

# Mesures photométriques d'étoiles variables diverses : cinquième partie : travail de maturité

Autor(en): **Coquille, Loren**

Objektyp: **Article**

Zeitschrift: **Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen  
Gesellschaft**

Band (Jahr): **63 (2005)**

Heft 326

PDF erstellt am: **22.07.2024**

Persistenter Link: <https://doi.org/10.5169/seals-897737>

## **Nutzungsbedingungen**

Die ETH-Bibliothek ist Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Inhalten der Zeitschriften. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern.

Die auf der Plattform e-periodica veröffentlichten Dokumente stehen für nicht-kommerzielle Zwecke in Lehre und Forschung sowie für die private Nutzung frei zur Verfügung. Einzelne Dateien oder Ausdrucke aus diesem Angebot können zusammen mit diesen Nutzungsbedingungen und den korrekten Herkunftsbezeichnungen weitergegeben werden.

Das Veröffentlichen von Bildern in Print- und Online-Publikationen ist nur mit vorheriger Genehmigung der Rechteinhaber erlaubt. Die systematische Speicherung von Teilen des elektronischen Angebots auf anderen Servern bedarf ebenfalls des schriftlichen Einverständnisses der Rechteinhaber.

## **Haftungsausschluss**

Alle Angaben erfolgen ohne Gewähr für Vollständigkeit oder Richtigkeit. Es wird keine Haftung übernommen für Schäden durch die Verwendung von Informationen aus diesem Online-Angebot oder durch das Fehlen von Informationen. Dies gilt auch für Inhalte Dritter, die über dieses Angebot zugänglich sind.



# Mesures photométriques d'étoiles variables diverses

Cinquième partie - Travail de maturité

LOREN COQUILLE

## Chapitre II: Les étoiles variables pulsantes

### b. Démonstration de quelques formules fondamentales et énumération des paramètres mesurables

Pour les étoiles variables pulsantes, il est possible de calculer la période, la valeur du rayon en fonction du temps, la magnitude absolue, la distance de l'étoile, ainsi que sa masse, tout ceci en grande majorité à partir de courbes photométriques obtenues au cours des nuits de mesures. Seule la méthode permettant de calculer la valeur du rayon en fonction du temps nécessite des mesures spectrométriques de vitesses radiales en plus de mesures photométriques. Bien qu'elle sorte quelque peu du champ de ce travail (qui a pour but de ne traiter que des courbes photométriques), j'ai décidé d'en traiter, voyant qu'elle était tout à fait abordable. Ce sera par contre la seule formule obtenue que je ne pourrai pas appliquer aux variables mesurées.

#### Détermination de la période de pulsation

La période de pulsation de l'étoile est très facile à obtenir, comme pour les binaires à éclipses: il suffit de repérer, à partir d'un point donné, à quel moment la courbe se répète et de mesurer l'écart de temps entre ces deux points. La précision sera d'autant plus grande que la mesure s'effectue sur un grand nombre de périodes.

#### Détermination de la valeur du rayon en fonction du temps: méthode de Baade-Wesselink

Cette méthode est applicable à tous les types de variables pulsantes, puisqu'elle ne dépend d'aucun paramètre spécifique à un type de variables particulier.

L'hypothèse principale faite ici est que la puissance rayonnée par l'étoile est celle d'un corps noir:  $\sigma T_e^4 S$ .

La luminosité (L), ou puissance rayonnée d'une étoile est donnée par:

$$L = \sigma T_e^4 S = \sigma T_e^4 \cdot 4\pi R^2$$

$$\Rightarrow R = \sqrt{\frac{L}{\sigma T_e^4 \cdot 4\pi}} = \frac{\sqrt{L}}{\sqrt{\sigma T_e^4 \cdot 2\sqrt{\pi}}}$$

avec :  $\sigma$  la constante de Stefan-Boltzman  
 $T_e$  la température de l'étoile  
 $S$  la surface de l'étoile  
 $R$  le rayon de l'étoile

Le rapport des rayons entre une phase 1 et une phase 2 est:

$$\frac{R_1}{R_2} = \frac{\frac{\sqrt{L(1)}}{\sqrt{\sigma T_e^4(1) \cdot 2\sqrt{\pi}}}}{\frac{\sqrt{L(2)}}{\sqrt{\sigma T_e^4(2) \cdot 2\sqrt{\pi}}}} = \frac{\sqrt{L(1)}}{\sqrt{L(2)}} \cdot \frac{\sqrt{\sigma T_e^4(2) \cdot 2\sqrt{\pi}}}{\sqrt{\sigma T_e^4(1) \cdot 2\sqrt{\pi}}} = \frac{\sqrt{L(1) \cdot T_e^2(2)}}{\sqrt{L(2) \cdot T_e^2(1)}} \quad (1)$$

Avec  $T_e$  et  $L_1 / L_2$  pouvant être obtenus expérimentalement.

Pour trouver  $R_1 - R_2$ , on a besoin d'étudier les vitesses radiales:

La vitesse radiale d'une étoile variable pulsante dépend de l'importance de la variation de rayon en fonction du temps:

$$V_r = -\frac{1}{k} \cdot \frac{dR}{dt} \Rightarrow -kV_r = \frac{dR}{dt}$$

La constante  $k$  dépend de l'assombrissement centre-bord et d'un facteur de projection (dû au fait que la pulsation de l'étoile est radiale, mais que nous ne percevons que la composante de la pulsation allant dans la direction de notre ligne de visée.)

On peut intégrer cette équation pour déterminer la différence de rayon entre les deux phases:

$$R_2 - R_1 = -k \int_{t_1}^{t_2} V_r \cdot dt \quad (2)$$

En combinant les équations (1) et (2), on obtient :

$$R_1 = R_2 \cdot \frac{\sqrt{L(1) \cdot T_e^2(2)}}{\sqrt{L(2) \cdot T_e^2(1)}} \quad (1)$$

$$\Rightarrow R_2 - R_2 \cdot \frac{\sqrt{L(1) \cdot T_e^2(2)}}{\sqrt{L(2) \cdot T_e^2(1)}} = -k \int_{t_1}^{t_2} V_r \cdot dt \quad (2)$$

$$\Rightarrow R_2 \cdot \left( 1 - \frac{\sqrt{L(1) \cdot T_e^2(2)}}{\sqrt{L(2) \cdot T_e^2(1)}} \right) = -k \int_{t_1}^{t_2} V_r \cdot dt$$

La valeur du rayon  $R_2$  est donc donnée par:

$$R_2 = \frac{-k \int_{t_1}^{t_2} V_r \cdot dt}{1 - \frac{\sqrt{L(1) \cdot T_e^2(2)}}{\sqrt{L(2) \cdot T_e^2(1)}}}$$

Nous voyons que nous avons besoin d'une courbe de vitesse radiale, et du rapport des températures et des luminosités entre deux phases pour avoir  $R(t)$ . Cela limite l'application de cette méthode aux étoiles brillantes.

La plus grande difficulté liée à la méthode de Baade-Wesselink (dite méthode BW) est de déterminer les températures et ce qu'on appelle les corrections bolométriques (qui permettent de convertir la luminosité en magnitude absolue visuelle, mais ce sujet ne sera pas traité).

Pour le cas particulier des RR Lyrae, les températures se déduisent des couleurs intrinsèques, et les couleurs intrinsèques se déduisent de l'intensité de l'émission en Hydrogène. La relation entre couleur intrinsèque et température et la relation entre intensité de l'émission en Hydrogène et couleur intrinsèque, dépendent toutes deux de l'abondance en «métal» (c'est-à-dire de la métallicité).

Les couleurs intrinsèques des RR Lyrae peuvent être déduites à partir de données photométriques (indices B-V, etc.), et de l'intensité de l'émission en H $\beta$ . Les couleurs intrinsèques peuvent être converties en températures en utilisant des modèles d'atmosphère.

#### Détermination de la distance d'une céphéide

Les céphéides sont caractérisées par leur relation période-luminosité, qui permet de déterminer leur distance aisément. On remarquera que cette relation ayant été découverte expérimentalement, elle était empirique au début, puis un travail théorique a été effectué par la suite, permettant de comprendre physiquement cette relation. Comme évoqué précédemment, les deux types de céphéides présentent deux relations période-luminosité différentes.

Pour les céphéides de type C $\delta$ , cette relation peut s'écrire de la façon suivante:

$$L [L_{\odot}] = 400P [j]$$

Et pour les céphéides de type CW, nous avons:

$$L [L_{\odot}] = 100P [j]$$

On remarquera que les RR Lyrae peuvent être considérées comme une catégorie des céphéides CW quant à leur relation période-luminosité. Elles ont à peu près toutes une période de 1 jour et leur luminosité est d'environ 100 lumi-



nosités solaires ( $L_{\odot}$ ). Mais on préfère généralement utiliser directement leur magnitude absolue, qui est d'environ 0.6 pour toutes les RR Lyrae, pour calculer leur distance (voir plus loin).

**Remarques importantes:**

- Les deux relations période-luminosité ci-dessus ne sont qu'approximatives. Il existe des relations plus complexes et plus précises qu'utilisent les astronomes professionnels. Toutefois, les résultats obtenus au moyen de la méthode présentée ici s'écartent rarement de plus de 10% de ceux que l'on obtiendrait au moyen de relations plus correctes.
- Ces relations montrent bien que les céphéides ont de grandes luminosités, ce qui nous permet de les voir dans des objets célestes assez lointains, dont on peut par conséquent connaître la distance.

Par ailleurs, nous allons montrer que la distance d'une étoile obéit à la relation suivante:

$$d = 10^{\left(1 + \frac{m - M_{abs}}{5}\right)} \quad (II)$$

où  $m$ , la magnitude visuelle, s'obtient en faisant la moyenne arithmétique des minima et des maxima pour une étoile variable.

$$M_1 - M_2 = 2.5 \cdot \log \frac{E_2}{E_1}$$

Par convention, la différence de magnitude entre deux étoiles est définie par: Où  $E_1 - E_2$  et sont les éclats des étoiles.

Puisqu'une magnitude absolue peut être considérée comme une sorte de magnitude visuelle<sup>29</sup>, on peut écrire:

$$M - m = 2.5 \cdot \log \frac{e}{E}$$

<sup>29</sup> Rappelons que la magnitude absolue d'une étoile est définie comme la magnitude visuelle qu'elle aurait si elle se trouvait à une distance de 10pc.

<sup>30</sup> Voir glossaire, sous n°25

Avec  $M$ , la magnitude absolue de l'étoile variable en question,  $m$ , sa magnitude visuelle (moyenne des maxima et des minima),  $E$  et  $e$ , les éclats correspondants.

Or comme l'éclat des étoiles se «dilue» sur une sphère de rayon égal à sa distance, on a:

$$e \propto \frac{1}{d^2} \quad \text{et} \quad E \propto \frac{1}{D^2}$$

Avec  $d$  la distance de l'étoile, et  $D$  la distance correspondant à la magnitude absolue, soit 10 pc.

Donc:

$$M - m = 2.5 \cdot \log \frac{1/d^2}{1/D^2} = 2.5 \cdot \log \frac{D^2}{d^2}$$

Et quand on entre  $D=10$  pc, on obtient:

$$\|M - m = 2.5 \cdot \log \frac{10^2}{d^2} = 2.5 \cdot (2 \cdot \log 10 - 2 \cdot \log d) = 5 - 5 \cdot \log d\|$$

D'où l'on déduit la distance en parsec:

$$\log d = \frac{M - m - 5}{-5} = -\frac{M - m}{5} + 1 = \frac{m - M}{5} + 1$$

$$\Rightarrow d = 10^{\left(1 + \frac{m - M}{5}\right)}$$

Nous avons donc besoin de la magnitude absolue de l'étoile pour pouvoir obtenir sa distance. Pour ce faire, il faut utiliser une étoile étalon. Prenons le Soleil, qui a les caractéristiques suivantes:

Luminosité =  $3.83 \cdot 10^{26}$  [W] =  $1 L_{\odot}$

Magnitude absolue = 4.82

En reprenant l'expression définissant l'échelle des magnitudes, on peut écrire:

$$M_{\odot} - M_{*} = 2.5 \log \frac{E_{*}}{E_{\odot}} = 2.5 \log \frac{\frac{L_{*}}{4\pi d^2}}{\frac{L_{\odot}}{4\pi d^2}} = 2.5 \log \frac{L_{*}}{L_{\odot}}$$

avec;

$M_{\odot}$  la magnitude absolue du Soleil,  $M_{*}$  la magnitude absolue de l'étoile,  $E_{*}$  l'éclat de l'étoile,

$E_{\odot}$  l'éclat du Soleil,  $L_{*}$  la luminosité de l'étoile,  $L_{\odot}$  la luminosité du Soleil,  $d$  la distance des deux astres

Remarque: comme il s'agit ici de magnitudes absolues, les distances se simplifient car elles correspondent toutes à 10 pc.

La magnitude absolue d'une céphéide est donc (en prenant comme unité la luminosité du Soleil):

$$M_{*} = -2.5 \log \frac{L_{*}}{L_{\odot}} + M_{\odot} = -2.5 \log(L_{*}) + 4.82$$

Pour les Cδ :  $M_{*} = -2.5 \log(400P) + 4.82$

Pour les CW :  $M_{*} = -2.5 \log(100P) + 4.82$

Pour obtenir la distance des céphéides en parsec, il ne reste qu'à utiliser la formule démontrée:

Pour les Cδ:

$$d = 10^{\left(1 + \frac{m + 2.5 \log(400P) - 4.82}{5}\right)}$$

et pour les CW:

$$d = 10^{\left(1 + \frac{m + 2.5 \log(100P) - 4.82}{5}\right)}$$

avec:

$m$  la magnitude visuelle de la céphéide (moyenne des maxima et des minima),  
 $P$  la période de la céphéide

**Calcul de la masse d'une étoile variable pulsante**

Il existe une relation entre la masse et la luminosité des étoiles. En effet, si on porte le logarithme de la masse en abscisse et la magnitude absolue en ordonnée, les points obtenus s'alignent sur une droite. Cette relation a été mise en évidence par Struve<sup>30</sup>, et exprimée théoriquement par Eddington à partir des conditions de stabilité des étoiles. Elle est surtout applicable aux étoiles de la séquence principale, mais des corrections peuvent être apportées pour pouvoir l'appliquer à d'autres étoiles, comme les étoiles variables. Ce calcul ne sera pas développé dans ce travail.

LOREN COQUILLE

18, rue de Vermont, CH-1202 Genève

**Ihr Spezialist für Selbstbau und Astronomie**

- *Spiegelschleifgarnituren*, z.B. alles für einen 15 cm-Spiegel für Fr. 278. — netto. Schleifpulver, Polierpech, usw.
- *Astro-Mechanik* wie Fangspiegelzellen, Stunden-, Dekli-nationskreise, Okularschlitten, -auszüge, Suchervisier, usw.
- *Qualitäts-Astro-Optik* wie Spectros-Schweiz und andere Marken: Helioskop, Achromate, Okulare, Filter, Fangspiegel, Sucher, Zenitprisma, Parabolspiegel ø bis 30 cm, Schmidt-Cassegrain, Newton-Teleskope, Refraktoren usw.
- *Astro-Medien* wie exklusive Diaserien, Videos, Software.
- **MEADE-Händler:** Alle Produkte aus dem MEADE-Katalog.

**Alles Weitere im SAG Rabatt-Katalog «Saturn»**

4 internationale Antwortscheine (Post) oder CHF 4.50 in Briefmarken zuzusenden.

**Attraktiver SAG-Barzahlungs-Rabatt**

**Schweizerische Astronomische Gesellschaft**



**MATERIALZENTRALE**

P.O.Box 715  
CH-8212 Neuhausen a/Rhf  
+41(0)52-672 38 69  
email: astroswiss@hotmail.com



## Glossaire (Loren Coquille)

### 1.- ALBEDO

Pouvoir réfléchissant d'un astre. C'est le rapport entre la quantité de lumière réfléchie par un objet et la quantité de lumière qu'il reçoit. Un objet réfléchissant 100% de la lumière qu'il reçoit présente un albédo de 1.0, tandis qu'un objet absorbant 100% de la lumière présente un albédo égal à 0.0.

### 2.- ANNEE LUMIERE

Symbolisée par «al». Distance parcourue par la lumière en une année, sachant qu'elle se propage dans le vide à la vitesse de 299792.458 km/s. Elle équivaut donc à une distance de  $9.46 \cdot 10^{12}$  km, soit 63239 Unités Astronomiques (UA).

### 3.- ARGELANDER

(Friedrich)

(Memel 1799 - Bonn 1875)

Astronome allemand à qui l'on doit un grand catalogue d'étoiles, le Bonner Durchmusterung (BD), donnant la position et l'éclat de plus de 324 000 étoiles. Il contribua à développer l'étude des étoiles variables.

### 4.- DISQUE D'ACCRETION

Nuage de gaz et de poussière qui se forme autour d'une étoile naissante. L'essentiel de la matière va aller «nourrir» l'étoile, tandis que le reste va se transformer en disque dit protoplanétaire, car il va peut-être permettre la formation de planètes.

### 5.- ECLAT

Quantité d'énergie reçue par seconde par une surface unité perpendiculaire à la direction de l'astre. Il dépend de la distance de l'astre, et est relié à sa luminosité de la façon suivante:

$$E = \frac{L}{4\pi d^2}$$

avec:

E, l'éclat de l'astre

L, sa luminosité

d, sa distance

### 6.- EXCENTRICITE (ORBITALE)

Paramètre mesurant l'allongement des orbites elliptiques. Une orbite circulaire a une excentricité de 0; plus une ellipse est allongée, plus son excentricité s'approche de 1.

### 7.- EXOPLANETE

Planète qui orbite autour d'une autre étoile que le Soleil, synonyme de planète extrasolaire.

### 8.- ETOILE

«Sphère» de gaz incandescent formée par fragmentation puis effondrement d'un nuage de gaz interstellaire. L'énergie, et donc le rayonnement des étoiles proviennent de réactions de fusion nucléaire qui ont lieu en leur cœur et au cours desquelles l'hydrogène dont elles sont formées en grande partie se transforme en hélium.

### 9.- FUSION NUCLEAIRE

Processus par lequel plusieurs atomes légers fusionnent en un atome plus lourd. Les réactions de fusion nucléaire, plus particulièrement de l'hydrogène en hélium, constituent l'origine de l'énergie dégagée par les étoiles; elles se déroulent en leur cœur, là où la température est suffisante pour que soient vaincues les répulsions électriques entre les noyaux des éléments légers. L'énergie est libérée sous forme de rayons gamma, qui, après un très grand nombre d'absorptions et de réémissions successives, n'arrivent à s'échapper de l'étoile sous forme de lumière visible qu'au bout d'un million d'années en moyenne. La fusion nucléaire est à l'origine de la nucléosynthèse.

### 10.- HALO (GALACTIQUE)

Partie sensiblement sphérique très peu dense entourant le disque galactique et contenant des amas globulaires, des étoiles de population II et peu de gaz.

### 11.- HERSCHEL (sir William)

(Hanovre 1738 - Slough 1822)

Organiste et astronome britannique d'origine allemande. Il réalisa, en amateur, de nombreux télescopes et découvrit la planète Uranus en 1781 ainsi que deux de ses satellites en 1787, puis deux des satellites de Saturne en 1789. Fondateur de l'astronomie stellaire, il fut le premier à étudier systématiquement les étoiles doubles. Vers 1800, il découvrit les effets thermiques du rayonnement infrarouge.

### 12.- HUBBLE (Edwin Powell)

(Marshfield, Missouri 1889 - San Marino, Californie 1953)

Astrophysicien américain, il établit l'existence de galaxies extérieures à la Voie Lactée. Puis, se fondant sur le rougissement systématique du spectre des galaxies, qu'il interpréta comme un effet Doppler, il formula une loi empirique selon laquelle les galaxies s'éloignent les unes des autres à une vitesse proportionnelle à leur distance, et conforta ainsi la théorie de l'expansion de l'univers.

### 13.- INCLINAISON

Symbolisée par *i*. C'est l'angle formé par le plan de l'orbite d'un astre et la ligne de visée de l'observateur.

### 14.- LUMINOSITE

Quantité totale d'énergie émise chaque seconde par un astre sous forme de rayonnement. Elle se mesure en Watt et ne dépend pas de la distance de l'astre.

### 15.- MAGNITUDE APPARENTE

Pour mesurer l'éclat apparent des étoiles, c'est-à-dire la grandeur de leur brillance, les astronomes utilisent l'échelle logarithmique des magnitudes qui se rapproche de l'échelle des grandeurs utilisée par Hipparque de Nicée, l'un des plus grands astronomes de l'Antiquité.

Hipparque établit un premier catalogue des étoiles qu'il divisa en six classes d'après leur éclat. Dans la première classe, il rangea les étoiles les plus brillantes, qu'il appela de première grandeur; dans la seconde, les étoiles un peu moins brillantes et ainsi de suite jusqu'à la sixième grandeur, la dernière à comprendre les étoiles à peine visibles à l'œil nu.

L'échelle des magnitudes est construite à partir de la loi physiologique de l'œil (loi de Fechner): la sensation varie comme le logarithme de l'excitation. Par convention, il y a une différence d'éclat d'un facteur 100 entre cinq magnitudes. Autrement dit, la différence de magnitude entre deux objets est définie de la façon suivante:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log \frac{E_1}{E_2}$$

avec:

$m_1$  la magnitude du premier objet

$m_2$  la magnitude du deuxième objet

$E_1$  l'éclat du premier objet

$E_2$  l'éclat du deuxième objet

La magnitude augmente donc lorsque la brillance diminue. Les étoiles les plus pâles visibles à l'œil nu sont de magnitude 6, tandis que Sirius, l'étoile la plus brillante du ciel nocturne brille à la magnitude -1.4. Le Soleil présente une magnitude de -26.7, tandis que les étoiles les plus pâles discernables par le télescope spatial Hubble atteignent la magnitude 30 (en poses). Ceci représente la magnitude apparente des astres, c'est-à-dire la magnitude visuelle à partir de la Terre.

Remarques:

- L'énergie rayonnée n'est pas constante dans tout le domaine spectral. Il est donc nécessaire de spécifier à quel domaine du spectre correspond la magnitude donnée.



- Les magnitudes apparentes sont affectées par l'absorption interstellaire (il est nécessaire d'apporter des corrections).
- Il existe différents systèmes de magnitudes, dont les principaux sont: la magnitude visuelle, la magnitude photographique (les plaques sont plus sensibles dans le bleu-violet), la magnitude bolométrique (qui mesure le rayonnement total), la magnitude absolue (voir n°16).

### 16.- MAGNITUDE ABSOLUE

Système de magnitude permettant de comparer les éclats intrinsèques de plusieurs objets, quelle que soit leur distance par rapport à l'observateur. La magnitude absolue est définie comme la magnitude visuelle qu'aurait un objet s'il était placé à la distance arbitraire de 10 pc, soit 32.6 al. Le Soleil a une magnitude absolue de 4.8, tandis que celle de Sirius est de 1.3.

### 17.- MATIERE DEGENEREE

Etat de la matière où la seule force capable de contrer la force de gravité consiste en une pression d'origine spécifiquement quantique. En effet, le principe d'exclusion de Pauli stipule que dans certaines conditions, deux particules ne peuvent pas se trouver dans le même état quantique. Chez les naines blanches et les naines brunes, ce sont les électrons qui créent cet état, tandis que chez les étoiles de neutrons, ce sont les neutrons.

### 18.- PARALLAXE ANNUELLE

Du fait de la révolution de la Terre autour du Soleil, la direction apparente d'une étoile n'est pas la même au cours du temps: une étoile paraît effectuer sur la sphère céleste une ellipse dont la dimension est inversement proportionnelle à sa distance. La mesure de cette parallaxe permet d'évaluer la distance des étoiles, elle est donnée par:

$$t g(p) = \frac{a}{D}$$

avec:

D, la distance de l'étoile par rapport au Soleil

p, l'angle de parallaxe, s'exprime en radians, se mesure en secondes d'arc

Cette méthode de détermination des distances est valable jusqu'à 100 al environ.

### 19.- PARSEC

Symbolisé par «pc». Distance à laquelle une Unité Astronomique est vue sous un angle d'une seconde d'arc. Le parsec vaut  $3.09 \cdot 10^{13}$  km, 206 265 UA, ou encore 3.26 al.

### 20.- PLANETE

Astre qui se forme par accréation dans le disque protoplanétaire d'une étoile, et qui atteint une masse suffisante pour avoir une forme globalement sphérique.

### 21.- POTENTIEL (GRAVITATIONNEL)

Travail total des forces par unité de masse produites par le champ de gravitation d'une distance r d'une étoile jusqu'à l'infini. L'ensemble des potentiels forme un champ scalaire associé au champ vectoriel (champ de gravitation). Quand il s'agit d'une seule étoile (à symétrie sphérique), le potentiel décroît de façon inversement proportionnelle à la distance à l'étoile:

$$\vec{g} = \frac{k}{r^2} \cdot \frac{\vec{r}}{r}$$

$$U \equiv - \int \vec{g} \cdot d\vec{r} = \int g \cdot dr = \int \frac{k}{r^2} = k \int \frac{1}{r^2} dr = -\frac{k}{r}$$

avec:

g, l'intensité du champ de gravitation r, la distance à l'étoile

U, le potentiel gravitationnel

k, constante de proportionnalité

Lorsque l'on a affaire à deux étoiles (une étoile double), la variation du potentiel se complique, la formule pour le voisinage du premier point de Lagrange étant donnée à la section I.A.1.a.

### 22.- PRESSION DE RADIATION

Pression exercée par la lumière à l'intérieur d'une étoile.

### 23.- SEQUENCE PRINCIPALE

Famille stellaire qui regroupe toutes les étoiles ayant, de part leur masse suffisante, réussi à amorcer la fusion de l'hydrogène et à la maintenir. Dans le diagramme HR, elles constituent la diagonale caractéristique, où la luminosité de chaque étoile est proportionnelle à sa masse.

### 24.- SPECTRE (ELECTROMAGNETIQUE)

Succession de tous les rayonnements de type électromagnétique, ayant des fréquences et des longueurs d'onde particulières. Les rayonnements les plus faibles correspondent aux ondes radio, tandis que les plus énergétiques sont les rayons gamma.

### 25.- STRUVE

(Otto) (Kharkov 1897 - Berkeley 1963)

Astronome russe naturalisé américain. Il s'illustra par des travaux de spectroscopie et d'astrophysique stellaire.

### 26.- UNITE ASTRONOMIQUE

Symbolisée par «UA». C'est une unité de distance égale au demi-grand axe de l'orbite terrestre, soit  $1.49 \cdot 10^8$  km.

(à suivre)

LOREN COQUILLE

18, rue de Vermont, CH-1202 Genève

**CalSKY**  
"der umfangreichste astronomische Beobachtungskalender- und Informations-Rechner im Internet"

www.CalSKY.com