

#### IV.- LES ETOILES

##### (1) Comment sont-elles cataloguées ?

Dès l'antiquité, elles sont rangées en constellations (Ursa Major ...). Les premières frontières en sont dessinées par Bode en 1801. Les notations employées sont encore celles de Bayer (1603). Les plus brillantes sont dénotées  $\alpha$ ,  $\beta$ ,  $\gamma$ ... puis a, b, c ... enfin A, B, C... Etant donné que les lettres majuscules romaines après Q n'étaient jamais utilisées on se sert de R, S, T pour des étoiles variables ou particulières.

Les plus faibles sont repérées dans les catalogues par un numéro à ascension droite constante. A cause de la précession des équinoxes, le rangement s'inverse peu à peu (période 25800 ans !). Le catalogue le plus connu : "Henry Draper Catalogue". (exemple : HD 153460...).

##### (2) Propriétés générales - Distances :

Leurs luminosités s'étalent sur 12 ordres de grandeur  $10^{-6} < L/L_{\odot} < 10^6$ , leurs masses  $0.1 < M/M_{\odot} < 100$  et leurs températures de surface  $2 \cdot 10^3 < T < 3 \cdot 10^4$  K. Si les étoiles les plus proches sont à quelques années lumière ( $\alpha$  Cent : 4.3 al, et l'étoile de Barnard à 6.1 al) en général la distance des étoiles "proches" est de quelques centaines de parsecs.

Comment détermine-t-on les distances ? pour les plus proches, par la parallaxe  $d(\text{parsecs}) = 1/P$ , P : parallaxe en secondes d'arc (définit le parsec comme unité de longueur = distance à laquelle il faut se placer pour voir le demi grand axe de l'orbite terrestre sous l'angle de 1").

La méthode des parallaxes est très difficile (P toujours bien inférieur à 1") et en tous cas ne peut être pratiquée que jusqu'à 100 pc de distance. Au-delà, distances photométriques ou spectroscopiques (cf. plus loin).

(3) Photométrie - Magnitudes :

Les mesures photométriques concernent la détermination de l'énergie du rayonnement émis par l'étoile (que ce soit l'oeil, la plaque photo, la cellule, le bolomètre).

En optique, l'éclat d'un astre est le plus souvent mesuré par sa magnitude :

$$m = - 2.5 \log_{10} E + \text{cste}$$

m : magnitude apparente, E : éclat apparent (ex. :  $\text{Wm}^{-2}$ )

La constante est déterminée par comparaison avec des étoiles standard, (ex. : le soleil  $m = - 26,84$ ).

- Il existe plusieurs magnitudes, selon le domaine de longueurs d'onde considéré. On définit ainsi la magnitude photovisuelle  $m_{pv}$  ou  $m_v$ , entre 0,4 et 0,8  $\mu$  (réponse maximale à 0,56  $\mu$ ) et la magnitude photographique  $m_{pg}$  entre 0,35 et 0,5  $\mu$  (réponse maximum 0,43  $\mu$ ). La différence entre ces deux magnitudes est l'indice de couleur de la source :

$$C = m_{pg} - m_v$$

- Certains domaines spectraux sont définis de façon conventionnelle par des filtres colorés standard : notamment les domaines U, B, V (ultra-violet, bleu, visible) les plus utilisés (de réponse max. à 0.35, 0.42 et 0.55  $\mu$  respectivement), adaptés à la photométrie photoélectrique. Viennent ensuite les domaines G, R, I, K, M, dans le rouge et l'infra-rouge.

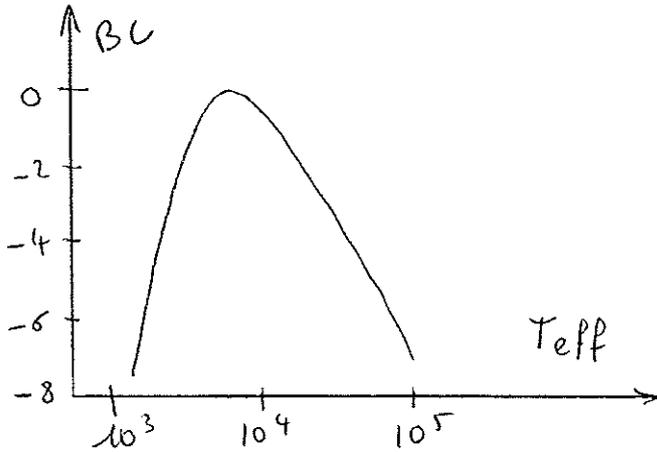
- La magnitude bolométrique  $m_{bol}$  mesure l'éclairement total reçu de l'astre (en dehors de l'atmosphère terrestre). On définit la correction bolométrique  $BC = m_{bol} - m_v$  (toujours négative).

- Les magnitudes absolues M mesurent l'éclat intrinsèque des astres. M est la magnitude apparente qu'aurait l'astre s'il était situé à une distance de 10 pc. La luminosité variant en  $1/D^2$ , on déduit :

$$M = m - 5 \log_{10} (d/10\text{pc}) = m + 5 - 5 \log_{10} d_{\text{pc}}$$

$M - m$  est appelé module de distance.

- La comparaison entre les magnitudes à diverses longueurs d'onde

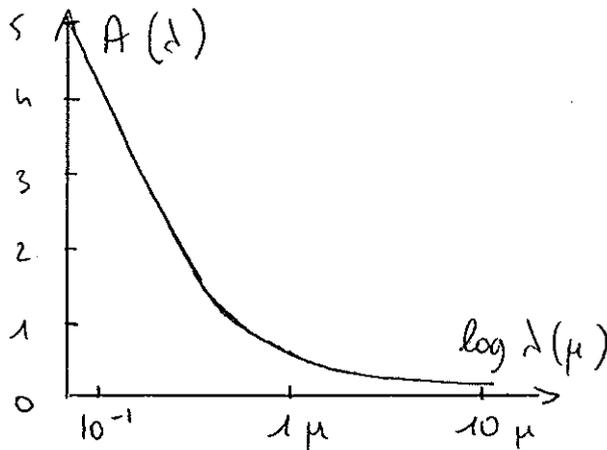


permet de déterminer la température superficielle de l'étoile : par exemple, la correction bolométrique peut s'exprimer en fonction de  $T_{\text{eff}}$

$$BC = -42.54 + 10 \log_{10} T_{\text{eff}} + \frac{29000}{T_{\text{eff}}}$$

- Problème de l'absorption le long de la ligne de visée :

On définit  $A$  ( $A_V$ , visuelle) l'absorption en magnitudes. La magnitude corrigée de l'étoile est alors  $m_0 = m - A$ .



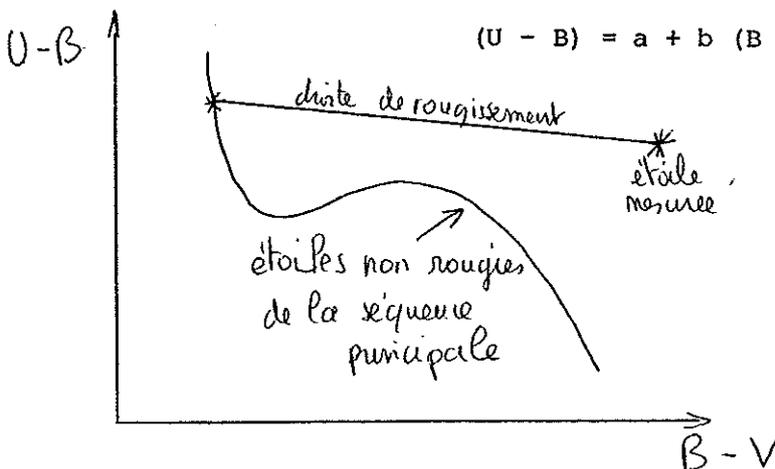
La loi  $A(\lambda)$  semble être la même pour tous les nuages de la galaxie. Dans le visible, l'extinction varie environ comme  $1/\lambda^2$ .

Etant donné que les magnitudes d'absorption pour une longueur d'onde donnée, croissent linéaire-

ment avec l'épaisseur optique traversée (loi exponentielle  $I = I_0 e^{-\tau_V}$ ), il existe une relation linéaire entre les indices de couleur obtenus pour un même type d'astre après plusieurs niveaux d'absorption.

C'est la droite de rougissement :

$$(U - B) = a + b (B - V).$$



On en déduit une manière de mesurer l'absorption subie par une étoile : dans le diagramme de couleur (U-B, B-V) on porte la position apparente de l'étoile (1) ; on trace alors la

droite de B-V rougissement par ce point, jusqu'à atteindre la courbe représentant la séquence principale. On connaît alors la quantité d'absorption sur la ligne de visée, et la distance de l'étoile.

De la même manière, l'excès de couleur  $E_{B-V}$  d'une étoile peut s'exprimer en fonction de l'absorption visuelle :

$$A_V = 3.3 E_{B-V}$$

- Nature et dimensions des particules diffusantes du milieu interstellaire : ce ne peut pas être des électrons ( $\sigma$  Thomson indép. de  $\lambda$ ), ni des atomes ou molécules (diffusion Rayleigh en  $1/\lambda^4$ ). Ce sont des petites particules solides. De nombreux modèles (diélectriques, métaux) ont été calculés si on se donne une distribution de taille des grains  $\phi(R)$  et que l'on ajuste le résultat obtenu avec les données sur l'absorption, on trouve une taille moyenne  $\langle \mathcal{X} \rangle = 0.410 \mu$  est un indice  $n = 1.25 - 0.03 i$  (donc des particules légèrement absorbantes).

- Dans la luminosité d'une étoile, les grandeurs qui interviennent sont la température effective (du corps noir équivalent, température de surface) et le rayon. En effet, la loi de Stefan du corps noir s'écrit :

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4 \quad \sigma = 5.7 \cdot 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{K}^{-4} \text{s}^{-1}$$

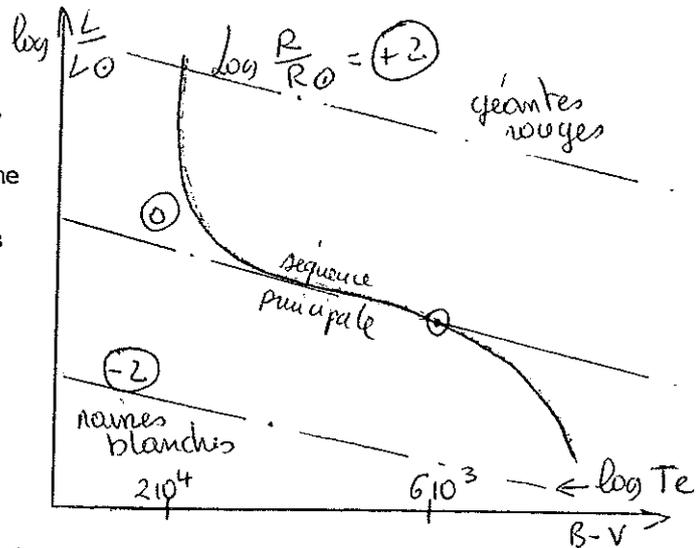
(ce qui permet d'évaluer  $R$ , connaissant  $L$  et  $T_e$ ).

Le diamètre des étoiles peut être mesuré par interférométrie (interférométrie d'intensité de Hanbury Brown, interférométrie des tavelures d'A. Labeyrie). Seules jusqu'à présent une soixantaine d'étoiles géantes ou proches ont pu être mesurées (de 30 à 500  $R_\odot$ ). Les binaires à éclipses permettent aussi de mesurer  $R$ .

- Le diagramme Hertzsprung-Russel (1914)

En abscisse, est porté soit l'indice spectral, soit la température effective  $T_e$ , soit  $U - B$  ou  $B - V$  (quantités toutes reliées). En

ordonnée, on porte la luminosité, ou la magnitude absolue (diagramme log-log). La majorité des étoiles se trouve sur une courbe, la séquence principale.



Il existe une minorité de géantes rouges à faible température et grande luminosité (donc à grand rayon), et de naines blanches (haute température et faible luminosité, donc petit rayon).

Il est intéressant de tracer dans ce diagramme les droites de rayon fixé :  $\text{Log } L = 4\text{Log } T_e + 2\text{Log } R + \text{Cste}$ .

L'importance du diagramme HR, c'est qu'il est évolutif : il permet d'étudier l'évolution stellaire.

(4) Spectroscopie : instruments = prismes, réseaux, filtres interférentiels (Fabry-Pérot).

A partir de certaines raies spectrales ou bandes d'absorption on définit la température de surface de l'étoile - 95% des étoiles se répartissent dans 7 types spectraux principaux :

O B A F G K M

Ces types comprennent chacun des subdivisions décimales (de 0 à 9) constituant en fait une progression continue (classification de Harvard).

Aujourd'hui, on rajoute les étoiles de Wolf-Rayet (W) à gauche de O, et des étoiles particulières R et N (bifurcation de G) et S (bifurcation de K).

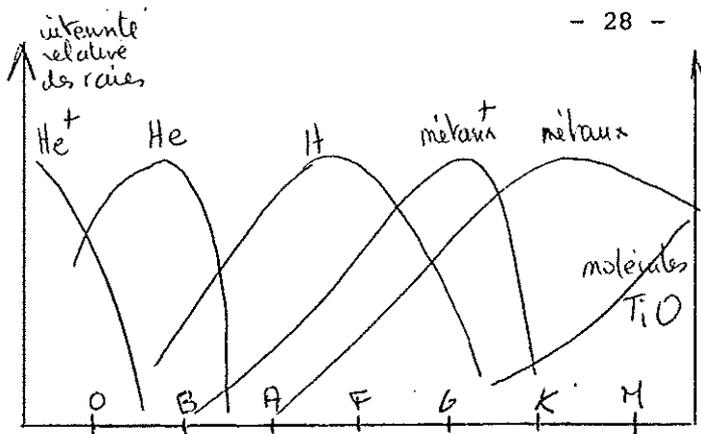
W O B A F G <sup>RN</sup> K <sub>S</sub> M

Voici les principales caractéristiques définissant ces types, avec les magnitudes et températures correspondantes :

<u>Etoiles</u>	<u>Mag.</u>	<u>Temp.</u>	
W	-6/-4	$2/4 \cdot 10^4$	Wolf-Rayet. Raies émission HeII WC carbonées CII, CIII, CIV, OII à OV WN azotées NIII à NV
O	-6/-4	$> 2.5 \cdot 10^4$	HeII Raies absorption (HeI) CIII, NII, OII, SiIV Raies émission
B	-4/0	$1/2.5 \cdot 10^4$	He neutre (étoiles bleues ou à Hélium) H croît de B0 à B9
A	0.5/2.5	$0.7/1 \cdot 10^4$	Etoiles blanches ou à Hydrogène. H série de Balmer prédomine de A0 à A9 CaII croît, FeII.
F	2.6/4.3	$6/7 \cdot 10^3$	Raies H et K du CaII croissent de F0 à F9 Les raies métalliques déjà présentes en A deviennent plus nombreuses et plus intenses (neutres ou ionisées 1 fois).
G*	4.4/5.8	$5/6 \cdot 10^3$	Raies H et K du CaII encore prédominantes. Grand nombre de raies métalliques. Des bandes moléculaires CN, CH apparaissent
K	5.9/8.9	$3.5/5 \cdot 10^3$	Les raies H et K du CaII sont maximales en K0. Encore métaux neutres. Bandes moléculaires TiO, CN, CH. Le fond continu diminue à haute fréquence.
M	9/16	$2.2/3.5 \cdot 10^3$	Raies métalliques encore. TiO caractéristique
R & N		$2.3/2.6 \cdot 10^3$	Etoiles carbonées. Bande de la molécule C <sub>2</sub> CH, CN intenses
S	-1	$2.5 \cdot 10^3$	Bande oxyde de zirconium ZrO

De plus certaines particularités sont indiquées par des lettres en suffixe = n diffus (nebulous), s fines (sharp), e émission paradoxale, p particularité autre.

\* Le Soleil est d'un type spectral G2.



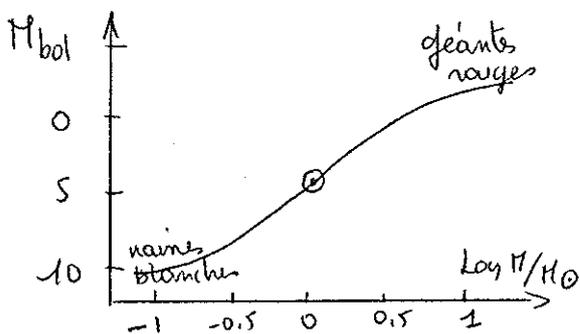
En fait, les caractéristiques se recouvrent, et le rapport des raies sert à définir quantitativement les subdivisions (de 0 à 9).

- Application aux parallaxes spectroscopiques : Une étude détaillée

du spectre optique peut conduire à la détermination du type exact et de la luminosité intrinsèque correspondante (donc  $M$ ). Connaissant  $M$  et  $m$ , la magnitude apparente, on en déduit le module de distance  $M - m$ , donc  $d$ .

- Le rapport Masse/Luminosité :

• Empiriquement, on constate une relation de loi de puissance entre  $L$  et  $M$  :  $L \propto M^{3.1}$ . (En fait, selon les classes d'étoiles, on peut avoir  $L \propto M^3$  ou  $L \propto M^4$ ).



Plus une étoile est massive, plus elle rayonne ; mais comme la loi n'est pas linéaire, le combustible sera épuisé plus tôt dans les étoiles massives.

La durée de vie des étoiles varie comme  $M/L \sim M^{-2}$  ou  $M^{-3}$ .

• Théoriquement, comment peut-on retrouver cette relation ?

1) la température  $T$  au centre de l'étoile varie comme  $M/R$  ; en effet,

$$F/S \sim \text{pression} \sim \frac{GM^2}{R^4} \propto nT \propto \frac{M}{R^3} T \Rightarrow \boxed{T \propto \frac{M}{R}}$$

2) l'équation du transfert d'énergie :

$$4aT^3 \frac{dT}{dr} = - \frac{3\chi\rho}{c} \frac{L_r}{4\pi R^2} \quad \begin{matrix} \chi \text{ coefficient d'absorption} \\ a \text{ constante de Stefan} \end{matrix}$$

d'où :

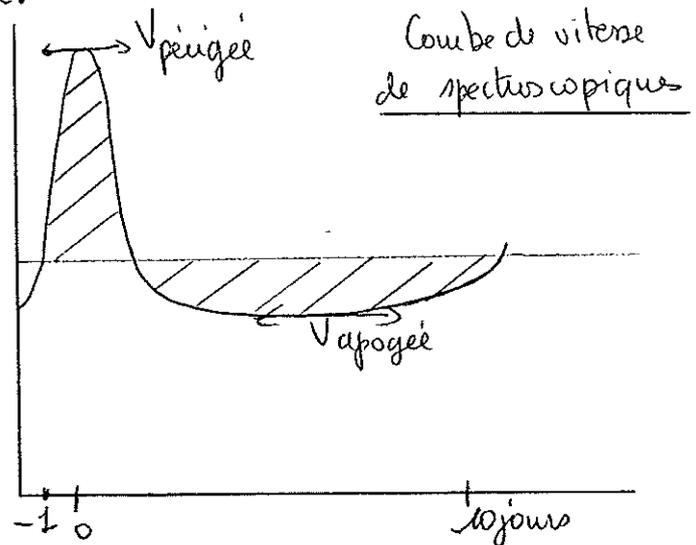
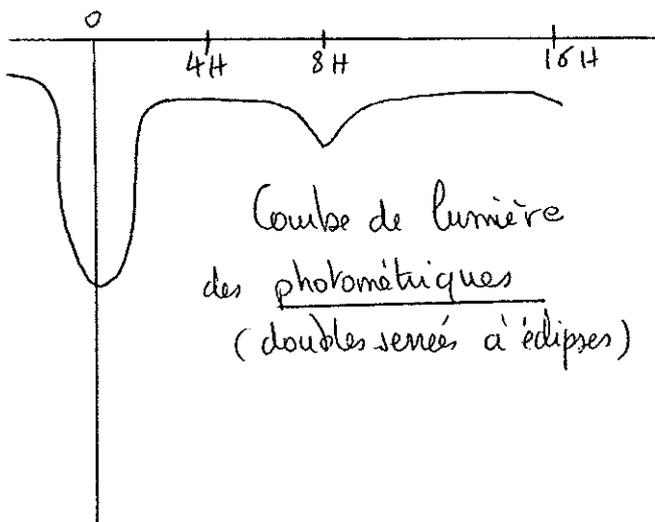
$$L \propto \frac{T^3}{\rho} R^2 \frac{T}{R} \Rightarrow \boxed{L \propto M^3}$$

(5) Etoiles doubles :

C'est un phénomène fréquent (plus de la moitié des étoiles ?), car les étoiles se forment en groupe. Elles sont très intéressantes, car les propriétés de l'orbite aident à déterminer la masse.

Trois sortes : visuelles, spectroscopiques, photométriques, selon les moyens qui permettent de les détecter. Les visuelles sont résolues spatialement (en général grandes excentricités et périodes).

Les spectroscopiques ne sont pas résolues, mais on détecte les variations périodiques de raies spectrales par effet Doppler. Les photométriques sont des étoiles binaires serrées, à éclipses. On détecte les variations d'éclat dues aux éclipses à chaque période.



• Doubles visuelles : on déduit l'inclinaison  $i$  du plan de l'orbite par rapport à l'observateur, à partir de la position de la primaire par rapport à la secondaire (elle n'est pas au foyer de l'ellipse apparente).

$$\text{Période } T = 2\pi \left[ \frac{a^3}{G(M_1 + M_2)} \right]^{1/2}$$

( $a$  : demi-grand axe de l'orbite)

On en déduit la somme des masses  $M_1 + M_2$ .

Pour avoir le rapport des masses  $M_1/M_2$ , il faut mesurer le rapport des distances au centre de masse :  $M_1 a_1 = M_2 a_2$ .

Mais en général, on ne peut pas déterminer  $a$  par parallaxe, seul l'angle  $\alpha$  correspondant est connu et on utilise une méthode d'itération pour connaître la distance du système double.

C'est la méthode des parallaxes dynamiques :

- 1.- On fait l'hypothèse  $M_1 = M_2 = 1M_{\odot}$ . Connaissant la période  $T$ , on en déduit  $a$ , d'où la distance (ou la parallaxe  $\pi'' = \alpha''/pc$ ).
- 2.- Des magnitudes apparentes  $m_1, m_2$  on déduit alors les luminosités intrinsèques  $L_1, L_2$ .
- 3.- Du rapport masse/luminosité ( $L \propto M^K$ ), on obtient des valeurs plus approchées des masses  $M_1$  et  $M_2$ , et l'on reprend en 1.

• Doubles spectroscopiques :  $V_R = a \sin i$      $a = a_1 + a_2$      $a_1 M_1 = a_2 M_2$

$$M_1 \sin^3 i = \frac{(a \sin i)^3}{T^2 \left(1 + \frac{a_1 \sin i}{a_2 \sin i}\right)}$$

T en années  
a en U.A.

La courbe des vitesses obtenue dépend de l'inclinaison et de l'excentricité de l'orbite.

• Doubles à éclipses : On obtient, d'après la courbe de lumière, le rapport des luminosités et des rayons. On peut même déterminer la forme des étoiles (notamment si elles sont déformées par effet de marée), connaître la loi de variation de la luminosité sur le disque (assombrissement centre-bord).

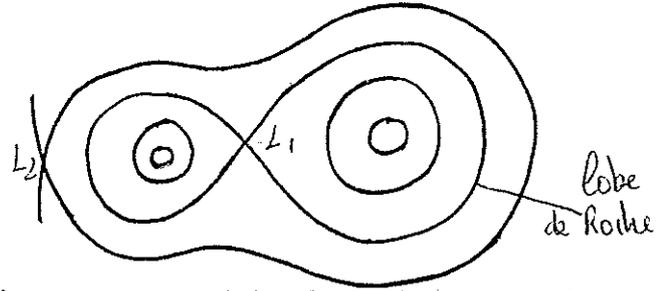
C'est grâce aux systèmes doubles que l'on peut notamment connaître la loi masse/luminosité.

Propriétés de surfaces de potentiel au voisinage d'un système double : prenons pour unités la distance  $M_1 + M_2$ . On suppose la masse de chaque étoile rassemblée en son centre.  $\rho$  est la distance à l'axe de révolution et  $\mu = M_1/(M_1 + M_2)$ .

Le potentiel en un point s'écrit alors :  $\phi = \frac{\mu}{r_1} + \frac{(1-\mu)}{r_2} + \frac{\rho^2}{2}$

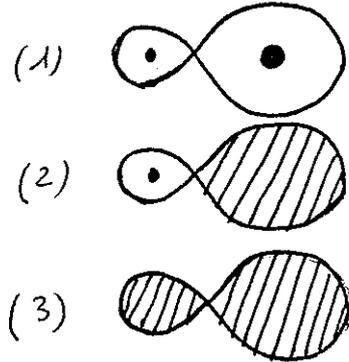
$r_1, r_2$  sont les distances de ce point aux deux étoiles 1 et 2.

Les deux premiers termes sont les potentiels gravitationnels, le 3e le potentiel centrifuge. Les surfaces équipotentielles délimitent les zones où la matière est liée à l'une ou l'autre des étoiles, ou



au système. Selon que l'étoile remplit ou non son lobe de Roche, on parle d'un système détaché (1), semi-détaché (2), ou attaché (3).

Dans le cas (2), on observe des échanges de masse entre les 2 étoiles (T varie).



(6) Etoiles variables et particulières :

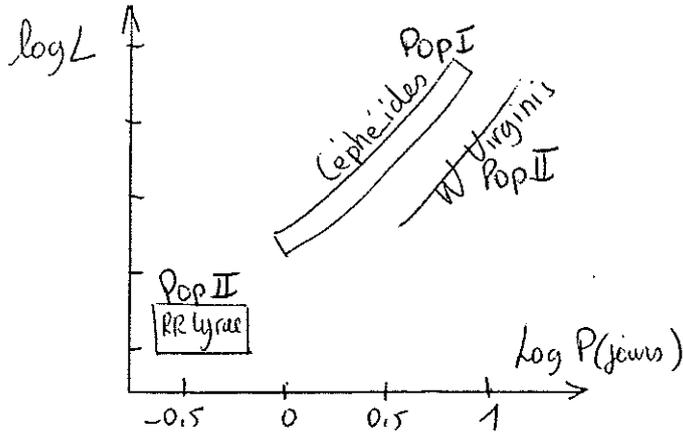
(a) Les étoiles variables (intrinsèquement). Il existe un grand nombre d'étoiles dont l'éclat varie plus ou moins périodiquement au cours du temps. Nous citerons les :

- RR Lyrae, période < 1 jour
- W Virginis, période > 1 mois
- Céphéides, période de l'ordre du jour  
( $\delta$  Cephei)
- Mira (o ceti)
- T Tauri

(qui prennent le nom de leur prototype).

Par exemple, les Céphéides fluctuent de  $\Delta m = 1$  magnitude, et changent aussi de type spectral légèrement. On peut montrer qu'il s'agit d'une pulsation radiale (une onde progressive). Leur rayon varie périodiquement. Ces variables sont très intéressantes, car elles permettent les déterminations de distance. En effet, il a été mis en évidence une loi reliant la période à la luminosité intrinsèque de ces étoiles. Une fois la période connue,

on en déduit donc la magnitude absolue, donc  $M - m$ , le module de distance. On calibre d'abord la loi période-luminosité sur des variables proches dont la distance est connue.



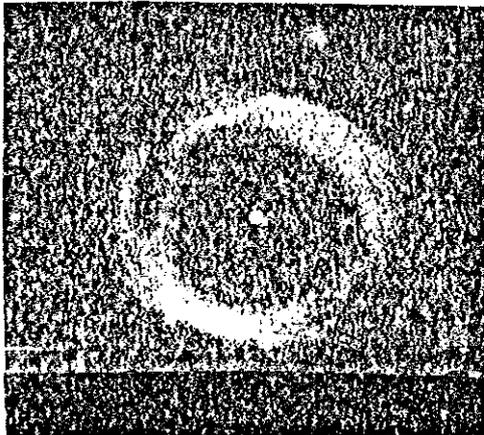
Les RR Lyrae ne sont pas des Céphéides de courte période. On les trouve surtout dans les amas globulaires, ce sont des étoiles vieilles (population II), alors que les Céphéides sont jeunes (pop. I).

Les Mira ont des périodes de l'ordre de l'année. Ce sont des géantes de type M. Les variations peuvent atteindre  $\Delta m = 6$  mag.

Les T Tauri ont une courbe de lumière très irrégulière ( $\Delta m \sim 3$ ). Ce sont, en fait, des naines éruptives. Elles sont toujours observées en association avec des nuages moléculaires. Ce sont sans doute des étoiles très jeunes et de faible masse, qui sont encore en train de se contracter gravitationnellement, avant d'arriver sur la séquence principale (il s'agit d'une phase très rapide dans la vie d'une étoile comme le Soleil, par exemple).

(b) Les nébuleuses planétaires (appellation tout à fait trompeuse)

Il s'agit d'une étoile, qui perd ses couches externes (enveloppe), matière



qui va se fondre dans le milieu interstellaire. Cette forte perte de masse est probablement due aux vents stellaires. La nébuleuse est en expansion ( $v \sim 20$  à  $50$  km/s) et rayonne, excitée par l'étoile centrale - diamètre  $10^{17} - 10^{18}$  cm (0.5 pc).

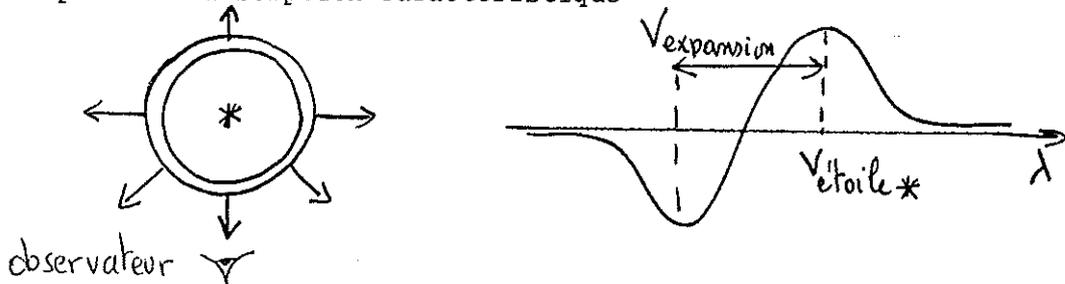
(c) Les Novae : ce sont des étoiles sujettes à des explosions périodiques ( $P \sim 1$  an à 1 siècle). Lors de l'explosion, elles libèrent  $10^{42}$  à  $10^{46}$  ergs ( $\Delta m \sim 12$ ). On en détecte 40 explosions par an dans la Voie Lactée. La relation de Kukarkin - Parenago indique que l'énergie est proportionnelle à la période. Certainement une enveloppe est éjectée ( $v_{\text{Doppler}} \sim 1700$  Km/s).

(d) Les Supernovae : il s'agit de la mort d'une étoile très massive. Après avoir brûlé l'hydrogène, l'hélium puis le carbone et l'oxygène, l'étoile massive continue à se contracter. Il arrive un moment d'instabilité où le coeur de l'étoile s'effondre en étoile à neutrons et le manteau s'échauffe et est brutalement expulsé (à  $\sim 20\,000$  km/s). Lors de l'explosion, la luminosité de l'étoile peut atteindre  $10^9 L_{\odot}$ .  $10^{50}$  à  $10^{51}$  ergs sont émis en quelques jours. On estime à 1 tous les 30 ans le taux de Supernovae dans une galaxie. La célèbre nébuleuse du Crabe représente la matière éjectée par une supernova que les Chinois ont observée en 1054 ap J.C. En fait, la distance de cette supernova est de 1500 pc soit  $\sim 4500$  al : l'étoile a vraiment explosé en 3500 av J.C. !

La lumière émise par la Nébuleuse du Crabe est fortement polarisée : il s'agit de l'émission synchrotron des électrons relativistes dans un champ magnétique. Un pulsar a été découvert au centre de la nébuleuse (période 33 ms) : il coïncide avec une étoile bleue qui "pulse" aussi en visible, UV et X (masse  $\sim 1 M_{\odot}$ , diamètre 20 km, densité  $10^9$  tonnes/cm<sup>3</sup>).

Le rayonnement cosmique, ensemble des particules de haute énergie ( $E > 1$  Mev) d'origine galactique, proviendrait des supernovae. C'est aussi un moyen efficace de réinjecter de la matière enrichie en éléments lourds dans le milieu interstellaire.

(e) Etoiles à enveloppe en expansion - Prototypé P Cygni. Ce sont des étoiles en rotation rapide. Une enveloppe circumstellaire produit un profil d'absorption caractéristique



(7) Les amas d'étoiles :

Les étoiles sont généralement associées. On distingue :

- les amas globulaires, les plus vieux, comprenant  $10^5$  à  $10^6$  étoiles ; on les trouve dans le halo de la galaxie ; la densité moyenne des étoiles y est de  $0.5 \cdot 10^3 / \text{pc}^3$ . C'est une vieille population (pop. II, étoiles rouges, abondance des éléments lourds  $Z$  faible).

Les amas globulaires ont une distribution presque sphérique autour de la galaxie.

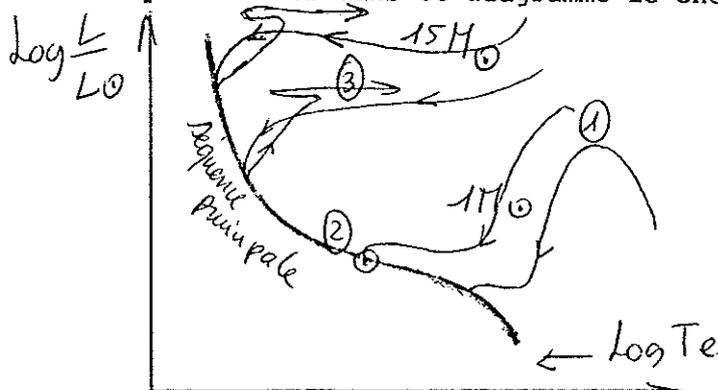
- les amas ouverts, plus jeunes, appartiennent au disque galactique, contiennent  $10^2$  à  $10^3$  étoiles ( $\rho \sim 0.1$  à  $10 / \text{pc}^3$ ).

Abondance des éléments  $Z \sim Z_{\odot}$ .

- les associations, situées dans les bras spiraux de la galaxie, contiennent 10 à 100 étoiles, très jeunes, (densité  $\rho \sim 10^{-2} / \text{pc}^3$ ).

Les amas permettent l'étude de l'évolution stellaire. On suppose que toutes les étoiles d'un amas sont à la même distance et ont le même âge. (Leurs différences s'expliquent par leurs masses).

On se sert du diagramme d'Hertzsprung-Russel. En effet, on peut tracer dans ce diagramme le chemin correspondant à la vie d'une

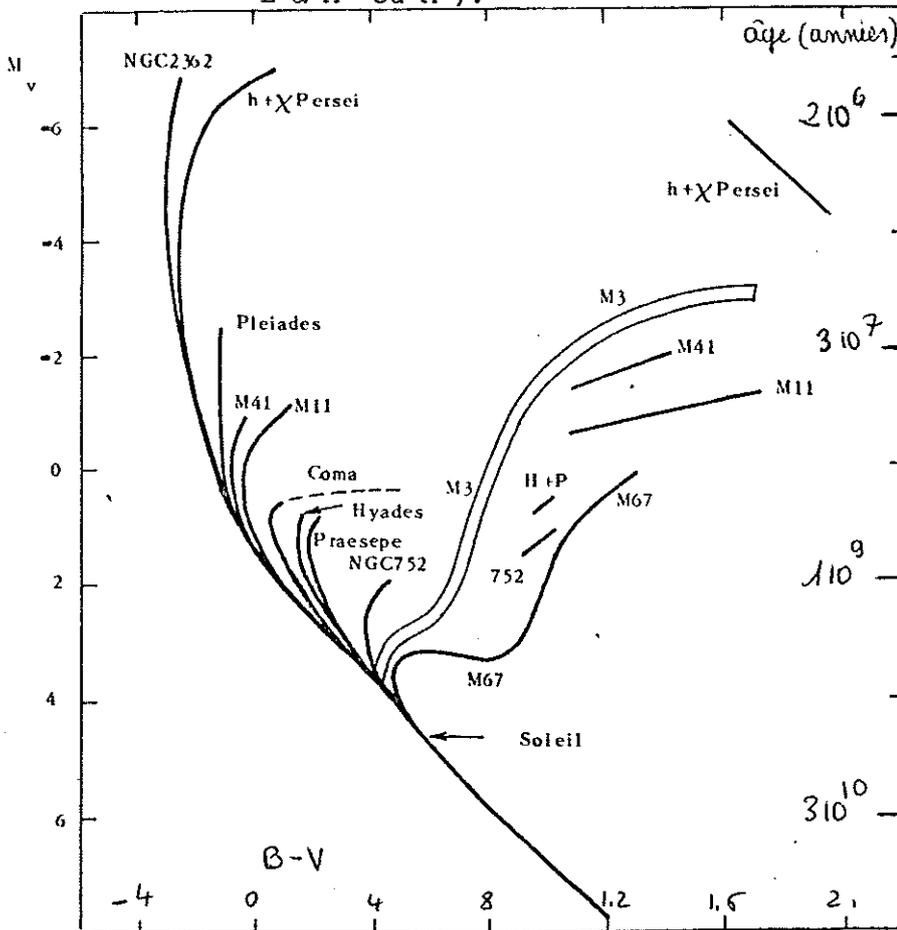


étoile, selon sa masse. Rappelons ici les étapes principales :

① Contraction : l'étoile devient

brillante, mais à T faible (rayonnement infra-rouge) ; durée de vie de cette phase : très courte. Cela explique pourquoi cette région du diagramme HR est peu peuplée.

(2) L'étoile cesse de se contracter et arrive sur la séquence principale où elle passe la majeure partie de sa vie. Les étoiles sont rangées sur la séquence principale en fonction de leur masse (les plus massives à gauche, en haut). Elles quittent cette séquence après un temps, fonction de leur masse  $t \sim 1/m^k$ , où  $k = 2$  ou  $3$  (selon que la loi masse-luminosité  $L \propto M^3$  ou  $M^4$ ).



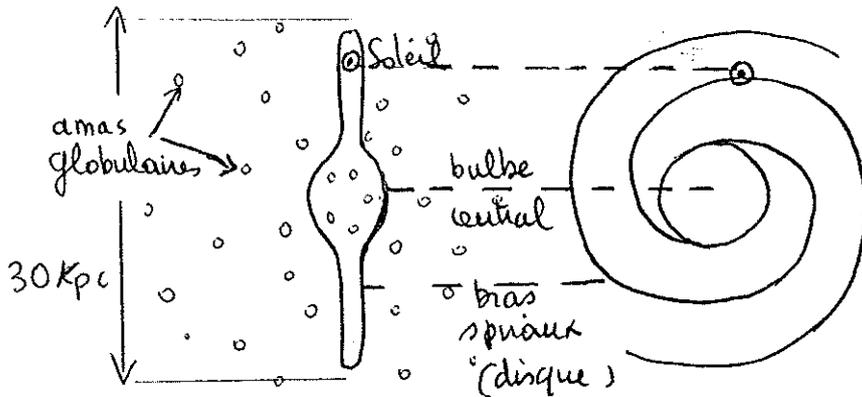
(3) Après avoir quitté la séquence principale, elles se dirigent rapidement vers les phases géantes rouges, naines blanches, etc... (parties peu peuplées du diagramme). Donc l'âge d'un amas se déduit directement de son diagramme HR, à partir de l'endroit où il quitte la séquence principale. Pour un amas très jeune ( $t \sim 10^8$  ans) seules les étoiles les plus massives ( $> 5 M_{\odot}$ ) sont en train de quitter la séquence principale, et celle-ci est très longue. Pour un amas vieux

au contraire ( $10^{10}$  ans), les étoiles comme le soleil quittent la séquence principale qui est alors très courte.

(On comprend donc bien toute l'importance du diagramme HR).

## V.- LES GALAXIES

### A/ - NOTRE GALAXIE - aperçue dans le ciel comme une bande brillante



(la Voie Lactée). A l'oeil nu, on aperçoit 6000 étoiles. Il y en a environ 200 milliards ( $M = 2 \cdot 10^{11} M_{\odot}$ ). On distingue plusieurs composants : les amas globulaires, à distribution sphérique (halo), le bulbe

central brillant, le disque aplati où se développent les bras spiraux.

Le Soleil occupe une place décentrée sur le disque (on peut déjà le voir grâce aux observations des amas globulaires en optique). Les amas globulaires ont été formés au début de la vie de la Galaxie : ces étoiles se sont formées lorsque le nuage de gaz initial n'était pas encore aplati.

On distingue d'ailleurs plusieurs sous-systèmes de plus en plus aplatis, de moins en moins vieux. Les étoiles se forment aujourd'hui au sein de la matière interstellaire dans le disque, surtout dans les bras spiraux (pop. I, jeune).

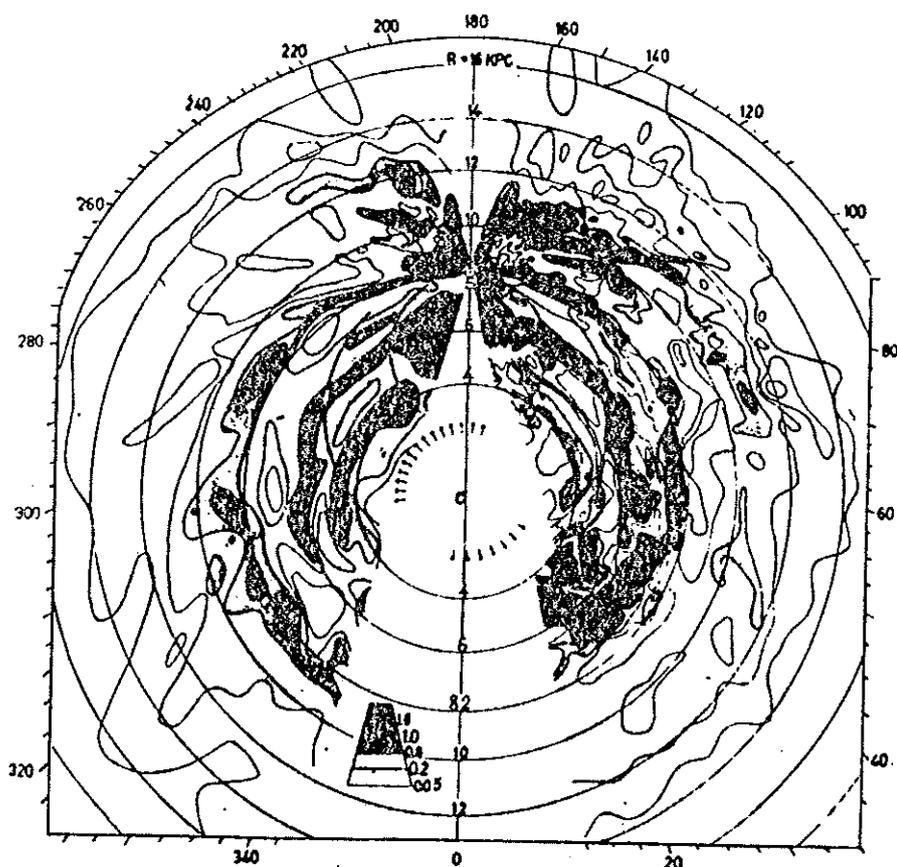
Le milieu interstellaire remplit le disque galactique. Sa masse totale est 10% de la masse de la Galaxie. Il n'en reste que très peu au centre de la Galaxie. Sa densité moyenne est de quelques atomes par  $\text{cm}^3$  ( $\sim 10^{-20}$  atmosphère). Il est aujourd'hui concentré dans les bras spiraux. Notons que c'est un milieu dissipatif (l'énergie est dissipée par collisions de nuages), contrairement aux étoiles qui constituent un fluide de Vlasov, sans collisions. Ce caractère peut expliquer toutes ses propriétés dynamiques.

Le constituant principal est l'hydrogène : sous forme HI (atomique), il est détecté par ondes radio ( $\lambda = 21 \text{ cm}$ ), il constitue des

nuages froids ; sous forme moléculaire ( $H_2$ ), il n'est détecté en radio que par des traceurs ( $CO, \lambda = 2.6 \text{ mm}$ ) ; sous forme ionisée ( $HII$ ), il est détecté dans des régions chaudes autour des étoiles (dont le rayonnement UV ionise la matière environnante). Il y a aussi des poussières (grains de silicates, taille  $\sim 0.1 \mu$ ), dont la masse n'est que 7% de la masse du gaz interstellaire. Cette poussière absorbe le rayonnement UV et visible, et ce n'est que grâce à la radioastronomie que la galaxie a pu être explorée. En optique, on ne peut "voir" que le voisinage du Soleil, jusqu'à une distance de  $\sim 3\text{Kpc}$ .

- Cartographie de la galaxie à 21 cm de longueur d'onde :

(première carte en 1960) - (La raie HI interstellaire a été découverte en 1952).



. Il est difficile de construire une carte à partir de l'émission observée, car on ne connaît pas les distances au Soleil. Pour les retrouver, on se base sur la vitesse radiale (par rapport à l'observateur) du gaz HI émetteur (par effet Doppler).

On construit un modèle de rotation de la galaxie, basé sur les observations : toute la matière dans le disque galactique tourne de façon différentielle par rapport au centre, et l'on peut associer à

chaque distance au centre galactique  $r$  une vitesse circulaire  $V(r)$ . Toutefois la détermination des distances à partir des vitesses radiales pose des problèmes :

- on ne peut pas obtenir d'information vers le centre ( $l = 0^\circ$ ) et l'anticentre ( $l = 180^\circ$ ) galactiques : en effet, la projection de la vitesse circulaire vers l'observateur est alors nulle ;

- il y a ambiguïté de distance, lorsque sur la même ligne de visée plusieurs points à des distances différentes peuvent avoir la même vitesse radiale (de part et d'autre du point "tangent") (nous reviendrons sur ce problème) ;

- surtout, il existe dans la galaxie beaucoup d'exceptions à la loi de rotation  $V(r)$  moyenne. C'est le problème des vitesse non circulaires. Celles-ci surviennent notamment à la traversée des bras spiraux, et de plus il existerait au centre de notre galaxie une perturbation en forme de barre qui rendrait les trajectoires du gaz elliptiques (la Voie Lactée serait une galaxie barrée, voir plus loin).

Notons que les radiotélescopes de l'hémisphère Nord ne peuvent explorer que les premier et deuxième quadrants galactiques (de la longitude  $l_{II} = 0^\circ$  à  $l_{II} = 180^\circ$ ). Les 3e et 4e quadrants doivent être observés dans l'hémisphère Sud (sur la carte HI représentée ici, ils ont été obtenus par les radiotélescopes australiens).

Le gaz interstellaire est distribué en nuages (de diamètre moyen 10 pc). Jusqu'en 1976 environ, on pensait qu'il existait deux phases dans ce milieu :

- une phase tiède internuage  $n = 0.1 \text{ at/cm}^3$ ,  $T \sim 5 \cdot 10^3 \text{ K}$

- une phase froide "nuage"  $n = 10 \text{ at/cm}^3$ ,  $T \sim 50 \text{ K}$

Aujourd'hui, depuis que l'on dispose de la cartographie des nuages moléculaires de la galaxie, on sait que ceux-ci constituent une phase encore plus dense et plus froide ( $n \sim 10^2 \text{ at/cm}^3$ ,  $T \sim 5-10 \text{ K}$ , certaines condensations internes ont des densités jusqu'à  $10^6 \text{ at/cm}^3$ ) ; l'essentiel

de la masse interstellaire est concentrée dans les nuages moléculaires géants, dont la masse peut aller jusqu'à quelques  $10^6 M_{\odot}$ . Enfin, les mesures en rayons X ont mis en évidence l'existence d'un milieu très chaud, ou milieu coronal, à  $10^6$  K. Ce milieu pourrait occuper 80% du volume du disque galactique, il serait engendré par la formation d'étoiles et les supernovae.

- Le milieu ionisé est concentré autour des étoiles chaudes de type O et B, qui émettent assez de UV pour ioniser le gaz interstellaire. Ce sont les régions HII, qui sont géantes autour des associations d'étoiles OB. (milieu où  $T > 10^4$  K) - aussi associées aux nuages moléculaires.

- Les nuages "sombres" sont aussi des nuages moléculaires qui, en optique, ne sont détectés que par leur absorption des sources lumineuses de l'arrière plan. Ces nuages sont détectés en radio par les raies de rotation des molécules. La molécule la plus abondante est bien sûr  $H_2$ , mais étant symétrique, elle n'émet pas en radio (on ne la détecte que par les raies électroniques en UV, au voisinage du Soleil).

La molécule CO est ensuite la plus abondante ( $CO/H_2 \sim 6 \cdot 10^{-5}$ ) et sert de traceur à la molécule  $H_2$ . Ses niveaux de rotation sont en effet excités par collision avec  $H_2$  et le rayonnement détecté (raie à 2.6 mm pour la raie  $J = 1 \rightarrow 0$ ) dépend de la température et de la densité du milieu. Dans les années 1970, on a découvert dans les nuages interstellaires une soixantaine de molécules nouvelles, que l'on ne s'attendait pas à trouver dans ce milieu froid et peu dense, relativement aux conditions de laboratoire : CO, OH,  $H_2CO$ ,  $CH_3CH_2OH$  (alcool éthylique !), HCN,  $HC_3N$ ...  $HC_{11}N$  (cyanopolyynes). La formation de certaines molécules pouvait être favorisée par adsorption sur les grains de poussières (notamment  $H_2$ ), mais la grande majorité est formée par des réactions ions-molécules, dont peu à peu la chimie commence à être comprise.

- Les poussières ne représentent que moins d'1% de la masse totale de la galaxie. Elles sont concentrées dans les nuages moléculaires. Les grains, noyaux de silicates entourés de glace, ont  $0.3 \mu$  de diamètre et  $1 \text{ g/cm}^3$  de densité. Chauffés par la lumière des étoiles, ils rayonnent dans l'infrarouge, en grande partie entre 60 et  $100 \mu$  (voir les cartes des disques galactiques faites par le satellite IRAS dans ces deux bandes 60 et  $100 \mu$ ).

Le champ magnétique régnant dans le milieu interstellaire est faible, de l'ordre de  $3 \cdot 10^{-6}$  Gauss. Le milieu baigne aussi dans un rayonnement de corps noir correspondant à la température de 2,7 K (découvert en 1965 par Penzias et Wilson). Ce rayonnement isotrope s'étend à tout l'Univers, c'est une relique du Big Bang du début de l'Univers.

Comparaison des densités d'énergie dans le milieu interstellaire

Rayonnement des étoiles	7	$10^{-13}$	erg $\text{cm}^{-3}$	
Energie cinétique du gaz	5	$10^{-13}$	" "	L'ordre de gran-
Rayonnement du corps noir (3K)	4	$10^{-13}$	" "	deur est le même
Rayons cosmiques	1.6	$10^{-13}$	" "	
Champ magnétique	1.5	$10^{-13}$	" "	

B/ - LES GALAXIES - Plus d'un milliard de galaxies sont observables.

a) Morphologie et Classification :

Ce n'est qu'à partir de 1925 (travaux de Hubble) qu'il fut admis que certaines nébuleuses ne font pas partie de notre Galaxie, mais sont bien des "mondes à part". On utilise encore le catalogue de Messier (1784), qui contient, entre autres, des galaxies (parmi 103 objets nébuleux), mais surtout le NGC (New General Catalog, Dreyer 1890) qui contient 7840 objets, dont des galaxies, ou le I.C. (Index Catalog, 1895-

1910) : 5836 objets avec quelques galaxies. Le catalogue de Harvard (Shapley - Ames 1932) ne contient que des galaxies de magnitude  $m \geq 13$  (1249 objets).

- Magnitude : Messier 31 (ou Andromède) est la galaxie la plus brillante,  $m = 4.4$  (visible à l'oeil nu). Jusqu'à  $m = 17.5$ , on dénombre 500 000 galaxies, et 10 jusqu'à  $m = 23$ .

- Types de galaxies : classification de Hubble.

. E (elliptiques : ce sont des ellipsoïdes de révolution (cette hypothèse pourrait être remise en cause) dont le rapport des axes varie de 1 à 3, l'ellipticité  $e$  varie de 0 à 0.7,  $e = \frac{a - b}{a}$  (a et b étant les axes). On définit un indice qui vaut  $10e$ .

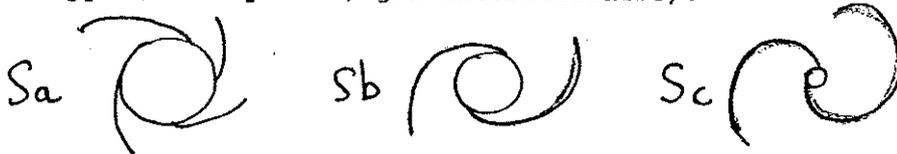
On observe aussi des galaxies de E0, E1... à E7. La fréquence augmente avec l'ellipticité (les sphères sont rares).



. SO (lenticulaires) : galaxies comprenant un bulbe central important et un disque d'étoiles mais pas de gaz .



. S (spirales) : on distingue toute une séquence (Sa, Sb, Sc) où l'influence du bulbe décroît peu à peu et le disque peu à peu se développe (bras spiraux, gaz interstellaire).



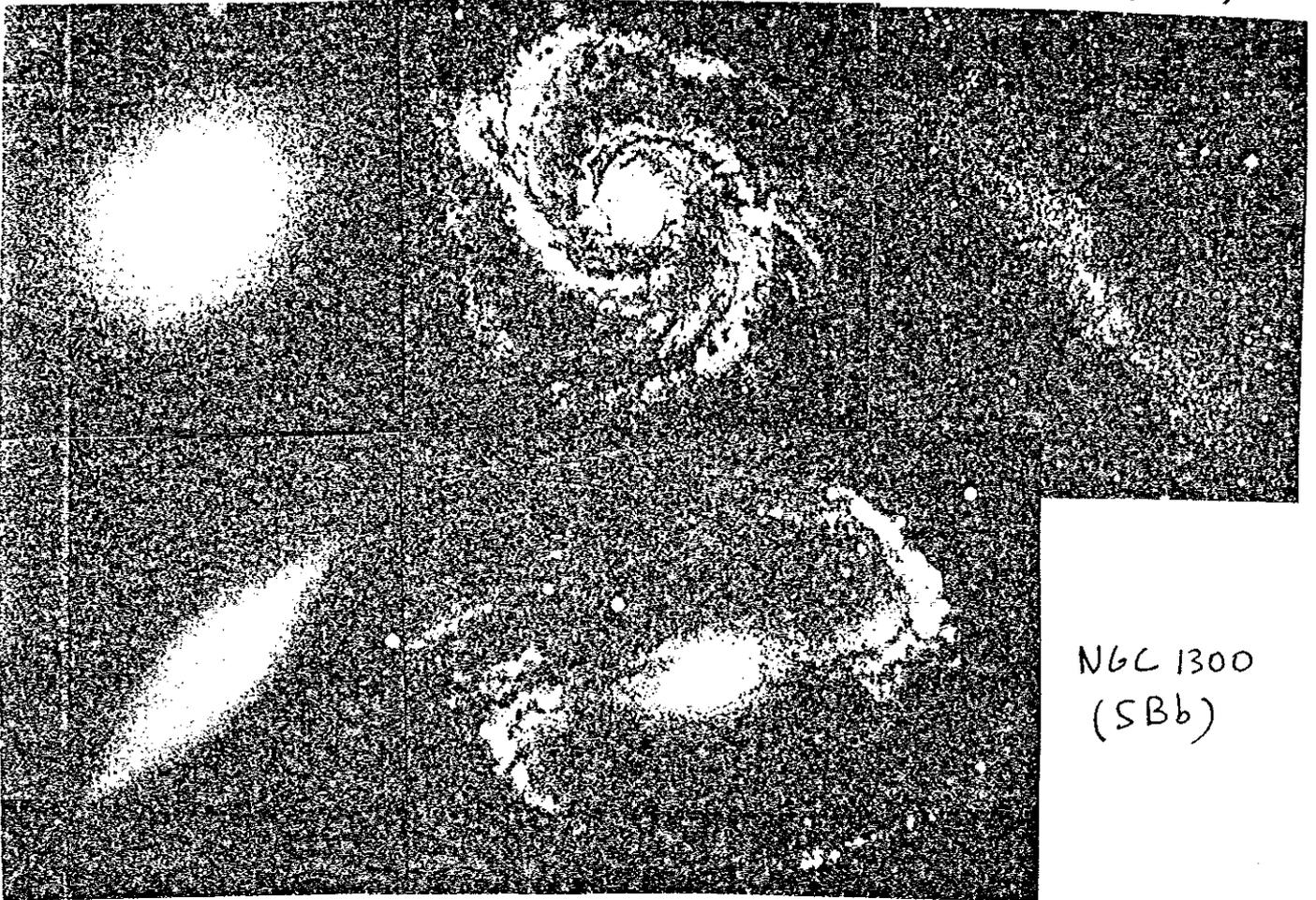
. SB (Spirales basses) : séquence parallèle à la précédente (SBa, SBb, SBc), mais avec en plus une barre d'étoiles au centre.

. Irr (irrégulières) : en général petites galaxies contenant beaucoup de gaz en proportion, sans organisation ni forme particulière.

Messier 86 (E2)

Messier 51 (Sc)

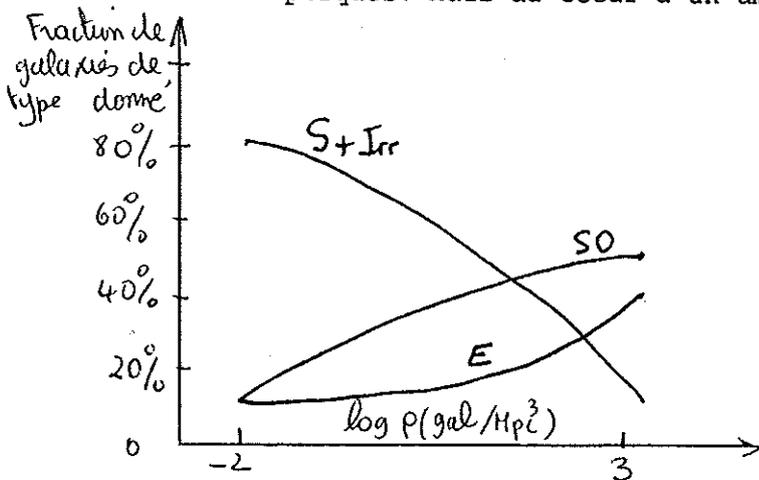
NGC 3109 (Irr)



NGC 1300 (SBb)

NGC 3115 (S0)

Selon Dressler (1980), parmi les galaxies "de champ" (celles qui ne sont pas dans les amas de galaxies), il y a 80% de spirales et irrégulières (ces dernières en faible quantité ~ 3%) 10% de S0 et 10% d'Elliptiques. Mais au coeur d'un amas dense de galaxies, ces pourcentages



tombent à S 10%, S0 50%, E 40%.

Selon la densité dans l'amas, toutes les situations intermédiaires sont représentées.

La question n'est pas encore tranchée de savoir quel est le paramètre qui domine la classification de Hubble :

est-ce une séquence évolutive ? Est-ce l'âge, la composition, le moment angulaire qui déterminent la formation des

divers types ? D'un bout à l'autre de la séquence (de E aux Irr) la population d'étoiles devient plus jeune, la galaxie est plus riche en gaz, le bulbe central perd de son importance.

Ces différences proviendraient plutôt des mécanismes différents de formation (plutôt que des âges différents, on pense que toutes les galaxies ont commencé à se former à peu près à la même époque). Il s'agit surtout du rapport entre les vitesses de formation des étoiles et de contraction gravitationnelle de la galaxie. Le nuage protogalactique se contracte progressivement et s'aplatit, car la contraction est freinée perpendiculairement à l'axe de rotation par la force centrifuge. Les étoiles qui se forment dès le début constituent un système elliptique moins aplati que les étoiles qui se forment ultérieurement. Dans les spirales, la formation d'étoiles aurait été lente, l'aplatissement aurait pu se faire jusqu'au bout, donnant lieu à un disque, où il se forme encore des étoiles aujourd'hui, au sein du gaz interstellaire non encore épuisé. Pour une galaxie non isolée, l'environnement peut modifier sensiblement les processus de formation. L'interaction de marées entre galaxies pourrait déformer les spirales et les transformer en lenticulaires (SO) après que le vent intergalactique des amas en ait balayé le gaz. La fusion entre deux galaxies spirales pourrait former des elliptiques. On pourrait ainsi expliquer l'évolution des pourcentages de types galactiques dans les amas.

b) Masses :

Elles sont déterminées par la rotation (surtout par les observations radio à 21 cm, car le HI s'étend très loin du centre des galaxies). On s'aperçoit que presque toutes les courbes de vitesse des

galaxies sont plates ( $V(r) = \text{cste}$  pour  $r$  grand). On ne détecte pas de descente képlérienne en  $1/\sqrt{r}$ , comme on s'y attend si la masse de la galaxie est finie. C'est le problème de la masse invisible (ou masse manquante) : on ne "voit" pas, à quelque longueur d'onde que ce soit, la masse qui correspond à la courbe de vitesse. Il s'agirait d'un halo sombre qui entourerait toute la galaxie, et représenterait, dans certains cas, 90% de la masse totale ! Hypothèses avancées : étoiles manquées (Jupiter), trous noirs, neutrinos massifs ... Signalons une hypothèse récente (Milgrom, 1983) qui permet de réfuter en bloc l'existence d'une quelconque masse invisible. Il suffit pour cela de modifier (encore une fois !) les lois de Newton de la gravitation. La loi  $\vec{F} = m\vec{\gamma}$  devrait être légèrement modifiée, à partir d'un seuil, en dessous de  $\gamma \sim 10^{-9}g$  environ : c'est en effet l'intensité de la gravitation en bordure des galaxies (aucune incompatibilité jusqu'à présent).

C/ - RECESSION DES GALAXIES - AMAS - Détermination des distances : (en fonction de la distance)

- parallaxes stellaires ;
- céphéides (loi période-luminosité) ;
- supergéantes bleues utilisées comme "chandelles standard" ;
- étoiles les plus brillantes des spirales.

[Pour déterminer les distances, on considère en effet que statistiquement, l'étoile la plus brillante d'une galaxie a toujours la même luminosité intrinsèque, indépendamment de la galaxie choisie, en première approximation. Connaissant donc  $M$  et observant  $m$ , on en déduit la distance de la galaxie. La même méthode se reproduit pour les amas de galaxies, où la galaxie la plus brillante est utilisée comme "chandelle standard"]

- La loi de Hubble : toutes les galaxies s'éloignent de nous à une vitesse  $V$  proportionnelle à leur distance  $r$  :

$$V = Hr$$

$H$  est la constante de Hubble, estimée aujourd'hui entre 50 et 100 km/s/Mpc. Cet effet est détecté par le décalage Doppler vers le rouge des raies spectrales ( $\Delta\lambda/\lambda = v/c$ ).

Cette loi n'est valable que si les galaxies sont assez lointaines, sinon elle est masquée par les mouvements propres (exemple : Andromède se rapproche de nous à  $v = - 300$  km/s, de plus elle appartient au groupe local de galaxies). Il s'agit bien sûr d'une expansion globale de l'Univers (notre galaxie n'occupe pas de position privilégiée). L'âge de l'Univers peut être estimé à partir de  $H$  :

$$t = 1/H \sim 13 \cdot 10^9 \text{ ans}$$

- Amas : Les galaxies se rassemblent en groupes, amas, ou amas riches ( $10^4$  galaxies). La distribution dans l'amas est analogue à celle d'une sphère isotherme (équilibre statistique). La masse totale, calculée à partir du théorème du Viriel, fait apparaître encore le problème de la masse invisible.

Les amas sont regroupés en superamas. L'homogénéité et l'isotropie de l'Univers ne concernent que les échelles encore supérieures. Il existe dans les amas un gaz intergalactique très chaud ( $10^6$  K), mis en évidence par les observations en rayons X (celles-ci détectent la raie du FeXVI, qui montre que ce gaz a été enrichi en éléments lourds par les galaxies elles-mêmes).

Au centre des amas riches, on observe une galaxie géante très brillante (galaxie cD). Il s'agit d'une galaxie cannibale, qui "engloutit" les galaxies du voisinage, attirées dans le puits de potentiel gravitationnel. Souvent ces galaxies possèdent justement plusieurs noyaux...

- Radiogalaxies - Quasars -

Outre les galaxies normales qui sont déjà des émetteurs radio (ex : Messier 31,  $L = 9 \cdot 10^{36}$  ergs/s), il existe des sources singulières de rayonnement radio. La source Cygnus A, par exemple, émet  $5 \cdot 10^6$  fois plus que M31. Les radiogalaxies sont des galaxies elliptiques, autour desquelles on détecte deux lobes d'émission radio, très loin de la galaxie visible (à quelques Mpc), par émission synchrotron. (Il s'agit



probablement de l'éjection symétrique de deux jets d'électrons relativistes).

D'autre part, on identifie certaines radiosources très intenses à des sources optiques qui ressemblent à des étoiles bleues. Ce sont les quasars. Ce pourrait être des noyaux de galaxies très lointaines. Les décalages vers le rouge observés sont les plus grands connus ( $\Delta\lambda/\lambda = 4$  !). Ils ont une grande importance cosmologique (permettent de remonter le temps).