

# LES ETOILES VARIABLES

## I - Introduction

Toute étoile évolue au cours du temps. Par exemple, notre Soleil deviendra dans quelques milliards d'années (au moins cinq) une supergéante rouge. Donc toute étoile est variable ! Nous nous intéresserons seulement ici à celles que nous appelons communément étoiles variables, c'est-à-dire à celles qui varient dans des temps allant de l'ordre de la minute jusqu'à un millier de jours et dont les instruments dont disposent les astronomes sont capables de détecter les variations. On en connaît actuellement une trentaine de milliers et leur nombre augmente évidemment au fur et à mesure des découvertes. La découverte d'une nouvelle étoile variable peut être due à l'amélioration des qualités des instruments d'observation qui permet de déceler des variations auxquelles des instruments moins perfectionnés étaient insensibles. Une étoile réputée « constante » peut ainsi se retrouver variable !

Lorsqu'on étudie une étoile variable on trace sa courbe de lumière, c'est-à-dire la courbe donnant les variations de sa magnitude en fonction du temps. Cela amène à distinguer deux grandes catégories d'étoiles variables : les étoiles variables périodiques ou pulsantes dont les variations lumineuses sont périodiques, la période pouvant aller, suivant les types, de quelques minutes à plus de 1000 jours; les étoiles variables éruptives ou cataclysmiques dont l'éclat croît brusquement, puis décroît lentement. Il faut encore parler des variables à éclipses ou variables géométriques. Il s'agit de systèmes doubles formés de deux étoiles très proches, donc vues comme une étoile unique, dont l'une des composantes éclipse périodiquement l'autre, provoquant ainsi une variation périodique de l'étoile en question.

## Historique

Dès l'Antiquité, les Chinois ont observé l'apparition d'étoiles très brillantes. Il s'agit parfois de supernovae, comme celle de 185 dans le Centaure; d'autres fois on ne peut pas savoir ce qu'étaient ces étoiles: novae, supernovae ou, probablement dans certains cas, comètes.

La première variable périodique a été découverte en 1596 par David Fabricius dans la constellation de la Baleine. C'est l'étoile qu'Hévélius nommera en 1638 Mira, c'est-à-dire la Merveilleuse.

En 1669, Montanari découvrit la variabilité d'Algol qui est une variable géométrique.

Au début du XIX<sup>ème</sup> siècle, on ne connaissait que 13 étoiles variables périodiques. En 1896, un catalogue établi par Chandler en comprenait 393.

Jusque là on les détectait visuellement. A partir de la fin du XIX<sup>ème</sup> siècle, on a recherché les étoiles variables par photographie, ce qui a permis d'augmenter considérablement le nombre d'étoiles variables connues. Dès 1916, le catalogue de Müller et Hartung en comptait 1687. En 1970, la troisième édition du General Catalogue en comptait 20448. En 1981, on en était à 28457.

La classification des étoiles variables a été établie en 1938 par les astronomes américains Sergueï Gaposchkin et Cécilia Payne-Gaposchkin. Cette classification, en grande partie encore valable, est modifiée lorsque cela est nécessaire (création de nouveaux types ou suppression de types dont on a reconnu qu'ils ne correspondaient à rien) par la commission « étoiles variables » de l'U.A.I. (Union Astronomique Internationale).

## **Méthodes d'observation**

Le principe des mesures de la variation de l'éclat d'une étoile variable, dû à Argelander, consiste à comparer l'éclat de cette étoile à celui d'étoiles non variables, dites étoiles de comparaison, situées sur la sphère céleste relativement près de l'étoile variable et dont l'éclat n'est pas trop différent de celui de l'étoile variable.

Comme récepteurs de lumière, on a d'abord utilisé l'oeil, puis la plaque photographique et les photomultiplicateurs. On emploie actuellement des caméras CCD couplées à des compteurs de photons, ce qui permet d'atteindre les magnitudes 28 ou 29.

## **II - Les variables pulsantes ou périodiques**

Lorsqu'une étoile est en équilibre hydrostatique la force de gravitation qui, attirant les particules constituant l'étoile vers le centre de celle-ci, a tendance à faire se contracter l'étoile, à la faire s'écrouler sur elle-même, est équilibrée par la pression gazeuse (à laquelle peut s'ajouter la pression de radiation) qui tend à faire se dilater l'étoile, à la faire se disperser. Grosso modo, ces deux forces s'équilibrent : si la pression diminue, la gravitation l'emporte pendant un moment, donc l'étoile se contracte, par conséquent sa température et sa pression s'élèvent. Il arrive un instant où celle-ci devient assez forte pour équilibrer la gravitation et arrêter la contraction. Dans le cas des variables pulsantes, le système physique précédent est le siège d'une instabilité vibrationnelle : le rayon de l'étoile augmente et diminue périodiquement. La mesure du décalage des raies spectrales permet, grâce à l'effet Doppler, de connaître la vitesse avec laquelle l'étoile se dilate et se contracte. Les vitesses s'échelonnent de 5 à 100 km/s. Lorsque le rayon augmente, l'étoile se dilate, ses couches superficielles se refroidissent, donc sa température superficielle et son éclat diminuent. Quand le rayon est maximal, la température et l'éclat sont minimaux. En réalité, il peut y avoir un décalage entre ces phénomènes. Lorsque le rayon diminue, l'étoile se contracte et ses couches superficielles s'échauffent, donc sa température superficielle et son éclat augmentent. Quand le rayon est minimal, la température et l'éclat sont maximaux. Là aussi, il peut y avoir un décalage entre ces phénomènes. Ceci est une explication simpliste ! La réalité se montre bien plus complexe. D'abord cette oscillation doit être entretenue, c'est une évidence. Pour les étoiles de la « bande d'instabilité » dont nous parlerons plus loin, il semble qu'un mécanisme permette d'expliquer l'entretien de ces pulsations. Pendant la phase de contraction, l'énergie gravitationnelle libérée est utilisée non pour chauffer le gaz mais pour ioniser les atomes d'une ou plusieurs zones (situées dans les couches externes de l'étoile), formées d'hydrogène ou d'hélium. Ces zones plus froides que les couches non ionisées qui les entourent, peuvent absorber plus d'énergie, sous forme de chaleur, provenant du flux radiatif du centre de l'étoile. On montre que le coefficient

d'absorption est proportionnel à  $T^{-3/5}$ ,  $T$  étant la température. Au moment de la dilatation, ces zones restituent cette énergie, ce qui entretient la pulsation.

La présence de plusieurs couches ionisées peut faire qu'il y ait superposition de plusieurs périodes, ce qui provoque une déformation continue de la courbe de lumière. C'est ce que l'on appelle l'effet Blashko du nom de l'astronome soviétique qui a étudié le phénomène.

Cette absorption d'énergie radiative au cours de la contraction augmente l'opacité de la matière tandis qu'au contraire la dilatation augmente la transparence. Cela explique que, par exemple, si l'on regarde le cas de l'étoile  $\Omega$  Cephei (type des céphéides) le rayon maximal et le rayon minimal ne correspondent pas aux éclats respectivement minimal et maximal.

On sait que, si sur un diagramme, on porte en abscisses la classe spectrale W, O, B, A, F, G, K, M, S, C ou, ce qui revient au même, la température superficielle dans le sens décroissant et en ordonnées la magnitude absolue visuelle, les étoiles observées ne se répartissent pas aléatoirement mais le long de certaines lignes ou dans certaines plages. C'est le célèbre diagramme d'Hertzsprung-Russel (en abrégé le diagramme HR). Rappelons que les températures superficielles sont de l'ordre de  $50000^\circ$  (ou plus) pour les W, de  $20000^\circ$  à  $35000^\circ$  pour les O, de  $5000^\circ$  à  $7000^\circ$  pour les G (notre Soleil est de la classe G), de  $3000^\circ$  à  $3500^\circ$  pour les M, de  $2500^\circ$  (ou moins) pour les C. Une grande partie des variables périodiques se situent dans le diagramme HR dans une bande dite « bande d'instabilité » s'étendant à peu près de la séquence principale entre les types A2 et F0 jusque vers les supergéantes de type K0. Cette bande contient les  $\Omega$  Scuti, les AI Velorum, les RR Lyrae, les W Virginis et les céphéides classiques. Près du haut de la séquence principale se trouvent les  $\delta$  Canis Majoris. Vers le milieu de ladite séquence, un peu au-dessus, il y a les T Tauri tandis que les variables éruptives UV Ceti se situent vers l'extrémité inférieure de la séquence. C'est en haut et à droite du diagramme, parmi les géantes et les supergéantes, que se trouvent les RV Tauri, les étoiles variables semi-régulières rouges et les variables à longues périodes.

1 - Les céphéides - Elles doivent leur nom à l'étoile type  $\Omega$  Cephei, connue depuis Hipparque (126 avant notre ère) et dont la variabilité a été reconnue par Goodricke en 1784. Ce sont des étoiles géantes ou supergéantes de type F, G, ou K, de magnitude absolue visuelle comprise entre 0 et -5, dont la période est comprise entre un jour et quelques dizaines de jours. L'amplitude de la variation lumineuse peut dépasser une magnitude. La variation d'éclat s'accompagne d'une variation synchronisée du spectre qui ne dépasse pas, en moyenne, les limites d'une classe spectrale. Cela traduit un variation de la température superficielle qui, en moyenne, est de l'ordre de  $1500^\circ$ . Dans notre Galaxie on connaît environ 700 céphéides que l'on a réparties en deux groupes: les céphéides classiques (ou typiques) et les étoiles du type W Virginis (ou du type CW).

Les céphéides classiques sont des étoiles de population I (étoiles des bras spiraux de la Galaxie; étoiles jeunes formées à partir d'un milieu interstellaire déjà riche en métaux provenant des restes d'étoiles plus vieilles). Leurs périodes s'échelonnent de 2 à plus de 50 jours avec un maximum entre 4 et 6 jours, un autre, plus faible, entre 12 et 15 jours, et un minimum vers 9 jours. L'amplitude de la variation lumineuse peut atteindre 1,2 magnitude. La forme de la courbe de lumière varie en fonction de la période. Ce phénomène a été étudié par Hertzsprung, Kukarkin, Parenago, Payne-Gaposchkin.

Dans ce groupe, Efremov a mis en évidence une famille particulière de céphéides à faible amplitude (moins de 0,5 magnitude) et dont les courbes de lumière sont d'allure sinusoïdales (donc avec peu d'asymétrie).

Les étoiles du type W Virginis sont des étoiles de population II (étoiles du halo et du bulbe de la Galaxie; étoiles vieilles, d'environ 12 milliards d'années, plus pauvres en éléments métalliques lourds que celles de la population I). Leurs périodes s'échelonnent de 1 jour à plus de 50 jours avec un maximum vers 15-20 jours, un autre, plus faible, vers 2 jours, et un minimum entre 2,5 et 10 jours. L'amplitude de la variation lumineuse peut dépasser 1,3 magnitude. L'étoile W Virginis a été découverte en 1866 par Schönfeld. On connaît actuellement près de 200 étoiles de ce type dans notre galaxie.

On distingue les céphéides classiques des étoiles W Virginis par l'allure de leur courbe de lumière mais cette distinction n'est pas toujours aisée.

On a observé des céphéides dans les galaxies proches, comme celle d'Andromède. On en connaît plus de 1100 dans chacun des Nuages de Magellan. Dans le Petit Nuage de Magellan, leurs périodes sont, en moyenne, beaucoup plus courtes que dans notre Galaxie: il y a un seul maximum de fréquence, vers 3-4 jours, ainsi que quelques très longues périodes.

Miss Leavitt a découvert, en 1912, en observant les céphéides des Nuages de Magellan qu'elles vérifiaient un relation période-luminosité. Lorsqu'on considère les céphéides d'un même Nuage de Magellan on peut supposer qu'elles sont toutes à la même distance de nous (les Nuages de Magellan sont des objets éloignés, de dimensions faibles par rapport à leur éloignement). Par conséquent, les différences de luminosité qu'elles présentent entre elles traduisent des différences de luminosité intrinsèque. Si sur un diagramme, on porte en abscisses le logarithme de la période et en ordonnées la luminosité, les céphéides d'un même Nuage de Magellan se répartissent le long d'une droite. C'est ce qu'on exprime en disant qu'elles vérifient une relation période-luminosité. Dès que l'on a pu connaître la distance de quelques céphéides de notre Galaxie il a été possible d'étalonner la courbe période-luminosité et par conséquent de connaître la magnitude absolue, et donc la distance, de toute céphéide dont on mesurait la période. Il en résulte que le simple fait de mesurer la période d'une céphéide dans une galaxie de distance inconnue nous donne la distance de cette céphéide, donc de cette galaxie. c'est par cette méthode que Hubble calcula les premières distances extragalactiques en 1923-1924, faisant faire à l'astronomie un pas de géant. En réalité, les choses sont loin d'être aussi simples parce que les céphéides de notre Galaxie étant très lointaines, on ne peut mesurer leurs distances qu'au moyen de méthodes peu précises, ce qui entraîne une forte imprécision dans leur utilisation comme indicateurs de distances.

La période de certaines céphéides peut varier, soit de façon continue (la période croît ou décroît de façon régulière), soit de façon brutale. Il semble que les céphéides à longue période soient plus souvent sujettes à des variations de périodes importantes. On a aussi détecté, surtout chez les céphéides à courte période, de nombreux cas d'effet Blashko.

2 - Les étoiles variables RR Lyrae.- Elle doivent leur nom à l'étoile RR Lyrae. Ce sont des étoiles géantes dont le type spectral va de A2 à F7, de magnitude absolue visuelle comprise entre 0 et 1, dont la période est comprise entre 0,20 et 1,348 jour. L'amplitude de la variation lumineuse peut dépasser une magnitude. Comme chez les céphéides, la variation de l'éclat s'accompagne d'une variation de la couleur et du spectre. On les appelait autrefois « variables d'amas » ou « céphéides à courte période ».

La limite entre les céphéides et les RR Lyrae est d'ailleurs difficile à définir de façon précise.

On connaît de nombreuses variables RR Lyrae dans notre Galaxie et son voisinage (plus de 6000). Elles sont fréquentes dans les amas globulaires (d'où leur ancien nom de variables d'amas). Ce sont des étoiles de population II. On les a réparties en trois classes: Rra (période de l'ordre de 0,5 jour; courbe de lumière asymétrique; amplitude de variation d'éclat supérieure ou égale à 1 magnitude), RRb (période de l'ordre de 0,7 jour; courbe de lumière moins asymétrique; amplitude entre 0,5 et 0,8 magnitude), RRC (période de l'ordre de 0,3 jour; courbe de lumière presque sinusoïdale; amplitude de l'ordre de 0,5 magnitude).

L'effet Blashko est important chez les variables RR Lyrae. Par exemple, chez l'étoile type RR Lyrae, se superposent trois périodes de 0,5668, 40,7 et 121,1 jours. Les périodes peuvent également présenter des sauts et des variations non régulières.

Il n'y a pas, au sens strict, de relation période-luminosité chez les variables RR Lyrae. Leur magnitude absolue visuelle moyenne est à peu près constante, de l'ordre de 0,8. Donc leur courbe période-luminosité se présente sous la forme d'un segment de droite parallèle à l'axe des abscisses. Cela fait qu'on peut aussi les utiliser comme indicateurs de distances.

3 - Les céphéides des galaxies naines - Les galaxies naines sont de petits nuages d'étoiles de forme sphérique, plus petits qu'une galaxie « normale », un peu analogues aux amas globulaires. On y trouve, comme dans ces derniers, des étoiles de type RR Lyrae. On y a aussi découvert quelques céphéides (environ 25) de période très courte (moins d'un jour à trois jours) qui semblent former un type supplémentaire de céphéides.

4 - Les céphéides naines ou étoiles de type AI Velorum. - On connaît une soixantaine d'étoiles de ce type. Leurs périodes vont de 0,05 à 0,25 jour. Elles vérifient une relation période-luminosité. Leurs magnitudes absolues sont comprises entre 4 ou 5 (pour les périodes les plus courtes) à 1 (pour les périodes les plus longues). On les a longtemps classées parmi les variables Lyrae. Les variations de vitesse radiale sont importantes (100 km/s).

5 - Les étoiles de type  $\alpha$  Scuti. - Ces étoiles sont de type voisin de celui des céphéides naines avec lesquelles on les a d'abord confondues. Leurs périodes sont plus courtes (0,02 à 0,25 jour), leurs magnitudes vont de 2 à 5, leurs spectres sont compris entre A5 et F5. On en connaît plus d'une centaine. Les variations de la vitesse radiale sont assez importantes.

La rotation rapide de ces étoiles freine les pulsations et déforme les courbes de lumière par le phénomène de battements.

6 - Les étoiles de type  $\delta$  Canis Majoris. - La première étoile de ce type à avoir été découverte est  $\delta$  Cephei (détectée en 1901 par Frost qui remarqua les variations de la vitesse radiale tandis qu'en 1913, Guthnick découvrit les variations de son éclat). On connaît plus de 50 étoiles de ce type. Ce sont des étoiles géantes ou sous-géantes, de type spectral compris entre B0 et B3. Leurs périodes sont courtes (0,15 à 0,20 jour). L'amplitude de leur variation lumineuse est très faible, inférieure à 0,1 magnitude, tandis que l'amplitude de la variation de la vitesse radiale (qui varie avec la même période que l'éclat mais en étant déphasée par rapport à celui-ci) est importante, souvent

supérieure à 100 km/s. Il y a souvent deux périodes de pulsation très peu différentes. La théorie de ces étoiles n'est pas encore bien au point mais on pense généralement que ce sont des étoiles en rotation rapide, ce qui entraîne un aplatissement de l'étoile aux pôles. Les deux périodes de pulsation que l'on observe correspondraient aux mouvements de pulsation selon l'axe polaire et selon un axe équatorial.

Ce sont des étoiles jeunes que l'on rencontre dans les associations O-B et les amas galactiques jeunes. Leurs magnitudes absolues sont comprises entre -3 et -5 et elles vérifient une relation période-luminosité.

7 - Variables pulsantes diverses à courte période. - On connaît plus d'une centaine d'étoile de type  $\delta$ 2 Canum Venaticorum. Ce type a été découvert vers 1950. Ce sont des étoiles de type spectral compris entre B9 et A5, dont les spectres montrent une abondance normale en métaux et une déficience en oxygène et en calcium. Ce sont à la fois des variables photométriques (amplitude faible, inférieure à 0,1 magnitude dans le visible; périodes de l'ordre de 2 à 3 jours mais dont les extrêmes sont 0,5 jour et 314 jours !), spectrométriques (l'intensité et le profil des raies varie avec le temps) et magnétiques. Ce ne sont pas, au sens strict, des variables pulsantes car la période observée est celle de la rotation de l'étoile sur elle-même. On a découvert chez les étoiles  $\delta$ 2 C Vn un phénomène curieux.: il y a, pour chaque étoile de ce type, une longueur d'onde pour laquelle il n'y a pas de variation lumineuse.

Les étoiles de type ZZ Ceti forment un groupe d'une quinzaine d'étoiles naines blanches, de magnitude absolue comprise entre 11 et 13, de période très courtes, de l'ordre de quelques minutes.

En 1955, O. Struve a proposé la création d'un nouveau type : les étoiles « Maia » du nom de l'étoile 20 Tauri. Ce type est caractérisé par une variation lumineuse rapide, pas très régulière, associée à des fluctuations de la vitesse radiale. La célèbre étoile Véga ( $\alpha$  Lyrae) est de ce type.

Depuis les années 1980, on a découvert un nouveau type : les supergéantes B variables. Elles sont très brillantes (magnitude absolue de l'ordre de -7 ou -8) et l'amplitude de leur variation est faible (moins de 0,1 magnitude) et non strictement périodique.

8 - Les étoiles variables à longue période. - Elles constituent un groupe très important d'étoiles variables: on en connaît plus de 5000. Elles sont principalement de la classe spectrale M (90% d'entre elles). Les autres sont des classes S ou C. Ce sont donc des étoiles dont la température superficielle est basse. Chez Mira Ceti elle varie entre 1920°K et 2640°K. Comme souvent chez les variables périodiques, le spectre varie au cours du cycle. Les raies d'émission de l'hydrogène, du silicium et du fer s'intensifient pendant la phase de montée de l'éclat et diminuent avec celui-ci pour disparaître presque complètement au minimum d'éclat. Les bandes d'absorption moléculaires sont faibles au maximum de luminosité et très intenses au minimum. Les raies d'absorption métalliques sont à leur maximum au milieu du déclin. Ce sont des étoiles très rouges avec un spectre intense dans l'infrarouge. Les périodes vont de 30 à plus de 1000 jours. Dans les classes spectrales M, S et C, le maximum de fréquence se situe respectivement vers 280-290 jours, 360 jours et 450 jours. L'amplitude de la variation lumineuse est importante; elle va de 0,5 à 11 magnitudes dans le visible. Les périodes sont variables. En général elles oscillent autour d'une valeur moyenne mais certaines étoiles montrent une décroissance continue de la période.

Elles vérifient une relation période-luminosité inverse de celle des céphéides: la luminosité est une fonction décroissante de la période. Cependant, elles ne peuvent pas être utilisées comme indicateurs de distance parce que cette relation période-luminosité présente une forte dispersion. On a détecté des variables à longue période dans des galaxies proches. Dans notre Galaxie, on en connaît aussi bien dans le plan de la Galaxie que dans le halo, le bulbe et les amas. Elles appartiennent aux populations I, II et intermédiaire.

Le mécanisme à l'origine des variations de ces étoiles est encore très mal connu. Ce sont de vraies étoiles pulsantes: leur rayon varie au moins de 10% comme chez les céphéides. Leur variation lumineuse peut être énorme: l'étoile  $\chi$  Cygni varie de 11 magnitudes, ce qui signifie qu'elle est 20 000 fois plus lumineuse au maximum qu'au minimum. Peut-être ces étoiles variables rouges sont-elles accompagnées d'une étoile naine très chaude, de classe O ou B, difficilement détectable. On sait que c'est le cas de certaines d'entre elles. Il y aurait alors interaction entre l'immense enveloppe très ténue de la géante rouge et l'enveloppe gazeuse très chaude de la naine. Quand aux raies d'émission, elles seraient produites par des ondes de choc prenant naissance dans les couches profondes de l'étoile au cours de la pulsation et perturbant l'atmosphère de l'étoile lorsqu'elles l'atteignent.

Le grand nombre de ces étoiles et la longueur de leurs périodes de variation rendent leur observation systématique par les astronomes professionnels tout à fait impossible. Dans ce domaine, des associations d'observateurs amateurs, comme l'A.F.O.E.V. (Association Française des Observateurs d'Etoiles Variables), effectuent un travail fructueux.

Terminons par la « carte d'identité » de l'étoile type Mira Ceti. Sa classe spectrale est M. Sa période moyenne est 331 jours 15 heures. Son rayon, mesuré par des méthodes interférométriques, est supérieur à celui de l'orbite de Mars. C'est une étoile double dont le compagnon est une naine de classe B. Peut-être même y a-t-il une troisième composante.

9 - Les étoiles variables RV Tauri. - Les étoiles variables semi-régulières et irrégulières.

a) Les étoiles RV Tauri. Leur courbe de lumière a l'allure suivante: un maximum est suivi d'un minimum peu important, puis d'un second maximum lui-même suivi d'un minimum plus profond. ce qu'on appelle la période est l'intervalle de temps séparant deux minima profonds. On connaît une centaine de ces étoiles dont les périodes s'étalent de 30 jours à plus de 200 jours avec un maximum entre 60 et 80 jours. Ce sont des supergéantes, très lumineuses (magnitudes absolues de l'ordre de -3 ou -4), de classe spectrale F à K, parfois M, avec un spectre montrant des raies d'émission quand l'éclat est au voisinage du maximum. Ce sont des étoiles de population II. On en connaît quelques-unes dans d'autres galaxies (par exemple M31).

b) Les étoiles variables semi-régulières. Ce sont des étoiles pulsantes rouges dont la courbe de lumière se distingue de celle des variables à longue période par ses irrégularités en forme et en période.

On connaît au moins 1200 semi-régulières du sous-type Sra. Elles sont très proches des variables à longue période et la frontière entre ces deux groupes est

arbitraire. Les périodes, guère plus irrégulières que celles des variables à longue période, vont de 40 à près de 1000 jours. L'amplitude de variation de l'éclat est inférieure à 2,5 magnitudes. Elles sont du type spectral M, C ou rarement S. On connaît environ 700 semi-régulières du sous-type Srb. Leurs périodes vont également de 30 à près de 1000 jours. Elles sont de type spectral M, C ou rarement S. Elles se distinguent du sous-type Sra par l'existence d'une période superposée, 8 à 15 fois plus longue que la période « normale » (autrement dit, des irrégularités, des fluctuations apparaissent dans la courbe de lumière et se reproduisent cycliquement selon cette période longue).

Il y a encore deux autres sous-types SRc et Srd dont nous ne parlerons pas car elles sont peu nombreuses.

c) Les étoiles variables irrégulières. Ce sont des étoiles variables mais dont les variations lumineuses ne présentent aucun caractère de périodicité. On les a classées en deux sous-types, Lb et Lc. Les Lb sont nombreuses (environ 150). Ce sont des géantes de type spectral M, C ou, rarement, K ou S. Les Lc sont rares (une quarantaine). Ce sont des supergéantes de type spectral M.

### **III - Les variables éruptives ou cataclysmiques**

Le système physique que constitue l'étoile connaît une instabilité qui déclenche une évolution cataclysmique irréversible.

1 - Les novae. - Les novae sont des étoiles qui deviennent brusquement très lumineuses puis qui reprennent lentement leur état initial. L'augmentation d'éclat peut atteindre 10 magnitudes. Elles ont été appelées novae par les premiers astronomes qui les ont découvertes comme des étoiles « nouvelles » à un endroit où ils n'avaient pas vu d'étoiles auparavant. On connaît environ 500 étoiles de ce type.

Il existe trois types de novae : les novae rapides (Na) dont le déclin commence aussitôt après le maximum; les novae lentes (Nb) qui restent longtemps au voisinage du maximum; les novae récurrentes chez lesquelles le phénomène nova a lieu plusieurs fois séparées par des intervalles de plusieurs décennies.

Les novae rapides sont les plus nombreuses parmi les novae connues. L'augmentation brutale d'éclat peut atteindre plus de 10 magnitudes. Certaines montrent des oscillations durant le déclin.

Les novae lentes sont moins nombreuses. Leurs courbes de lumière sont loin d'être toutes semblables : l'accroissement de la luminosité peut être lent (1 mois chez la nova Del 1967), il peut y avoir plusieurs maxima (3 chez la nova Pic 1925), la décroissance lente de l'éclat peut devenir brutalement rapide (chez la nova Her 1934), etc. Les novae récurrentes connues sont peu nombreuses. Elles ont été le siège du phénomène nova de 2 à 5 fois séparées par des intervalles de temps allant de 9 à près de 80 ans. Les maxima d'une même nova récurrente se ressemblent par l'amplitude et par l'allure de la courbe de lumière.

Le spectre des nova est très particulier. Au maximum d'éclat, de nombreuses raies d'émission très intenses apparaissent, puis le spectre montre des caractéristiques analogues à celles des spectres des nébuleuses gazeuses. Enfin, quand l'étoile a repris son éclat initial, son spectre redevient identique à celui de la prénova.

Les amplitudes de variation lumineuse sont variées, allant de 7 à plus de 19 magnitudes. L'amplitude n'est pas toujours déterminable car la prénova est souvent très peu lumineuse. Ce sont surtout les novae rapides qui montrent de fortes amplitudes.

Les magnitudes absolues au maximum sont assez variées mais on trouve deux maxima de fréquence, un vers -6, un vers -9. Il y a une corrélation entre magnitude absolue au maximum, amplitude de variation et vitesse de déclin: ce sont les novae les plus rapides et ayant la plus grande amplitude qui sont les plus lumineuses au maximum.

On connaît de nombreuses novae dans les galaxies proches: environ 200 des 500 novae connues sont dans M31. On utilise parfois les novae comme indicateurs de distance.

Voyons maintenant comment on explique le phénomène de nova. Rappelons qu'une étoile double ou binaire est un couple d'étoiles suffisamment proches pour qu'il y ait interaction gravitationnelle entre elles; chacune décrit une orbite elliptique autour du centre de gravité du couple. On pense qu'une prénova est une étoile binaire formée d'une grosse étoile jaune ou rouge et d'une naine blanche très proche. Rappelons encore qu'une naine blanche est une étoile très dense, de petites dimensions. Sous l'effet de la gravitation exercée par la naine blanche, de l'hydrogène s'échappe de la grosse étoile et tombe sur l'enveloppe gazeuse de la naine blanche riche en carbone, azote et oxygène. La chute de l'hydrogène sur l'enveloppe gazeuse chauffe suffisamment celle-ci pour que des réactions nucléaires démarrent. Il s'agit du cycle CNO, c'est-à-dire d'une fusion de l'hydrogène en hélium utilisant le carbone, l'azote et l'oxygène comme catalyseurs. ces réactions sont rapides et libèrent une énorme quantité d'énergie, ce qui provoque une brusque augmentation de l'éclat: c'est le phénomène nova. Cette explosion peut se reproduire ultérieurement: c'est le phénomène de nova récurrente.

2 - Les supernovae. - Une supernova apparaît comme une étoile dont l'éclat croît brusquement, pouvant devenir jusqu'à près de dix milliards de fois plus grand que celui du Soleil. Dès 1930, Baade, Minkowski et Zwicky ont classé les supernovae en deux types: les supernovae de type I (SNI) et les supernovae de type II (SNII). Elles se distinguent d'abord par l'allure de leur courbe de lumière. Après le pic du maximum (croissance et décroissance rapides de la luminosité), la courbe de lumière d'une SNI décroît linéairement et lentement (de l'ordre de 3 magnitudes en 200 jours). Généralement (c'est loin d'être vrai dans tous les cas!), la courbe de lumière d'une SNII présente, après le pic du maximum, un palier, puis une décroissance rapide (de l'ordre de 2 magnitudes en 20 ou 30 jours) et enfin un déclin lent. Au maximum de luminosité, la magnitude absolue photographique des SNI vaut -18,7, celle des SNII -16,3; la magnitude absolue visuelle des SNI vaut -19,9, celle des SNII -17,8. A titre de comparaison la magnitude absolue visuelle du Soleil est égale à 4,7 (ce qui correspond à une luminosité près de dix milliards de fois inférieure à celle d'une SNI à son maximum). Le spectre des SNI ne présente pas de raies de l'hydrogène tandis que celui

des SNII en possède. Les SNI se rencontrent dans les galaxies elliptiques, irrégulières et spirales. Les SNII se rencontrent dans les galaxies spirales.

On connaît près de 500 supernovae, la plupart dans des galaxies autres que la nôtre, certaines dans des galaxies très lointaines. Zwicky avait d'abord pensé qu'il y avait une supernova par galaxie tous les quatre ou cinq siècles. Actuellement on estime que leur fréquence est d'environ une par galaxie tous les 20 ou 30 ans. Dans notre galaxie, depuis environ 2000 ans, on en a observé un certain nombre. N'oublions pas que, bien qu'une supernova soit extrêmement brillante, elle peut être cachée par des nuages de matière interstellaire, ce qui explique le nombre relativement faible de supernovae « historiques » au regard de leur fréquence théorique d'apparition. Après leur déclin, les supernovae laissent une trace, sous forme d'une nébulosité ou d'une radiosource, ce qui facilite le repérage des supernovae « historiques ».

Dressons la liste de celles-ci. En 185 les Chinois ont observé une supernova dans le Centaure. En 386 et en 393, les Chinois ont noté la présence subite d'une étoile brillante, respectivement dans le Sagittaire et dans le Scorpion. Il est possible qu'il s'agisse de supernovae. En 1006 une supernova explose dans le Scorpion: elle est remarquée par les Chinois, par les Arabes et par les moines du monastère de Saint-Gall. En 1054, l'explosion d'une supernova est attestée par des textes chinois et japonais, près de l'étoile  $\kappa$  du Taureau. Elle est célèbre car on observe aujourd'hui ses restes qui forment la nébuleuse du Crabe. En 1572, Tycho Brahé observe une supernova dans Cassiopée. Il agit déjà en scientifique moderne et note la variation de son éclat en fonction du temps. En 1604, une supernova explose aux confins des constellations du Scorpion et d'Ophiuchus. Elle est observée par Képler qui, lui aussi, consigne la variation de sa luminosité en fonction du temps. Aux environs de 1667, une supernova dut exploser dans la constellation de Cassiopée. Elle passa inaperçue et elle n'est connue que par ses restes dont la vitesse d'expansion a permis d'obtenir la date approximative de l'explosion. Baade a pu reconstituer les courbes de lumière des supernovae de 1054, 1572 et 1604. La première est une SNII et les deux dernières sont des SNI.

Les supernovae sont utilisées comme indicateurs de distance. Leur grande luminosité fait que leur portée est très grande: 100 mégaparsecs ou même plus si le maximum est bien observé.

Voyons comment les théoriciens essaient d'expliquer le phénomène supernova. Envisageons d'abord le cas d'une SNII. Elle sera produite par la mort d'une étoile très massive, par exemple ayant une masse de l'ordre de 25 masses solaires. La vie d'une telle étoile est très courte (moins de 10 millions d'années). Au cours de la plus grande partie de sa vie (8 millions d'années), l'étoile en question est une étoile bleue dont la température superficielle est de l'ordre de 25000 degrés. En son centre, l'hydrogène dont elle est initialement formée, fusionne en hélium, donnant ainsi naissance à un coeur d'hélium. Ensuite, au centre de ce coeur d'hélium, l'hélium va lui-même fusionner en éléments plus lourds, carbone, oxygène, azote. Puis, à leur tour, ces éléments fusionneront plus lourds et ainsi de suite... Ces fusions successives durent de moins en moins longtemps : si celle de l'hydrogène se déroule en environ 8 millions d'années, celle de l'oxygène (en silicium et soufre) ne dure que quelques mois. Elles se font à des températures de plus en plus élevées. Elles s'arrêtent lorsque se forment des noyaux de fer qui est un élément extrêmement stable. La grosse étoile que nous considérons a alors une structure « en oignon » faite de couches concentriques d'éléments de plus en plus

lourds en allant de la périphérie vers le centre (hydrogène et hélium; hélium et azote; carbone et oxygène; néon et oxygène; oxygène et magnésium; silicium et soufre; fer). Ces réactions de fusion produisent beaucoup de neutrinos qui sont rappelons-le, des particules très peu massives ou sans masse (on ne le sait pas) interagissant très peu avec les autres particules. Ces neutrinos quittent l'étoile à des vitesses extrêmement élevées, emportant ainsi une bonne partie de l'énergie fournie par les réactions de fusion. La pression ne peut plus s'opposer à la gravitation et le coeur de l'étoile s'écroule sur lui-même en une fraction de seconde. Lorsqu'au centre du coeur, la densité atteint celle des noyaux atomiques (200 milliards de tonnes au  $\text{dm}^3$ ) l'effondrement du coeur s'arrête et le coeur rebondit sur lui-même provoquant une onde de choc qui se propage vers l'extérieur de l'étoile. Au cours de l'effondrement, l'énergie gravitationnelle a chauffé le coeur jusqu'à 150 milliards de degrés. Cette chaleur est évacuée par  $10^{58}$  neutrinos qui quittent l'étoile en quelques secondes. L'énergie totale libérée est égale à  $10^{46}$  Joules dont 99% emportée par les neutrinos, seulement 0,01% en énergie lumineuse, le reste en énergie cinétique.

Dans le cas d'une SNI, on a une étoile binaire analogue à celle envisagée dans l'étude du phénomène nova. L'hélium, produit par la fusion de l'hydrogène que la naine blanche a arraché à la grosse étoile, s'accumule à la surface de la naine blanche de sorte qu'à un moment donné la masse de celle-ci dépasse la masse critique (masse de Chandrasekhar = 1,44 masse solaire) au-dessus de laquelle une naine blanche ne peut être stable et, au centre de la naine blanche, les noyaux de carbone commencent à fusionner. Cette fusion augmente la température. Dans une étoile « normale » cela provoquerait une augmentation de la pression, donc une dilatation et un refroidissement de l'étoile et, par conséquent, un ralentissement des réactions de fusion. Mais une naine blanche est composée de gaz dégénéré d'électrons et, dans un tel gaz, la pression ne dépend que de la densité; elle est indépendante de la température. Il en résulte que les réactions s'emballent et que la combustion devient une explosion thermonucléaire. Le front de déflagration expulse les couches externes de l'étoile, bientôt suivies par les couches internes. L'énergie totale libérée est égale à  $10^{44}$  joules dont 99% en énergie cinétique et 1% en énergie lumineuse.

Les supernovae jouent un grand rôle dans la vie des étoiles. La matière expulsée à grande vitesse par une supernova crée une onde de choc dans la matière interstellaire voisine, ce qui peut favoriser la formation de nouvelles étoiles. Les supernovae fabriquent, avant et pendant l'explosion, des éléments chimiques lourds qui se trouvent ainsi éjectés dans l'espace. Elles sont la principale source du rayonnement cosmique (formé de particules relativistes) qui joue probablement un rôle important.

3 - Les novoïdes. - Sous ce nom sont regroupées des étoiles variables éruptives très diverses.

a) Le type  $\gamma$  Cassiopeiae. Ce sont des étoiles jeunes dont les spectres sont compris entre O8 et B8 et comportent des raies d'émission. Ce sont des étoiles sous-géantes ou naines, de magnitude absolue comprise entre -2 et -4. Les variations sont irrégulières (maxima plus ou moins brusques, oscillations) et de faible amplitude (souvent quelques dixièmes de magnitude, rarement plus d'une magnitude).

Ce sont des étoiles en rotation très rapide (plus de 300 km/s à l'équateur chez l'étoile type  $\gamma$  Cas). On pense que la force centrifuge provoque, dans la zone

équatoriale, une éjection de matière qui forme alors une enveloppe autour de l'étoile. Cette éjection de matière entraîne une variation d'éclat. Cependant on pense que ce n'est pas la seule cause de variabilité. On a remarqué une similitude - même spectre, même magnitude absolue - avec les variables pulsantes du type  $\delta$  Canis Majoris, similitude que l'on ne sait pas expliquer.

La variabilité de l'une de ces étoiles, Pléione (= BU Tauri) avait été soupçonnée dès 1880 par Camille Flammarion.

b) Le type Z Andromedae ou étoiles symbiotiques. On connaît une trentaine d'étoiles de ce type. leur spectre se présente comme la superposition d'un spectre de géante rouge (souvent de classe M) et d'un spectre d'étoile chaude, bleue, à raies d'émission, beaucoup moins lumineuse que la géante rouge. Leurs variations lumineuses sont semi-périodiques et montrent, de temps à autre, des maxima importants. Ces étoiles sont donc des binaires composées d'une géante rouge et d'une petite étoile chaude. La géante rouge ressemble aux variables à longue période et est à l'origine des variations pseudo-périodiques tandis que l'étoile bleue est responsable des maxima plus importants.

c) Le type S Doradus. Ce sont des étoiles supergéantes. L'étoile type S Dor, située dans le Grand Nuage de Magellan a une masse égale à 60 masses solaires. On en connaît 15 dont 14 extragalactiques (une dans le Grand Nuage de Magellan, 4 dans M31, 9 dans M33). Leurs variations sont irrégulières et souvent importantes.

d) Les pseudonovae. Ce sont des étoiles éruptives dont l'amplitude de variation est comparable à celle des novae mais dont les fluctuations peuvent s'étendre sur plusieurs dizaines d'années.

4 - Les novae naines. - Ce sont des étoiles peu brillantes, de magnitude absolue voisine de 10, qui deviennent brusquement plus lumineuses, avec une amplitude de 2 à 6 magnitudes. Ces explosions se reproduisent d'une façon pseudo-périodiques. On distingue deux types. Le type U Geminorum: l'état habituel de l'étoile est le minimum d'éclat. A des intervalles variant d'une dizaine à quelques centaines de jours se produisent des maxima dont l'amplitude va de 3 à 6 magnitudes. Le type Z Camelopardalis: l'étoile ne reste guère au minimum, les intervalles séparant les maxima sont de l'ordre de 10 à 25 jours et l'amplitude va de 2 à 4 magnitudes. Parfois l'activité peut s'arrêter presque complètement. Le mécanisme de ce phénomène est probablement voisin de celui des novae. Autour de la naine blanche du couple se forme un anneau gazeux et l'arrivée de matière de l'étoile principale (de classe spectrale G ou K) provoque, au point d'impact avec l'anneau, un échauffement. De temps à autre, cette zone explose, comme dans le cas des novae, mais le phénomène est plus limité et plus fréquent.

5 - Les étoiles variables associées aux nébuleuses gazeuses, étoiles T Tauri. - L'astronome soviétique Ambartsumian a mis en évidence l'existence des « associations stellaires ». Il a appelé ainsi une association d'étoiles physiquement semblables (ce qui les distingue des amas où les étoiles sont mécaniquement liées mais peuvent être de types physiques différents). Il a distingué deux types d'associations: les associations O ou OB constituées d'étoiles très lumineuses de spectre O ou B; les associations T Tauri nommées ainsi d'après l'étoile type T Tauri. Le spectre de ces étoiles T Tauri est très

particulier: il présente des raies d'émission de l'hydrogène et de métaux tels que le calcium, le fer, le titane, etc.. Une autre caractéristique importante est l'abondance du lithium. Les nébuleuses gazeuses, constituées essentiellement d'hydrogène, peuvent contenir des étoiles. C'est d'ailleurs ce qui les rend lumineuses. Les étoiles contenues dans ces nébuleuses sont groupées en associations du type précédent et sont souvent variables. Par exemple, la Grande Nébuleuse d'Orion que tout le monde connaît, contient une association O et une association T.

Les étoiles variables associées aux nébuleuses ont été classées en trois types: le type In (variables irrégulières connectées à une nébuleuse), le type Is (variables irrégulières semblables aux précédentes mais, en apparence, non connectées à une nébuleuse), le type UVn (étoiles présentant des sursauts et liées à une nébuleuse). Certaines de ces étoiles peuvent subir une forte augmentation d'éclat en un temps assez court: ainsi V157 Cygni (classée T Tauri) a vu sa magnitude diminuer de 6 unités (autrement dit elle est devenue 200 fois plus lumineuse) en moins d'un an.

On arrive à avoir une idée assez cohérente des étoiles T Tauri. Ce ne seraient pas de véritables étoiles mais des protoétoiles, c'est-à-dire des étoiles très jeunes en phase de contraction gravitationnelle. Cette contraction chauffe l'intérieur de la protoétoile et cette chaleur est évacuée sous forme de rayonnement. C'est ce rayonnement qui rend ces protoétoiles lumineuses et non les réactions nucléaires qui n'ont pas démarré. L'abondance du lithium est un argument en faveur de cette théorie. Le noyau de lithium est très fragile et il est détruit par les réactions nucléaires qui se produisent au centre des étoiles, donc sa présence interdit l'existence de telles réactions. La protoétoile serait entourée d'une grande enveloppe, reste du nuage interstellaire à partir duquel elle s'est formée. Ce nuage rayonne dans l'infrarouge proche. C'est sa dissipation brutale qui provoquerait les brusques augmentations d'éclat que nous avons parlé.

6 - Les étoiles UV Ceti. - Les deux premières étoiles ont été découvertes en 1940 et en 1943 par Van Maanen à l'observatoire du Mont Wilson. Elles présentent des sursauts irréguliers, de courte durée, pouvant atteindre plusieurs magnitudes. Ce sont des étoiles très peu lumineuses, de magnitude absolue comprise entre 8 et 18. Elles comptent parmi les étoiles les moins lumineuses que l'on connaisse, aussi n'en connaît-on qu'un peu plus d'une centaine, toutes assez proches du Soleil.

Beaucoup sont des étoiles doubles, ce qui a permis de déterminer leur masse. Elles sont parmi les étoiles les moins massives que l'on connaisse : certaines ont une masse inférieure à un dixième de masse solaire. Ce sont des étoiles rouges de spectre K ou M. Leur spectre montre souvent des raies d'émission de l'hydrogène et du calcium ionisé. Lors des sursauts, le spectre continu se renforce dans l'ultraviolet montrant ainsi un échauffement.

Les sursauts sont probablement des explosions se produisant dans l'atmosphère de l'étoile comme il s'en produit très fréquemment dans la chromosphère du Soleil mais la très faible luminosité de ces étoiles rend ces explosions très spectaculaires, par contraste.

#### **IV - Les étoiles variables géométriques**

Rappelons que l'on classe les étoiles doubles en trois groupes. Les étoiles doubles visuelles sont celles dont les composantes sont séparables par des moyens optiques. Les étoiles doubles spectrométriques sont des couples d'étoiles très proches dont les composantes ne sont pas séparables par les moyens optiques et dont le caractère double n'est décelable que sur leur spectre : il présente deux systèmes de raies qui se déplacent périodiquement autour d'une position moyenne. Les étoiles doubles photométriques, appelées aussi variables géométriques ou binaires à éclipses, sont aussi des couples dont les composantes ne sont pas séparables par des moyens optiques. La ligne de visée se trouve sensiblement dans le plan de l'orbite, et lors du passage de l'une des composantes devant l'autre, il se produit une baisse de luminosité de l'étoile qui apparaît ainsi comme une étoile variable. Si l'une des composantes est plus lumineuse que l'autre, la courbe de lumière présente alternativement un minimum principal, correspondant à l'éclipse de la composante la plus lumineuse par l'autre, et un minimum secondaire, correspondant à l'éclipse de la composante la moins lumineuse par l'autre. On connaît quelques 5000 variables géométriques.

1- Les binaires de type EA. - Ce sont les Algolides ainsi nommées parce que l'étoile type est Algol. Ce sont les plus nombreuses. On en connaît environ 3500. Elles ont une courbe de lumière montrant un minimum principal important, un minimum secondaire faible et une relative stabilité en dehors des minima. Elles appartiennent à toutes les classes spectrales, peuvent être des naines, des géantes ou des supergéantes. Il peut y avoir des variantes à la courbe de lumière telle que nous l'avons décrite. Lorsque le couple est constitué de deux étoiles sensiblement égales en éclat et en dimensions, le minimum secondaire est presque égal au minimum principal. Lorsque le couple est formé d'une étoile supergéante peu lumineuse et d'une étoile brillante de dimensions moyennes, le minimum principal est large parce que la secondaire occulte la principale pendant longtemps et le minimum secondaire est peu profond.

2 - Les binaires de type EB. - L'étoile type est  $\delta$  Lyrae. Le couple est composé de deux étoiles géantes ou supergéantes très rapprochées. L'attraction qu'elles exercent l'une sur l'autre les déforme et leur donne une forme ovoïde, ce qui se traduit par un arrondissement de la courbe de lumière. On en connaît environ 600 et leurs spectres sont surtout des classes O et B, parfois A et F.

3 - Les binaires du type EW. - L'étoile type est W Ursae Majoris. Le couple est constitué de deux étoiles naines, presque identiques en éclat et en dimensions, extrêmement proches l'une de l'autre, souvent même en contact, donc très déformées. La courbe de lumière a une allure sinusoïdale. On en connaît environ 500 et leurs spectres sont des classes F et G. Les périodes sont très courtes, avec un maximum de fréquence entre 0,3 et 0,4 jour.

**Daniel SONDAZ**