Zeitschrift: Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft

Herausgeber: Schweizerische Astronomische Gesellschaft

Band: 62 (2004)

Heft: 325

Artikel: Mesures photométriques d'étoiles variables diverses : quatrième partie : travail de maturité

Autor: Coquille, Loren

DOI: https://doi.org/10.5169/seals-898366

Nutzungsbedingungen

Die ETH-Bibliothek ist die Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften auf E-Periodica. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Zeitschriften und ist nicht verantwortlich für deren Inhalte. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern beziehungsweise den externen Rechteinhabern. Das Veröffentlichen von Bildern in Print- und Online-Publikationen sowie auf Social Media-Kanälen oder Webseiten ist nur mit vorheriger Genehmigung der Rechteinhaber erlaubt. Mehr erfahren

Conditions d'utilisation

L'ETH Library est le fournisseur des revues numérisées. Elle ne détient aucun droit d'auteur sur les revues et n'est pas responsable de leur contenu. En règle générale, les droits sont détenus par les éditeurs ou les détenteurs de droits externes. La reproduction d'images dans des publications imprimées ou en ligne ainsi que sur des canaux de médias sociaux ou des sites web n'est autorisée qu'avec l'accord préalable des détenteurs des droits. En savoir plus

Terms of use

The ETH Library is the provider of the digitised journals. It does not own any copyrights to the journals and is not responsible for their content. The rights usually lie with the publishers or the external rights holders. Publishing images in print and online publications, as well as on social media channels or websites, is only permitted with the prior consent of the rights holders. Find out more

Download PDF: 17.07.2025

ETH-Bibliothek Zürich, E-Periodica, https://www.e-periodica.ch

Mesures photométriques d'étoiles variables diverses

Quatrième partie - Travail de maturité

LOREN COQUILLE

Chapitre II: Les étoiles variables pulsantes

1. Théorie

a. Définitions, propriétés et caractéristiques

Introduction

Parmi les étoiles variables, les pulsantes sont les plus nombreuses. Cette catégorie regroupe des étoiles très différentes les unes des autres, mais elles ont en commun leur mécanisme de variabilité, à savoir la pulsation.

Ce mécanisme a été très brièvement expliqué dans l'introduction, je vais le reprendre plus en détails ici.

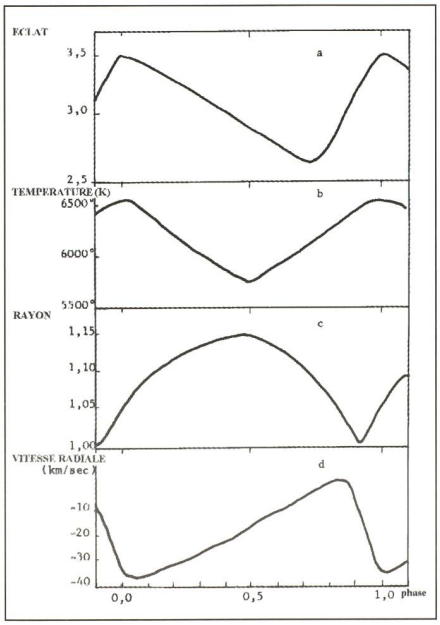
Une étoile est soumise à deux forces qui s'opposent: la pression de radiation[24], crée par la fusion de l'Hydrogène en Hélium et qui tend à dilater l'étoile, accompagnée de la pression de dégénérescence dont nous avons déjà parlé, et la gravitation qui tend à la comprimer. La plupart des étoiles «trouvent» un équilibre entre ces forces. Mais d'autres étoiles, les variables pulsantes, gonflent et dégonflent alternativement au cours du temps quand certaines conditions sont réalisées. La théorie des pulsations a été établie en 1919 par EDDINGTON, puis a été développée par d'autres scientifiques par la suite.

L'absorption de la lumière en état neutre se fait seulement à certaines longueurs d'ondes caractéristiques. En état d'ionisation totale, les électrons ne sont plus en orbite autour des noyaux: le mécanisme d'absorption par changement de niveau d'énergie n'opère plus, mais les électrons sont capables d'absorber quasiment tous les photons incidents. Ainsi, la matière est beaucoup plus opaque que quand elle est neutre.

Le mécanisme à l'origine de l'entretien des pulsations d'une étoile variable, comme nous le verrons par la suite est associé à la présence d'une zone d'ionisation partielle de l'hélium située sous la surface. Or l'opacité de la matière est maximale dans les zones d'ionisation partielle, où les mécanismes d'absorption de la lumière des états neutre et complètement ionisé se conjuguent.

Dans une étoile normale, l'opacité décroît plus on pénètre vers l'intérieur, qui est plus chaud: si on la comprimait, elle serait plus brillante. Dans le cas d'une variable pulsante, l'opacité croît en direction du centre. La céphéide comprimée est donc moins brillante. Compte tenu de l'arrivée régulière d'énergie en provenance du cœur de l'étoile, la zone opaque à la lumière engendre une poussée nette vers l'extérieur, plus grande que dans le cas d'une étoile normale. En se dilatant, elle s'éloigne de la région d'opacité maximale et brille de plus en plus.

Il est important de remarquer qu'il y a des décalages entre les causes de variabilité et les effets engendrés. Nous pouvons le voir sur les graphes ci-dessous, représentant les variations typiques d'éclat, de température superficielle, de rayon et de vitesse radiale, pour les étoiles variables pulsantes. (Les courbes spécifiques aux différentes classes seront présentées par la suite.)



Remarques:
- Une pulsation engendre des modifications du type spectral de l'étoile, qui peuvent être plus ou moins importantes.
- Une pulsation étant une oscillation qui naît en un point bien précis de l'étoile et se propage jusqu'à sa surface, elle peut se produire selon le mode fondamental ou suivant un ou plusieurs harmoniques (il y a alors addition des fonctions), cela dépend de l'endroit où se trouve le point origine.

Le mécanisme d'entretien de la pulsation

Pour que le mécanisme de pulsation soit entretenu, il faut que l'étoile possède un «réservoir» qui pourra stocker l'énergie lors de la contraction et la restituer lors de la phase d'expansion.

Ce sont notamment des couches d'Hélium ionisé qui jouent le rôle de réservoirs: l'énergie libérée durant la phase de contraction est utilisée non pas pour chauffer le gaz, mais pour l'ioniser. La couche est donc plus froide que les couches non ionisées: elle peut absorber une plus grande quantité d'énergie pendant la phase de contraction et la restituer durant la phase d'expansion, ce mécanisme entretenant la pulsation de l'étoile par l'apport d'une énergie supplémentaire.

Il peut y avoir plusieurs couches ionisées dans une même étoile, situées à différentes profondeurs. Plusieurs périodes de pulsations se chevauchent alors et la courbe de luminosité est complexe, c'est un cas fréquent dans tous les types de pulsantes.

Les variables pulsantes, en particulier les RR Lyrae et les céphéides, occupent des zones particulières du diagramme Hertzsprung–Russel appelées «bandes d'instabilité». Elles constituent donc une phase évolutive de la vie des étoiles. (Se reporter à l'introduction.)

On distingue trois grands types d'étoiles variables pulsantes: les RR Lyrae, les céphéides et les variables à longue période. Ces trois classes seront vues en détails par la suite. Il existe aussi deux autres groupes ou l'on classe les variables semi-régulières et les variables irrégulières. Il est convenu d'appeler «variable semi-régulière» les étoiles pulsantes rouges ayant une courbe de lumière très complexe et une amplitude excédant rarement deux magnitudes. Les «variables irrégulières» sont des étoiles dont les fluctuations d'éclat sont trop indépendantes du temps pour qu'il soit possible de définir une période. La séparation entre les variables semi-régulières et irrégulières est souvent diffi-

[24] Voir glossaire, sous n°22

cile à faire. Certaines étoiles se comportant comme des semi-régulières deviennent irrégulières et inversement. Ces deux groupes de variables pulsantes ne seront pas traités plus en profondeur.

Les RR Lyrae

Présentation de l'étoile type: RR Lyrae

Sa courbe de luminosité est fortement asymétrique: la montée au maximum se fait en 2h35m et le déclin en 11h environ, ceci pour une période de 13h36m. Sa magnitude passe de 7,06 à 8,12 avec une forte variation spectrale: de A8 à F7. La couleur varie donc aussi notablement.

Classification

On peut séparer les RR Lyrae en deux groupes distincts: les RR ab et les RRc.

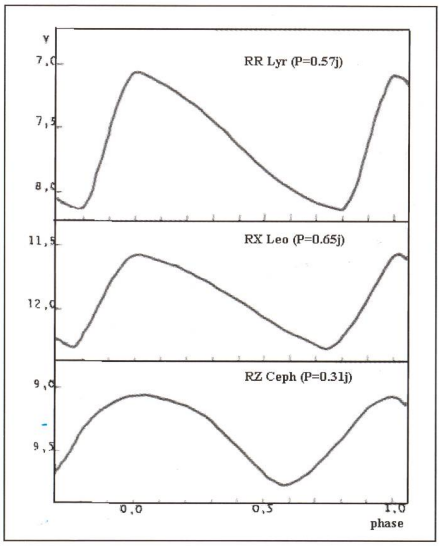


Figure 34

Courbes représentatives

Voici les courbes de luminosité de trois étoiles types: RR Lyr, RX Leo (RRab) et RZ Ceph (RRc).

Variations de période

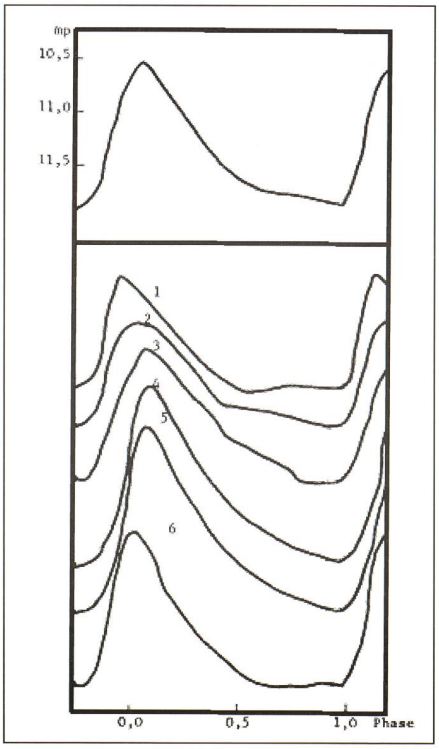
Beaucoup d'étoiles RR Lyrae présentent des variations de période qui peuvent être progressives ou intervenir brutalement. Malgré qu'elles soient faibles, ces variations sont possibles à déceler, car même un décalage minime s'«accumule» au fur et à mesure des cycles. Par exemple, pour une étoile qui a ~1200 maxima par an, un décalage de 1 seconde par cycle produit alors un décalage total de près de 20 minutes par an et de plus de 3 heures en 10 ans.

Une variation de période typique des RR Lyrae se nomme l'effet Blashko[25]. Certaines étoiles ayant, comme nous l'avons vu, plusieurs fréquences de pulsation se superposant, il s'en suit une déformation continue de la courbe de lumière, au fur et à mesure des cycles. Ces variations sont cycliques (puisque les fréquences de pulsation sont périodiques, leur somme l'est approximativement aussi) et l'on peut calculer une période modulée, qui est égale à l'intervalle de temps après lequel la variable revient à son état (sa courbe) initial. La période modulée est généralement de 50 à 200 fois plus grande que la période primaire.

	RRab	RRc
Amplitude [magn.]	0.5<A<plus de 1	~0.5
Période [j]	0.5 - 0.7	0.3
Asymétrie*	marquée (en général): 0.10 - 0.25	quasi inexistante (courbe environ sinusoïdale)
Pulsation	mode fondamental	premier harmonique
Particularités spectrales		plus bleues
Magnitude absolue	~0.6	~0.6

*Tableau 8: *L'asymétrie d'une courbe de luminosité est définie par le temps de montée au maximum divisé par la période.*

Figure 35



Voici un exemple de l'effet Blashko sur AR Herculis avec, en haut, la courbe moyenne.

Où se trouvent les RR Lyrae?

Dans la Voie Lactée

Les RR Lyrae appartiennent à la population II, c'est-à-dire qu'elles se trouvent principalement dans le noyau de la galaxie, dans le halo galactique et dans les amas globulaires. Il s'agit d'étoiles vieilles, peu massives ($M=\sim 0.5M_{\odot}$) et peu denses ($R=\sim 8R_{\odot}$)[26].

On peut calculer la densité spatiale des RR Lyrae (nombre d'étoiles par kilo parsec[27] cube) sachant que le Soleil est à environ 9.5 kpc du centre de la galaxie et à environ 0.02 kpc du plan galactique.

Voici un graphe montrant la répartition des RR Lyrae dans la Galaxie. A gauche: variation de la densité par rapport au plan galactique Z; à droite: variation de la densité dans le plan galactique par rapport à la distance R au centre galactique. *(Voir fig. 36)*

On voit que cette densité diminue lentement quand on s'éloigne du plan de la galaxie, vu qu'elles sont encore présentes à plus de 10 kpc du plan. Ces étoiles forment donc un système environ sphérique, d'où leur présence dans le halo. La densité augmente très rapidement au centre de la galaxie.

Comme l'absorption interstellaire empêche de voir nombre d'étoiles, il est inutile de compter les RRLyrae que l'on voit dans des régions encore plus proches du centre galactique, car le nombre serait sous-estimé (il est toutefois possible de modéliser cette sous-estimation). Il est évident que la densité spatiale de ces étoiles doit augmenter encore lorsqu'on se rapproche du centre.

En dehors de la Voie Lactée

Les RR Lyrae sont visibles jusqu'à quelques millions d'années-lumière, bien que leur luminosité intrinsèque soit plus faible que celle des céphéides (que nous verrons à la section suivante). On en a surtout observé dans la galaxie

[25] du nom de l'astronome soviétique qui a étudié ce phénomène.

[26] Notation: 1 $M_{\odot}$= une masse solaire; 1 $R_{\odot}$= un rayon solaire.

[27] Voir glossaire, sous n°19

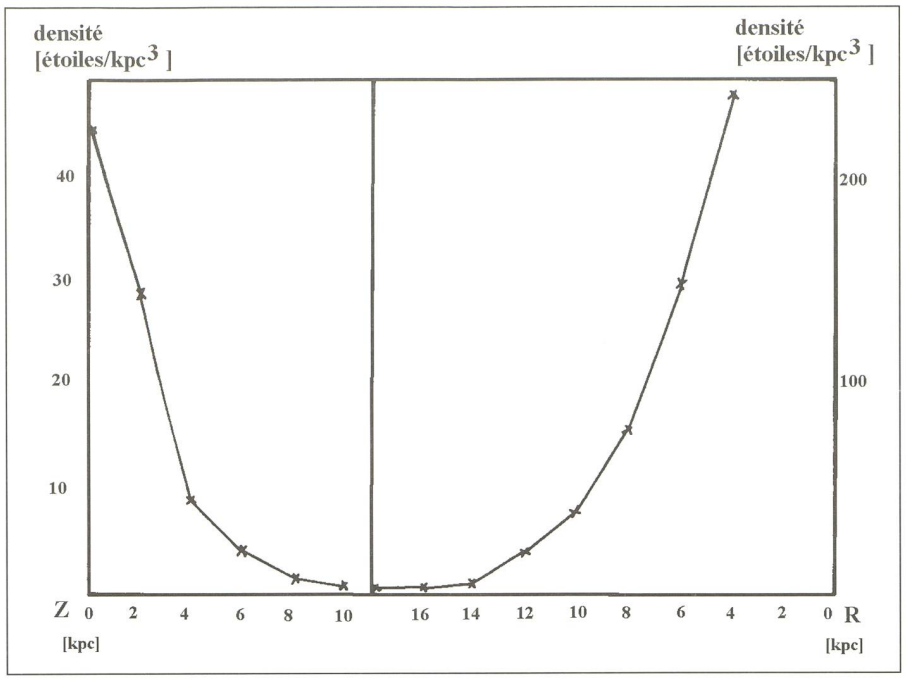


Figure 36

d'Andromède, ainsi que dans les galaxies satellites de la Voie Lactée, soit le Petit Nuage de Magellan et le Grand Nuage de Magellan, qui sont des galaxies elliptiques.

Caractéristiques importantes
(Source: *Les étoiles variables*, M. Petit)

- Chez les RR Lyrae, on remarque que la période n'est pas influencée par la position galactique, contrairement aux céphéides que nous verrons par la suite.

- Il existe une corrélation entre le spectre moyen d'un amas globulaire (spectre global si on considère l'amas comme une seule étoile) et le nombre de RR Lyrae présentes à l'intérieur.

- Il y a une corrélation entre la densité de l'amas et la fréquence des variations de périodes

- Il n'existe pas de relation entre la température et la magnitude absolue, contrairement aux céphéides, mais par contre, la magnitude absolue est liée à la fréquence des métaux dans l'atmosphère de l'étoile (une faible magnitude absolue correspondant à une forte métallicité).

Les Céphéides

Présentation de l'étoile type: δ Cephei

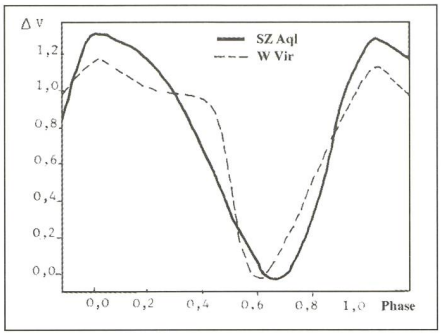
C'est une supergéante ayant une période de 5j 8h 47 m 30 s. La montée au maximum se fait en 1j 14 h 30m, et le déclin en 3j 18h 17 m. La magnitude maximum atteinte est de 3.44. L'amplitude en visible est de 0.83 magnitude, et sa magnitude absolue est de -3.4. On observe des variations spectrales allant du type F5 au maximum au type G2 au minimum. On remarquera que cette étoile possède un compagnon avec lequel elle est liée physiquement, et qui a une magnitude de 7.5.

Classification

On peut classer les céphéides en deux groupes distincts: d'une part les céphéides typiques, dont l'étoile type est δ Cephei. Elles appartiennent à la population I et sont notées Cδ. D'autre part les céphéides dont l'étoile type est W Virginis. Elles font partie de la population II et sont notées CW.

Courbes représentatives

Voici les courbes de luminosité comparées de SZ Aql, de population I (P=17.14j), et de W Vir, de population II (P=17.27j)



Pour distinguer de manière plus ou moins irréfutable ces deux types de céphéides, la photométrie est une bonne méthode. Soient DV, DB, DU les amplitudes totales des variations en visible (V), en bleu (B) et en ultraviolet (U), on peut calculer des rapport, qui sont les suivants:

$$G_V = \frac{\Delta V}{\Delta B} \quad \text{et} \quad G_U = \frac{\Delta U}{\Delta B}$$

Ces rapports montrent de manière simple la répartition de l'énergie dans le spectre. Ils ont des valeurs particulières pour un type stellaire donné et sont donc caractéristiques de ce type. Leur calcul est un bon moyen pour déterminer le type d'une céphéide malgré que la dispersion soit fréquemment assez grande. *(Tableau 10)*

Tableau 9

	Cδ		CW	
Population	I		II	
Période [j]	de 2 à 50 j avec deux maxima de fréquence:		de 1 à 50 j avec deux maxima de fréquences:	
	4<P<6	12<P<15	1.8<P<2	15<P<20
Amplitude [magn.]	0.7<A<1.2	plus faible	souvent plus de 1	souvent moins de 1
Asymétrie	0.25-0.30	~0.40	bien marquée	peu marquée
Distance moyenne au plan galactique [pc]	90		610	
Masse [M⊙]	4	10	beaucoup moins massives	
Autres caractéristiques	courbes "lisses"	présence d'une bosse sur la partie descendante	bosses parfois présentes	
	riches en Hélium		pauvres en Hélium	

	Gv moyen	Gu moyen	Nombre d'étoiles prises en considération
Cδ	0.657	1.337	304
CW	0.708	1.188	75

Tableau 10

Variations de période

Comme chez toutes le variables pulsantes, il existe des variations de période chez les céphéides. Elles sont souvent faibles, mais mesurables par cumulation, comme cela a été évoqué plus haut. Les variations peuvent être continues, c'est-à-dire en augmentation ou en diminution régulière, ou alors très brusques; on observe aussi des augmentations suivies de diminutions, ainsi que des variations plus complexes, suivant quelle céphéide est étudiée.

Les céphéides de longue période ont souvent des variations importantes, elles peuvent aussi avoir plusieurs périodes, de même que les RR Lyrae, comme nous l'avons vu précédemment. L'effet Blashko existe donc aussi chez ce type de variables pulsantes et peut être parfois très important. En règle générale, on observe des effets Blashko surtout pour les périodes courtes.

La relation «période – luminosité»

La classe des céphéides est une classe particulière d'étoiles variables pulsantes, puisqu'il existe une relation entre leur période et leur luminosité. On peut donc les utiliser pour déterminer les distances dans l'univers, plus particulièrement les distances d'amas globulaires ou de galaxies dans lesquels ces étoiles se trouvent (pour autant que les céphéides s'y trouvant soient visibles). Les méthodes et calculs pour arriver à ces résultats seront traités à la section suivante.

La découverte de cette relation mérite une attention particulière; elle s'est faite un peu par hasard. En effet, c'est Miss HENRIETTA S. LEAVITT (astronome américaine; 1868-1921) qui, après avoir mesuré les périodes et les magnitudes de 25 céphéides qu'elle avait découvertes dans le petit nuage de Magellan, décida de les classer dans l'ordre des périodes croissantes pour la publication. Elle remarqua alors que les éclats augmentaient également. Or comme toutes ces étoiles se trouvaient dans la même galaxie, dont l'étendue est négligeable en comparaison de son éloignement, on pouvait les considérer comme étant globalement à la même distance. L'éclat était donc bien en relation avec la période. Une première calibration de la relation période-luminosité a été effectuée par H. SHAPLEY[28] grâce à 11 céphéides brillantes dont les mouvements propres ont pu être déterminés, mais la mesure du point zéro de la relation n'était pas exact, car l'existence des deux populations de céphéides n'était pas connu. En effet, on sait aujourd'hui qu'il existe deux relations période-luminosité: une pour les Cδ et une autre pour les CW. Celles-ci sont sensiblement parallèles (les RR Lyrae constituant un groupe à part).

Plusieurs scientifiques ont ensuite entrepris de corriger la position du point zéro. On dispose aujourd'hui d'une relation beaucoup plus sûre qui permet de bien connaître les magnitudes absolues des céphéides typiques. Mais on remarquera qu'il existe tout de même une dispersion non négligeable, l'imprécision est d'environ 15%. Deux explications sont alors envisageables: soit cette dispersion est due aux imprécisions des mesures, soit certaines étoiles s'écartent réellement de la relation. Les mesures futures donneront probablement une réponse.

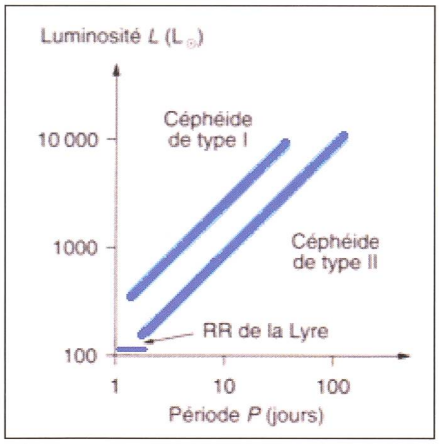


Figure 38

Où se trouvent les Céphéides?

Dans la Voie Lactée

Comme évoqué précédemment, les céphéides Cδ sont de population I. On les trouve donc dans les bras galactiques pour la plupart. Ces étoiles jeunes forment un système très plat: 90% des céphéides connues de notre galaxie se trouvent à moins de 100 parsecs du plan galactique moyen, et on n'en trouve plus au-delà de 300 parsecs.

Chez les céphéides, il existe une relation assez nette entre la période et la position galactique. Les Cδ de courte période sont nombreuses dans les bras externes (régions: Cassiopeia, Orionis, Canis Major, Puppis), tandis que celles de période plus longue sont nombreuses proches du centre de la galaxie (régions: Carina, Centaurus, Vela, Sagittarius).

De plus, ce type de céphéide est souvent associé à des amas galactiques, plus particulièrement les étoiles de courte période. Les étoiles possédant une longue période sont plutôt associées aux nuages d'Hydrogène dans les bras de la galaxie.

Les céphéides CW sont, quant à elles, de population II. Elles se trouvent donc dans le halo de la galaxie. Leur nombre diminue très lentement quand on s'éloigne du plan galactique moyen: on en trouve encore à plusieurs milliers de parsecs de ce plan.

En ce qui concerne la relation entre la période et la position galactique, les CW de courte période sont nombreuses aux alentours de la longitude galactique 180° (c'est-à-dire à l'anti-centre), tandis que celles à plus longue période sont nombreuses en direction du centre (régions: Sagittarius, Scorpius).

D'une manière générale, les céphéides évoluent rapidement comme toutes les supergéantes. Ce stade ne dure pas plus de dix millions d'années selon les modèles actuels d'évolution stellaire.

En dehors de la Voie Lactée

Des céphéides sont en tout cas présentes dans toutes les galaxies proches (les galaxies trop lointaines étant impossible à résoudre avec les instruments actuels). On en a surtout observé dans les deux nuages de Magellan, petites galaxies satellites de la notre.

Dans le grand nuage de Magellan, ce sont des céphéides de population I qui ont été observées. Celles de courte période se trouvent plutôt au centre, tandis que celles de longue période se trouvent à la périphérie.

Dans le petit nuage de Magellan, les deux populations de céphéides sont représentées. Celles de courte période

[28] 1885-1972, astrophysicien américain qui détermina la distance de nombreux amas globulaires.

sont à la périphérie alors que celles de longue période se trouvent proche du centre, comme dans la Voie Lactée.

Dans la galaxie d'Andromède (M31), on a observé des céphéides dans les bras galactiques, qui sont plus faciles à résoudre que le noyau. Sur cet échantillon d'étoiles, les étoiles à courte période ont tendance à se trouver à la périphérie, et celles à longue période vers le centre.

Les galaxies naines, qui sont de forme sphérique et de faible luminosité absolue (ex: Fornax, Sculptor), contiennent quant à elles beaucoup de RR Lyrae (comme les amas globulaires, ce qui n'est pas étonnant puisque leur structure en est proche), ainsi que des céphéides dont la relation période-luminosité se trouve entre celles des Cδ et des CW (tout en étant au dessus de celle des RR Lyrae).

Les variables à longue période

Présentation de l'étoile type: o Ceti dite Mira (dans la Baleine)

Cette étoile est la première variable périodique découverte (FABRICIUS la découvrit en 1596 et HÉVÉLIUS la baptisa Mira (la Merveilleuse) en 1638). Sa période n'est pas régulière, et ses éclats maximum et minimum ne sont pas constants: ils varient d'un maximum à l'autre. Sa période moyenne est de 331j 15h et son amplitude moyenne de 6.5 magnitudes. On a observé une magnitude maximum allant jusqu'à 2. Sa magnitude absolue (visuelle) maximum est d'environ -2. Son diamètre a pu être mesuré grâce à des méthodes interférométriques: il est de 0,053", c'est-à-dire d'environ 4 unités astronomiques. On remarquera qu'elle possède au minimum un compagnon (sinon deux), qui est lui-même variable et dont le nom est VZ Ceti.

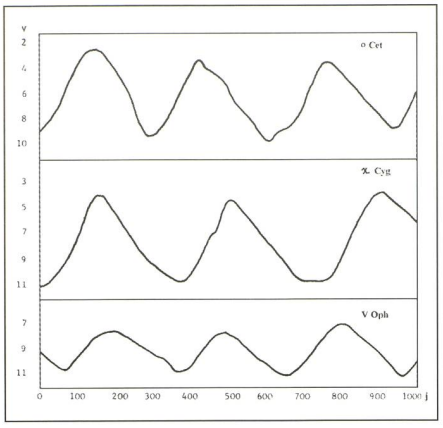


Figure 39

Classification

Les variables à longue période peuvent être classées en trois groupes, selon leur type spectral: on distingue les étoiles de type M, S et C.

Remarque importante:

beaucoup de variables à longue période, qui sont des géantes rouges, possèdent un compagnon qui est une étoile naine très chaude.

Courbes représentatives

Voici *(fig 39)* les courbes de luminosité étendues sur 1000 jours de o Cet (mira), de spectre Me (P=331.6j), χCyg de spectre Se (P=406.8j) et de V Oph de spectre Ce (P=298.0j).

Variations de période

Pour les variables à longue période, il existe plusieurs cas de variation:

1) La période oscille (d'environ 10%) autour d'une valeur moyenne, ceci en quelques années ou dizaines d'années. La valeur moyenne ne varie pas (ou peu) au cours du temps, c'est une période moyenne constante. Des exemples typiques sont: Mira, χCyg, etc.

2) L'oscillation autour de la période autour de la valeur moyenne est très longue (elle peut atteindre plusieurs centaines d'années)

3) Dans de rares cas, on assiste à une décroissance continue de la période. Une hypothèse consiste à dire qu'il s'agit de variations cycliques dont la période est trop longue pour avoir pu la mettre en évidence (rappelons que le début de l'observation «sérieuse» des étoiles variables (c'est-à-dire avec mesures systématiques) ne remonte qu'à deux siècles.

Caractéristiques spectrales

Pour chacune des catégories de variables à longue période, des émissions intenses, souvent d'Hydrogène, sont possibles.

En ce qui concerne les variables de type M et S, qui sont des étoiles rouges, l'aspect du spectre change au cours du cycle. On peut observer:

1) des raies d'émission de l'Hydrogène (série de Balmer), du Silicium, du Fer. (Elles sont fortes au maximum d'éclat, puis baissent quand l'éclat diminue, pour enfin disparaître au minimum. Elles réapparaissent ensuite quand l'éclat augmente à nouveau.)

2) Des raies d'absorption métalliques.

3) Des bandes d'absorption métalliques. (Ex: oxyde de Titane, de Zirconium, de Lanthane)

Remarques:
- les spectres de ces étoiles sont intenses dans l'infrarouge
- on observe des changements considérables d'indice de couleurs du maximum au minimum
- l'amplitude est beaucoup plus faible en infrarouge

Quant aux variables de type C, ce sont des étoiles encore plus rouges que les M, bien que moins froides. Cela est du à la présence de bandes d'absorption du carbone moléculaire ainsi que du cyanogène (N ≡ C-C ≡ N). On remarque-

*Tableau 11: *Le petit «e» indique la présence d'une émission, souvent d'hydrogène pour les variables Me.*

	M	S	C
Proportion	plus de 90%	moins de 10%	
Population	Période<200j : pop II	pop I	
	Période<200j : pop I intermédiaire		
Période [j]	de 80 à plus de 700 ; maximum de fréquence à 280-290	plus longue ; maximum de fréquence à ~360	maximum de fréquence à 450
Amplitude [magn.]	M :4.5	7.2	<5
	Me* : ~6.3		
Asymétrie	0.4-0.5		~0.5
Température	basse	basse	moins basse
	Entre moins de 2000 et 3000 K		

ra que l'isotope ^{13}C, très rare sur Terre, est abondant dans les variables à longue période de type C.

Relation «période – luminosité»

Chez les variables à longue période, on observe une relation période-luminosité qui est inversée par rapport à celle des céphéides, c'est-à-dire que lorsque la période est courte, la luminosité est grande, et quand la période est grande, la luminosité est plus faible.

Remarque: il existe aussi une corrélation entre la période et le type spectral, mais la dispersion est trop grande pour que l'on puisse la considérer comme une caractéristique importante des variables à longue période.

Le mécanisme de variation

Le mécanisme de variation des variables à longue période est à différencier du mécanisme «standard» valable pour les autres types d'étoiles traités. En effet, les variations photométriques sont de bien plus grande amplitude que celles des céphéides, ceci pour des variations de rayon du même ordre. D'autres paramètres doivent donc forcément entrer en jeu, mais les diverses théories proposées n'expliquent pas encore le phénomène convenablement. Je vais tout de même en évoquer deux:

1) La première met en cause un phénomène interne. Les molécules d'oxyde de Titane présentes dans l'étoile se dissocient quand la température augmente et se reforment quand la température diminue. Cela engendre de grandes variations de la transparence de l'atmosphère stellaire, car un «nuage» moléculaire se forme lors du déclin, entraînant une forte diminution de la luminosité de l'étoile.
2) La deuxième théorie repose sur l'hypothèse que nombre d'étoiles variables à longue période, voire toutes, sont en fait des binaires composées d'une géante rouge et d'une naine très chaude (de type spectral O ou B), dont la détection est difficile. Cette dernière, généralement entourée d'une enveloppe gazeuse chaude, est capable d'interagir avec l'atmosphère très peu dense de la géante rouge, entraînant de fortes variations de luminosité. Il peut aussi se produire des éclipses très longues dues au passage de l'enveloppe gazeuse devant l'étoile rouge.

Où se trouvent les variables à longue période?

Les variables de période inférieure à 200 jours appartiennent à la population II: on les trouve donc dans le halo galactique, en direction du centre, ou encore au sein des amas globulaires. Leurs vitesses radiales sont importantes, de l'ordre de 65 à plus de 200 km/s.

Quant aux variables dont la période est supérieure à 200 jours, elles appartiennent à la population I dite intermédiaire: on peut les trouver jusqu'à 1000 ou 1200 parsecs du plan galactique, et surtout en direction de l'anticentre. Les vitesses radiales sont plus faibles que pour les précédentes: généralement de 15 à 20 km/s.

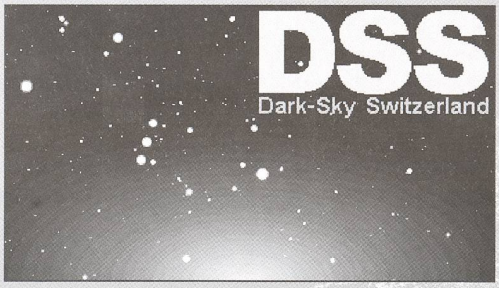
Les variables de type S, qui sont très jeunes, forment un système plat, c'est-à-dire qu'elles se situent à moins de 100 parsecs du plan galactique, elles sont donc de population I typique.

Remarques importantes

- Contrairement aux céphéides, les variables à longue période ne sont pas un bon indicateur de distance. Leur relation période-luminosité est en effet très mal définie.
- Leur fort éclat fait qu'on peut les voir jusqu'à de grandes distances, notamment dans les galaxies proches.
- Pour ces étoiles, la mesure des vitesses radiales est facile, car une émission intense (d'Hydrogène ou autre) est souvent présente. On les utilise donc dans des études cinématiques ou dynamiques sur la structure des galaxies, par exemple.

(à suivre)

LOREN COQUILLE
18, rue de Vermont, CH-1202 Genève



Dark-Sky Switzerland

Gruppe für eine effiziente Aussenbeleuchtung
Fachgruppe der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft
Mitglied der International Dark-Sky Association

www.darksky.ch info@darksky.ch

Wir brauchen Ihre Unterstützung, denn wir wollen

- die Bevölkerung über Lichtverschmutzung aufklären
- Behörden und Planer bei Beleuchtungskonzepten beraten
- neue Gesetzestexte schaffen

Dazu brauchen wir finanzielle Mittel* und sind auf Ihren Beitrag angewiesen. Ihr Beitrag zählt und ist eine Investition in die Qualität des Nachthimmels. Direkt auf PC 85-190167-2 oder über www.darksky.ch

DSS Dark-Sky Switzerland - Postfach - 8712 Stäfa - PC 85-190167-2

* z.B. für Pressedokumentation, Material, Porto, Telefon