Sct de population I. Le prototype actuel est SX Phe. Les variables des deux groupes sont parfois appelées  $\delta$  Sct ou céphéides à périodes ultracourtes (USPC).

## Références

On trouvera des informations sur la relation période-luminosité et sur la position de ces variables dans le diagramme HR dans l'article de Fernie (1992). Pour le calcul des pulsations, on consultera l'article de Milligan et Carson (1992).

Quelques  $\delta$  Sct présentent dans leur spectre des raies de Ca II trop faibles pour leur type spectral. On les appelle  $\delta$  Del (Jaschek et Jaschek, 1990, p226).

Pour plus d'informations sur les étoiles de type  $\lambda$  Boo, on consultera les articles de Paunzen et al. (1997 et 1998).



- Breger M., 1979. Delta Scuti and related stars. *Pub Astron Soc Pac*, 91, 5–26.
- Fernie J.D., 1992. A new approach to the cepheid period-luminosity law :  $\delta$  Scuti stars as small cepheids. *Astron J*, 103, 1647–1651.
- Fernie J.D., 1994. AC Andromedae : the missing link between  $\delta$  Scuti stars and classical Cepheids? *Month Not Roy Astr Soc*, 271, L19–L20. Jaschek C., Jaschek M., 1990. *The classification of stars*. Cambridge University Press.
- Milligan H., Carson T.R., 1992. The pulsation of Delta-Scuti stars. *Astrophys Space Sci*, 189, 181–211.
- Paunzen E., Weiss W.W., Heiter U., North P., 1997. A consolidated catalogue of  $\lambda$  Bootis stars. *Astron Astrophys Suppl Ser*, 123, 93–101.
- Paunzen E. et al., 1998. Pulsation in  $\lambda$  Bootis stars. *Astron Astrophys*, 335, 533–538.



## Chapitre 10

### Variables de type $\beta$ Cep (BCEP)

Ces variables ont parfois été appelées variables de type  $\beta$  CMa, du nom d'un membre de ce groupe. Ce sont des étoiles de type spectral B0 à B4, occupant dans le diagramme HR une bande étroite proche de la séquence principale (figures 10.1 et 10.2).

Elles ont des périodes de 0,1 à 0,5 jour et des amplitudes de 0,01 à 0,3 magnitude. La comparaison des courbes de lumière et de vitesse radiale montre que le maximum de luminosité est atteint au minimum de rayon. La modulation de la courbe de lumière (figure 10.3), dans beaucoup de ces variables, s'explique bien par la présence de plusieurs périodes voisines. Selon certains auteurs, ces objets obéiraient à une relation période-luminosité, les périodes les plus longues étant observées pour les étoiles les plus brillantes, mais d'autres auteurs nient l'existence d'une telle relation.

La plupart des  $\beta$  Cep pulseraient dans le mode fondamental radial, mais des pulsations non radiales de degré  $\ell$  petit sont présentes dans un certain nombre d'entre elles. Certains auteurs réservent l'appellation  $\beta$  Cep aux étoiles B pulsantes qui présentent des pulsations dans au moins un mode radial.

Ces variables sont des étoiles jeunes. On en trouve dans les associations OB et dans les amas galactiques jeunes. Leur position dans le diagramme HR suggère qu'il s'agirait d'étoiles de 10 à 20  $M_{\odot}$  dans leur phase de séquence principale ou en fin de celle-ci. Pendant trente ans, de nombreux mécanismes de pulsation ont été proposés, mais aucun n'a pu rendre compte des observations de façon satisfaisante. Toutefois, vers 1990, on s'est aperçu que les opacités utilisées jusqu'alors devaient être accrues pour des températures supérieures à 100000 K et pour les faibles densités qu'on rencontre dans les géantes OB. Cet accroissement d'opacité est dû au fer et peut atteindre un facteur 5 au voisinage de 250000 K. Il est responsable d'une instabilité par le mécanisme  $\kappa$ . L'abondance du fer dans ces étoiles semble être un paramètre crucial pour l'existence de l'instabilité et cela expliquerait que toutes les étoiles B ne pulsent pas.

### Références

Les différents mécanismes imaginés pour tenter d'expliquer l'instabilité sont cités dans Osaki (1986). On trouvera la description du mécanisme  $\kappa$  responsable de l'instabilité dans

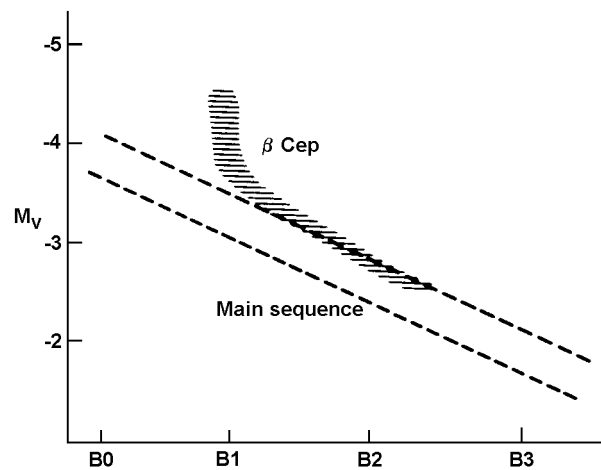


FIG. 10.1 – Position des variables  $\beta$  Cep dans le diagramme HR. Petit, 1987.

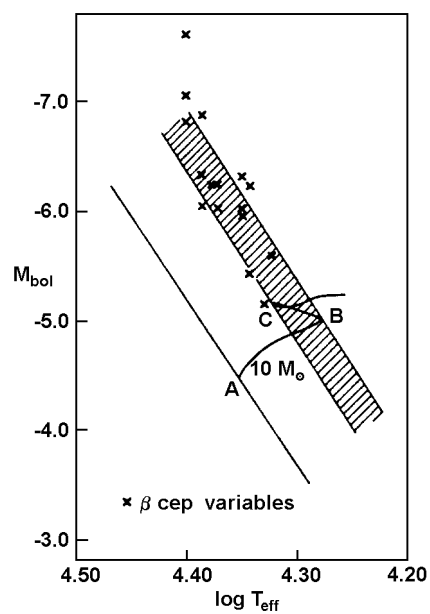


FIG. 10.2 – Position des variables  $\beta$  Cep (croix) dans le diagramme HR théorique. Lesh, Aizenman, 1973.

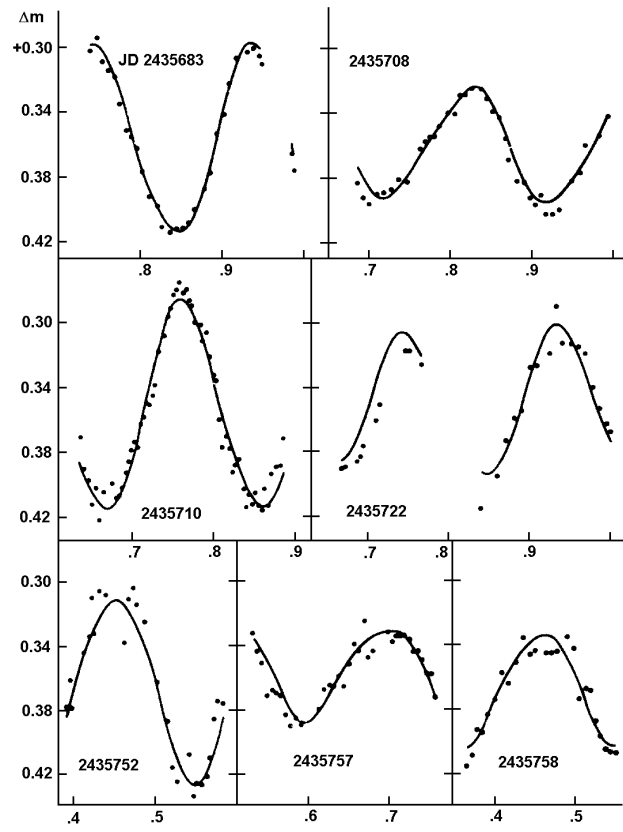


FIG. 10.3 – Courbes de lumière de DD Lac (variable de type  $\beta$  Cep). Jerzykiewicz, 1978.

Cox et al. (1992), Moskalik et Dziembowski (1992), Kiriakidis et al. (1992) et Dziembowski et Pamyatnykh (1993). Le même mécanisme explique la variabilité d'étoiles OB (Gautschy et Saio, 1993).

Cox A.N., Morgan S.M., Rogers F.J., Iglesias C.A., 1992. An opacity mechanism for the pulsation of OB stars. *Ap J*, 393, 272–277.

Dziembowski W.A., Pamyatnykh A.A., 1993. The opacity mechanism in B-type stars. I. Unstable modes in  $\beta$  Cephei star models. *Month Not Roy Astron Soc*, 262, 204–212.

Gautschy A., Saio H., 1993. On non-radial oscillations of B-type stars. *Month Not Roy Astron Soc*, 262, 213–219.

Jerzykiewicz M., 1978. Nonradial oscillations of the  $\beta$  Cephei star 12 Lacertae. *Acta Astron*, 28, 465–496.

Kiriakidis M., El Eid M.F., Glatzel W., 1992. Heavy element opacities and the pulsation of  $\beta$  Cepheid stars. *Mon Not Roy Astron Soc*, 255, 1P–5P.

Lesh J.R., Aizenman M., 1973. The spectral classification of the  $\beta$  Cephei stars and their location in the theoretical Hertzsprung-Russel diagram. *Astron Astrophys*, 22, 229–237.

Moskalik P., Dziembowski W.A., 1992. New opacities and the origin of the  $\beta$  Cephei pulsation. *Astron Astrophys*, 256, L5–L8.

Osaki Y., 1986. Beta Cephei variables. In Swings J.-P. (edit.), 1986, *Highlights of astronomy*, vol 7, Reidel, 247–254.

Petit M., 1987. *Variable stars*. Wiley and Sons.

# Chapitre 11

## Etoiles B à raies variables

Un certain nombre d'étoiles de type B présentent des raies spectrales à profils variables. Nous décrirons brièvement les SPB et les Be à profils variables.

Les *Slowly Pulsating B stars* ou SPB sont des variables de type spectral B3 à B8 de périodes comprises entre 1 et 5 jours. Les variations des profils de raies sont expliquées par des oscillations non radiales de degré  $\ell$  peu élevé ( $\ell < 3$ ) dans une étoile en rotation. Certaines de ces variables sont multipériodiques, les périodes observées indiquent qu'il s'agit de modes  $g$ . Le mécanisme d'excitation dans les SPB seraient de la même nature que celui qui est à l'oeuvre dans les  $\beta$  Cep. Les SPB constitueraient en quelque sorte une extension des  $\beta$  Cep vers les étoiles de masses plus faibles, jusqu'à  $2.5 M_{\odot}$ . La figure 11.1 montre la position de ce groupe dans le diagramme HR. 53 Per peut être considéré comme le prototype du groupe. Les figures 11.2 à 11.4 montrent des déformations de profils observées dans cette étoile.

Les étoiles de type Be sont caractérisées par une rotation rapide et la présence de raies en émission dans leurs spectres. Les composantes en émission sont attribuées à l'existence d'un disque circumstellaire.  $\zeta$  Oph est le prototype des variables de type Be. Les variables de ce groupe présentent des variations dans les profils des raies ainsi qu'une variabilité photométrique avec des périodes de l'ordre du jour. Dans le diagramme HR, on trouve ces variables dans la région des  $\beta$  Cep et des SPB.

Les figures 11.5 et 11.6 montrent les variations de profils de  $\zeta$  Oph, le prototype du groupe. On y observe des structures qui se déplacent dans le profil des raies élargies par la rotation. Ce phénomène peut s'expliquer par des oscillations non radiales de degré  $\ell$  souvent plus élevé que dans le groupe précédent (6 à 10) avec  $m = \pm\ell$ .

Une variabilité photométrique (de  $10^{-3}$  à 0,1 magnitude) est très répandue dans les Be à profils variables. Celles qui présentent ce phénomène sont parfois appelées variables de type  $\lambda$  Eri. La forme et l'amplitude de la courbe de lumière peuvent varier, mais la période reste constante. Selon les auteurs, les variations observées sont attribuées à des oscillations non radiales ou à la rotation d'étoiles dont la surface présente des régions actives.

Les variables de type  $\zeta$  Oph présentent des épisodes d'éjection de matière avec formation d'un anneau autour de l'étoile. Dans le catalogue général des étoiles variables,  $\zeta$  Oph est classée comme variable éruptive de type  $\gamma$  Cas.

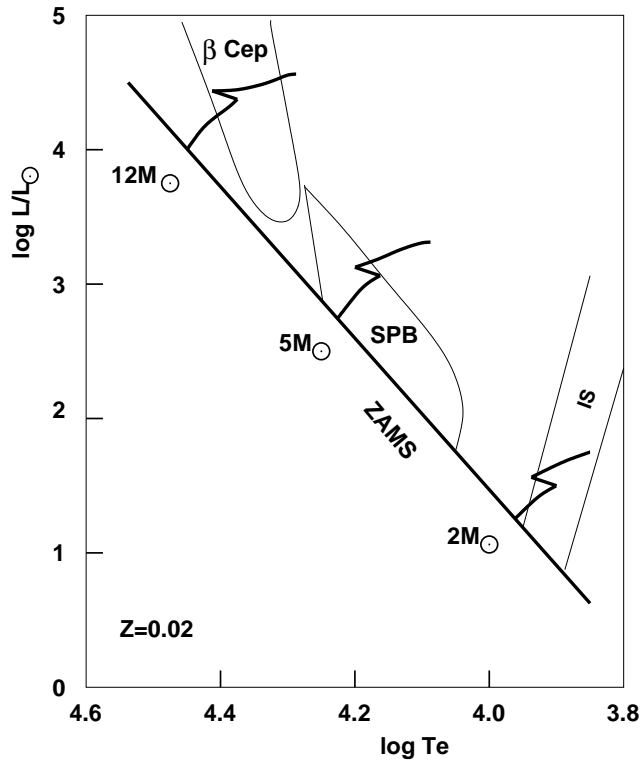


FIG. 11.1 – Diagramme HR schématique montrant la séquence principale (ZAMS), la bande d'instabilité (IS), les  $\beta$  Cep et les SPB.

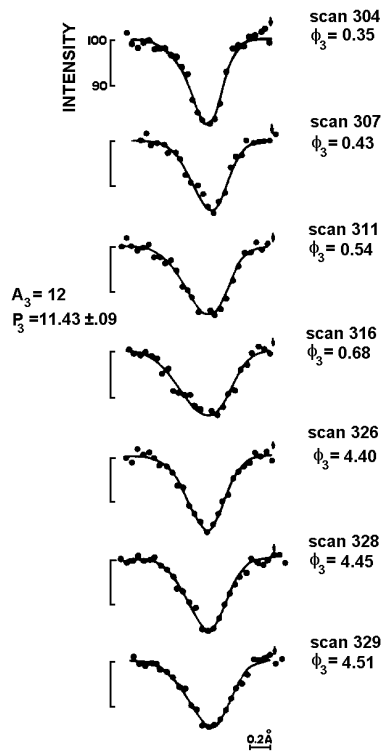


FIG. 11.2 – Comparaison entre les profils observés et calculés d'une raie de Si II dans 53 Per. Smith, McCall, 1978.



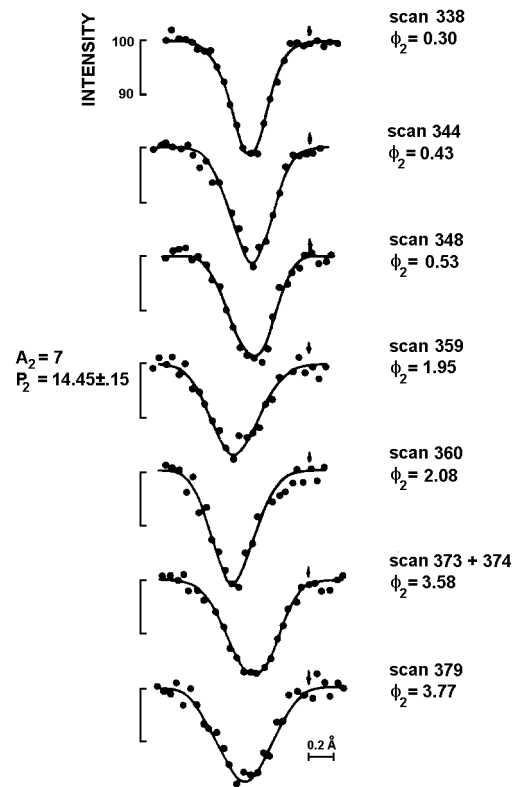


FIG. 11.3 – Comparaison entre les profils observés et calculés d’une raie de Si II dans 53 Per. Smith, McCall, 1978.

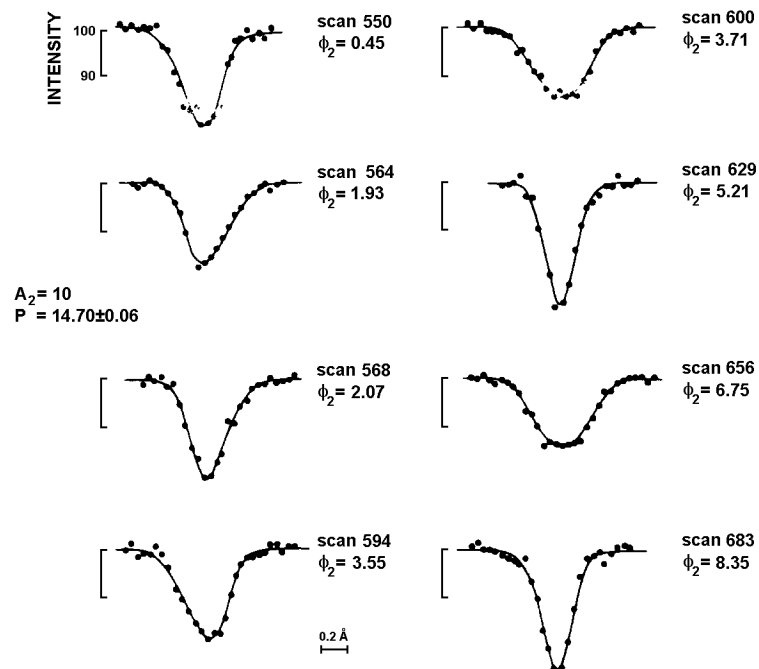


FIG. 11.4 – Comparaison entre les profils observés et calculés d’une raie de Si II dans 53 Per. Smith, McCall, 1978.

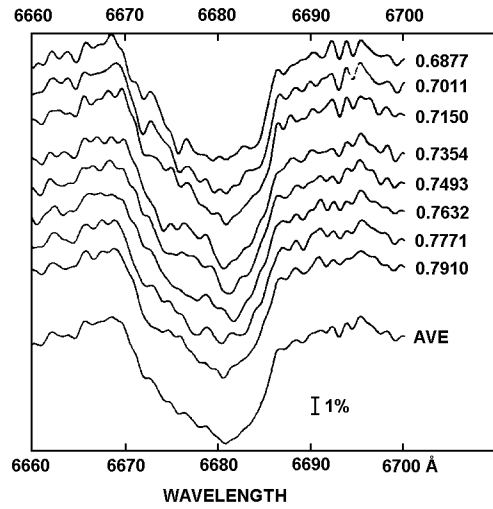


FIG. 11.5 – Profils d’une raie de He I dans  $\zeta$  Oph. Les spectres ont été pris à 20 minutes d’intervalle; le dernier est un spectre moyen. Walker, Yang, Fahlman, 1979.

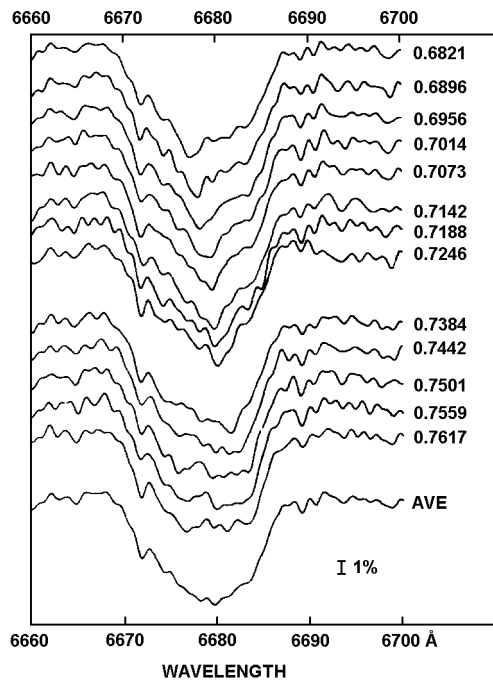


FIG. 11.6 – Profils d’une raie de He I dans  $\zeta$  Oph. Les spectres ont été pris à 8 minutes d’intervalle; le dernier est un spectre moyen. Walker, Yang, Fahlmna, 1979.

## Références

Sur ce sujet, on pourra consulter les articles de Osaki et Shibahashi (1986), Osaki (1986), Baade (1986), Waelkens (1991) et Cox et al. (1992).

Il y a de très belles figures de profils de raies variables de  $\zeta$  Oph dans l'article de Kambe et al. (1993).

Baade D., 1986. Nonradial and radial oscillations observed in non-emission line OB dwarfs and giants. In Swings J.-P. (edit.), Highlights of astronomy, vol 7, Reidel, 255–263.

Cox A.N., Morgan S.M., Rogers F.J., Iglesias C.A., 1992. An opacity mechanism for the pulsation of OB stars. *Astrophys J*, 393, 272–277.

Kambe E., Ando H., Hirata R., 1993. Short-term line-profile variations and episodic mass loss in the Be star  $\zeta$  Ophiuchi. *Astron Astrophys*, 273, 435–450.

Osaki Y., 1986. Nonradial modes in line-profile variable stars. In Gough D.O. (edit.), Seismology of the sun and distant stars, Reidel, 453–463.

Osaki Y., Shibahashi H., 1986. Oscillations and pulsations in the sun and stars. *Astrophys Space Sci*, 118, 195–207.

Smith M.A., McCall M.L., 1978. Undulations of a B-type star : 53 Persei. *Ap J*, 223, 221–233.

Waelkens C., 1991. Slowly pulsating B stars. *Astron Astrophys*, 246, 453–468.

Walker G.A.H., Yang S., Fahlman G.G, 1979. Spectral variations in  $\zeta$  Ophiuchi related to rotation. *Ap J*, 233, 199–204.



## Chapitre 12

### Variables compactes

Les variables compactes présentent des variations de lumière de quelques dixièmes de magnitude. Elles sont multipériodiques avec au moins 4 et généralement plus de 10 fréquences distinctes. L'amplitude de chaque composante ne dépasse pas quelques centièmes de magnitude. Les périodes vont d'une centaine à quelques milliers de secondes. La figure 12.1 montre une courbe de lumière.

On distingue 4 groupes de variables compactes. Nous les citons ci-dessous par ordre d'âge croissant. Les âges cités sont comptés à partir de la formation de la nébuleuse planétaire. PNNV : ce sont des noyaux de nébuleuses planétaires. Leurs âges n'excèdent pas  $10^4$  ans. DOV : ce sont des variables de type DO, dans une phase intermédiaire entre les nébuleuses planétaires et les naines blanches. Il n'y a plus de nébulosité observable. Leurs âges sont de l'ordre de  $10^5$  ans.

DBV : variables de type DB (naines blanches avec atmosphère d'hélium, 20 % des naines blanches). Leurs âges sont de l'ordre de  $10^7$  ans.

DAV : variables de type DA (naines blanches avec atmosphère d'hydrogène, 80 % des naines blanches). Leurs âges sont de l'ordre de  $10^9$  ans. Prototype : ZZ Cet.

La figure 12.2 montre la localisation de ces variables dans le diagramme HR. Les DBV

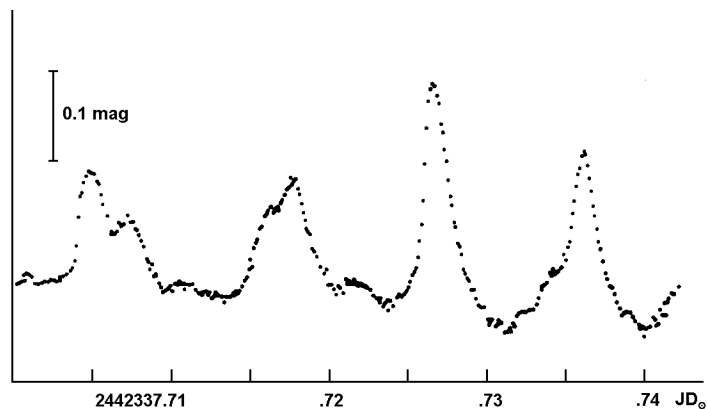


FIG. 12.1 – Courbe de lumière de ZZ Psc, une variable de type ZZ Cet. Hoffmeister, Richter, Wenzel, 1985.

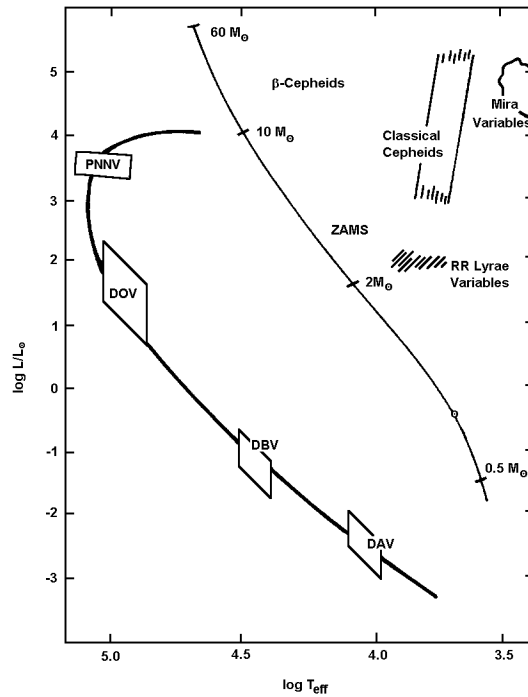


FIG. 12.2 – Les variables compactes dans le diagramme HR. Winget, 1988.

ont des températures effectives voisines de 25000 K, qui correspondent assez bien au maximum d'opacité de l'hélium neutre. Les DAV ont des températures effectives voisines de 12000 K, correspondant assez bien au maximum d'opacité de l'hydrogène. Pour ces deux types de variables, on pense que le mécanisme responsable de la pulsation est lié aux zones d'ionisation partielle de l'hélium (pour les DBV) et de l'hydrogène (pour les DAV) dans les couches superficielles. Les deux autres groupes ont des températures effectives très élevées, de l'ordre de  $10^5$  K. Les mécanismes proposés pour expliquer leurs pulsations ne sont pas satisfaisants (ionisation de C et O, peut-être).

Les modes observés sont des modes non radiaux de type  $g$  de degré  $\ell$  peu élevé. Il faut toutefois expliquer quel mécanisme sélectionne les modes observés. On a proposé comme explication que les modes observés pouvaient être piégés dans des zones favorables à leur excitation. Notons également qu'on observe parfois le *splitting* des fréquences dû à la rotation.

Dans quelques cas, une lente variation de la période a pu être mesurée et devrait, en principe, fournir des informations sur la vitesse de refroidissement de ces objets et, indirectement, sur leur capacité calorifique et la composition de leur noyau (mélange de C et O). Toutefois, à l'heure actuelle, les taux de variation observés sont incompatibles avec les résultats du calcul.

## Références

Sur ce sujet, on pourra consulter Van Horn (1984), Winget (1986), Cox (1986) et Winget (1988). On trouvera quelques indications sur les variations de période dans le livre de

Vauclair et Sion (1991).

Cox A.N., 1986. The PG1159 variables. In Swings J.-P. (edit.), *Highlights of astronomy*, vol 7, Reidel, 229–236.

Hoffmeister C., Richter G., Wenzel W., 1985. *Variable stars*. Springer.

Van Horn H.M., 1984. Non-radial oscillations of white dwarfs and neutron stars. In Noels A., Gabriel M. (edit.), *Theoretical problems in stellar stability and oscillations*, proceedings of the 25th Liège international astrophysical colloquium, 307–327.

Vauclair G., Sion E. (edit.), 1991. *White dwarfs*. Kluwer.

Winget D.E., 1986. Progress and problems in the study of the pulsating white dwarfs. In Swings J.-P. (edit.), *Highlights of astronomy*, vol 7. Reidel, 221–228.

Winget D.E., 1988. Seismological investigations of compact stars. In Christensen-Dalsgaard J., Frandsen S. (edit.), *Advances in helio- and astroseismology*, IAU symp 123, Reidel, 305–324.





# Chapitre 13

## Oscillations solaires

Nous n'évoquerons ici que les variations solaires de périodes comprises entre quelques minutes et quelques heures. On les détecte par effet Doppler, par mesure de la lumière ou par mesure du diamètre solaire.

### 13.1 L'oscillation à 5 minutes

Les mouvements de la surface solaire qu'on appelle l'oscillation à 5 minutes furent découverts par Leighton et ses collaborateurs en 1960. En 1975, cette oscillation put être résolue en modes discrets d'oscillation non radiale de degré  $\ell$  élevé, compris entre 200 et 1000. Depuis la fin des années 70, des modes d'oscillation de degré  $\ell$  peu élevé et de degré intermédiaire peuvent être mis en évidence.

Actuellement, on observe des modes non radiaux de toutes les valeurs du degré  $\ell$  de l'harmonique sphérique jusque 3000 environ. Ces modes ont des fréquences voisines de 3 mHz (périodes de l'ordre de 5 minutes).

La figure 13.1 1 montre un spectre de puissance des oscillations solaires. Les figures 13.2 à 13.4 montrent les fréquences des modes observés pour différentes valeurs de  $\ell$ . L'erreur relative sur les fréquences observées est inférieure à  $10^{-4}$  pour la plupart des modes et de l'ordre de  $10^{-5}$  pour un certain nombre d'entre eux.

Les amplitudes individuelles de ces modes sont très faibles. Elles correspondent à des vitesses de 10 à 20  $\text{cm s}^{-1}$  ou à des variations relatives de lumière de l'ordre de  $10^{-6}$ . Les amplitudes dépendent peu de la valeur de  $\ell$ .

Pour les valeurs peu élevées de  $\ell$ , les modes observés sont des modes  $p$  d'ordre compris entre 10 et 30 alors que pour les valeurs élevées de  $\ell$ , on observe le mode  $f$  et les quelques premiers modes  $p$ . Pour une valeur donnée et peu élevée de  $\ell$ , l'espacement des fréquences de deux modes consécutifs est d'environ 136  $\mu\text{Hz}$ .

Des structures fines dues à la rotation ont été mises en évidence. Le *splitting* rotationnel est voisin de 0,4  $\mu\text{Hz}$ . On observe également des variations de fréquence de l'ordre du demi- $\mu\text{Hz}$  au cours du cycle solaire de 11 ans.

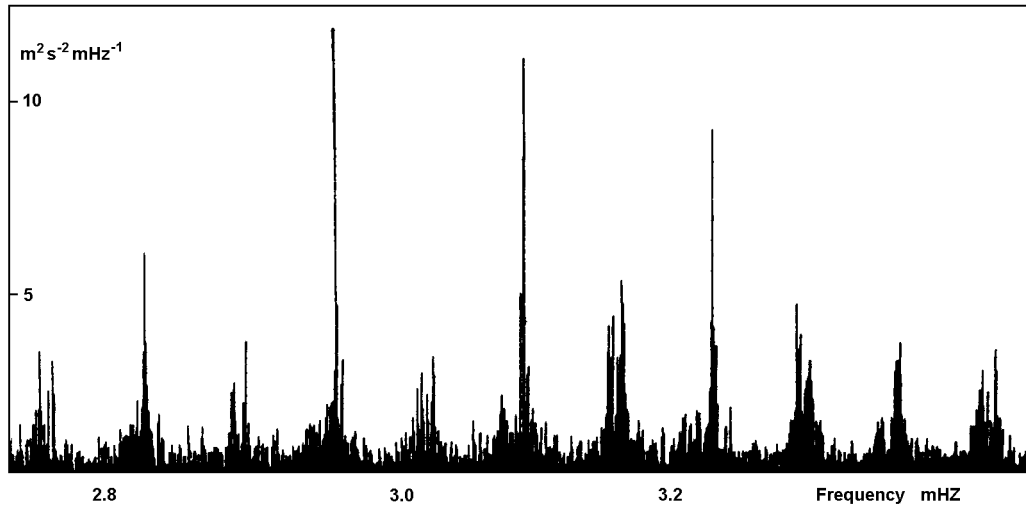


FIG. 13.1 – Partie centrale du spectre des modes  $p$  solaires. Gelly, Fossat, Grec, Pomerantz, 1988.

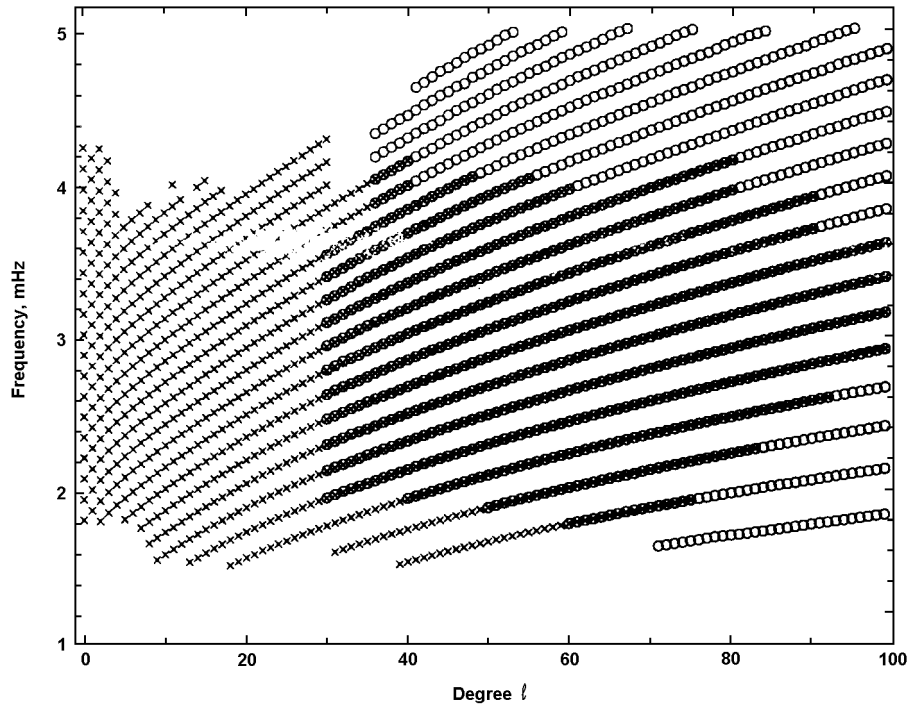


FIG. 13.2 – Diagramme  $\ell - \nu$  montrant les fréquences des modes  $p$  solaires pour les petites valeurs de  $\ell$ . Les modes de  $n$  le plus bas sont les modes  $p_2$ . Libbrecht, Kaufman, 1988.

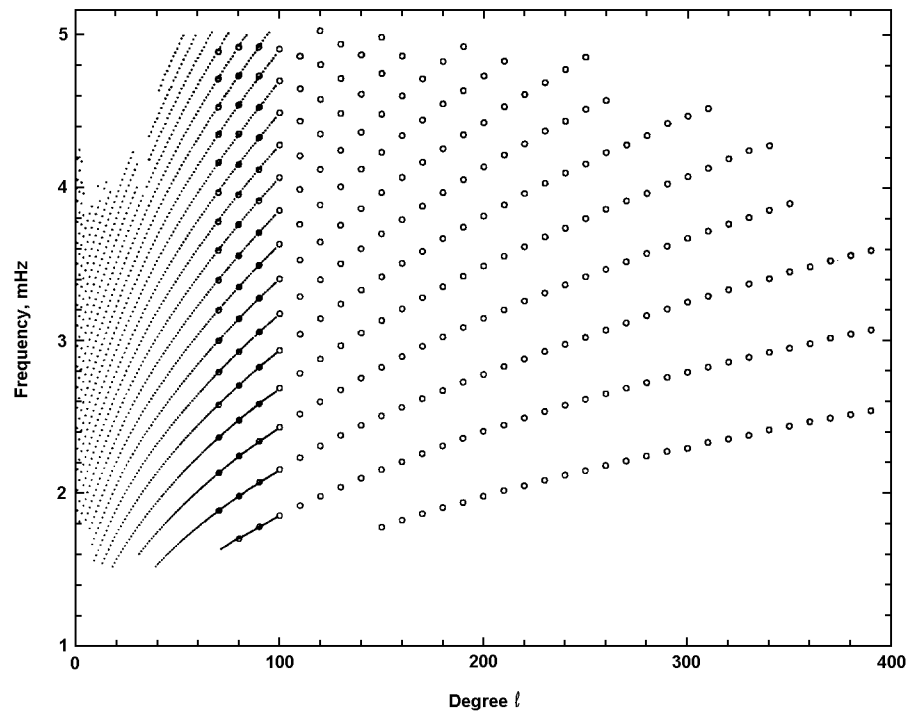


FIG. 13.3 – Fig.3. Diagramme  $\ell - \nu$  montrant les fréquences des modes  $p$  solaires pour les valeurs intermédiaires de  $\ell$ . Les modes de  $n$  le plus bas sont les modes  $p_1$ . Libbrecht, Kaufman, 1988.

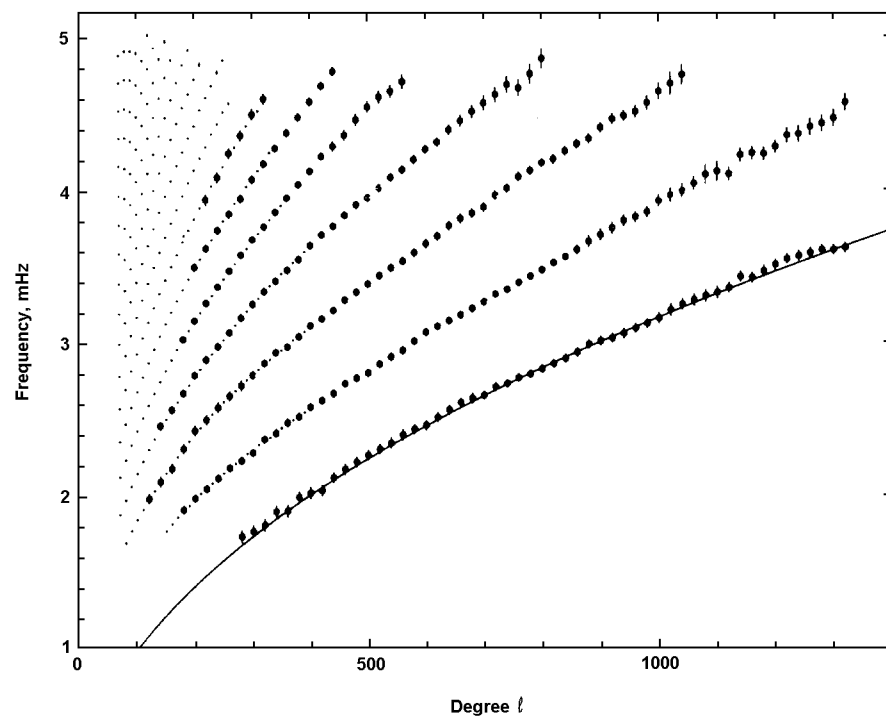


FIG. 13.4 – Diagramme  $\ell - \nu$  montrant les fréquences des modes  $p$  solaires pour les grandes valeurs de  $\ell$ . Les modes de  $n$  le plus bas sont les modes  $f$ . Libbrecht, Kaufman, 1988.

Les modèles solaires calculés par les techniques habituelles de l'évolution stellaire prédisent des fréquences d'oscillation qui donnent un accord grossier avec les fréquences observées : les écarts sont de l'ordre de 5 à 10  $\mu\text{Hz}$ , c'est-à-dire supérieurs aux erreurs observationnelles et de calcul.

Le problème de l'excitation de ces modes n'est pas résolu. Deux mécanismes sont le plus souvent invoqués :

- le mécanisme  $\kappa$  agissant dans la zone d'ionisation de l'hydrogène, juste sous la photosphère, là où l'opacité est due essentiellement à l'ion  $\text{H}^-$ .
- l'excitation stochastique des modes  $p$  par la convection turbulente.

Le second mécanisme a actuellement la faveur des spécialistes mais les résultats sont extrêmement sensibles aux détails du calcul et le couplage entre la convection et la pulsation pose problème.

## 13.2 Autres périodes

Des périodes comprises entre 10 et 60 minutes ainsi qu'une période de 160 minutes ont été observées. Toutefois, de graves désaccords subsistent entre les différentes observations, l'existence même de certains modes étant controversée.

## 13.3 Héliosismologie

On peut calculer les fréquences d'oscillation d'un modèle solaire obtenu par un programme d'évolution stellaire et les comparer aux fréquences observées. C'est ce qu'on appelle le problème direct. Cette approche se heurte toutefois à l'imprécision des modèles solaires :

- les programmes d'évolution n'ont pas été conçus pour fournir des modèles ayant une précision suffisante pour que la précision des fréquences théoriques atteigne celle des fréquences observées
- les incertitudes sur la physique sont assez grandes (convection, équation d'état, opacité, taux des réactions nucléaires)
- les modèles solaires ne tiennent pas compte de la rotation.

La connaissance d'un grand nombre de fréquences d'oscillation permet une autre approche. Elle consiste à exprimer une grandeur physique (ou plus exactement une correction à apporter à une grandeur physique calculée pour un modèle choisi comme référence) en termes des fréquences observées (problème inverse). C'est la méthode qui est utilisée en sismologie pour étudier l'intérieur de la Terre. Dans le cas du soleil, cette méthode (héliosismologie) devrait nous informer sur la vitesse du son et la vitesse de rotation dans l'intérieur. On a décrit la rotation interne du soleil de la façon suivante : la rotation de la zone convective différerait peu de la rotation observée en surface (plus rapide à l'équateur qu'aux pôles), sous la zone convective la zone radiative tournerait à la manière d'un solide avec une vitesse angulaire intermédiaire entre celles observées à l'équateur et aux pôles, enfin le noyau pourrait avoir une rotation plus rapide. Toutefois, cette description ne fait pas l'unanimité, les incertitudes étant encore fort grandes.

Certains auteurs envisagent l'application des méthodes sismologiques aux variables multi-périodiques des types suivants (astérosismologie) :  $\delta$  Sct, étoiles Ap à oscillations rapides et naines blanches.

## 13.4 Oscillations de type solaire dans les étoiles

Différents groupes ont tenté de mettre en évidence des oscillations de type solaire (c'est-à-dire des oscillations excitées par une zone convective proche de la surface) dans quelques étoiles brillantes proches. Le cas le plus étudié est celui de  $\alpha$  Cen. C'est un système binaire dont les composantes sont fort semblables au soleil (1, 1 et 0,9  $M_{\odot}$ , type spectral G2 et K1 respectivement). Il offre une occasion exceptionnelle de confronter la théorie de l'évolution stellaire aux observations. A plusieurs reprises l'observation d'oscillations de type solaire a été annoncée. Mais les désaccords entre les différentes observations ainsi qu'une analyse critique des méthodes utilisées permettent de considérer qu'à l'heure actuelle aucune oscillation de type solaire n'a été observée de façon non ambiguë dans une étoile autre que le soleil.

## Références

On pourra consulter sur ce sujet les textes suivants : Gough (1983), Noels et Gabriel (1984), Deubner et Gough (1986), Gough (1986), Osaki et Shibahashi (1986), Gelly et al. (1986), Christensen-Dalsgaard et Frandsen (1988), Rolfe (1988), Brown et Gilliland (1990), Innis et al. (1991) et Pottasch et al. (1992). On trouvera des tables détaillées des modes observés dans Libbrecht et al. (1990). Pour les variations de fréquences au cours du cycle solaire de 11 ans, on se reportera à Régulo et al. (1994), Elsworth et al. (1994) et à Pap et al. (1994). Genovese et al. (1995) ont analysé les incertitudes affectant la détermination de la rotation interne du soleil. Les problèmes rencontrés dans le calcul d'un modèle solaire précis ont été décrits par Gabriel (1990). Au sujet du mécanisme d'excitation des oscillations, on consultera Osaki (1990) et Kumar et Goldreich (1989). Pour des informations sur l'héliosismologie, on consultera Osaki et Shibahashi (1990), Christensen-Dalsgaard et Däppen (1992), Gu (1993) et Brown et Gilliland (1994). Kjeldsen et Bedding (1995a) ont procédé à une analyse critique des observations d'oscillations de type solaire dans des étoiles autres que le soleil et concluent qu'à l'heure actuelle, ce type d'oscillation n'a pas encore été observé de façon non ambiguë. Kjeldsen et Bedding (1995b) rapportent toutefois l'observation de modes p de périodes voisines de 20 minutes dans  $\eta$  Boo, une étoile de type G0 IV.

Brown T.M., Gilliland R.L., 1990. A search for solar-like oscillations in Alpha Centauri A. *Ap J*, 350, 839–845.

Brown T.M., Gilliland R.L., 1994. Asteroseismology. *Ann Rev Astron Astrophys*, 32, 37–82.

Christensen-Dalsgaard J., Däppen W., 1992. Solar oscillation and the equation of state. *Astron Astrophys Rev*, 4, 267–361.

- Christensen-Dalsgaard J., Frandsen S. (edit.), 1988. Advances in helio- and astroseismology, IAU symp 123. Reidel.
- Deubner F.L., Gough D., 1984. Helioseismology : oscillations as a diagnostic of the solar interior. *Ann Rev Astron Astrophys*, 22, 593–619.
- Elsworth Y., Howe R., Isaak G.R., McLeod C.P., Miller B.A., New R., Speake C.C., Wheeler S.J., 1994. Solar p-mode frequencies and their dependence on solar activity : recent results from the BISON network. *Astrophys J*, 434, 801–806.
- Gabriel M., 1990. Solar equilibrium models and physical processes governing the solar internal structure. In Osaki Y., Shibahashi H. (edit.), *Progress of seismology of the sun and stars*, Springer, 23–31.
- Gelly B., Fossat E., Grec G., Pomerantz M., 1988. Helioseismology from the South pole. The 1984/85 campaign. In Christensen-Dalsgaard J., Frandsen S. (edit.), *Advances in helio- and astroseismology*, IAU symp 123, Reidel, 21–23.
- Gelly B., Grec G., Fossat E., 1986. Evidence for global pressure oscillations in Procyon and  $\alpha$  Centauri. *Astron Astrophys*, 164, 383–394.
- Genovese C.R., Stark P.B., Thompson M.J., 1995. Uncertainties for two-dimensional models of solar rotation from helioseismic eigenfrequency splitting. *Astrophys J*, 443, 843–854.
- Gough D.O. (edit.), 1983. Problems of solar and stellar oscillations. *Solar Phys*, 82.
- Gough D.O. (edit.), 1986. *Seismology of the sun and distant stars*. Reidel.
- Gu Y., 1993. Nonlinear inversion for solar oscillation frequencies. *Astrophys J*, 413, 422–434.
- Innis J.L., Isaak G.R., Speake C.C., Brazier R.I., Williams H.R., 1991. High-precision velocity observations of Procyon A. I. Search for p-mode oscillations from 1988, 1989 and 1990 observations. *MNRAS*, 249, 643–653.
- Kjeldsen H., Bedding T.R., 1995a. Amplitudes of stellar oscillations : the implications for asteroseismology. *Astron Astrophys*, 293, 87–106.
- Kjeldsen H., Bedding T.R., 1995b. Solarlike oscillations in  $\eta$  Boo. *Astron J*, 109, 1313–1319.
- Kumar P. Goldreich P., 1989. Nonlinear interactions among solar acoustic modes. *Ap J*, 342, 558–575.
- Libbrecht K.G., Kaufman J.M., 1988. Frequencies of high-degree solar oscillations. *Ap J*, 324, 1172–1183.
- Libbrecht K.G., Woodard M.F., Kaufman J.M., 1990. Frequencies of solar oscillations. *Ap J Suppl Ser*, 74, 1129–1149.
- Noels A., Gabriel M. (edit.), 1984. Theoretical problems in stellar stability and oscillations, proceedings of the 25th Liège international astrophysical colloquium.
- Osaki Y., 1990. Excitation mechanisms of solar oscillations. In Osaki Y., Shibahashi H. (edit.), *Progress of seismology of the sun and stars*, Springer, 75–86.
- Osaki Y., Shibahashi H., 1986. Oscillations and pulsations in the sun and stars. *Astrophys Space Sci*, 118, 195–207.
- Osaki Y., Shibahashi H. (edit.), 1990. *Progress of seismology of the sun and stars*. Springer.
- Pap J.M., Frölich C., Hudson H.S., Solanki S.K. (edit.), 1994. *The Sun as a variable star*. Cambridge University Press.
- Pottasch E.M., Butcher H.R., Van Hoesel F.H.J., 1992. Solar-like oscillations on  $\alpha$  Centauri A. *Astron Astrophys*, 264, 138–146.

- Régulo C., Jiménez A., Pallé P.L., Hernandez P., Roca Cortés T., 1994. Variation of the frequencies of very low  $\ell$  p-modes. *Astrophys J*, 434, 384–388.
- Rolfe E.J. (edit.), 1988. *Seismology of the sun and sun-like stars*. ESA SP-286.





## Chapitre 14

# Variables de type $\alpha^2$ CVn (ACV)

Ce sont des étoiles de séquence principale, de type B8p à A7p, possédant un champ magnétique dipolaire de quelques centaines de gauss (limite de détectabilité) à quelques  $10^4$  gauss. On les appelle aussi variables magnétiques, mais ce terme devrait être évité car il a été parfois employé pour désigner les variables d'un autre groupe (AM Her).

Le spectre de ces étoiles montre des raies anormalement intenses et variables des éléments du groupe du fer, de Sr, Y, Zr et des terres rares. Les variations de lumière ont des amplitudes de 0,01 à 0,1 magnitude (figures 14.1 et 14.2). Le champ magnétique observé est également variable. Toutes ces variations ont une même période, généralement comprise entre 0,5 et 160 jours.

On pense que les éléments surabondants sont piégés par le champ magnétique et répartis non uniformément à la surface de l'étoile. Les variations observées sont expliquées par la rotation de l'étoile, l'axe de son dipôle magnétique n'étant pas aligné sur son axe de rotation (modèle du rotateur oblique).

Certaines de ces variables présentent en outre des variations de lumière de l'ordre de 0,01 magnitude et de période comprise entre 4 et 15 minutes qui se superposent à la variation due à la rotation (figure 14.3). L'analyse des variations fait généralement apparaître plusieurs fréquences régulièrement espacées (figures 14.4 et 14.5). Il s'agirait de modes non radiaux  $p$  de degré  $\ell$  petit mais d'ordre élevé. Ces variables sont notées ACVO dans le *General Catalogue of Variable Stars*, mais on les appelle couramment *rapidly oscillating Ap stars* (roAp). On les trouve dans la bande d'instabilité des variables  $\delta$  Sct et le mécanisme  $\kappa$  pourrait être responsable des pulsations (voir Kurtz, 1990)

## Références

- Hoffmeister C., Richter G., Wenzel W., 1985. Variable stars. Springer.  
 Kurtz D.W., 1990. Rapidly oscillating Ap stars. *Ann Rev Astron Astrophys*, 28, 607–655.  
 Petit M., 1987. Variable stars. Wiley and Sons.

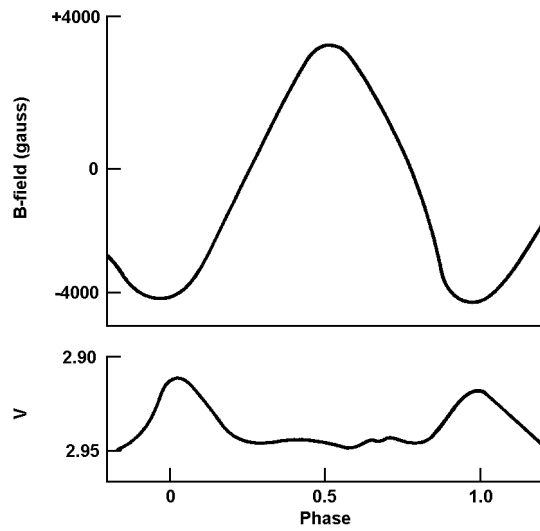


FIG. 14.1 – Variations magnétiques et photométriques de  $\alpha^2$  CVn. Petit, 1987.

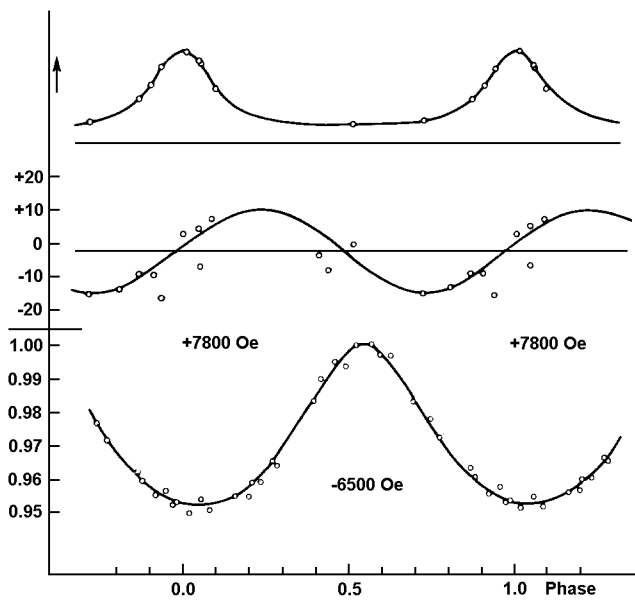


FIG. 14.2 – Variations périodiques dans CS Vir. En haut : intensité d'une raie de Eu II; au centre : vitesse radiale (km/s); en bas : intensité de la lumière. Hoffmeister, Richter, Wenzel, 1985.

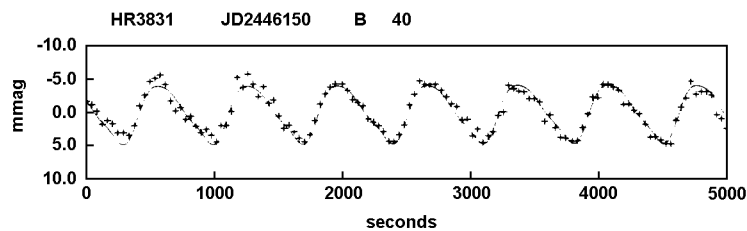


FIG. 14.3 – Une portion de la courbe de lumière de HR 3831 au voisinage du maximum de pulsation. Kurtz, 1990.

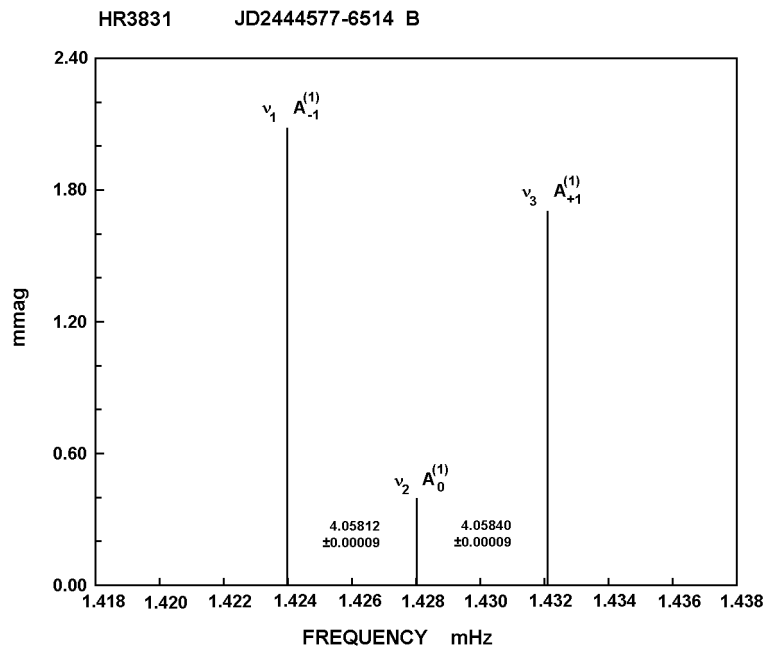


FIG. 14.4 – Schéma montrant un triplet de fréquences dans HR 3831. Kurtz, 1990.

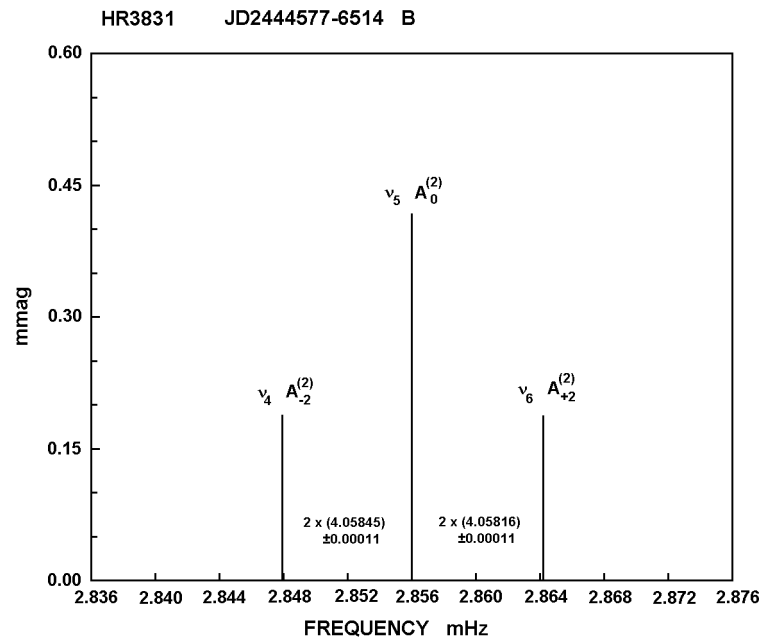


FIG. 14.5 – Schéma montrant un triplet de fréquences dans HR 3831. Kurtz, 1990.



## Chapitre 15

# Luminous Blue Variables (LBV)

Les variables appartenant autrefois aux types P Cyg et S Dor ainsi que les variables de Hubble-Sandage sont considérées comme appartenant au même type de variables et sont désignées par le terme LBV (Luminous Blue Variables).

Ce sont des supergéantes de très haute luminosité (typiquement  $10^6 L_{\odot}$ ), plus brillantes que  $-9$  magnitudes bolométriques (figure 15.1). Elles subissent d'importantes pertes de masse au cours d'éruptions sporadiques.  $\eta$  Car, P Cyg et S Dor sont des variables typiques de cette classe.

L'examen de la partie supérieure du diagramme HR montre qu'il existe une limite supérieure à la luminosité des étoiles, la limite de Humphreys-Davidson. Cette limite dépend de la température effective et se situe aux environs de  $-9,5$  ou  $-10 M_{\text{bol}}$  pour les températures effectives inférieures à  $15000$  K (figure 15.1). Les LBV connues sont proches de cette limite.

Les LBV présentent des variations de lumière irrégulières de différentes amplitudes sur différentes échelles de temps (figures 15.2 et 15.3). Des éruptions de 3 à 7 magnitudes accompagnent d'importantes éjections de matière. On estime que de tels phénomènes peuvent se répéter après quelques centaines ou milliers d'années. Des variations modérées de 1 ou 2 magnitudes peuvent se produire en quelques mois et se répéter sur des échelles de temps de 10 à 40 ans. Enfin, des variations d'une demi-magnitude s'observent sur des échelles de temps plus courtes de l'ordre de quelques mois à quelques années.

Les spectres présentent des raies d'émission bien apparentes de H, HeI, FeII et [FeII] avec un profil P Cyg, c'est-à-dire avec une absorption dans l'aile de la raie en émission, du côté des courtes longueurs d'onde (figure 15.4). La dénomination P Cyg qui a été utilisée pour désigner ces variables est maintenant réservée pour désigner cet effet spectroscopique. L'effet P Cyg est présent dans beaucoup d'autres étoiles, il est le signe d'une enveloppe en expansion. La partie en absorption de la raie est due à la matière située entre l'observateur et le disque stellaire. Au minimum visuel, le spectre est celui d'une supergéante bleue (température effective supérieure à  $15000$  ou  $20000$  K). Au maximum visuel, le spectre ressemble à celui d'une supergéante plus froide de type A ou F (température de l'ordre de  $8000$  K).

Les LBV subissent d'importantes pertes de masse. Au cours de la phase d'évolution LBV, qui durerait de  $10^4$  à  $10^5$  ans, la perte totale de masse pourrait s'élever à  $1 M_{\odot}$  ou un peu

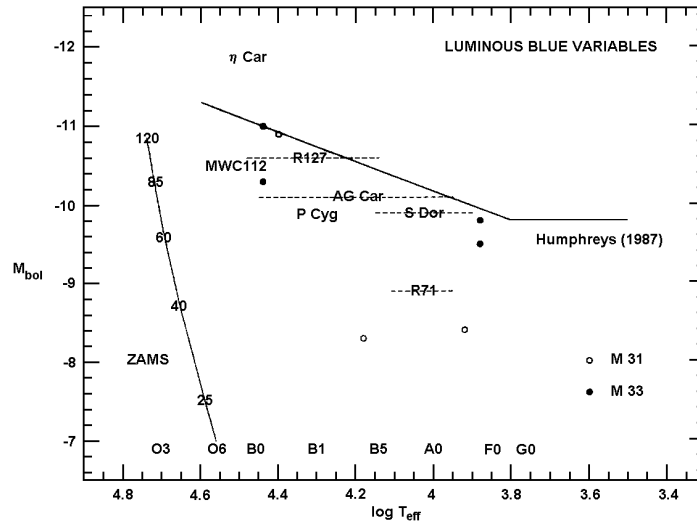


FIG. 15.1 – Distribution des variables LBV dans le diagramme HR. Bohannan, 1989.

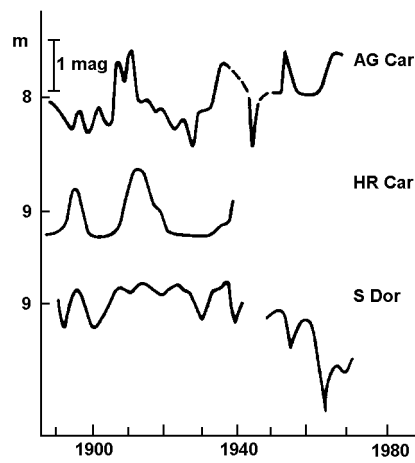


FIG. 15.2 – Courbes de lumière de trois variables de type S Dor. Sharov, 1975.

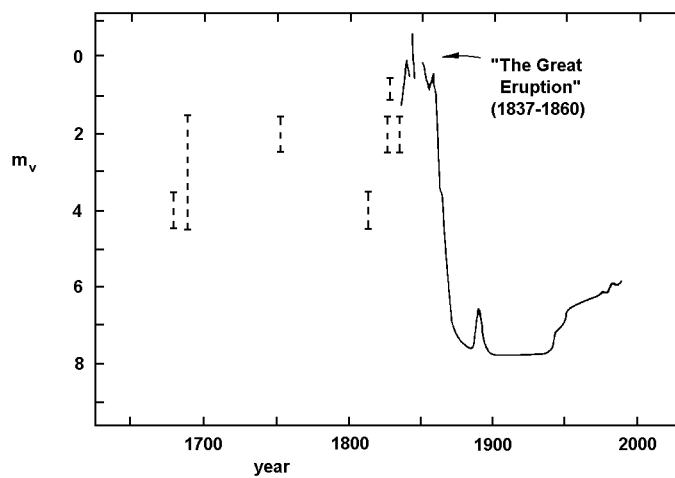


FIG. 15.3 – Variations de brillance de  $\eta$  Car. Davidson, 1989.

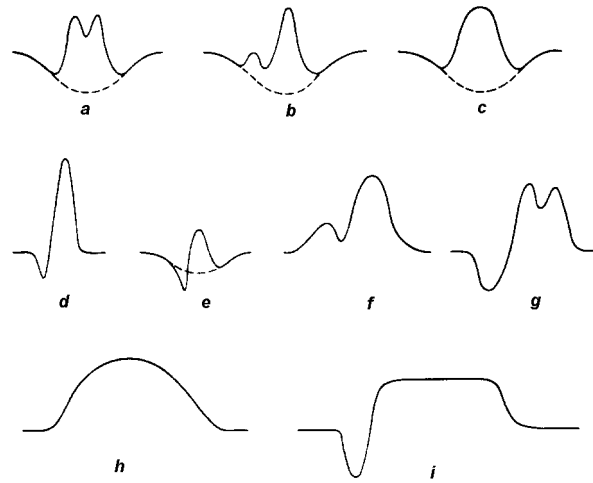


FIG. 15.4 – Profils caractéristiques de raies d'émission : a,b,c : étoiles Be ; d,e,f,g : profils P Cygni ; h, i : étoiles de Wolf-Rayet. Barbier, 1958.

plus, ce qui donnerait une perte de masse moyenne de  $10^{-4}$  à  $10^{-5} M_{\odot}$  par an. Toutefois, des pertes de masse plus élevées sont connues. Ainsi,  $\eta$  Car aurait perdu de 2 à  $3 M_{\odot}$  durant sa fameuse éruption de 1837 à 1860 et sa perte de masse actuelle est estimée à  $10^{-4}$  ou  $10^{-3} M_{\odot}$  par an. Les matériaux éjectés sont riches en azote et en hélium, ils ont probablement subi le cycle CNO. Les LBV sont entourées d'enveloppes circumstellaires en expansion et il est fréquent d'observer un léger excès dans l'infrarouge proche.

Les LBV résultent vraisemblablement de l'évolution d'étoiles de masses comprises entre 40 et  $120 M_{\odot}$  ayant brûlé l'hydrogène au centre. Après la phase de séquence principale, l'évolution vers la droite du diagramme HR amène l'étoile à la limite de Humphreys-Davidson. Une perte de masse intense stopperait alors cette évolution vers la droite et ramènerait l'étoile vers la gauche. Jusque très récemment, le mécanisme responsable de cette perte intense de masse et de l'existence de la limite de Humphreys-Davidson était resté inconnu, bien que beaucoup d'auteurs s'accordaient sur le fait que la pression de rayonnement élevée devait jouer un rôle prépondérant dans la genèse de cette instabilité. Les opacités stellaires calculées récemment présentent un accroissement important au voisinage de  $250000$  K, par rapport aux anciennes tables. Cet accroissement des opacités est dû au fer. Les modèles stellaires de masse élevée, non déficients en métaux, calculés avec ces nouvelles opacités, présentent une structure peu usuelle. Les couches de température inférieure à  $5 \cdot 10^5$  K apparaissent comme une enveloppe presque détachée entourant une photosphère très chaude. Lorsque l'étoile évolue vers le stade de géante rouge, une instabilité dynamique apparaît dans l'enveloppe si trois conditions sont réunies. La masse initiale doit être élevée, de façon à avoir un noyau massif de haute luminosité. La masse de l'enveloppe doit avoir été réduite par le vent stellaire, de sorte qu'il en résulte un rapport luminosité sur masse supérieur à la normale. Par la relation d'Eddington

$$1 - \beta = \langle \kappa \rangle L / (4\pi c G M)$$

la combinaison de ces deux facteurs entraîne une faible valeur de  $\beta$  dans l'enveloppe, ce qui réduit  $\Gamma_1$  à des valeurs proches de  $4/3$ . Enfin  $\Gamma_1$  doit être inférieur à  $4/3$  dans certaines

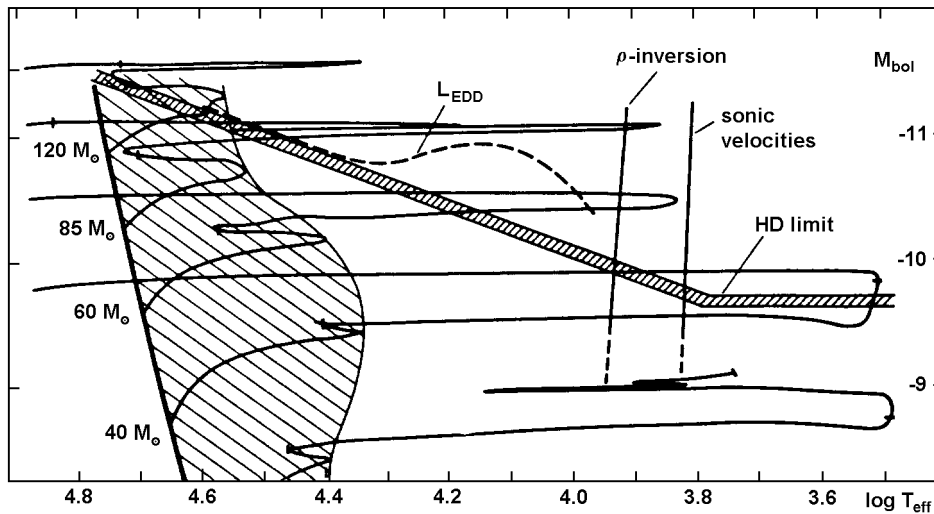


FIG. 15.5 – Chemins d'évolution dans le diagramme HR. Maeder, 1989.

couches de l'enveloppe, par l'ionisation partielle de l'hydrogène et de l'hélium. Il faut noter que dans ces modèles très lumineux, le temps caractéristique thermique dans l'enveloppe cesse d'être long par rapport au temps dynamique. Le calcul montre l'existence de modes violemment instables (l'instabilité se développe sur une échelle de temps dynamique). Ces modes fortement non adiabatiques sont souvent appelés modes étranges.

Les LBV seraient les précurseurs des étoiles de Wolf-Rayet (WR). Pour les masses initiales comprises entre 40 et 50  $M_{\odot}$ , l'évolution vers le rouge pourrait se poursuivre jusqu'au stade de variable OH/IR avant de donner naissance à une WR (figure 15.5).

## Références

Sur la limite de Humphreys-Davidson, voir Humphreys et Davidson (1979).

Pour de plus amples informations sur les variables de type S Dor ou LBV, on consultera Lamers et de Loore (1987), Davidson et al. (1989), Humphreys (1989), Maeder (1989) et de Jager et Nieuwenhuizen (1992).

Sur la nature de l'instabilité responsable des pertes de masse, voir Stothers et Chin (1993), Glatzel et Kiriakidis (1993), Kiriakidis et al. (1993) et Glatzel (1994). Le même mécanisme pourrait être à l'oeuvre dans les étoiles de Wolf-Rayet et dans les variables R CrB.

Barbier D., 1958. Théorie générale des atmosphères stellaires. In Flüge S. (edit.), 1958, Astrophysics I : stellar surfaces - binaries, Handbuch der Physik, vol 50, Springer, 274–398.

Bohannan B., 1989. The distribution of types of luminous blue variables. In Davidson K., Moffat A.F.J., Lamers H.J.G.L.M. (edit.), 1989, Physics of luminous blue variables, Kluwer, 35–43.

Davidson K., 1989. Plinian eruptions à la Eta Carinae. In Davidson K., Moffat A.F.J., Lamers H.J.G.L.M. (edit.), 1989, Physics of luminous blue variables, Kluwer, 101–108.



- Davidson K., Moffat A.F.J., Lamers H.J.G.L.M. (edit.), 1989. *Physics of luminous blue variables*. Kluwer.
- De Jager C., Nieuwenhuizen H. (edit.), 1992. *Instabilities in evolved super- and hypergiants*. North-Holland.
- Glatzel W., 1994. On the origin of strange modes and the mechanism of related instabilities. *Month Not Roy Astron Soc*, 271, 66–74.
- Glatzel W., Kiriakidis M., 1993. Stability of massive stars and the Humphreys-Davidson limit. *Month Not Roy Astron Soc*, 263, 375–384.
- Humphreys R.M., 1989. What are LBV's? Their characteristics and role in the upper HR diagram. In Davidson K., Moffat A.F.J., Lamers H.J.G.L.M. (edit.), *Physics of luminous blue variables*, Kluwer, 3–14.
- Humphreys R.M., Davidson K., 1979. Studies of luminous stars in nearby galaxies. III. Comments on the evolution of the most massive stars in the Milky Way and the Large Magellanic Cloud. *Astrophys J*, 232, 409–420.
- Kiriakidis M., Fricke K.J., Glatzel W., 1993. The stability of massive stars and its dependence on metallicity and opacity. *Month Not Roy Astron Soc*, 264, 50–62.
- Lamers H.J.G.L.M., De Loore C.W.H., 1987. *Instabilities in luminous early type stars*. Reidel.
- Maeder A., 1989. On the evolutionary status and instability of the luminous blue variables (LBV). In Davidson K., Moffat A.F.J., Lamers H.J.G.L.M. (edit.), *Physics of luminous blue variables*, Kluwer, 15–26.
- Sharov A.S., 1975. S Dor-type variables in other galaxies. In Sherwood V.E., Plaut L (edit.), *Variable stars and stellar evolution*, IAU Symp 67, Reidel, 275–284.
- Stothers R.B., Chin C.-W., 1993. Dynamical instability as the cause of the massive outbursts in Eta Carinae and other luminous blue variables. *Astrophys J*, 408, L85–88.



## Chapitre 16

# Etoiles de Wolf-Rayet (WR)

Les étoiles de Wolf-Rayet sont des objets chauds et lumineux, de population I extrême, présentant des raies d'émission larges ( $10^3 \text{ km s}^{-1}$ ) dues à un vent stellaire important (la perte de masse est de l'ordre de  $10^{-5}$  à  $10^{-4} M_{\odot}$  par an). La plupart montrent des variations de lumière irrégulières pouvant atteindre 0,1 magnitude, sur des échelles de temps de quelques heures à quelques jours. On a parfois mis en évidence l'existence d'une période stable. L'opacité du vent stellaire rend difficile l'interprétation des observations.

Une phase WR semble être une étape normale de l'évolution des étoiles de masse supérieure à  $40 M_{\odot}$ . Lorsque le noyau constitué essentiellement d'hélium aurait été mis à nu après l'expulsion de l'enveloppe par le vent stellaire, l'étoile apparaîtrait comme une étoile de Wolf-Rayet. On distingue deux sous-groupes majeurs, les WN (raies d'hélium et d'azote) et les WC (raies du carbone, d'oxygène et d'hélium).

Différents mécanismes ont été invoqués pour expliquer la variabilité de ces objets : systèmes binaires serrés dont une composante est un objet compact, étoiles en rotation ayant une surface non uniforme, pulsations, instabilité du vent.

## Références

Pour plus de détails sur les Wolf-Rayet, on consultera Maeder (1986), Abbott et Conti (1987), Lamers et de Loore (1987) et Lamers et al. (1992). Pour des informations sur les vents stellaires des étoiles de Wolf-Rayet (et de quelques autres types de variables, notamment les LBV), voir Drissen et al. (1992).

Abbott D.C., Conti P.S., 1987. Wolf-Rayet stars. *Ann Rev Astron Astrophys*, 25, 113–150.

Drissen L., Leitherer C., Nota A. (edit.), 1992. Non isotropic and variable outflows from stars. *Astron Soc of Pacific*.

Lamers H.J.G.L.M., De Loore C.W.H., 1987. *Instabilities in luminous early type stars*. Reidel.

Lamers H.J.G.L.M., Maeder A., Schmutz W., Cassinelli J.P., 1992, Wolf-Rayet stars as starting points or as endpoints of the evolution of massive stars. *Ap J*, 368, 538–544.

Maeder A., 1986. Radial and non-radial pulsations in Wolf-Rayet stars and in supergiants. In Swings J.-P. (edit.), *Highlights of astronomy*, vol 7, Reidel, 273–281.



## Chapitre 17

### Variables de type R CrB (RCB)

Ce sont des supergéantes de type spectral intermédiaire (F ou G principalement), constituées essentiellement d'hélium, déficientes en hydrogène (par un facteur  $10^{-4}$  à  $10^{-5}$ ) mais enrichies en carbone (HdC = hydrogen-deficient carbon stars). Leurs températures effectives et leurs luminosités sont assez mal connues. Elles sont normalement à leur maximum de lumière (magnitude bolométrique comprise entre  $-4$  et  $-6$ ). Elles présentent, de façon irrégulière, des déclins de 1 à 9 magnitudes qui se produisent en quelques semaines. Au minimum, quelques raies métalliques apparaissent en émission. Les minimums peuvent durer de quelques semaines à plusieurs années. Elles retrouvent ensuite leur luminosité maximale en quelques mois. A ces variations, se superpose généralement une variation de quelques dixièmes de magnitude et de période comprise entre 30 et 100 jours (figure 17.1).

Ces étoiles présentent un excès infra-rouge dû à une enveloppe de poussières circumstellaires. On explique les minimums de lumière par la formation de nuages de particules de carbone qui occultent l'étoile dans le visible. La vitesse radiale varie très peu entre le maximum et le minimum, ce qui exclut la possibilité d'éjection de matière.

R CrB serait un pulsateur radial (quelques dixièmes de magnitude) avec au moins deux modes présents (périodes de 44 et 51 jours), proche de la bande d'instabilité des céphéides. La vitesse radiale maximale est atteinte un quart de cycle après le minimum de lumière. Le maximum de lumière est donc atteint au rayon minimal, ce qui est le comportement attendu d'une étoile dont l'enveloppe ne contient pas ou presque pas d'hydrogène.

L'état évolutif de ces étoiles est très incertain. Leurs progéniteurs pourraient être des étoiles de la branche asymptotique qui auraient perdu leur enveloppe d'hydrogène. Il s'agirait alors d'étoiles de masse comprise entre  $0,8$  et  $0,9 M_{\odot}$  évoluant de la région des géantes rouges à celle des naines blanches sur des trajets horizontaux dans le diagramme HR. Le mode fondamental radial est instable et fortement non adiabatique (temps thermique proche du temps dynamique).

evar065.eps

FIG. 17.1 – Courbe de lumière de R CrB. Hoffmeister, Richter, Wenzel, 1985.

## Références

On trouvera des informations sur l'état d'évolution des variables de type R CrB dans les articles de Wood (1976) et de Weiss (1987a et b). On trouvera des données récentes concernant la photométrie et les vitesses radiales de R CrB dans l'article de Fernie et Lawson (1993).

Fernie J.D., Lawson W.A., 1993. The pulsational nature of R Coronae Borealis : light and radial velocity variations during 1990 and 1991. *Month Not Roy Astron Soc*, 265, 899–904.

Hoffmeister C., Richter G., Wenzel W., 1985. *Variable stars*. Springer.

Weiss A., 1987a. Evolutionary models for R CrB stars. *Astron Astrophys*, 185, 165–177.

Weiss A., 1987b. Linear nonadiabatic pulsations of R CrB models. *Astron Astrophys*, 185, 178–188.

Wood P.R., 1976. Pulsation of high luminosity helium stars. *Month Not Roy Astron Soc*, 174, 531–539.

# Chapitre 18

## Les supernovae (SN)

Les supernovae sont des étoiles dont la luminosité croît rapidement de 20 magnitudes et plus à la suite d'une explosion, puis décline lentement. Le spectre d'une supernova présente des émissions et des absorptions très larges, excédant parfois 100 Å et dont l'identification est difficile. L'explosion altère complètement la structure de l'étoile et éjecte dans le milieu interstellaire une grande partie de sa masse. La matière éjectée par l'explosion atteint des vitesses élevées, jusqu'à 20000 km s<sup>-1</sup> pour le type I et 15000 km s<sup>-1</sup> pour le type II.

Diverses propositions de classification des supernovae ont été faites. Nous n'en retiendrons que les grandes lignes. Les supernovae de type I sont caractérisées par l'absence des raies de l'hydrogène, tandis qu'elles sont présentes dans le spectre des supernovae de type II. Chacun des deux types a un comportement caractéristique (figure 18.1).

Le type I est divisé en les sous-types Ia et Ib. Les SN Ia présentent des structures en absorption à 6150 Å, dues à Si II qu'on ne trouve pas dans les SN Ib. De plus, les SN Ia sont les seules supernovae qu'on observe dans les galaxies elliptiques. Ce seraient donc des objets de population II. Les SN Ib et SN II sont seulement observées dans les galaxies spirales et dans les galaxies irrégulières et sembleraient même être associées à des régions H II. Ce seraient des objets de population I. Au maximum, les supernovae atteignent des magnitudes voisines de -20 pour le type Ia, -18 ou -18,5 pour le type Ib et sont moins lumineuses que -18 magnitudes pour le type II. Des signaux radio sont détectables pour les supernovae des types Ib et II, mais pas pour le type Ia. On pense que les supernovae de Tycho Brahe (SN 1572) et de Kepler (SN 1604) devaient être de type Ia. SN 1054, qui nous a laissé la nébuleuse du Crabe et le pulsar CM Tau, aurait été de type II. Les supernovae de type Ia forment un groupe assez homogène au contraire de celles appartenant aux types Ib ou II.

On explique les différents types de supernovae par les scénarios suivants. Les étoiles de masse initiale inférieure à 8 M<sub>⊙</sub> terminent en général leur évolution comme naines blanches, après avoir transformé l'hydrogène en hélium, puis celui-ci en carbone et oxygène et après avoir perdu une grande partie de leur masse. Dans des circonstances favorables, un système binaire dont une composante est une naine blanche pourrait être le siège d'un transfert de masse du compagnon vers la naine blanche. Lorsque la naine blanche atteint la masse limite de Chandrasekhar (1,4M<sub>⊙</sub>, à ce moment la densité centrale est de l'ordre de 2.10<sup>9</sup> g cm<sup>-3</sup>), une instabilité dynamique conduirait à l'effondrement du cœur

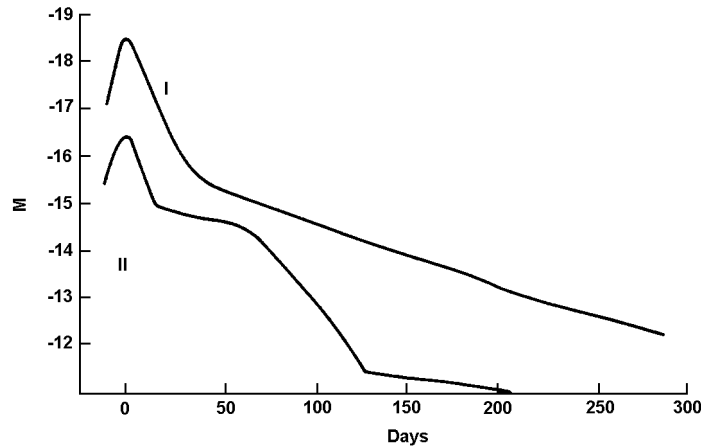


FIG. 18.1 – Courbes de lumière moyennes de 38 supernovae de type I et de 13 supernovae de type II. Petit, 1987.

de l'étoile, suivi d'une explosion qui détruirait complètement l'étoile, ne laissant aucun résidu stellaire (étoile de neutrons ou trou noir). Cette explosion constituerait la supernova de type Ia.

Les étoiles de masse supérieure à  $8 M_{\odot}$  sont assez massives pour poursuivre la nucléosynthèse jusqu'aux éléments du groupe du fer. Après avoir synthétisé le fer dans son cœur, l'étoile se trouve privée de combustible nucléaire et subit alors une instabilité dynamique. Le cœur de l'étoile s'effondre jusqu'à atteindre des densités de l'ordre de  $10^{15} \text{ g cm}^{-3}$  (étoile de neutrons). L'énergie libérée par l'implosion expulserait les couches extérieures, laissant un résidu stellaire (étoile de neutrons ou trou noir). La supernova serait de type Ib ou II selon qu'au moment de l'explosion l'étoile a complètement perdu ou non son enveloppe d'hydrogène. Schématiquement, les étoiles O (avec des masses de plus de  $20 M_{\odot}$  lorsqu'elles sont sur la séquence principale) subissent d'intenses pertes de masse et seraient à l'origine des SN Ib. Les étoiles B (masses inférieures à  $20 M_{\odot}$  sur la séquence principale) subissent des pertes de masse plus faibles et seraient les progéniteurs des SN II. La masse au-dessus de laquelle l'enveloppe d'hydrogène serait complètement évaporée au moment de l'explosion est fort incertaine et pourrait être plus élevée que  $20 M_{\odot}$ . Selon ce scénario, l'explosion se produirait pendant la phase de géante rouge. Notons que les spécialistes ne partagent pas tous le même point de vue sur l'origine des SN Ib. Il n'est d'ailleurs pas inconcevable que les supernovae de ce type puissent avoir des progéniteurs de différents types.

Au cours d'une explosion de supernova, les éléments lourds synthétisés dans l'étoile tout au long de son évolution sont rejetés dans le milieu interstellaire. Les supernovae jouent donc un rôle fondamental dans l'évolution chimique des galaxies.

## SN 1987A

Le 23 février 1987, SN 1987A était observée dans le grand nuage de Magellan. Les raies de l'hydrogène étaient bien visibles dans son spectre, toutefois, son comportement a diffé-



sur bien des points de celui d'une supernova de type II. La courbe de lumière a présenté une allure assez inattendue et la supernova à son maximum s'est révélée moins brillante que d'ordinaire. Depuis le milieu de 1990, une émission radio d'intensité croissante est observée. A ce jour, aucun pulsar n'a été détecté à la place de l'étoile qui a explosé.

Une quinzaine de neutrinos émis dans les premières phases du phénomène furent observés, confirmant dans les grandes lignes le mécanisme de formation d'une supernova de type II.

Le précurseur de la supernova est connu (Sk  $-69^\circ$  202). C'est une supergéante bleue d'une vingtaine de  $M_\odot$ , alors que la théorie prévoyait une supergéante rouge. Les schémas d'interprétation ont donc dû être revus. On a invoqué une perte de masse très élevée, qui a pour effet de ramener l'étoile dans la zone des supergéantes bleues. Mais cette hypothèse est incompatible avec le fait que lors de l'explosion il restait une enveloppe d'hydrogène substantielle. D'autre part la masse du progéniteur était trop faible pour justifier une perte de masse très élevée. La seconde explication avancée est la faible métallicité. Il semblerait qu'avec une forte déficience en métaux, l'étoile pouvait redevenir une supergéante bleue avant d'exploser. Mais cette explication ne résoudre pas tous les problèmes.

## Références

Pour de plus amples informations, on pourra consulter Bethe et Brown (1985), Woosley et Weaver (1986), Wheeler et Harkness (1987), Weiler et Sramek (1988), Van den Bergh et Tamman (1991), Petschek (1990), Da Silva (1993) et Murdin (1993). On trouvera d'excellents exposés dans le livre de Bludman et al. (1994). Au sujet de SN 1987A, on se référera à Alloin et Schatzman (1987), Woosley et Weaver (1989), Arnett et al. (1989), Staveley-Smith et al. (1992) et McCray (1993).

Alloin D., Schatzman E., 1987. La supernova 1987A. *La Recherche*, vol 18, n° 194, 1494–1502.

Arnett W.D., Bahcall J.N., Kirshner R.P., Woosley S.E., 1989. Supernova 1987A. *Ann Rev Astron Astrophys*, 27, 629–700.

Bethe H.A., Brown G., 1985. How a supernova explodes. *Scientific American*, vol 252, n° 5, 40–48.

Bludman S.A., MochKovitch R., Zinn-Justin J. (edit.), 1994. *Supernovae*. North Holland.

Da Silva L.A.L., 1993. The classification of supernovae. *Astrophys Space Sci*, 202, 215–236.

McCray R., 1993. Supernova 1987A revisited. *Ann Rev Astron Astrophys*, 31, 175–216.

Murdin P., 1993. Supernovae can't be typecast. *Nature*, 363, 668–669.

Petit M., 1987. *Variable stars*. Wiley and Sons.

Petschek A.G. (edit.), 1990. *Supernovae*. Springer.

Staveley-Smith L., Manchester R.N., Kesteven M.J., Campbell-Wilson D., Crawford D.F., Turtle A.J., Reynolds J.E., Tzioumis A.K., Killeen N.E.B., Jauney D.L., 1992. Birth of a radio supernova remnant in supernova 1987A. *Nature*, 355, 147–149.

Van den Bergh S., Tammann G.A., 1991. Galactic and extragalactic supernova rates. *Ann Rev Astron Astrophys*, 29, 363–407.

Weiler K.W., Sramek R.A., 1988. Supernovae and supernova remnants. *Ann Rev Astron Astrophys*, 26, 295–341.

- Wheeler J.C., Harkness R.P., 1987. Helium-rich supernovas. *Scientific American*, vol 257, n° 5, 50–58.
- Woosley S.E., Weaver T.A., 1986. The physics of supernovae explosions. *Ann Rev Astron Astrophys*, 24, 205–253.
- Woosley S., Weaver T., 1989. The great supernova of 1987. *Scientific American*, vol 261, n° 2, 32–40.

# Chapitre 19

## Les novae (N)

Une nova apparaît comme un objet bleu qui augmente d'éclat de 7 à 19 magnitudes, en un temps allant de un jour à quelques dizaines de jours. Elle revient ensuite progressivement à son éclat initial en quelques mois ou années. De petites variations de lumière peuvent encore être présentes au minimum (figures 19.1 à 19.4).

Le spectre de la nova évolue comme l'indique la figure 19.5. Notons qu'au voisinage du maximum de lumière, il ressemble aux spectres de supergéantes A ou F. Puis des raies larges d'hydrogène, d'hélium et d'autres éléments apparaissent en émission avec des composantes en absorption, témoignant de l'existence d'une enveloppe en expansion rapide. Plus tard, les raies interdites, caractéristiques des nébuleuses gazeuses excitées par une étoile chaude, apparaissent dans le spectre. Au minimum, le spectre est généralement continu ou ressemble aux spectres des étoiles de Wolf-Rayet (continu avec raies d'émission bien distinctes).

Selon les caractéristiques de la courbe de lumière, on distingue les sous-types suivants : NA novae rapides, NB novae lentes, NC novae très lentes et NR novae récurrentes. Enfin, on désigne par NL des objets présentant certaines ressemblances avec les novae (un certain nombre de ces objets ont été trop peu étudiés).

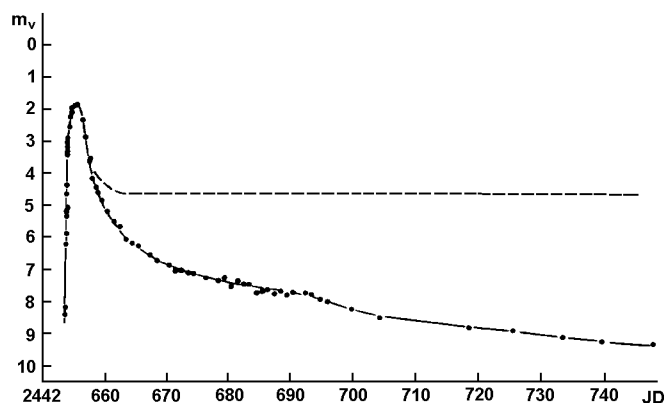


FIG. 19.1 – Courbe de lumière de la nova V 1500 Cyg (NA). En trait discontinu, la magnitude bolométrique. Hoffmeister, Richter, Wenzel, 1985.

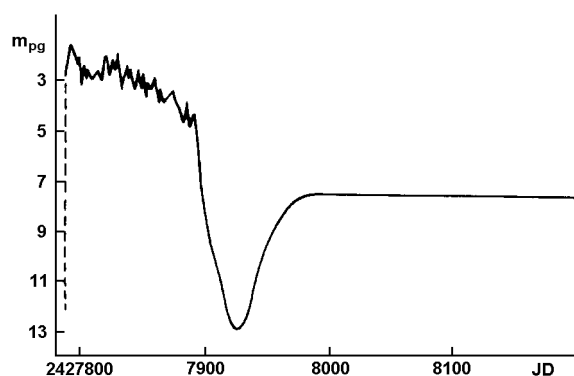


FIG. 19.2 – Courbe de lumière de la nova DQ Her (NB). Hoffmeister, Richter, Wenzel, 1985.

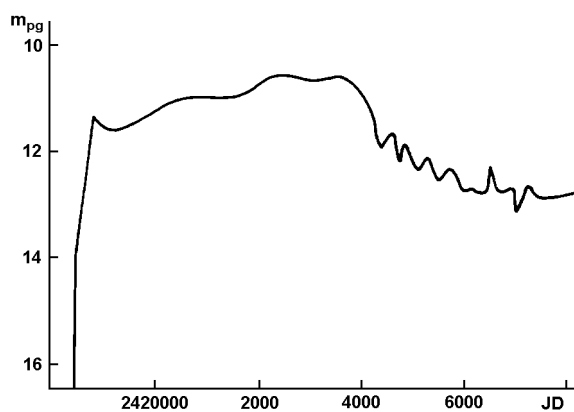


FIG. 19.3 – Courbe de lumière de la nova RT Ser (NC). Hoffmeister, Richter, Wenzel, 1985.

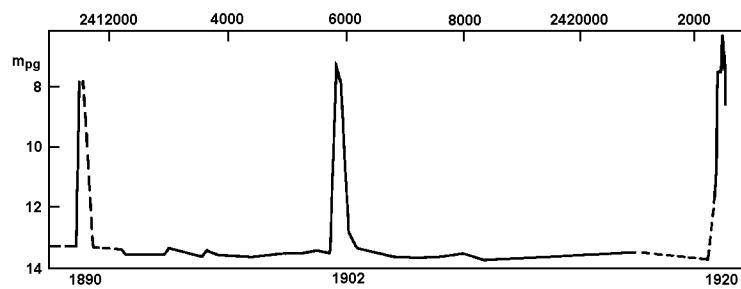


FIG. 19.4 – Courbe de lumière de la nova T Pyx (NR). Hoffmeister, Richter, Wenzel, 1985.

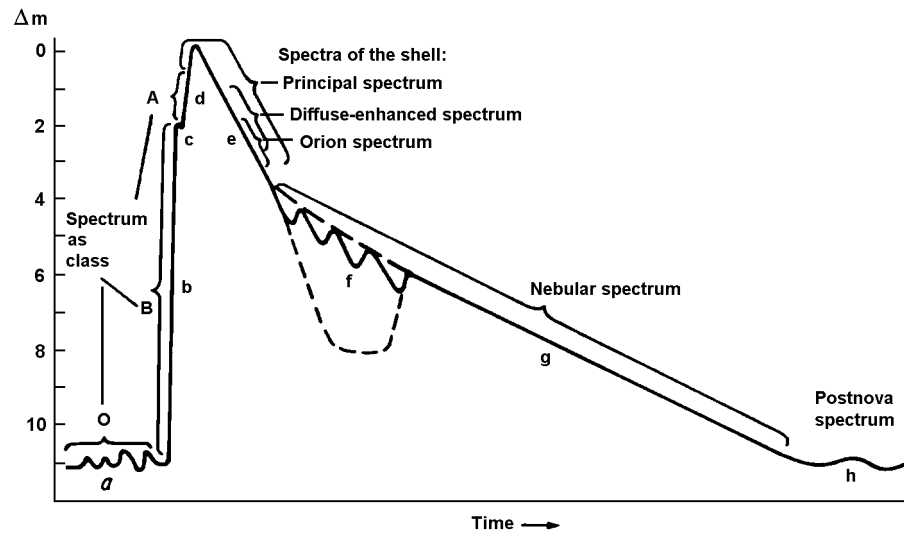


FIG. 19.5 – Courbe de lumière schématique d'une nova. Hoffmeister, Richter, Wenzel, 1985.

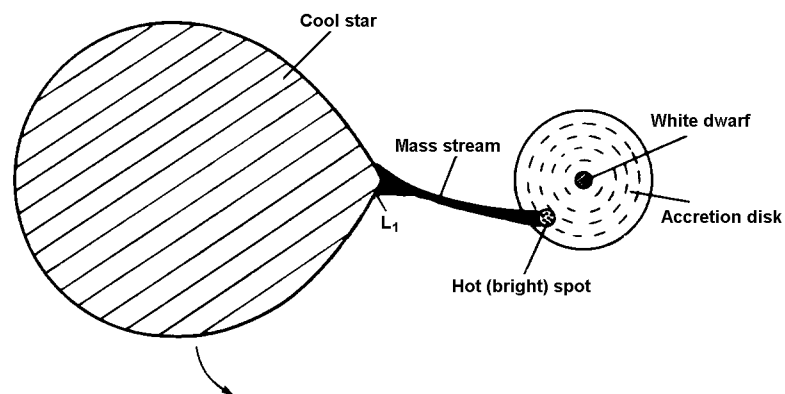


FIG. 19.6 – Modèle de nova. Robinson, 1976.

Les novae sont des systèmes binaires serrés avec des périodes orbitales généralement comprises entre 3 et 12 heures (mais T CrB a une période de 227,6 jours) dont une des composantes est une naine blanche. L'autre composante, plus froide, remplit complètement son lobe de Roche et perd de la matière. Celle-ci est capturée par la naine blanche après avoir transité par un disque d'accrétion, comme le schématise la figure 19.6. De la matière riche en hydrogène s'accumule progressivement à la surface de la naine blanche. Lorsque la température à la base de la matière accrétée devient suffisamment élevée, les réactions nucléaires démarrent et deviennent explosives (instabilité thermique des réactions nucléaires dans la matière dégénérée) et expulsent les couches superficielles de l'étoile. La masse éjectée est petite, comparée à la masse de l'étoile ( $10^{-8}$  à  $10^{-5} M_{\odot}$ ) et les vitesses d'éjection vont de quelques centaines à quelques milliers de  $\text{km s}^{-1}$ .

## Références

La nova V1974 Cyg qui explosa au début de 1992 a été particulièrement bien étudiée, l'article de Starrfield et Shore (1995) est facile à lire.

Hoffmeister C., Richter G., Wenzel W., 1985. *Variable stars*. Springer.

Robinson E.L., 1976. The structure of cataclysmic variables. *Ann Rev Astron Astrophys*, 14, 119–142.

Starrfield S., Shore S.N., 1995. The birth and death of Nova V1974 Cygni. *Scientific American*, 272, n° 1, 56–61.