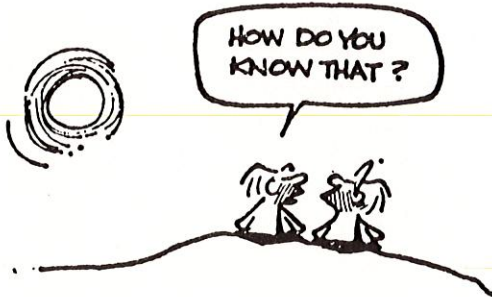
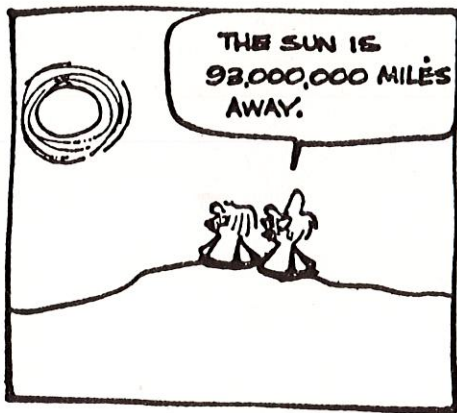


QUELQUES CORRELATIONS EMPIRIQUES ENTRE LES
PARAMETRES STELLAIRES





Pour pratiquement toute étoile résolvable par un télescope, nous pouvons trouver une valeur de l'indice de couleur $B-V$ ou identifier la classe spectrale ; ces paramètres sont habituellement associés à la température photosphérique de l'étoile. De plus, on peut toujours mesurer la magnitude apparente d'une étoile résolvable - cette magnitude se rapporte généralement à une bande spectrale particulière : par exemple m_V .

Quand on connaît la distance de l'étoile, on peut calculer sa magnitude absolue dans les bandes spectrales concernées ; puis, à l'aide de la classe spectrale ou l'indice de couleur (interprétées comme indicateurs de température), on trouve la magnitude bolométrique. On a donc ainsi une mesure de l'énergie totale rayonnée par l'étoile par sec.

Finalement, pour une petite minorité d'étoiles, on connaît la masse ~~par~~ une mesure cinématique.

On trouve empiriquement que ces grandeurs ne sont pas indépendantes les unes des autres ; les corrélations observées fournissent des renseignements importants sur les théories de la structure interne et de l'évolution des étoiles.

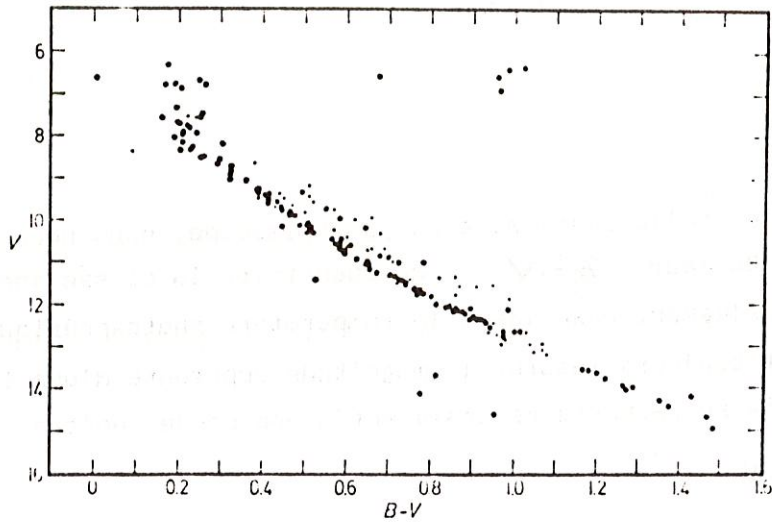
Corrélation entre les magnitudes et les indices de couleur - le diagramme Hertzsprung-Russel

Prenons un ensemble quelconque d'étoiles par exemple, les étoiles les plus proches, les étoiles les plus brillantes, les étoiles d'un amas ouvert ou les étoiles d'un amas globulaire.

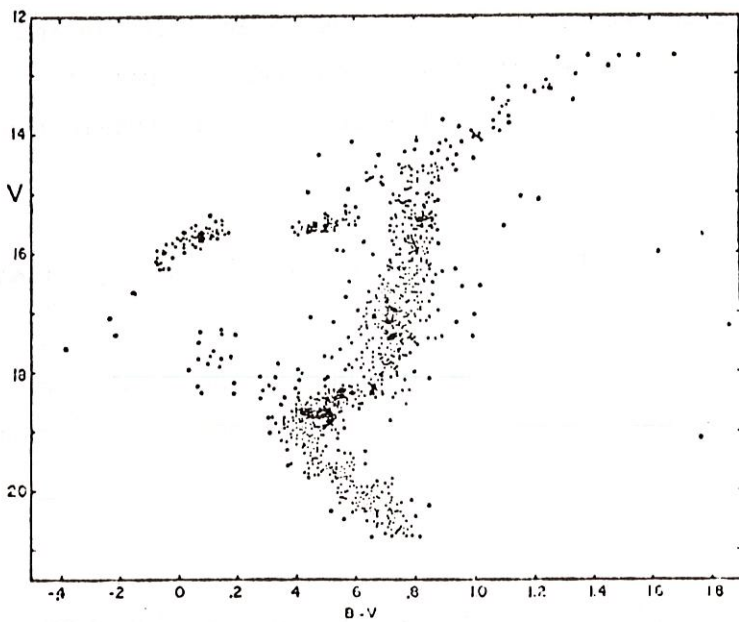
Portons ces étoiles dans un diagramme m_V en fonction de $B-V$.
(ou M_V quand la distance est connue)

On remarque immédiatement que, pour un ensemble donné, la répartition des étoiles n'est pas aléatoire - les étoiles se trouvent dans certaines zones seulement. De plus, quel que soit l'ensemble, on a toujours une zone qui descend de gauche à droite ; c'est la séquence principale.

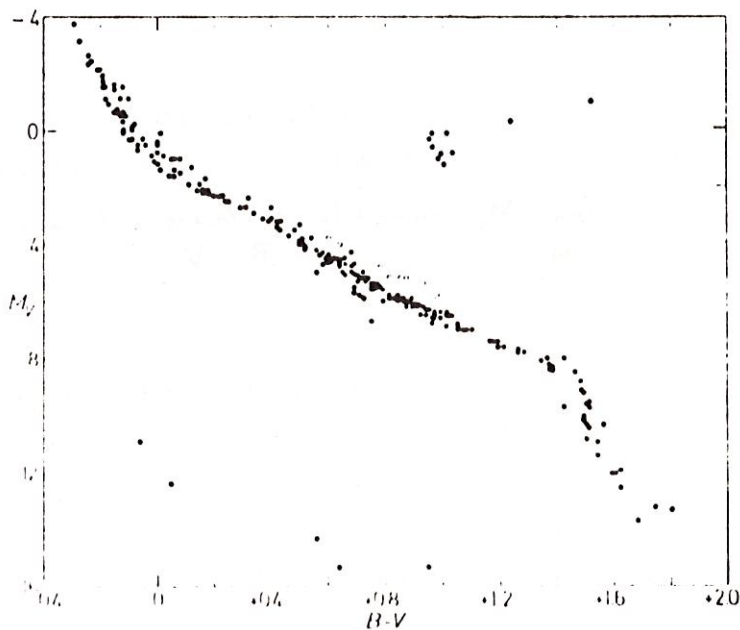
La séquence principale est plus ou moins peuplée, selon l'ensemble stellaire choisi, mais on la reconnaît presque toujours.



amas galactique
de Praesepe



amas globulaire
M3



Color magnitude diagram (M_v against $B-V$) after H. E. Johnson and W. W. Morgan, showing main sequence derived from stars with trigonometric parallaxes $p > 0.10$ and from stars taken from several galactic clusters with well determined parallaxes and corrected for interstellar absorption and reddening. Also included are five white dwarfs (lower left) and several yellow giants (upper right). The stars lying above the main sequence (from Praesepe) are probably binaries

On appelle ce diagramme "le diagramme Herzprung Russel", ou "diagramme H-R", ou diagramme couleur-magnitude" ; c'est une convention que les couleurs vont du bleu au rouge dans le sens gauche droite.

Pour un amas de distance connue, ce diagramme peut être transformé en magnitudes absolues M ; on trouve que la séquence principale occupe toujours la même région, un phénomène qui nous a servi pour la détermination des distances des amas stellaires.

La magnitude absolue est une mesure de l'énergie totale rayonnée par une étoile ; on a ;

$$M_V = M_{Bol.} - BC$$
$$= -2.5 \log \frac{L}{10^2} + \alpha - BC$$

où :

L = énergie rayonnée par sec dans un angle solide de 4π

BC = correction bolométrique - fonction de la température

α = constante d'étalonnage

Question : Quelle est l'origine du facteur 10^2 ?

Or, si l'on admet la loi de Stefan :

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4$$

où :

R = rayon stellaire

T = température effective photosphérique

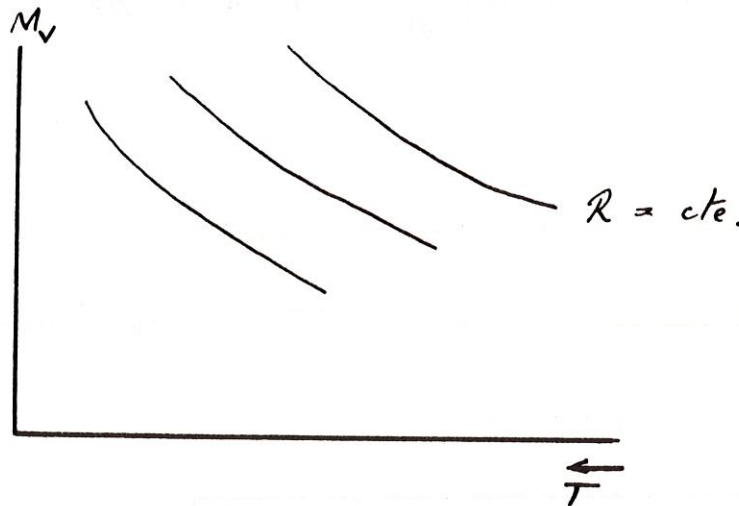
On a donc :

$$M_V = -2.5 \log \frac{4\pi R^2 \sigma T^4}{10^2} + \alpha - BC$$
$$= -5 \log R - 10 \log T + cte. - BC$$

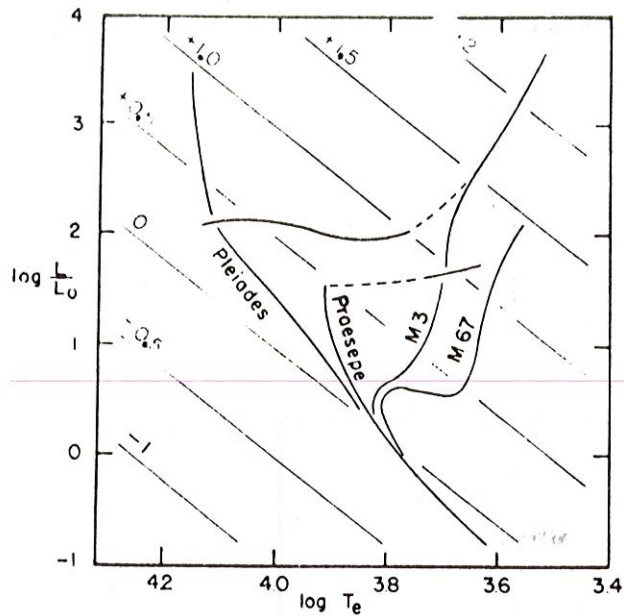
On peut éliminer la constante en se rapportant aux valeurs solaires :

$$M_V = -5 \log \frac{R}{R_0} - 10 \log \frac{T}{T_0} - BC + M_V^\odot$$

On remarque alors que, sur un diagramme $M_V - T$, on peut dresser des courbes de $R = cte.$:



Or, dans la mesure où l'indice de couleur d'une étoile est une mesure de sa température photosphérique, le diagramme $H-R$ est équivalent à un diagramme $M_V - T$; par conséquent, on peut superposer sur un diagramme $H-R$ (établi en fonction de la magnitude absolue) des courbes de $R = constante$.

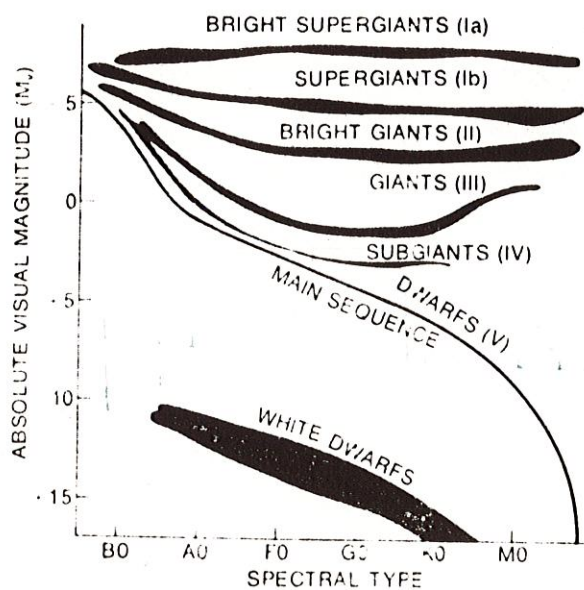


Transformed Hertzsprung-Russell diagram for clusters. The diagonals represent lines of constant radius; the numbers attached to them give $\log R/R_{\odot}$

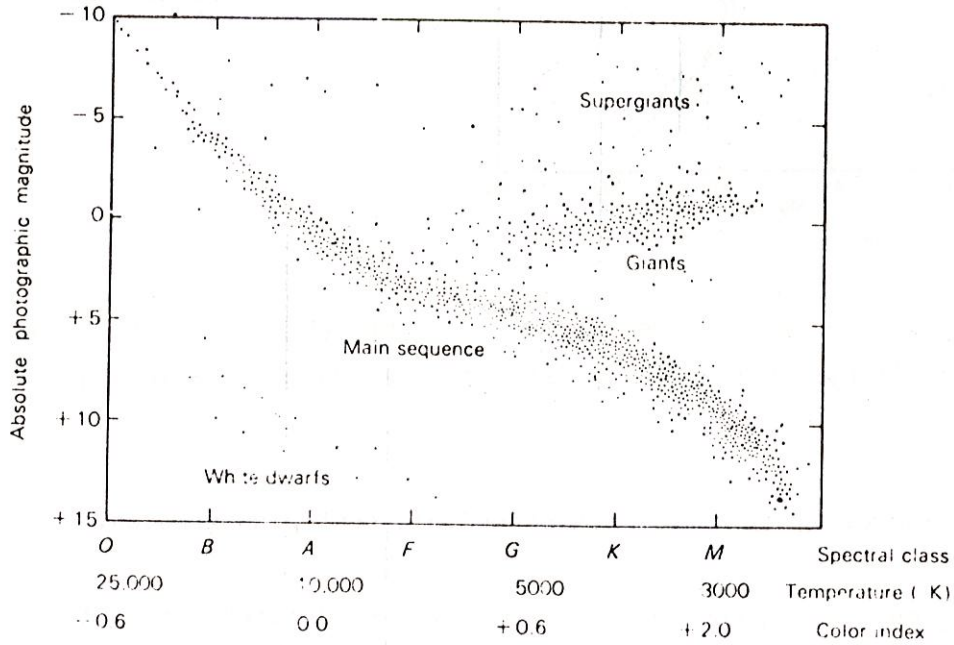
On trouve ainsi que :

- la séquence principale renferme des étoiles dont les rayons varient de $0.5 R_{\odot}$ au $7 R_{\odot}$ environ; la progression est continue, du haut de la séquence principale vers le bas.
- les étoiles à droite de la séquence principale sont plus grosses.
- les étoiles sous la séquence principale sont plus petites. En particulier, on remarque, dans le cas des amas galactiques, un groupe d'étoiles ayant des températures très élevées ("étoiles blanches") mais dont les rayons sont très petits ("naines").

On peut porter sur un diagramme $H-R$ les zones où se trouvent les diverses "classes de luminosité" : il y a effectivement un rapport entre les classes I à VI et le rayon :



Luminosity classes are specified by numbers (shown in parentheses) or names



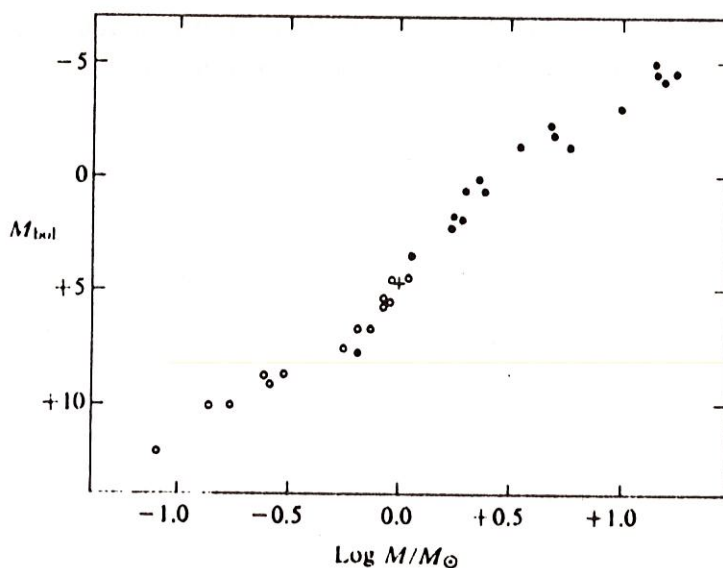
Hertzsprung-Russell Diagram for Bright Stars. Because observational selection favors intrinsically bright stars, the relative numbers of the various stars are incorrect for unit volume. From G. O. Abell: *Exploration of the Universe*, Second Ed. New York, Holt, Rinehart, and Winston, Inc., 1969. Reprinted by permission of Holt, Rinehart, and Winston, Inc.

Une conclusion importante de cette analyse est que les amas globulaires contiennent une grande proportion d'étoiles très grandes et relativement froides.

Par contre, la partie supérieure de la séquence principale est dépeuplée.

La relation masse-luminosité

Les étoiles dont on connaît les masses sont généralement aussi celles dont on a pu mesurer la distance - par conséquent on connaît leur magnitude absolue bolométrique. En les portant dans un diagramme log(masse)- luminosité, on trouve de nouvelles corrélations.



Empirical mass-luminosity relation for main-sequence stars. Dots represent spectroscopic binaries; circles, visual binaries; and the cross, the sun.

On trouve d'abord que toutes les étoiles de la séquence principale tombent sur une courbe, dont la pente varie de 3 à 4 environ.

Donc :

$$M_{B.1} = \alpha \log(\text{masse})$$

d'où

Luminosité stellaire prop. à (Masse)^α.

On appelle cette relation "la relation masse-luminosité pour les étoiles de la séquence principale" ; on verra que la valeur de la puissance est un témoin des conditions physiques dans les étoiles sur la séquence principale. A cause de cette relation empirique (établie pour quelques étoiles, justifiée par la théorie et appliquée universellement !), nous pouvons affirmer que la séquence principale représente une progression en masse : les étoiles massives se trouvent vers le haut, et les étoiles peu massives vers le bas.

Sous la courbe des étoiles de la séquence principale, on trouve un petit groupe d'étoiles bien isolé ; elles sont toutes de la zone ^{"naine blanche"} du diagramme *H-R*, et on voit que leurs masses sont de l'ordre de la masse solaire.

En voici une surprise : ayant des rayons 100 fois plus petits que celui du Soleil, leurs densités doivent être d'environ 10^6 fois plus grandes !