

Les étoiles variables

Les étoiles dont la brillance (la magnitude) change avec le temps sont appelées des **étoiles variables**. C'est vers la fin du 16ième siècle que les astronomes européens font mention, pour la première fois, des variations lumineuses de quelques étoiles. Ainsi, Tycho Brahé fait état de l'augmentation brusque de la brillance d'une étoile, la *supernova de Tycho*, en 1572; d'autres observateurs s'intéressent aux variations régulières de l'étoile *o Ceti* (aussi connue sous le nom de Mira) en 1596. Depuis, à mesure que la précision des observations a augmenté, on a répertorié des dizaines de milliers d' étoiles variables ou soupçonnées de l'être.



[Continuer](#)

Objectifs du chapitre 21

- Définir une étoile variable
- Identifier les ingrédients d'une courbe de lumière
- Connaître et définir les différents types d'étoiles variables, en particulier les céphéïdes



Cliquez pour imprimer

Yannick Dupont
V2.0, été 2001

Description générale

De façon absolue, *toutes* les étoiles sont variables puisqu'elles évoluent et que leur surface reflète les changements de leur structure interne. Dans la plupart des cas, les modifications sont très lentes et les étoiles *semblent* stables comme en fait foi notre Soleil. Il y a par contre certaines phases évolutives, telle que l'explosion d'une étoile massive à la fin de sa vie, au cours desquelles les changements sont plus brusques. Entre ces deux extrêmes, au cours des phases de géante, les étoiles exhibent parfois des fluctuations périodiques de leur intensité lumineuse causées par des pulsations de l'enveloppe externe.

Les variations de brillance peuvent aussi être causées par la présence de taches chaudes ou froides à la surface d'une étoile en rotation. Ainsi, la luminosité du Soleil change très faiblement en fonction du nombre et de la position des taches à sa surface. Il est probable que la majorité des étoiles présente des taches sur leur photosphère.

La classification des étoiles variables est basée sur la forme de leur **courbe de lumière**, c'est-à-dire la variation lumineuse en fonction du temps. Un exemple de ce genre de courbe est présenté à la **Figure 21.1** les caractéristiques importantes de cette courbe sont la période et l'amplitude des variations. Le type spectral est aussi un critère qui est utilisé pour la classification du phénomène.

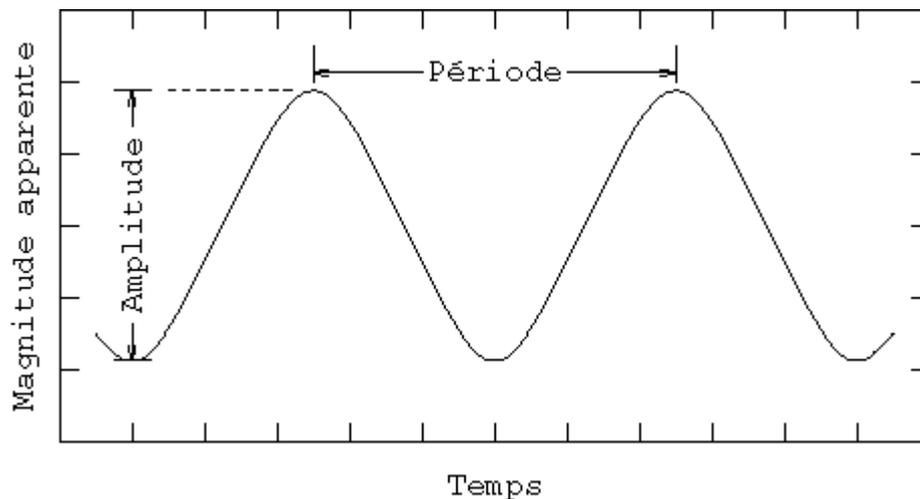


Figure 21.1: Les caractéristiques d'une courbe de lumière

Il est aussi possible que les variations d'intensité soient plus importantes dans d'autres domaines du spectre électromagnétique. Ainsi, une étoile peut être très variable dans le domaine des rayons-X ou des ondes radios, alors que les variations sont quasi-indétectables dans le domaine visible.

Les étoiles variables se divisent en trois principales catégories: les **variables à éclipse**, les **variables pulsantes** et les **variables éruptives**. Dans le premier cas, la variation lumineuse n'est pas intrinsèque à l'étoile mais est causée par un compagnon dont le plan orbital est dans la ligne de visée de l'observateur. Les éclipses, de l'une ou l'autre étoile, provoquent des diminutions périodiques de la brillance du système qui n'ont aucun lien avec des changements physiques d'une des deux étoiles (voir [Chapitre 15](#)). Les deux autres catégories sont associées à des variations intrinsèques de la surface d'une étoile.

Les variables pulsantes

Les variations de luminosité d'une étoile pulsante sont souvent liées à l'expansion ou la contraction de son enveloppe externe. Ces pulsations se produisent lorsque l'étoile est devenue une géante ou une supergéante et qu'elle est dans une phase instable de son évolution. La **Figure 21.2** présente un diagramme HR dans lequel les régions d'instabilité sont illustrées. La séquence principale γ est indiquée de même que les noms des différentes zones d'instabilité. Ces noms sont associés à l'étoile prototype du genre de variabilité.

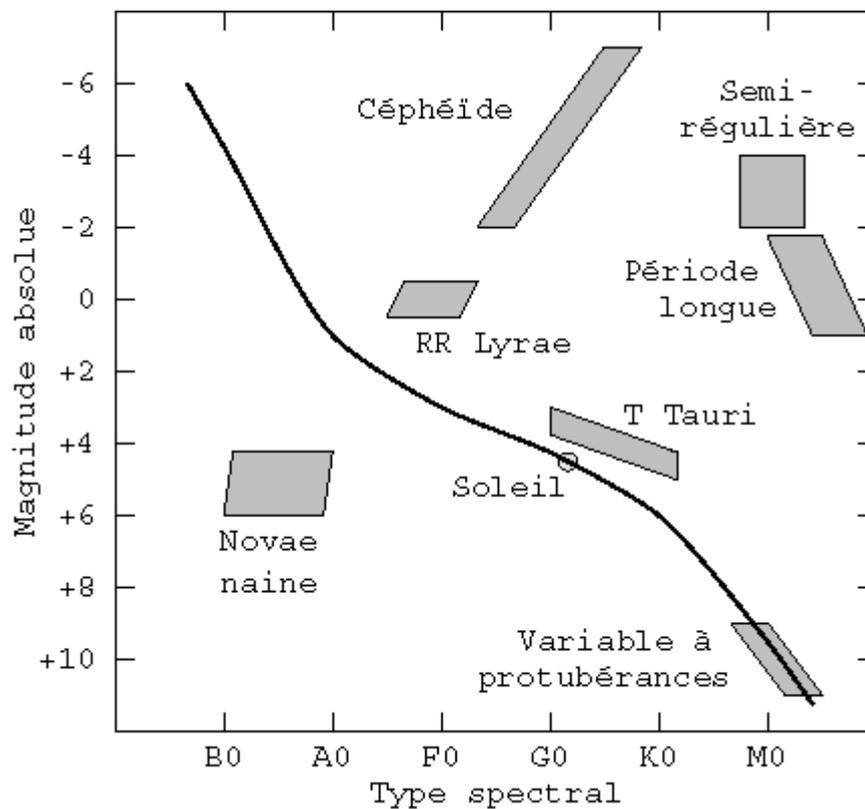


Figure 21.2: Les régions d'instabilité dans le diagramme HR

La luminosité d'une étoile dépend de son rayon et de sa température. Le rayon d'une étoile pulsante varie d'environ 10 à 20%; il arrive parfois même que celui-ci double au cours d'un cycle de pulsation. Mais, ce sont surtout les **variations de la température de surface** qui sont responsables des variations de l'intensité lumineuse. Au cours d'un cycle, la température diminue lorsque l'étoile gonfle et elle augmente quand celle-ci se contracte. La luminosité, L , est très sensible à la température puisqu'elle est proportionnelle à la quatrième puissance de la température (T^4). Donc un petit changement de la température provoque une grande variation de la brillance d'une étoile.

La période de pulsation d'une étoile correspond à sa *fréquence de résonance fondamentale*. Il s'agit d'un phénomène similaire à la fréquence de résonance d'un diapason lorsque celui-ci est frappé. Il y a évidemment des *harmoniques* qui peuvent s'ajouter à la période fondamentale. Les variations de la brillance d'une étoile sont le résultat de la combinaison de ces modes de vibration. Vers 1920, l'astrophysicien anglais **Sir Arthur Eddington** (1882-1944) a montré que la période de pulsation d'une étoile est inversement proportionnelle à la racine carrée de la densité de cette dernière,

$$P \propto \sqrt{\frac{V_*}{M_*}}$$

Les prochaines sections décrivent brièvement les différentes classes d'étoiles pulsantes.

Les variables de type Mira

Les *variables de type Mira*, dont le prototype est l'étoile Mira Ceti, sont des supergéantes de type M. Elles perdent du gaz de leur atmosphère sous la forme d'un vent stellaire continu. Les périodes de pulsation sont comprises entre 100 et 500 jours; on les appelle d'ailleurs des variables à période longue. L'amplitude des variations couvre environ 6 magnitudes dans le domaine visible. La température de surface de ces étoiles variables est à peine 2000 K; elles émettent donc 95% de leur énergie dans le domaine infrarouge. Ceci implique qu'une petite variation de la température résulte en une grande variation de l'intensité lumineuse dans le domaine visible. La **Figure 21.3** présente la courbe de lumière de l'étoile Mira.

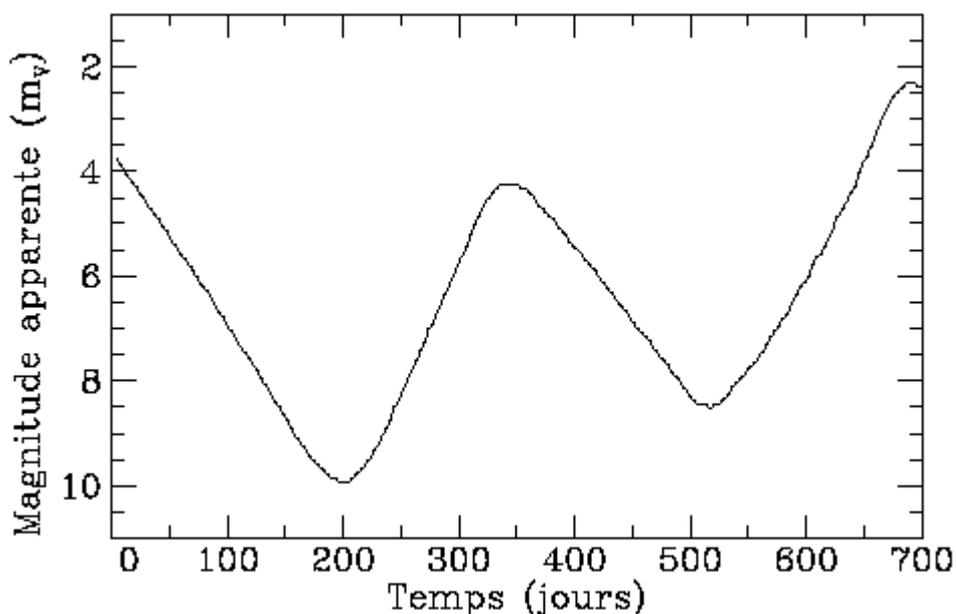


Figure 21.3: La courbe de lumière de l'étoile Mira Ceti

Sa période est d'environ 330 jours; au maximum elle atteint une magnitude de 2 à 4, tandis qu'elle diminue parfois jusqu'à une magnitude de 12 au minimum. Son rayon est d'environ 1 U.A., c'est-à-dire près de 100 fois celui du Soleil.

Les céphéïdes

Une des classes d'étoiles variables pulsantes les plus importantes est celle des *céphéïdes*, appelée ainsi d'après le prototype de cette classe, l'étoile δ Cephei. Ce sont des étoiles supergéantes de Population I et de classe spectrale F à K. La période de pulsation de ces étoiles est comprise entre 1 et 100 jours, et l'amplitude est de 0,3 à 2,5 magnitudes. La courbe de lumière est régulière comme en fait foi la **Figure 21.4** qui présente les variations de la magnitude, de la température de surface et du rayon de l'étoile prototype de cette classe.

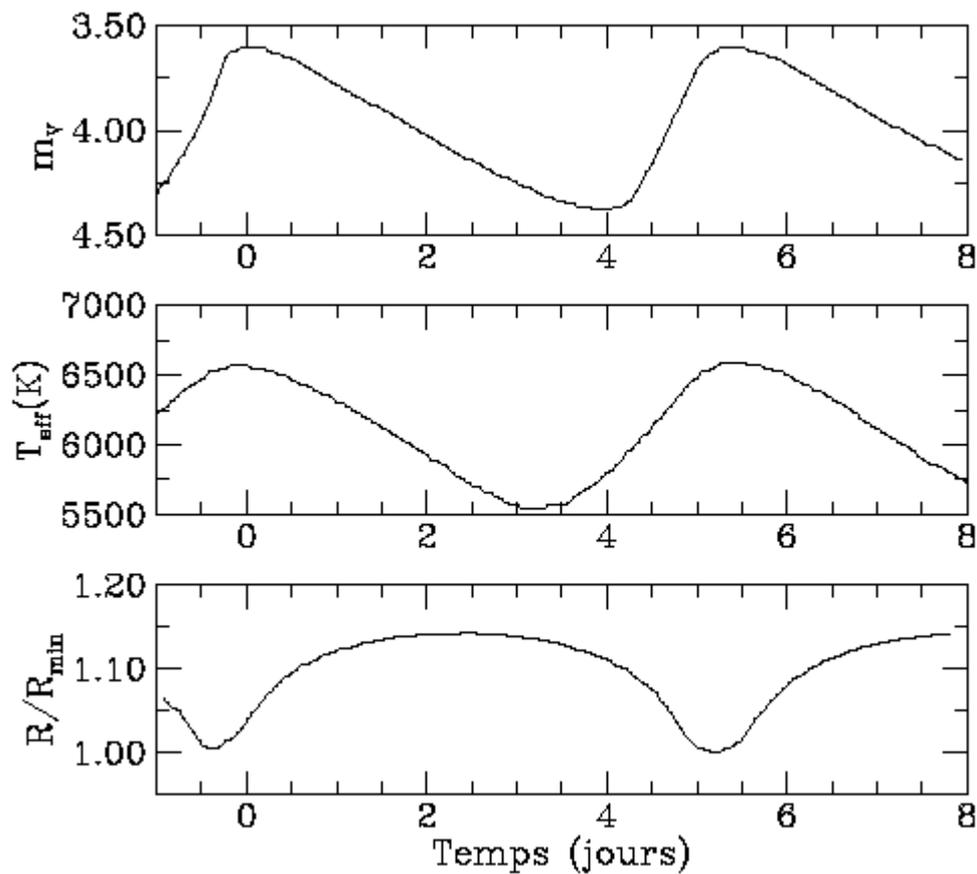


Figure 21.4: Les variations de la magnitude, de la température et du rayon de δ Cephei

En 1912, l'astronome **Henrietta Leavitt** (1869-1921) a découvert une relation entre la magnitude absolue (c'est-à-dire la luminosité) et la période de pulsation de ces étoiles. Cette relation, illustrée à la **Figure 21.5**, est un outil précieux servant à mesurer les distances astronomiques. En effet, il est facile d'identifier ces étoiles brillantes et de mesurer leur période de pulsation; on en déduit leur magnitude absolue que l'on compare à leur magnitude apparente d'où l'on obtient la distance grâce à la relation exprimée au **Chapitre 16**. Cet indicateur (les céphéïdes) sert donc à mesurer les distances d'amas d'étoiles et d'autres galaxies jusqu'à 15 Mpc soit près de 50 millions d'A.L..

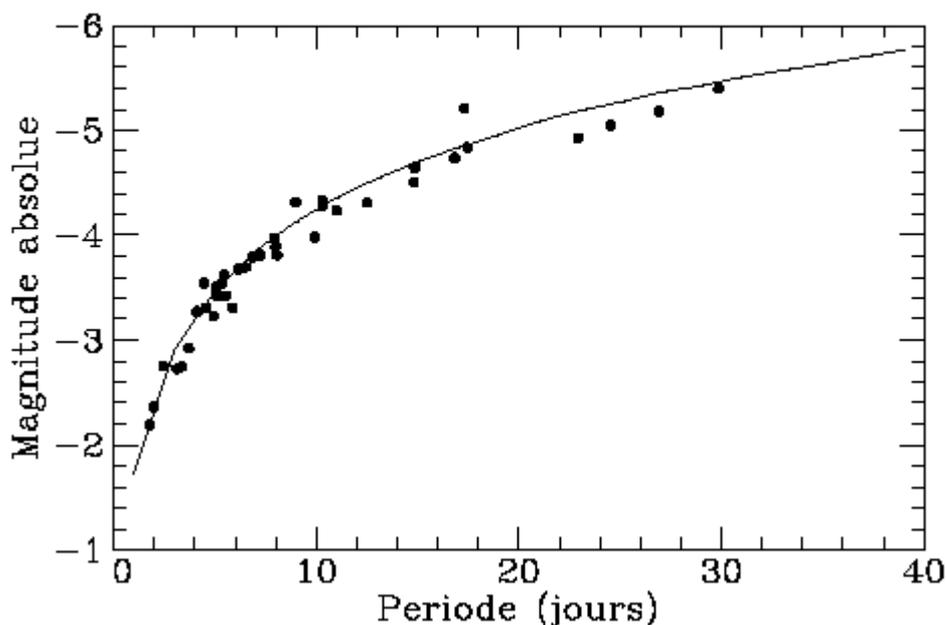


Figure 21.5: La relation période-luminosité des céphéïdes

Les variables de type RR Lyrae

Le troisième groupe de variables pulsantes est constitué des *étoiles de type RR Lyrae* (le prototype est une étoile dans la constellation de la Lyre). Les variations de brillance, plus petites que celles des céphéïdes, sont généralement inférieures à une magnitude; les périodes sont aussi plus courtes, moins d'une journée. Ce sont des étoiles de Population II, donc pauvres en éléments lourds, assez communes dans les amas globulaires. La magnitude absolue (M_v) de ces étoiles est comprise entre 0.6 et -0.3 comme l'indique la [Figure 21.2](#). Ces étoiles ont approximativement toutes le même âge et la même masse; elles sont situées sur la branche horizontale du diagramme HR, au début de la phase du brûlage de l'hélium dans le noyau. Puisque la magnitude absolue des étoiles RR Lyrae est connue, elles peuvent aussi servir d'indicateur de distance, un peu comme les céphéïdes.

Les variables irrégulières

Finalement, un dernier groupe de variables pulsantes est connu sous le nom de variables irrégulières ou semi-régulières. Ce sont des étoiles supergéantes, souvent jeunes et massives, dont les couches externes pulsent de façon désordonnée. Parfois, lorsque les pulsations sont quasi périodiques, on les nomme semi-régulières. L'étoile Bételgeuse, dans la constellation d'Orion, est un exemple de variable semi-régulière. A ce jour, le mécanisme responsable des pulsations de ces étoiles n'est pas bien compris.

Les variables éruptives

Certaines étoiles montrent des variations de brillance irrégulières qui ne sont pas causées par des pulsations. Il s'agit plutôt d'éjection de gaz ou d'éruption se produisant à leur surface. Ces éjections de matière sont petites et locales dans le cas des étoiles à protubérances, mais peuvent impliquer l'étoile toute entière dans le cas de l'explosion d'une supernova.

Les étoiles à protubérances

Les *étoiles à protubérances*, aussi connues sous le nom d'étoiles de type UV Ceti, sont de petites étoiles de type spectral M. Il s'agit surtout d'objets jeunes que l'on retrouve dans les amas et les associations d'étoiles nouvellement formés. Des éruptions de gaz, semblables aux protubérances du Soleil, se produisent de façon aléatoire à leur surface. Ces protubérances sont reliées à des perturbations du champ magnétique à la surface. La **Figure 21.6** présente la courbe de lumière d'une éruption typique.

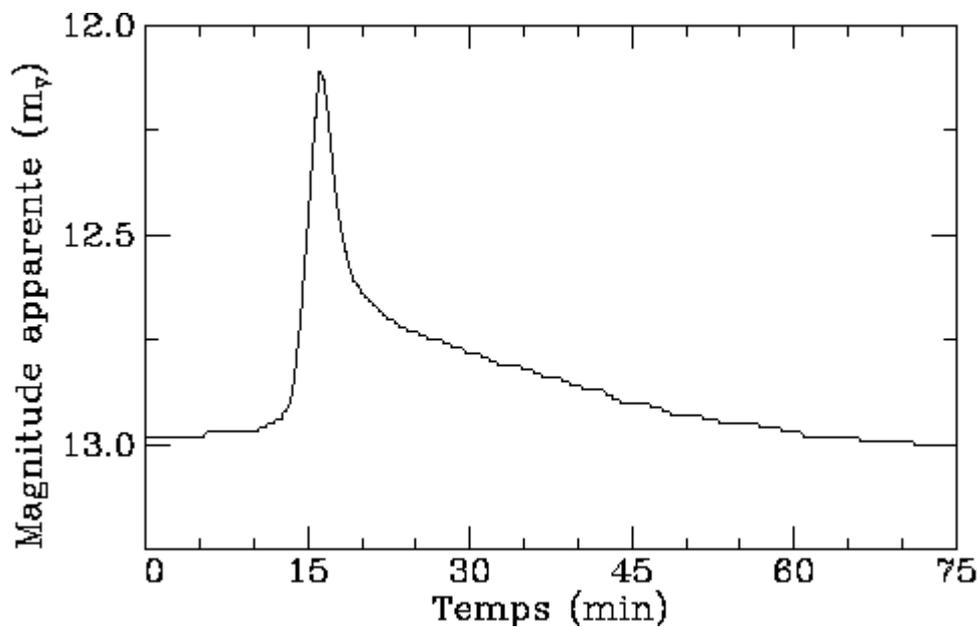


Figure 21.6: La courbe de lumière d'une étoile à protubérances

L'énergie émise lors d'une éruption est comparable à celle produite par les protubérances solaires, mais puisque ces étoiles sont beaucoup moins lumineuses que le Soleil, une telle éruption peut parfois produire une augmentation de la brillance de près de 4 à 5 magnitudes. L'éruption se produit en quelques secondes et l'intensité lumineuse diminue ensuite pendant quelques minutes. Une étoile à protubérances peut *subir* plusieurs éruptions en une seule journée.

Les étoiles T Tauri

Les *étoiles T Tauri*, aussi connues sous le nom de variables à nébulosité, sont associées aux nuages interstellaires de gaz et de poussière (voir [Chapitre 23](#)). Il

s'agit d'étoiles nouvellement formées sur le point de *rejoindre* la séquence principale (voir [Chapitre 20](#)). Les variations lumineuses des étoiles T Tauri sont très irrégulières comme le montre la **Figure 21.7**. L'analyse spectroscopique révèle que des filaments de matière sont éjectés de la surface de ces étoiles. On assiste parfois à des sauts abrupts de la brillance, tel que celui de l'étoile V1057 Cygni qui est devenue 6 magnitudes plus brillante en 1969. Avant, son comportement était celui d'une étoile T Tauri variable, maintenant elle ressemble davantage à une étoile de type A (ou B) constante.

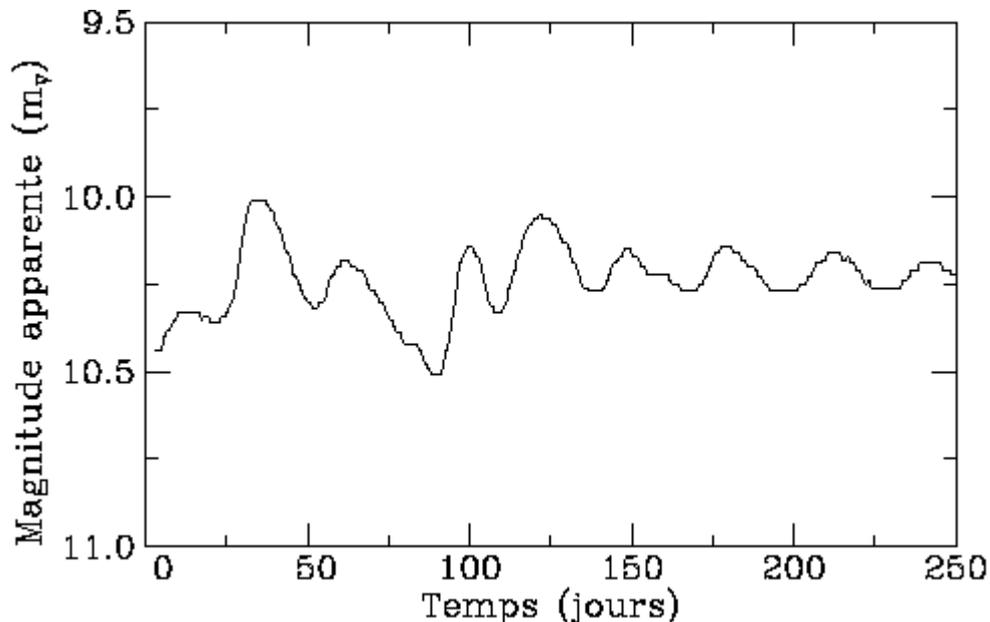


Figure 21.7: La courbe de lumière d'une étoile T Tauri

L'étude de ces objets et de leur comportement est difficile car ils sont entourés de nuages de gaz très denses. Grâce aux nouvelles techniques d'observation dans les domaines infrarouge et radio on commence à mieux comprendre les mécanismes qui entrent en jeu dans ce phénomène.

Les novae

Les variables éruptives les plus communes sont les novae. Elles se classent en différents sous-types: les *novae ordinaires*, les *novae récurrentes*, les *novae naines*, et les *variables de type nova*. Les éruptions de tous les types de novae sont rapides; en moins de deux jours la brillance augmente jusqu'à sa valeur maximale, pouvant atteindre 7 à 16 magnitudes plus brillante que la luminosité normale. Par la suite, le déclin est graduel et peut durer de plusieurs mois à quelques années. La **Figure 21.8** présente la courbe de lumière caractéristique d'une nova; il s'agit d'une nova qui est *apparue* dans la constellation du Cygne en 1975 (V1500 Cygni).

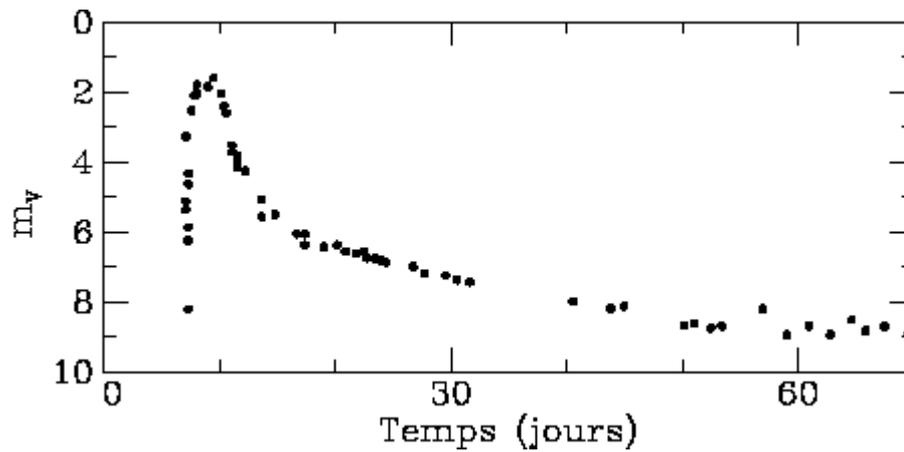


Figure 21.8: La courbe de lumière de la nova V1500 Cygni

L'augmentation de brillance est d'environ 10 magnitudes pour les novae récurrentes et de 2 à 6 magnitudes pour les novae naines. Les novae naines sont aussi connues sous le nom de variables de type U Geminorum ou variables de type SS Cygni. Dans les deux cas les éruptions se produisent à répétition. L'intervalle de temps entre deux éruptions est de quelques dizaines d'années pour les novae récurrentes et de 20 à 600 jours pour les novae naines. La durée de cet intervalle dépend de la puissance de l'éruption: plus l'éruption est forte plus il s'écoule de temps avant la suivante. La **Figure 21.9** illustre la courbe de lumière d'une nova naine. Il est possible que les novae ordinaires se comportent de la même façon, mais l'amplitude d'une éruption est si grande qu'il doit probablement s'écouler plusieurs milliers (voire quelques millions) d'années avant la suivante.

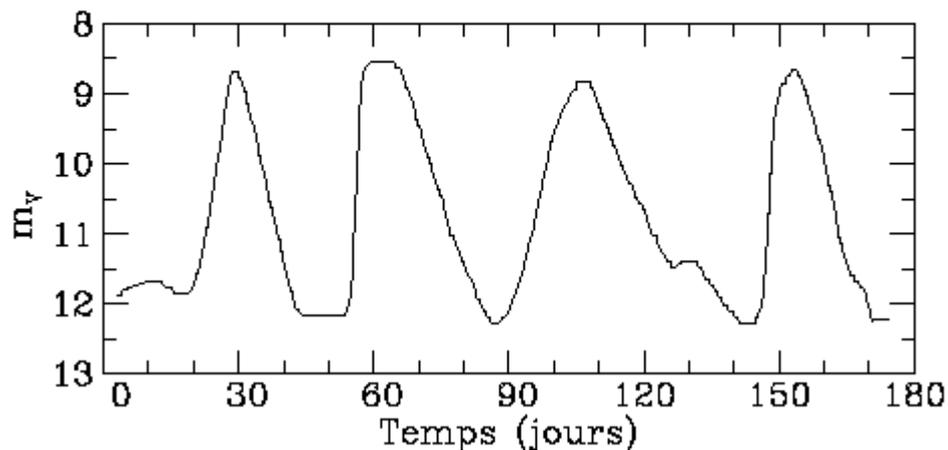


Figure 21.9: La courbe de lumière de la nova SS Cygni

Les observations de **tous** les types de novae ont démontré que ce sont **tous** des systèmes binaires serrés. Dans ces systèmes, une des deux composantes est une étoile normale tandis que l'autre est une naine blanche (c'est-à-dire une étoile ayant terminé sa vie nucléaire et dont la taille est approximativement celle de la Terre) entourée d'un anneau de gaz. L'étoile normale est devenue une géante rouge et une partie des gaz de son enveloppe externe se déverse sur la naine blanche. La **Figure 21.10** présente un schéma de cette situation. Lorsque qu'une quantité suffisante de gaz s'est accumulée à la surface de la naine blanche, l'hydrogène se transforme

explosivement en hélium à sa surface et une coquille est éjectée violemment. C'est alors que la luminosité du système augmente rapidement. A mesure que la coquille prend de l'expansion, sa température et sa luminosité diminuent. Cette éruption n'arrête pas le transfert de matière entre la géante rouge et la naine blanche et le processus peut donc recommencer à nouveau.

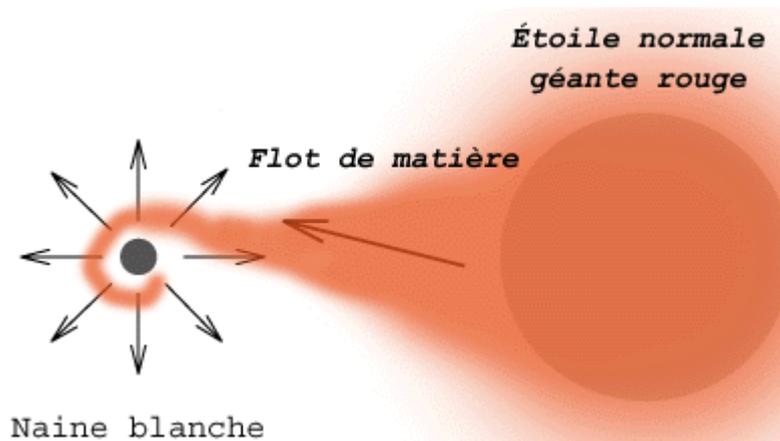


Figure 21.10: Le modèle d'une nova

Les supernovae

Les étoiles qui présentent les plus grandes variations de brillance sont les *supernovae*. En quelques jours la brillance de ce type d'objet augmente de plus de 20 magnitudes, c'est-à-dire une augmentation de la luminosité d'un facteur 100 millions. Par la suite, le déclin dure plusieurs années.

Les [supernovae](#) sont des étoiles massives qui explosent lorsqu'elles arrivent à la fin de leur vie nucléaire. Au moment de l'explosion, une grande partie des gaz formant l'étoile est éjectée à une vitesse d'environ 10,000 km/sec. La coquille de gaz demeure visible pendant des milliers d'années après l'explosion. On a identifié quelques dizaines de *restes de supernova* dans notre galaxie. Au milieu de ces résidus, on retrouve parfois une étoile à neutrons ou un candidat de la phase trou noir.

Au moins six explosions de supernovae ont été **observées** dans la Voie Lactée. La plus connue est sans doute celle décrite par les chinois en l'an 1054; le reste de l'explosion est encore visible de nos jours et porte le nom de [Nébuleuse du Crabe](#). Les plus récentes supernovae observées dans notre galaxie sont celles de Tycho Brahe et de Kepler en 1572 et 1604 respectivement.

La supernova la mieux étudiée est celle qui s'est produite dans une galaxie voisine de la notre, le Grand Nuage de Magellan, en février 1987 ([SN1987a](#)). La **Figure 21.11** présente la courbe de lumière de cette explosion. Cet événement nous a permis de tester nos théories et de mieux comprendre les dernières phases de la vie d'une étoile.

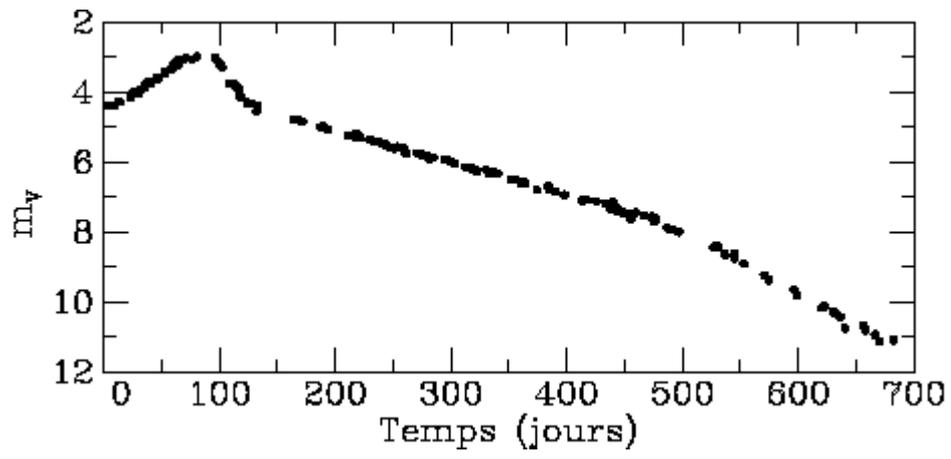


Figure 21.11: La courbe de lumière de la supernova de 1987

Yannick Dupont
V2.0, été 2001