

CORRELATIONS ENTRE
LES PARAMETRES PHYSIQUES STELLAIRES

I.- DIAGRAMME DE HERTZSPRUNG-RUSSELL

I.1- Définition.

I.2- Diagramme H-R des amas.

II.- RELATION MASSE-RAYON

III.- RELATION MASSE-LUMINOSITE

IV.- EVOLUTION DES ETOILES

V.- MESURE DES DISTANCES

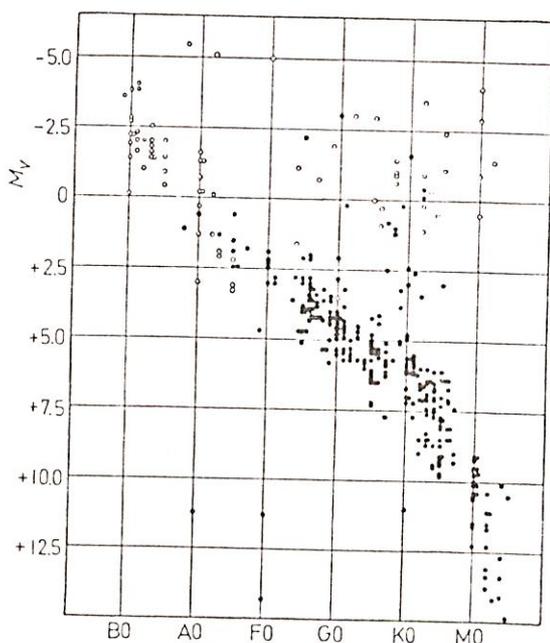
CORRELATIONS ENTRE LES PARAMETRES PHYSIQUES STELLAIRES

Les leçons précédentes sur la mesure des paramètres physiques (rayonnement, distance, masse) ont mis en évidence de fortes corrélations entre ces paramètres : entre la luminosité intrinsèque et la température (diagramme de Hertzsprung-Russell), entre la luminosité intrinsèque et la masse (relation masse luminosité), entre la masse et le rayon. On analyse ici plus en détail ces diverses corrélations.

I.- DIAGRAMME DE HERTZPRUNG-RUSSELL

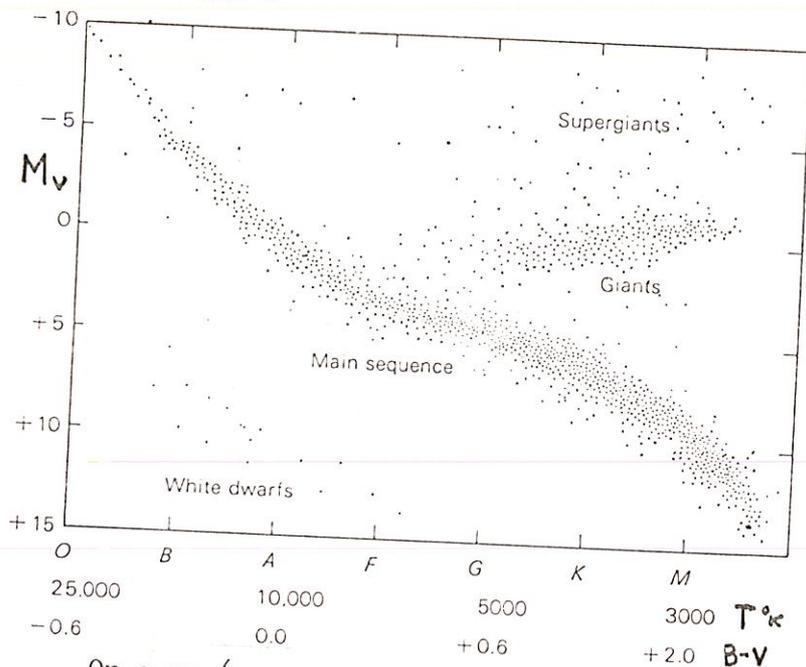
I.1- Définition :

Ejnar Hertzsprung en 1911, puis indépendamment Henry Russell en 1913, découvrirent une répartition remarquable des étoiles proches en portant leur magnitude visuelle absolue en fonction de leur type spectral. La découverte et l'interprétation de ce diagramme constituent probablement le plus grand succès de l'astrophysique moderne.



La figure montre un tel diagramme où les points noirs sont les étoiles de distance inférieure à 20 pc déterminée par une parallaxe trigonométrique et les cercles des étoiles plus lumineuses, de distance supérieure, obtenue par d'autres méthodes. On distingue un groupement principal appelé "séquence principale" où figurent 90% des étoiles observées.

En haut à droite la région dite des géantes rouges. En bas à gauche, quelques rares étoiles peu lumineuses et de couleur blanche : des "naines blanches".



Classification apparaissant plus nettement avec le diagramme H-R des étoiles brillantes qui surestime le nombre d'étoiles géantes. Plus lumineuses que les géantes, sont les supergéantes qui constituent une catégorie d'étoiles répartie sur tous les types spectraux.

On a vu (mesure du rayonnement) que le type spectral, l'indice de couleur la température de couleur sont liés. La figure montre la correspondance. Pour la commodité, le diagramme H-R est généralement réalisé dans les coordonnées $(M_V, B-V)$.

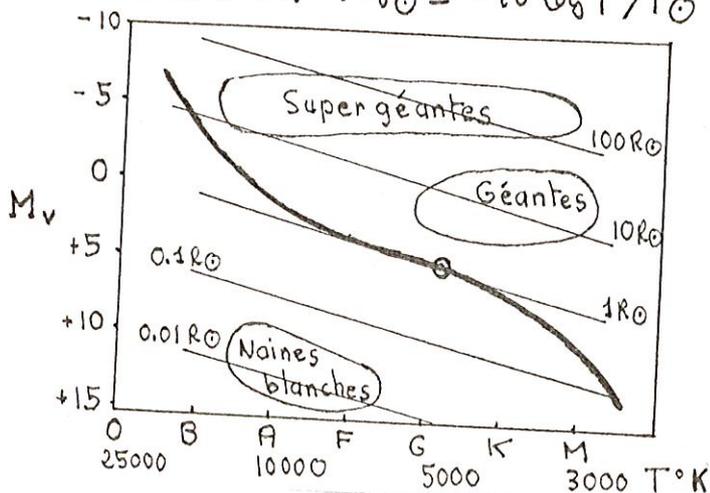
Le diagramme H-R est aussi un diagramme de taille : on a, en effet :

$$M_{\text{BOL}} = -2,5 \log L + \text{cste}$$

$$M_{\text{BOL}} - M_{\text{BOL}\odot} = -2.5 \log L/L_{\odot}$$

$$= -10 \log T/T_{\odot} - 5 \log R/R_{\odot}$$

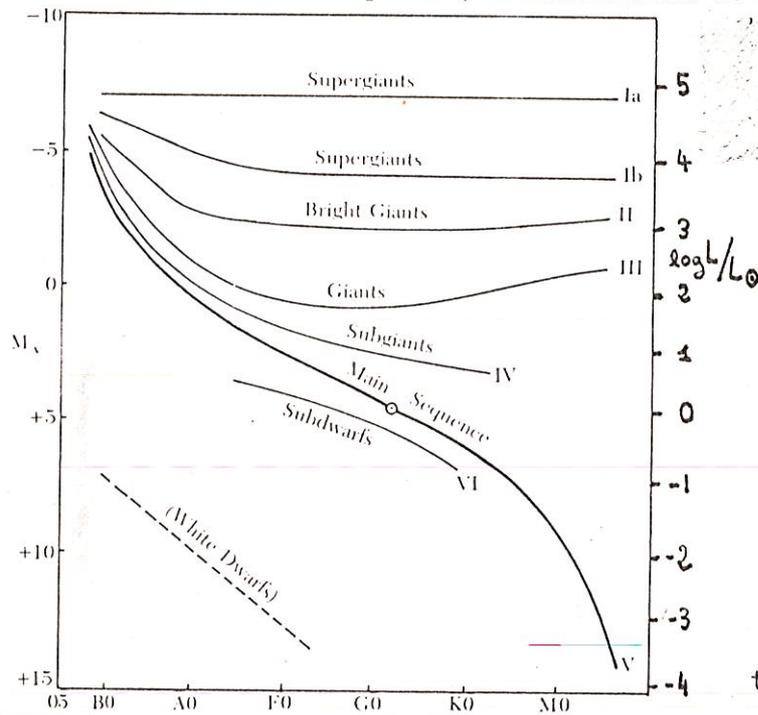
$$\text{d'où : } M_V - M_{V\odot} = -10 \log T/T_{\odot} - 5 \log R/R_{\odot} + BC_{\odot} - BC$$



Cette équation, dans le diagramme H-R (M_V, T) représente une famille de courbes à un paramètre, le rayon de l'étoile.

La famille de ces courbes est tracée aisément et permet de comprendre la nomenclature naines, géantes, supergéantes.

Le diagramme H-R est aussi un diagramme de luminosité. On peut en effet remonter à la luminosité intrinsèque de l'étoile à partir de M_V , grâce aux corrections bolométriques. On a vu à propos de la mesure du rayonnement que l'on pouvait établir une classification stellaire par luminosités intrinsèques. (classification de Morgan-Keenan).



La figure montre la répartition des 6 classes dans le diagramme.

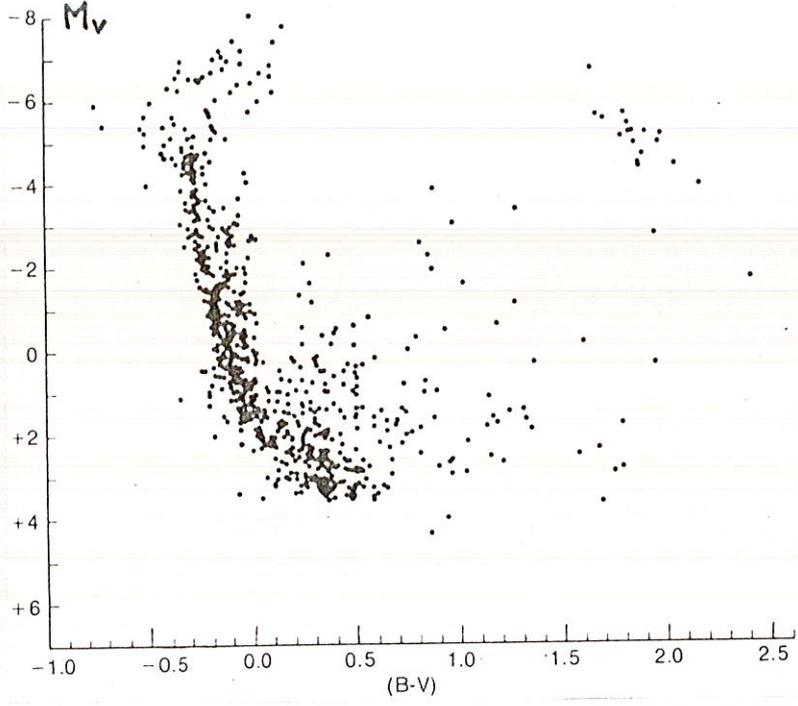
La classe V (naines) correspond par définition à la séquence principale. La correspondance entre l'échelle de M_V et celle des luminosités (L/L_\odot) est indiquée.

I.2 Diagramme H-R des amas

Les amas, avec quelques caractéristiques, adoptent la même répartition que les étoiles proches :

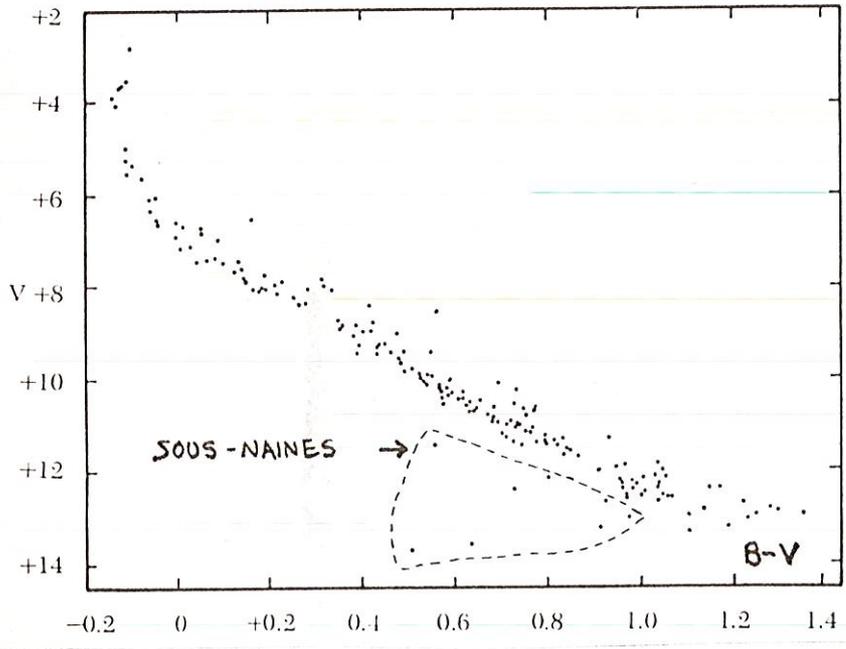
Ils ont une séquence principale avec une région de géantes plus ou moins marquée.

Les amas galactiques qui sont des groupes d'étoiles dites de population I (étoiles de 2e génération, qui ont un fort pourcentage de métaux) présentent une grande variété de configurations.



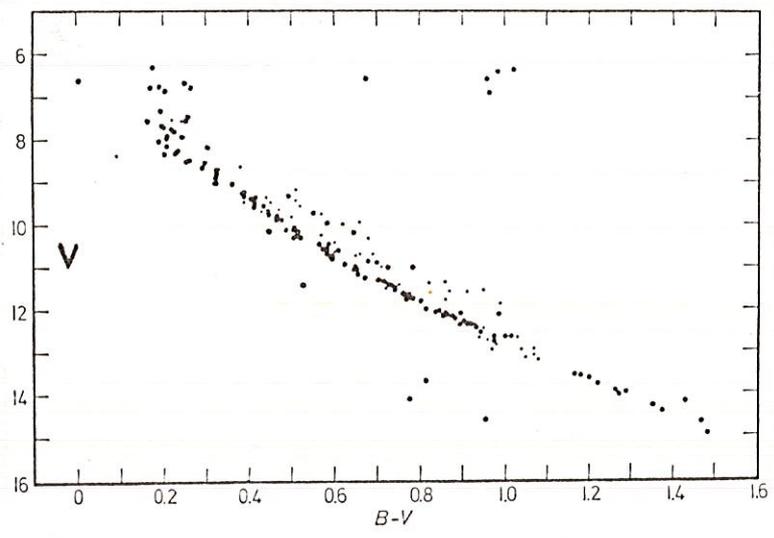
La plupart des étoiles de l'amas h + χ Persei sont situées sur la séquence principale. Haut sur la séquence principale, l'amas présente un coude vers la droite (pour $B - V \simeq - 0,3$).

L'amas contient par ailleurs quelques géantes rouges.

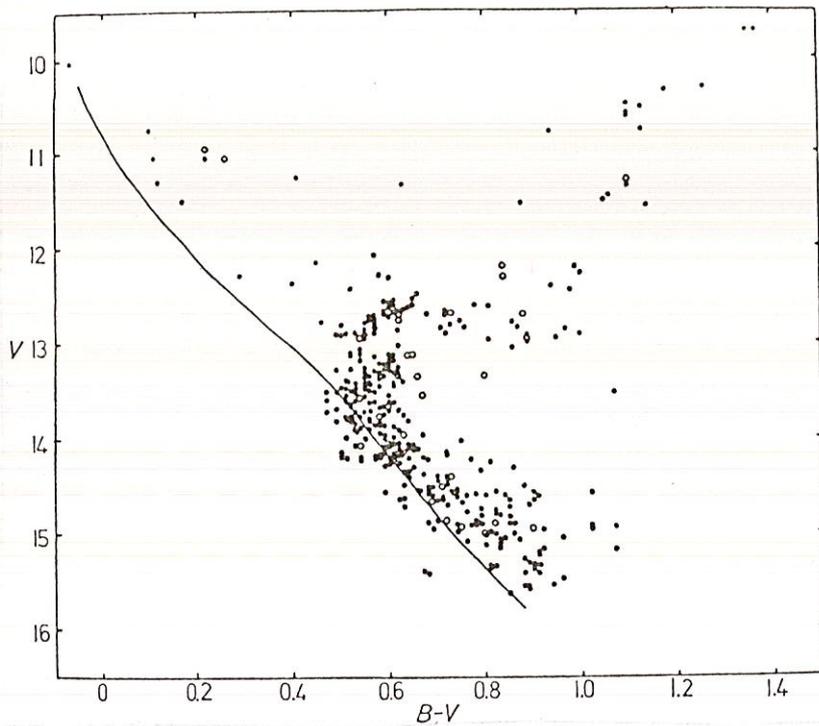


L'amas des Pléïades est pratiquement tout entier sur la séquence principale.

Cet amas présente un coude vers la droite, situé plus bas ($B-V \simeq -0,15$) que celui de H + χ Persei. Les sous-naines (classe VI) sont des étoiles de population II n'appartenant pas à l'amas.

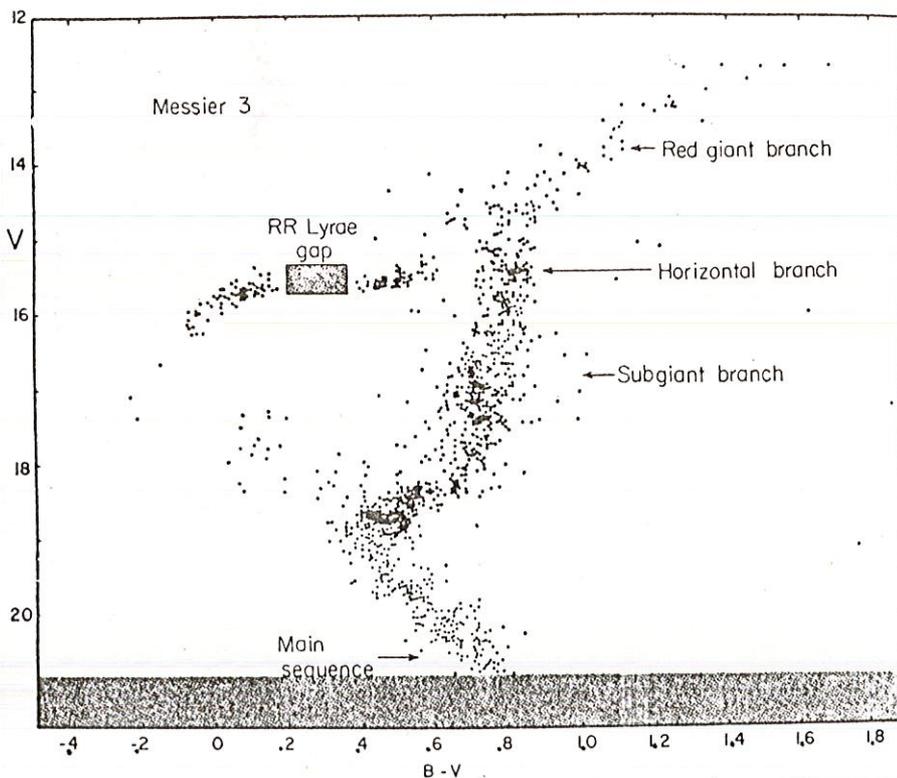


L'amas de Praesepe rappelle celui des Hyades (voir mesures des distances). Le coude se produit encore plus bas sur la séquence principale ($B - V \simeq 0,2$).



L'amas galactique M67 présente une séquence principale courte avec un coude situé très bas ($B - V \simeq 0,5$). Le nombre de géantes rouges est particulièrement élevé. Les rares étoiles en haut à gauche sont des "rôdeuses bleues" (blue stragglers). La ligne solide matérialise la séquence principale, telle qu'elle est définie par les amas précédents.

Les amas globulaires sont constitués d'étoiles de population II qui sont des étoiles âgées (de 1^e génération) ayant un faible pourcentage de métaux. Ces amas présentent un diagramme H-R dont celui de M3 est un bon exemple.



Les amas globulaires ont une séquence très courte, une majorité de géantes rouges (branche des géantes, branche des sous-géantes) et une branche dite "horizontale" comprenant une zone d'instabilité où se rencontrent des étoiles variables comme les RR Lyrae.

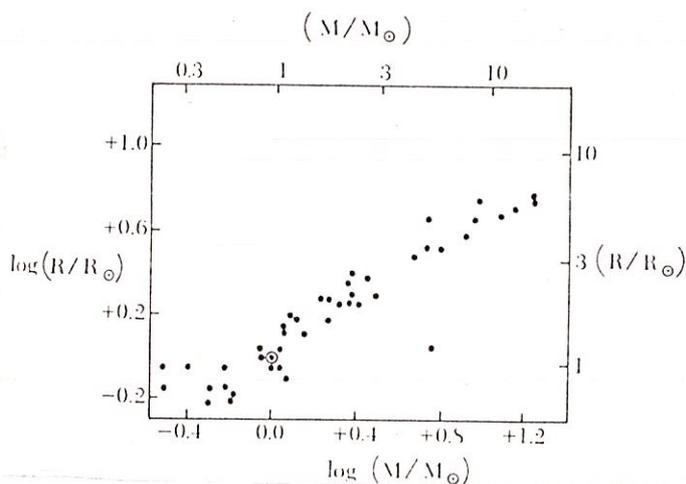
L'amas M3 est relativement proche et donc bien observé.

Comme on ne peut voir que

les étoiles plus brillantes qu'une certaine limite dépendant des conditions d'observation, la plupart des amas globulaires présentent un diagramme écourté par rapport à celui de M3 avec seulement la branche horizontale et la branche des géantes rouges. On peut remarquer une ressemblance entre M67 et M3, qui tend à prouver que M67 est un très vieil amas galactique.

II.- RELATION MASSE-RAYON

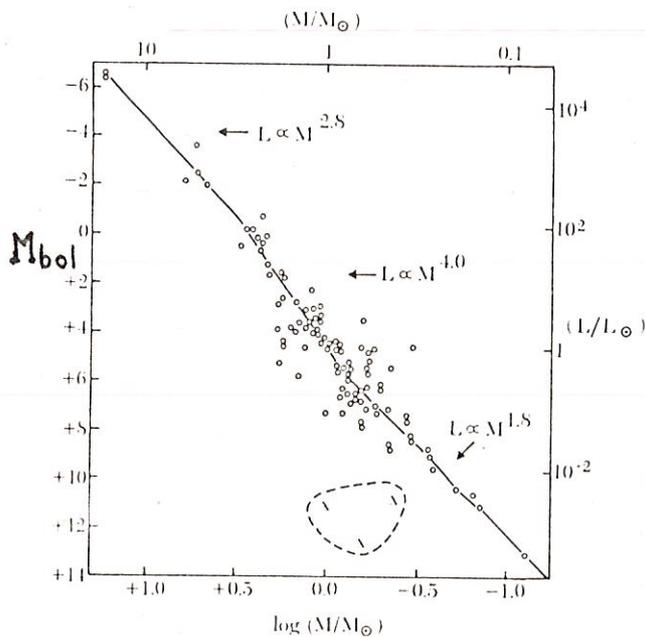
L'étude des binaires (mesure de masses) nous a montré que l'on pouvait accéder à la masse et au rayon des étoiles dans le cas des binaires



spectroscopiques à éclipse.

La courbe obtenue, valable pour les étoiles de la séquence principale, montre que le rayon de l'étoile augmente avec sa masse, ce que confirme le tracé des courbes $R = Cste$ dans le diagramme H-R. On peut vérifier que la densité diminue lorsque la taille de l'étoile augmente.

III.- RELATION MASSE-LUMINOSITE



On a vu (mesure des masses) l'établissement de la relation $L - M$. Cette relation du type $(L/L_{\odot}) = (M/M_{\odot})^{\alpha}$ n'est vraie que pour les étoiles de la séquence principale. Les étoiles les plus lumineuses de la séquence sont donc également

les plus massives. La masse augmente lorsque l'on remonte la séquence principale.

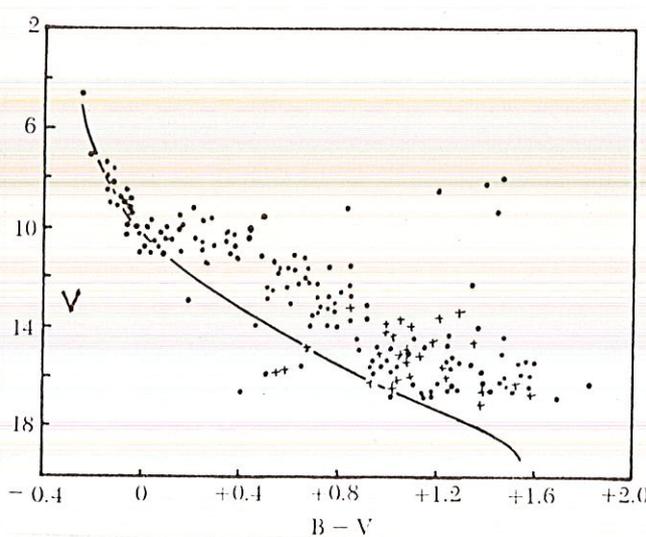
La figure montre que la valeur de α n'est pas déterminée de façon précise et semble dépendre du domaine de masse considéré. On a approximativement $\alpha \simeq 3$ pour les étoiles lumineuses et massives, $\alpha \simeq 4$ pour les étoiles de type solaire, $\alpha \simeq 2$ pour les naines rouges de faible masse.

On peut noter qu'une étoile $10 M_{\odot}$ aura une luminosité $L \simeq 10^3 L_{\odot}$! Il y aura donc épuisement beaucoup plus rapide du combustible nucléaire : les étoiles de forte masse évoluent donc plus vite. Avant de découvrir la relation L-M dans les observations, Eddington l'avait déjà prédite théoriquement en 1924, d'après ses modèles de structure interne des étoiles. La validité de la relation L-M que les étoiles de la séquence principale fonctionnent de la même façon (en clair combustion de l'hydrogène dans le coeur de l'étoile).

Les théories actuelles de la structure stellaire expliquent les différences de α par les différences de structure interne dans les étoiles de masse différente et les différences d'opacité des atmosphères à des températures différentes.

IV.- EVOLUTION DES ETOILES

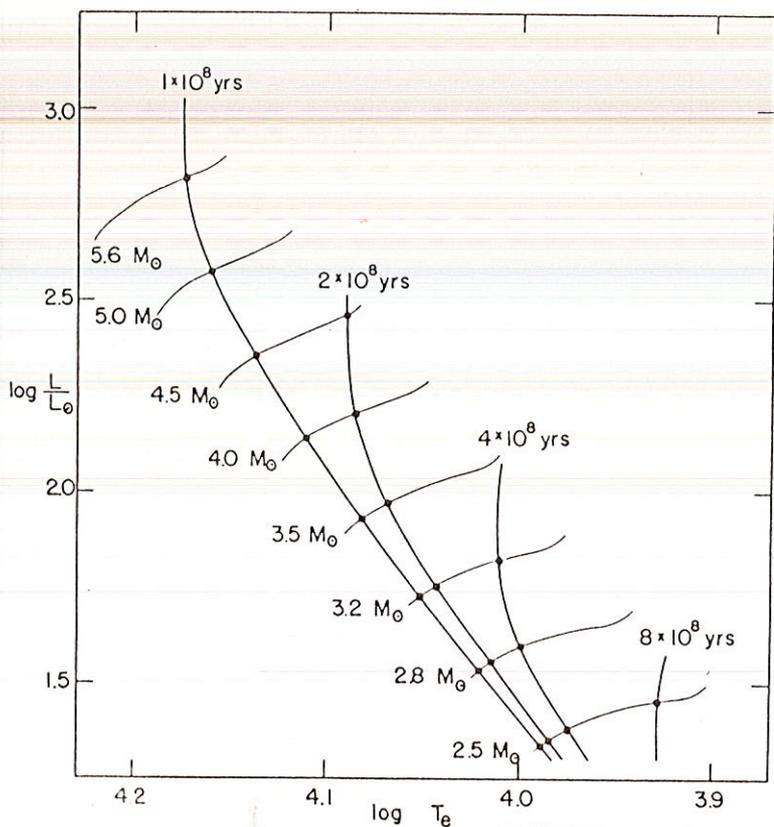
Pour connaître l'évolution des étoiles, il est nécessaire d'avoir établi les lois régissant la structure stellaire et de simuler ces lois sur ordinateurs. En attendant, le diagramme H-R nous indique les grandes lignes de cette évolution. Les détails et les interprétations seront abordés lors de la discussion sur l'évolution stellaire, une fois les lois de structure stellaire établies.



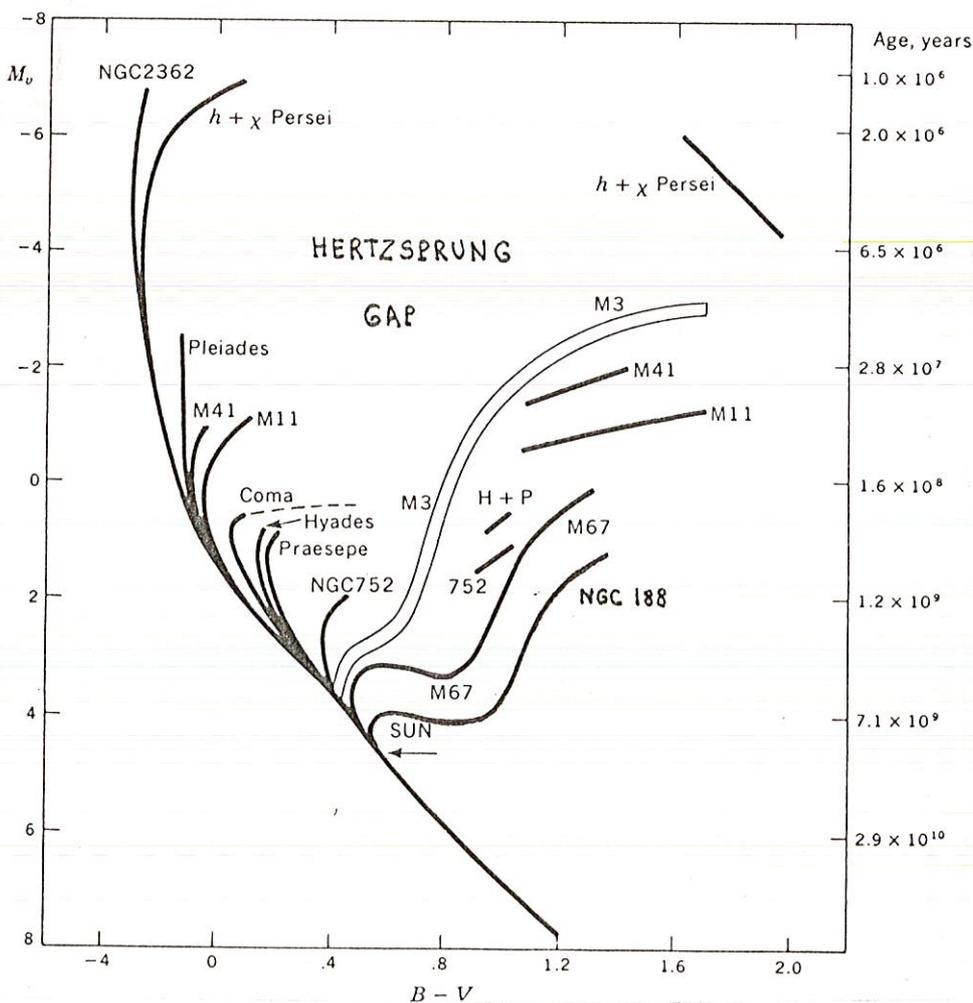
L'amas NGC2246 est un amas entièrement jeune. Il est en effet nimbé du gaz et de la poussière dont il vient de naître. Les croix sont des étoiles T Tauri qu'on assimile à des protoétoiles, entourées de poussière. Cette poussière est chauffée par l'étoile qui se forme en son sein et émet fortement en infrarouge.

Les étoiles naissent donc à l'état de proto-étoiles, au dessus de la séquence principale à partir de nuages de gaz et de poussière en contraction gravitationnelle. En se contractant, la protoétoile descend vers la séquence principale en un temps d'autant plus court que sa masse est importante. On voit en effet que les étoiles les plus massives de l'amas sont déjà arrivées sur la séquence principale alors que les autres, moins massives, n'y sont pas encore. L'arrivée sur la séquence principale correspond au démarrage de la combustion de l'hydrogène et donc à la naissance de l'étoile proprement dite. On note parfois la séquence principale par ZAMS (en anglais (Zero Age Main Sequence)).

Les étoiles restent sur la séquence principale la plus grande partie de leur temps de vie (il suffit de noter que 90% des étoiles sont sur cette séquence) jusqu'à ce que l'hydrogène soit complètement transformé en hélium en leur centre. Le temps de vie sur la séquence principale dépend fortement de la masse. Une étoile de masse $15 M_{\odot}$, qui brûle rapidement son hydrogène reste environ 10^7 ans. Le Soleil est sur la séquence principale depuis $4 \cdot 10^9$ années et en a encore sans doute pour $5 \cdot 10^9$ années.

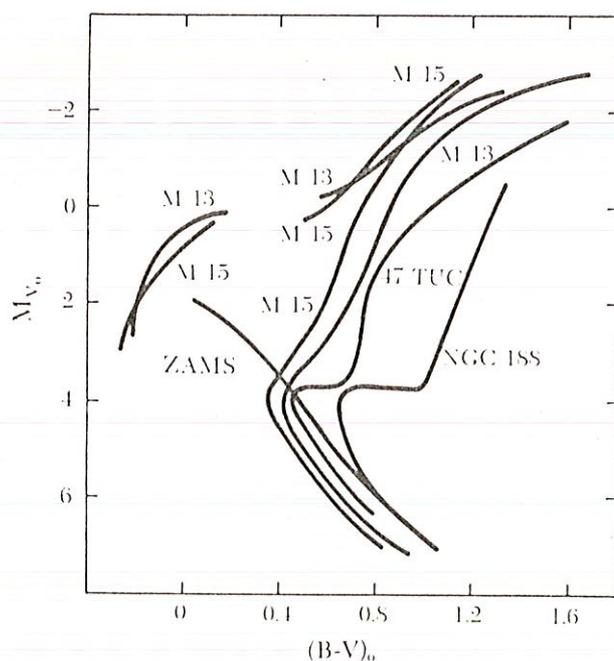


Lorsque les étoiles quittent la séquence principale les modèles d'évolution montrent qu'elles évoluent vers la droite du diagramme, c'est-à-dire vers le stade de géante rouge, en un temps très court. Les étoiles les plus massives partent les premières. On peut calculer, comme le montre la figure, des "isochrones" ou courbes de répartition des étoiles au bout d'un temps donné à partir de leur arrivée sur la séquence principale. On a là l'explication du coude formé par les amas, coude situé d'autant plus bas que l'amas est plus vieux.



La figure ci-dessus regroupe un ensemble d'amas galactiques dans le diagramme H-R (M_V , B-V). L'hypothèse (on ne voit pas d'ailleurs ce qu'on pourrait faire d'autre) a été faite que les lois de la structure stellaire sont les mêmes pour tous les amas et qu'ils ont donc même séquence principale. Les positions des amas en magnitude absolue ont ainsi été déterminées par la méthode d'ajustement de la séquence principale (sur la séquence étalon des Hyades). Ce diagramme permet de déterminer l'âge des amas. L'étalonnage de la figure a été fait d'après la position du coude de l'amas $h + \chi$ Persei a environ $6 \cdot 10^6$ années, M 67 $5 \cdot 10^9$, NGC 188 $1,1 \cdot 10^{10}$. L'amas globulaire M 3 a été introduit par comparaison.

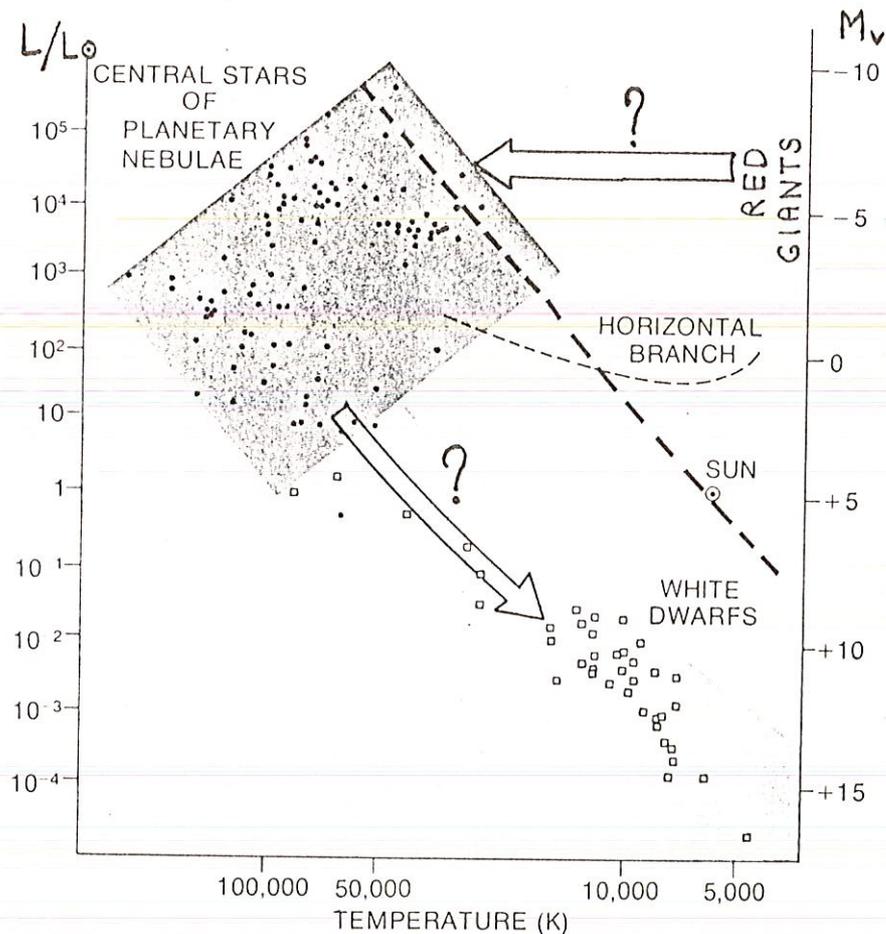
La plupart des amas galactiques ont des géantes rouges, sur la droite du diagramme. Entre la région des géantes rouges et la séquence principale existe une région où l'on trouve peu d'étoiles : le fossé de Hertzsprung. Les étoiles quittant la séquence principale pour rejoindre la région des géantes rouges évoluent en effet très rapidement à travers cette région. On n'y rencontre guère que des étoiles variables (RR Lyrae, Céphéides).



Les amas globulaires (ici M 13, M 15, 47 Tucanae) ont des diagrammes H-R semblables dont les différences sont probablement dues à des différences dans la composition chimique initiale. Les queues de séquence principale semblent se situer en dessous de la ZAMS des amas galactiques (NGC 188 figure pour comparaison).

La littérature est encore fluctuante à ce sujet. Les séquences principales peuvent être amenées en coïncidence après correction de l'absorption du rayonnement stellaire par les raies d'absorption. L'absorption est en effet moindre chez les sous-naines de population II, déficientes en métal, qui apparaissent alors plus chaudes qu'elles ne sont en réalité si on leur applique la correction d'absorption des étoiles de population I.

La mort des étoiles est un domaine encore largement dominé par la spéculation. On pense que les étoiles massives (supergéantes rouges) finissent leur carrière lors des supernovae qui disloquent complètement l'étoile ou laissent une étoile à neutrons qui peut se manifester sous la forme d'une pulsar.



Les étoiles moins massives (géantes rouges) sont susceptibles de donner, après explosion, des nébuleuses planétaires où l'étoile centrale est elle-même susceptible de donner une naine blanche par refroidissement (figure). Ce cycle, uniquement pressenti par les localisations sur le diagramme H-R, n'est même pas confirmé par simulation numérique. Les points d'interrogation s'imposent. Ils s'imposent également à propos des trous noirs qui peuvent être en théorie le point d'aboutissement des étoiles très massives. Mais on attend encore une preuve expérimentale tangible de leur existence.

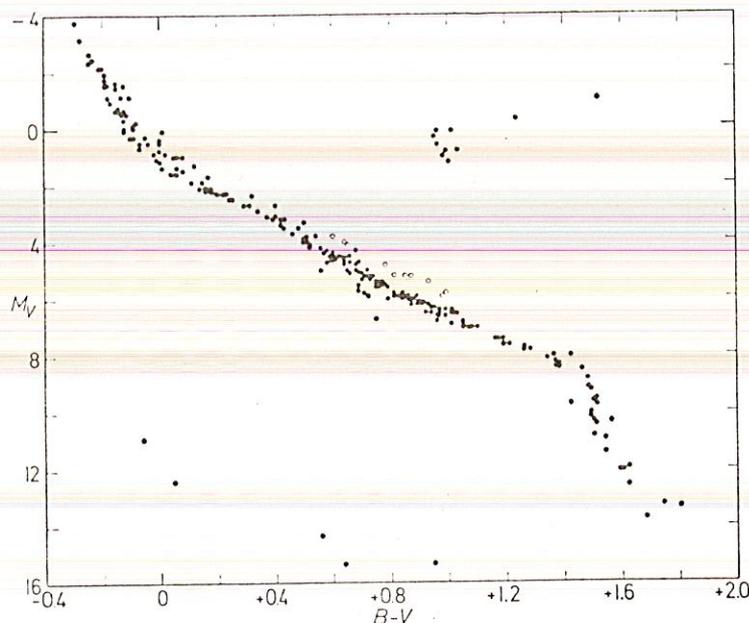
V.- MESURE DES DISTANCES

A partir des corrélations entre paramètres physiques on peut établir essentiellement 3 méthodes de mesure des distances : parallaxe spectroscopique, ajustement de la séquence principale, parallaxe dynamique.

Le principe des deux premières a déjà été vu. Il s'agit de déterminer le module de distance. La méthode de la parallaxe spectroscopique utilise la mesure de l'indice de couleur B-V. Connaissant la classe de luminosité de l'étoile d'après l'étude de son spectre, on peut déterminer la valeur de M_V pour cette classe correspondant à la valeur de B-V. On a donc $m_V - M_V$. La méthode n'est pas très précise (50% de précision).

La méthode d'ajustement de la séquence principale porte clairement son principe dans son nom.

Le diagramme H-R suivant a été choisi pour la netteté de sa séquence principale. Il a été établi pour des étoiles proches ($d \lesssim 10$ pc) dont la distance est bien connue par leur parallaxe trigonométrique et pour des étoiles appartenant à plusieurs amas galactiques après correction de l'absorption interstellaire et du rougissement.



D'après ce diagramme, on a $M_V \simeq 3$ pour $B-V = 0,4$. En se référant à leur diagramme (voir plus haut) on constate que les valeurs de m_V pour $B-V \simeq 0,4$ sont 9,3 pour Praesepe et 13 pour M 67. Les modules de distance sont donc 6,3 pour Praesepe et 10 pour M 67, d'où leur distance.

EXERCICE : Quelle est la distance des Pléiades ? de χ Persei ?

La parallaxe dynamique utilise la relation masse-luminosité.

Elle permet de déterminer la distance (et aussi la masse) des étoiles de la séquence principale appartenant à une binaire visuelle.

On a en effet $\pi = a / \sqrt[3]{(M_1 + M_2) T^2}$ (voir la mesure des masses)

a et T sont connus par l'observation.

Pour connaître π et les masses, on procède par itération. On choisit par exemple $M_1 + M_2 = 1 (M_\odot)$ d'où une valeur de π . Connaissant ainsi la distance, on peut calculer les magnitudes absolues (et donc les luminosités) à partir des magnitudes apparentes de chaque étoile. En utilisant la relation $M - L$, on trouve M_1 et M_2 d'après L_1 et L_2 d'où une nouvelle valeur de $M_1 + M_2$ et ainsi de suite jusqu'à ce que le processus se stabilise.

EXERCICE : Une binaire visuelle est telle que $a = 3''$, $T = 30$ ans. Le primaire a une magnitude bolométrique apparente de $-7,5$, le compagnon $-2,0$.

Déterminer la distance de la binaire et la masse de chaque étoile.

Cette méthode est plus intéressante par son principe que par son application effective.

Il est en effet plus difficile de mesurer des valeurs de a inférieures à $1''$ et des valeurs de T supérieures à 100 ans. Comme la plupart des masses stellaires sont telles que $10^{-1} \lesssim (M/M_{\odot}) \lesssim 10$, on doit avoir $\pi \gtrsim 1/\sqrt[3]{10 \times 10^4} \simeq 0,02''$. Soit $d \lesssim 50$ pc.

On ne peut donc obtenir de valeurs précises de la distance et donc des masses que dans un domaine de distances où les parallaxes trigonométriques fournissent déjà la meilleure précision possible.