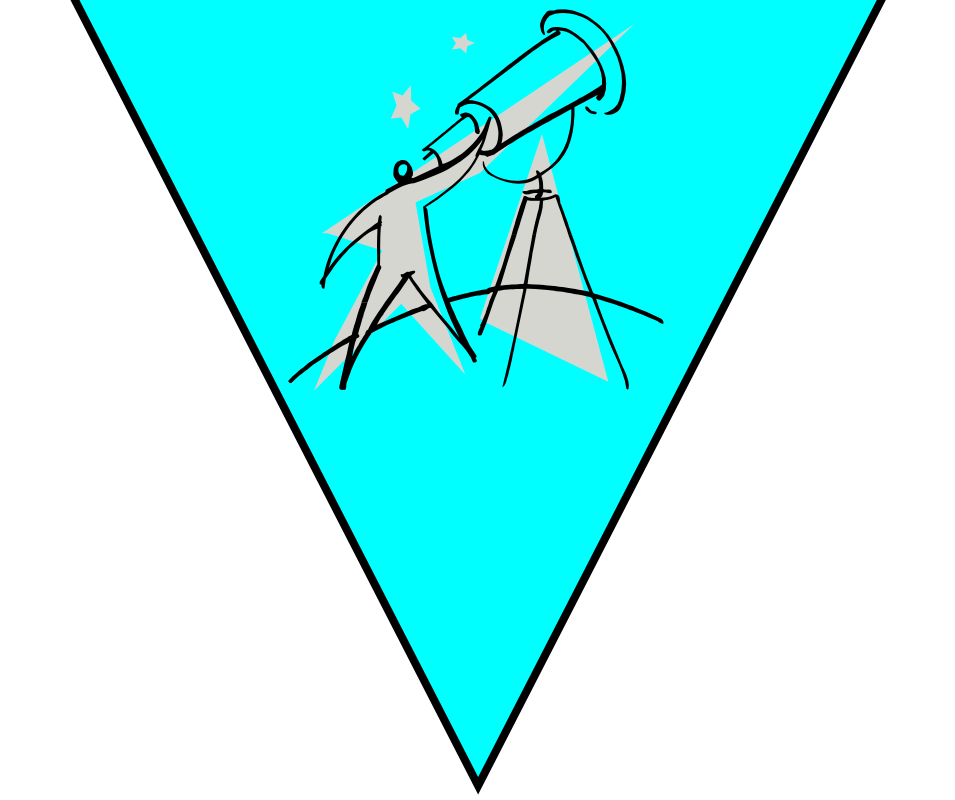
Ministère de l'Enseignement Supérieur
Université de Tunis
Institut Supérieur de l'Education et de la Formation Continue

ASTROPHYSIQUE

A l'usage des étudiants au second cycle



Professeur Nébil BEN NESSIB

Avril 2006

Table des matières

Astronomie et Astrophysique *3*

1. Astrophysique solaire *4*

1.1. Propriétés générales du Soleil **4**
1.1.1. Généralités sur le Soleil 4
1.1.2. Différentes couches du Soleil 4

1.2. Spectre solaire **5**
1.2.1. Spectre continu 5
1.2.2. Spectre discret 6

1.3. Eclipse solaire **7**

2. Astrophysique stellaire *8*

2.1. Les constellations **8**

2.2. Les catalogues d'étoiles **9**

2.3. Magnitude des étoiles **9**
2.3.1. Magnitude apparente et éclat apparent 9
2.3.2. Magnitude visuelle m_v 10
2.3.3. Magnitude photographique m_{pg} 10
2.3.4. Magnitude photovisuelle m_{pv} 10
2.3.5. Système *UBV* 10
2.3.6. Indice de couleur B-V 11
2.3.7. Magnitude bolométrique m_{bol} 11
2.3.8. Correction bolométrique BC 11

2.4. Structure interne des étoiles **11**
2.4.1. Conservation de la masse 11
2.4.2. Equilibre hydrostatique 11
2.4.3. Production d'énergie 12
2.4.4. Transfert radiatif 12
2.4.5. Réactions nucléaires 12
2.4.6. Modèles polytropiques 13
2.4.7. Modèles homologiques 14

2.5. Classification spectrale des étoiles **14**
2.5.1. Type spectral 14
2.5.2. Classe de luminosité 15
2.5.3. Classification bidimensionnelle des étoiles 16
2.5.4. Distance des étoiles 17
2.5.5. Relation Masse-Luminosité 17

2.6. Evolution des étoiles **18**
2.6.1. Formation des étoiles 18
2.6.2. Séquence principale 18
2.6.3. Géante rouge 19
2.6.4. Phases finales 20

2.7. Etoiles variables **21**
2.7.1. Nomenclature des étoiles variables 21
2.7.2. Classification des étoiles variables 21
2.7.3. Relation période-luminosité 21

3. Astrophysique galactique *22*

3.1. Milieu interstellaire **22**
3.1.1. Extinction interstellaire 22
3.1.2. Hydrogène atomique 22

3.1.3. Molécules interstellaires 22

3.2. Nébuleuses et galaxies **23**
3.2.1. Introduction historique 23
3.2.2. Catalogues des amas, nébuleuses et galaxies 23
3.2.3. Découverte de la nature des galaxies 25

3.3. Voie Lactée ou Galaxie **26**
3.3.1. Forme et dimensions 26
3.3.2. Structure de la Galaxie 27
3.3.3. Rotation galactique et constantes d'Oort 28

3.4. Classification des galaxies **29**
3.4.1. Galaxies elliptiques 29
3.4.2. Galaxies spirales 30
3.4.3. Galaxies irrégulières 31

3.5. Amas de galaxies **31**

4. Introduction à la cosmologie ***32***

4.1. Structure de l'Univers **32**

4.2. Géométrie et dynamique de l'Univers **32**
4.2.1. Effet Doppler : 32
4.2.2. Loi de Hubble : 33

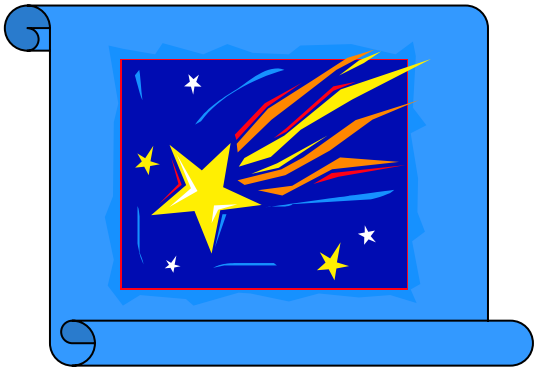
4.3. Relativité générale et cosmologie **33**
4.3.1 Métrique et relativité générale 33
4.3.2. Modèle du Big Bang 35

4.4. Evolution de l'Univers et modèles cosmologiques **36**

APPENDICES **41**

Terminologie astronomique ***42***

Série d'exercices ***47***



Astronomie et Astrophysique

L'Astronomie est la science qui étudie les astres. Cette étude concerne principalement la position, les mouvements, les interactions, la structure et l'évolution des objets célestes.

Il ne faut pas confondre l'Astronomie avec l'astrologie qui prédit les événements d'après les positions des astres (!) .

Une autre confusion se fait fréquemment entre l'Astronomie et l'Astronautique qui est la science de la navigation interplanétaire, mais cette confusion est moins grave que la première !.

Parmi les branches de l'Astronomie, on peut citer :

- → *L'Astronomie pratique* basée sur l'observation.
- → *L'Astronomie théorique* basée sur l'élaboration de modèles et le calcul numérique,
- → *L'Astronomie de position* basée sur l'étude de la position et les mouvements des astres.
- → *L'Astrophotographie* est l'ensemble des techniques utilisées pour photographier les astres.
- → ***L'Astrophysique*** basée sur l'application des lois physiques à l'étude des astres.
- → *La Cosmologie* basée sur l'étude des lois et modèles de l'Univers.

Les définitions de l'année, du jour et de l'heure sont intimement liées aux mouvements de la Terre. L'un des intérêts de l'Astronomie est l'étude de ces mouvements qui permet d'aider les services des éphémérides et des calendriers.

L'étude de la cosmologie ouvre le champ aux recherches mathématiques d'espaces non Euclidien munis d'autres métriques.

L'étude des intérieurs et atmosphères stellaires ouvre le champ aux recherches physiques des relations d'équilibre dans les plasmas.

L'étude des molécules interstellaires ouvre le champ aux recherches chimiques de processus des réactions et formation des constituants de la matière.

Les techniques de triangulation permettent de déterminer la distance des astres. Les applications de la trigonométrie sphérique permettent de déterminer la direction des astres (repérer par deux angles) à un instant et un lieu donnés.

Ainsi donc, grâce aux calculs mathématiques, la position d'un astre est repérée par ses coordonnées sphériques (deux angles et une distance) en prenant l'observateur comme origine.

L'Astronomie aide à l'orientation maritime, aérienne et astronautique. C'est pour cette raison que les marins, les pilotes et les astronautes doivent connaître un minimum d'Astronomie de position.

Pour mieux étudier notre planète Terre, il est utile de la voir de loin. Des vues de l'espace, permettent de réaliser des cartes géographiques, topographiques, de détecter les incendies, d'évaluer les richesses naturelles . . . .

Le ciel est un Laboratoire ouvert aux chercheurs pour étudier la matière dans des conditions difficiles à réaliser sur Terre. Cette étude se fait à travers le rayonnement émis par les astres. Ce laboratoire à l'avantage aussi d'être ouvert à tous les amateurs qui veulent contempler, admirer et étudier les merveilles du ciel.

Chapitre

1

1. Astrophysique solaire

1.1. Propriétés générales du Soleil

L'étoile la plus proche de nous est le Soleil. Son étude est la base de la Physique des étoiles.

1.1.1. Généralités sur le Soleil

Le Soleil est une étoile de masse M_S = 1,989 10^{30} Kg et représente 99,9 % de la masse du système solaire. Son rayon est de R_S = 696 000 km, et donc sa masse volumique est 1,4 g/cm^3; alors que celle de la Terre vaut 5,5 g/cm^3.

C'est une étoile moyenne de type spectral *G*2 et de classe de luminosité V. Sa magnitude absolue visuelle est égale a 4,86 et son indice de couleur est $B - V = 0,67$
(voir plus loin dans ce cours les définitions de ces grandeurs).

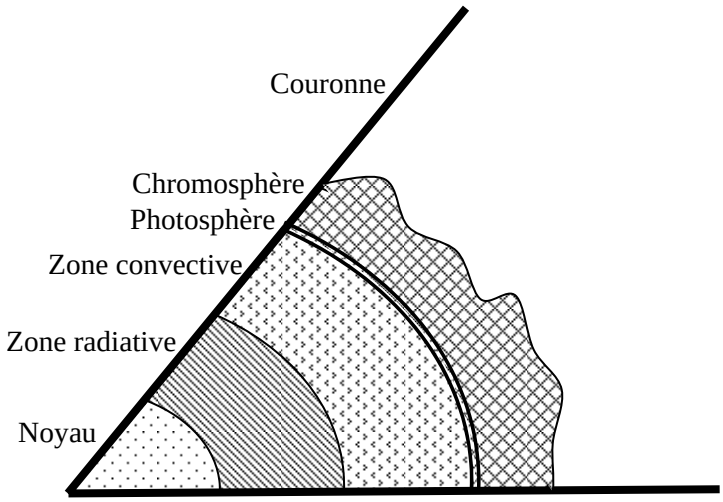
La distance de l'étoile du jour à la Terre est de 8 minutes-lumières. Cette distance est l'Unité Astronomique et est équivalente à environ 150 millions de kilomètres.
Le Soleil est animé d'une rotation différentielle autour d'un axe incliné de 82° 48 '30 '' sur le plan de l'écliptique. Cette rotation varie de 25 jours au niveau de l'équateur jusqu'à 35 jours aux régions polaires. Cette rotation est facilement mesurable à partir du mouvement apparent des taches solaires.

La vitesse de libération sur le Soleil est v_l(Soleil) = 618 km/s, alors que sur Terre elle est v_l(Tere) = 11 km/s.
Le Soleil est en mouvement de translation de 20 km/s vers l'Apex et qu'avec les étoiles voisines il tourne autour du centre galactique avec une vitesse de 220 km/s.

1.1.2. Différentes couches du Soleil

Le Soleil se compose d'un *noyau* : cœur nucléaire, d'une *zone radiative* où le mode de transfert de l'énergie de l'intérieur vers l'extérieur se fait par rayonnement, d'une *zone convective* où le transfert se fait par convection (déplacement de la matière chaude de l'intérieur vers l'extérieur entraînant la chaleur avec elle), de la *photosphère* : surface du Soleil, de la *chromosphère* : atmosphère neutre du Soleil et de la *couronne* : haute atmosphère solaire ionisée. Alors que la chromosphère est formée de gaz, la couronne est formée de plasma (quatrième état de la matière). Cet état, constitué de gaz ionisé en interaction électromagnétique, explique l'élévation de la température dans cette région.

Couche	Dimension	Température
Noyau	0 à 0,3 R	13 - 14 millions de K
Zone radiative	0,3 R à 0,7 R	7 à 1 millions de K
Zone convective	0,7 R à 0,999 R	1 million à 15000 K
Photosphère	350 km	6000 K
Chromosphère	3000 km	4000 K à 20000 K
Couronne	Des millions de km	1 à 10 millions de K



1.2. Spectre solaire

1.2.1. Spectre continu

Le spectre du Soleil est un spectre continu produit par la photosphère sillonné de raies sombres dues à l'absorption de certaines radiations par les gaz à basse pression qui constituent la chromosphère.
La courbe représentant la répartition spectrale de l'énergie solaire ou spectre continu du Soleil se rapproche de celle d'un corps noir à la température d'environ 6000 K.
Vu que le rayonnement du Soleil n'est pas identique à celui d'un corps noir, on définit les différentes températures suivantes de la photosphère :

- La température de radiation du Soleil : c'est la température du corps noir ayant la même énergie totale rayonne que le Soleil. Elle est de 5810 K.
- La température de brillance du Soleil : c'est la température du corps noir qui met la même énergie que le Soleil pour une longueur d'onde donnée.
  Du vert à l'infrarouge (5000 Å à 20 000 Å).
- La température de brillance correspondante est 5950 K d'après les valeurs de Lindblad de 1923.
- La température de couleur du Soleil : c'est la température du corps noir ayant le même maximum que celui du spectre continu solaire.

Elle est déterminée par la loi de déplacement de Wien énonçant que le produit de la longueur d'onde du maximum d'émission par la température est constant (λ_m T=2890 μm.K). Comme le maximum du rayonnement solaire correspond à une longueur d'onde λ_m=0,475 μm alors la température de couleur du Soleil est 5800 K.

1.2.2. Spectre discret

Le premier observateur qui signala l'existence de raies sombres dans le spectre solaire fut Wollaston en 1802; mais c'est Fraunhofer, en 1811, qui reconnut qu'elles occupent des positions fixes et qui dressa la première liste les désignant du rouge au violet par les lettres de A à G. Il remarqua aussi que la raie D se trouve à la même place que la raie jaune d'une flamme sodée.
C'est Kirchhoff, en 1860, qui énonça la loi d'absorption des gaz et alors il établit la première liste d'éléments présents dans le Soleil.
Rowland, en 1897, utilisant un réseau concave a mesuré le spectre solaire de 7331 Å à 2975Å. Les tables de Rowland contiennent les longueurs d'onde d'environ 20 000 raies ainsi que leur intensité dans une échelle arbitraire de 0 à 1000. Les longueurs d'onde sont données à 1/1000 d'Ångström près.

Il existe dans les régions ultraviolettes et infrarouges du spectre solaire brut de larges régions d'absorption dues à la traversée de l'atmosphère terrestres : ce sont les raies telluriques. On reconnaît l'origine tellurique de certaines raies à la diminution de leur intensité en fonction de l'altitude du lieu d'observation. La comparaison du spectre solaire réalisé à différentes heures de la journée permet aussi de séparer les raies telluriques des raies solaires. La différence des spectres donnés par les bords Est et Ouest de l'équateur solaire, permet de distinguer entre les raies solaires déplacées de part et d'autre par effet Doppler et les raies telluriques restées fixes. Les raies telluriques comptent environ 30 % du nombre total des raies de Fraunhofer. Les raies A et B, par exemple, sont en réalité de larges bandes de l'oxygène atmosphérique terrestres.

Principales raies de Fraunhofer

Notation	**λ (Å)**	**élément**
A_1	7594	O
A_2	7621	O
B	6870	O
C	6563	H
D_1	5896	Na
D_2	5890	Na
E	5269	Fe
F	4861	H
G'	4340	H
G	4308	Fe, Ca
g	4227	Ca
h	4102	H
H	3968	Ca
K	3934	Ca
L	3820	Fe
M	3728	Fe
N	3581	Fe
O	3441	Fe
P	3361	Ti

1.3. Eclipse solaire

Lors d'une éclipse solaire, la Lune s'interpose entre la Terre et le Soleil. C'est donc un phénomène qui se passe lors d'une nouvelle Lune, il ne se produit pas chaque début d'un mois lunaire car l'orbite de la Lune est inclinée de quelques degrés (5° environ) par rapport à l'écliptique (plan de l'orbite de la Terre autour du Soleil). En une année, il y a deux périodes écarté de six mois où le phénomène d'éclipse est favorable. En ces périodes, il y a une éclipse solaire, entourée (15 jours avant et 15 jours après) de deux éclipses lunaires, ou le contraire.
Une éclipse solaire peut être partielle quand la Terre rencontre une partie de l'ombre de la Lune. Le Soleil est alors caché partiellement par la Lune.
Une éclipse est totale quand la Lune cache exactement le disque solaire, c'est un phénomène qui se passe sur une bande de la Terre, qu'on appelle la bande de totalité. De part et d'autre, on observe une éclipse partielle. C'est ce qui s'est passé le 11 août 2001. La bande de totalité passait par la France. Lors d'une éclipse totale, la photosphère est cachée par le disque lunaire ce qui permet d'étudier la haute chromosphère et la couronne.

Une éclipse est annulaire quand, lors de la totalité, le disque lunaire ne cache que la partie centrale du Soleil, laissant le Soleil sous forme d'un anneau. C'est que la Lune est plus loin que lors d'une éclipse totale. C'est ce qui s'est passé le 3 octobre 2005. La bande de totalité passait par le Sud tunisien.

Chapitre

2

2. Astrophysique stellaire

Les étoiles sont des astres qui émettent leur propre rayonnement dû aux réactions thermonucléaires y siégeant au centre de l'astre. Bien que ces astres apparaissant sous forme de petits points lumineux dans le ciel soient très loin de nous, par application des lois astrophysiques, nous pouvons connaître plusieurs de leurs caractéristiques.

2.1. Les constellations

Les *constellations* sont des regroupements arbitraires d'étoiles semblant voisines, vu de la Terre. Les civilisations anciennes croyaient reconnaître dans le ciel des figures qui pouvaient rappeler des animaux ou des objets de leurs mythologies. En 1928, *l'Union Astronomique International* a réparti le ciel en 88 constellations.
La constellation la plus reconnaissable dans l'hémisphère Nord est la Grande Ourse. Les sept étoiles les plus brillantes semblent dessiner une casserole. Partant des deux étoiles du devant (α et β), on prolonge de cinq fois leur distance, on arrive à une étoile la « polaris » ou étoile polaire. Elle est dans la constellation de la petite ourse. Cassiopée est une constellation symétrique de la grande ourse par rapport à la polaire. En ciel d'été se dessine au voisinage du zénith trois constellations : la Lyre, le cygne et l'Aigle avec respectivement les étoiles de première grandeur Véga, Déneb et Altaïr. En ciel d'Hiver la constellation d'Orion, sous forme d'un quadrilatère avec trois étoiles alignées au centre, représente une région riche d'objets célestes :
L'étoile de plus grande déclinaison de ce quadrilatère est Bételgeuse, une supergéante à 11 a.l. de nous, la grande nébuleuse d'Orion, cataloguée M42 par Charles Messier, est proche des trois étoiles du « Baudrier d'Orion ».
Sur l'écliptique se succèdent 13 constellations du zodiaque. La treizième : *La serpentaire* a été ajoutée en 1930 lors d'une réorganisation générale de la nomenclature des constellations.

Date du jour d'entrée du Soleil dans les constellations du zodiaque

Constellation	Date d'entrée du Soleil
Bélier	18 Avril
Taureau	13 Mai
Gémeaux	21 Juin
Cancer	20 Juillet
Lion	10 Août
Vierge	16 Septembre
Balance	30 0ctobre
Scorpion	22 Novembre
Serpentaire	29 Novembre
Sagittaire	18 Décembre
Capricorne	19 Janvier
Verseau	16 Février
Poissons	11 Mars

2.2. Les catalogues d'étoiles

Le premier véritable catalogue d'étoiles qui nous est à parvenu est celui de Ptolémée publié en l'an 137. Il donne la position de 1022 étoiles réparties en 48 constellations. C'est probablement une copie d'une version établit par Hipparque, corrigée pour tenir compte de la précession.
Un catalogue a été établi par Abderrahmen Al-Sufi à Bagdad en 964. Le dernier grand catalogue stellaire antérieur à l'invention de la lunette est celui de Tycho Brahé publié en 1602 contenant 1005 étoiles. La précision de ce catalogue est d'une minute d'angle seulement.
En 1676 Edmend Halley compose un premier catalogue austral de 350 étoiles. En 1712 un catalogue d'étoiles est édité par l'observatoire de Greenwich et révisé en 1725. Cette seconde édition renferme 2866 étoiles avec une précision de 10 secondes.
En 1742, La Caille a établi un catalogue de 9766 étoiles de l'hémisphère austral.
Friedrich Wilhelm Argelander consacre 30 ans a un catalogue de 65 cartes : le *Bonner Durchmusterung (BD),* publié en 1862 et 1883 de 437848 étoiles de déclinaison supérieure à 23° avec une précision de 30 ». Etendu ensuite au reste du ciel austral avec le *Cordoba Durchmusterung* en 1892 et en 1932 et contenant 614000 étoiles.
Le premier catalogue photographique est le Cape *Photographic Durchmusterung* édité à l'observatoire du Cap entre 1885 et 1900, il donne la position de 454875 étoiles jusqu'à la magnitude 10,5. La précision est de 6″.

2.3. Magnitude des étoiles

2.3.1. Magnitude apparente et éclat apparent

Hipparque été le premier à classer les étoiles en magnitude d'après leur éclat apparent : Les étoiles les plus lumineuses sont classées en magnitude 1. Les étoiles juste visibles à l'œil nu en magnitude six et les étoiles d'éclat intermédiaire en nombre entre 1 et 6. L'idée de base est gardée jusqu'à nos jours avec des améliorations telle que l'échelle doit être continue (la magnitude n'est pas nécessairement un entier).

Soit $m_1 = 1$, la classe des étoiles de magnitude 1, qui sont les plus lumineuses et qui ont un éclat apparent e_1 ; $m_2 = 2$, la classe des étoiles de magnitude 2, qui sont un peu moins lumineuses et qui ont un éclat apparent e_2 ; jusqu'aux étoiles de magnitude 6, d'éclat e_1, juste visible à l'œil nu.

On a voulu améliorer cette notion de magnitude, utilisée par Hipparque, comme suit :
On a remarqué que les étoiles d'une classe de magnitude sont k fois plus lumineuses que les étoiles de la classe de magnitude suivante. Ce qui s'écrit comme $e_i = k\, e_{i+1}$
On a ainsi les égalités suivantes :
$e_1 = k\, e_2 = k^2\, e_3 = k^3\, e_4 = k^4\, e_5 = k^5\, e_6$
$e_2 = k\, e_3 = k^2\, e_4 = k^3\, e_5 = k^4\, e_6$
$e_3 = k\, e_4 = k^2\, e_5 = k^3\, e_6$
$e_4 = k\, e_5 = k^2\, e_6$
$e_5 = k\, e_6$

Toutes ces égalités peuvent s'écrire sous une forme condensée :

$$e_i = k^{(m_j - m_i)} e_j$$

On a aussi remarqué que les étoiles les plus lumineuses ont un éclat cent fois (100 x) plus grand que ceux des étoiles juste visibles à l'œil nu. C'est à dire $e_1 = 100\ e_6$.

On obtient alors que $k^5 = 100$, soit $k = \sqrt[5]{100} = (100)^{\frac{1}{5}} = (10)^{\frac{2}{5}} \approx 2,5118864...$

Comme k s'écrit sous forme d'une puissance de dix, alors utilisons le logarithme décimal :

$$\log(e_i) = (m_j - m_i)\log(k) + \log(e_j) = \frac{2}{5}(m_j - m_i) + \log(e_j)$$

Qu'on peut écrire sous la forme :

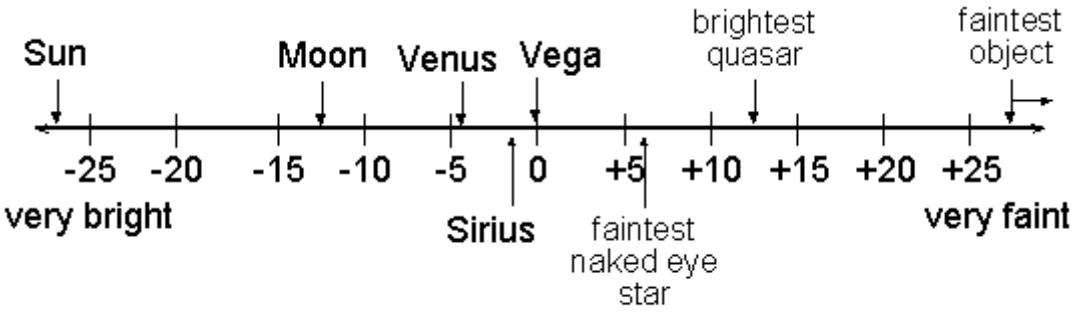
$$m_i - m_j = -2,5\ \log\left(\frac{e_i}{e_j}\right)$$

En regroupant les indices 1 ensembles et les indices 2 ensembles, on obtient :

$m_i + \log(e_i) = m_j + \log(e_j) = Cte$, et alors on peut réécrire cette égalité sans indice :

$$m = -2,5\log(e) + Cte$$

C'est la relation entre l'éclat apparent d'une étoile et sa magnitude apparente.



Apparent brightnesses of some objects in the magnitude system.

La notion de magnitude doit dépendre du récepteur (œil, photo, . .), ainsi on définit les magnitudes suivantes :

2.3.2. Magnitude visuelle m_v

Elle est déterminée à partir de l'observation visuelle aidée par un télescope. La brillance de l'étoile est comparée à des étoiles de références ou à des sources de lumières artificielles. La sensibilité maximum est pour λ = 5500 Å.

2.3.3. Magnitude photographique m_{pg}

Le récepteur est la plaque photographique dont la sensibilité est maximum pour λ = 4400 Å.

2.3.4. Magnitude photovisuelle m_{pv}

C'est la magnitude visuelle obtenue par une plaque photographique dont la sensibilité est celle de l'œil en utilisant un filtre jaune vert par exemple.

2.3.5. Système *UBV*

C'est le système où on utilise trois filtres *U, B* et *V* centrés respectivement sur les longueurs

d'onde λ_U = 3650 Å, λ_B = 4400 Å et λ_V = 5500 Å.
On a ainsi :
$B = m_B = -2,5 \log\left(e_{\lambda_B}\right) + Cte$ et de même $V = m_V = -2,5 \log\left(e_{\lambda_V}\right) + Cte$.
On a par définition, dans ce système $U - B = B - V = 0$ pour les étoiles du type *A*0.

2.3.6. Indice de couleur B-V

C'est la différence entre la magnitude en *B* et la magnitude en *V*. Cette différence nous indique la température superficielle de l'étoile, en supposant que c'est un corps noir.
En première approximation, nous pouvons écrire :

$$B - V = \frac{7100}{T} - 1,21$$

2.3.7. Magnitude bolométrique m_{bol}

C'est une magnitude basée sur toutes les radiations émises par l'étoile et pas seulement la région du visible.

2.3.8. Correction bolométrique BC

Cette différence est aussi un indicateur de température :

$$BC = V - m_{bol} = \frac{28400}{T} + 10 \log T - 56,55$$

2.4. Structure interne des étoiles

Les équations fondamentales qui permettent de modéliser la structure interne d'une étoile : variation de la densité, de la masse, de la pression et de la température en fonction de la profondeur du centre à la surface sont pour une étoile radiative :

2.4.1. Conservation de la masse

Soit *r* la position, de 0 à *R*, à l'intérieur de l'étoile. *M*(*r*) la masse à la distance *r* du centre, $\rho(r)$ la masse volumique. On a :

$$\frac{dM(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r)$$

2.4.2. Equilibre hydrostatique

Soit *P*(*r*) la pression au point *r*, alors :

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{GM(r)\rho(r)}{r^2}$$

G étant la constante de gravitation universelle (G = 6,67 10^{-11} S.I).

La pression est la somme de la pression de particules :

$$P_{gaz} = \frac{\rho}{m_H} kT(2X + 0,75Y + 0,5)$$

et la pression de radiation :

$$P_{rad} = \frac{a}{3} T^4$$

X, *Y* et *Z* sont les fractions en masse d'hydrogène, d'hélium et des éléments lourds.

2.4.3. Production d'énergie

Si *L(r)* est la luminosité à la position *r*, alors :

$$\frac{dL}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r)\, \varepsilon$$

Où ε représente le taux de production d'énergie nucléaire, qui est fonction de la composition chimique et de la température.

2.4.4. Transfert radiatif

L'équation de transfert radiatif traduit la relation entre la température *T(r)* à la position *r* et la luminosité :

$$\frac{dT(r)}{dr} = -\frac{3}{4ac} \frac{\chi\rho}{T^3} \frac{L}{4\pi r^2}$$

Le facteur χ est le coefficient d'absorption, qui traduit les processus atomiques d'absorption du rayonnement, *a* et *c* étant respectivement la constante de Stéfan-Boltzman et la célérité de la lumière.

2.4.5. Réactions nucléaires

Le cycle thermonucléaire *p-p* est le suivant :

$$^1H + {}^1H \rightarrow {}^2H + e^+ + \nu + 0{,}314\, MeV$$
$$e^+ + e^- \rightarrow \gamma + 1{,}022\, MeV$$
$$^2H + {}^1H \rightarrow {}^3H + \gamma + 5{,}4935\, MeV$$
$$^3H + {}^3H \rightarrow {}^4He + {}^1H + {}^1H + 12{,}859\, MeV$$

avec un taux de réaction :

$$\varepsilon_{pp} = 10^{-6} \rho X^2 \left(\frac{T}{10^6 K} \right)^{3,96} W / Kg$$

Le cycle *C-N-O* est le suivant :

$$^{12}C + {}^1H \rightarrow {}^{13}N + \gamma + 1{,}943\, MeV$$
$$^{13}N \rightarrow {}^{13}C + e^+ + \nu + 0{,}489\, MeV$$
$$e^+ + e^- \rightarrow \gamma + 1{,}022\, MeV$$
$$^{13}C + {}^1H \rightarrow {}^{14}N + \gamma + 7{,}549\, MeV$$
$$^{14}N + {}^1H \rightarrow {}^{15}O + \gamma + 7{,}291\, MeV$$
$$^{15}O \rightarrow {}^{15}N + e^+ + \nu + 0{,}740\, MeV$$

$$e^+ + e^- \rightarrow \gamma + 1{,}022\,MeV$$
$$^{15}N + {}^1H \rightarrow {}^{12}C + {}^4He + 4{,}964\,MeV$$

avec un taux de réaction de :

$$\varepsilon_{CNO} = 6{,}6 \times 10^{-24}\,\rho\, X\, X_{CNO} \left(\frac{T}{10^6\,K}\right)^{16{,}7} W / Kg$$

X et X_{CNO} représentent respectivement les fractions en masse d'hydrogène et de *CNO* de l'étoile.

2.4.6. Modèles polytropiques

Dans ces modèles, on suppose, qu'à chaque position *r* intérieure à l'étoile, la pression *P* et la densité ρ sont relié par : $P = K\rho^{\gamma}$. Au lieu de la variable *r*, en utilise la variable ξ, qui lui est proportionnelle $r = \alpha\,\xi$ et on cherche α de façon à simplifier les calculs :

L'équation de l'équilibre hydrostatique peut s'écrire comme $M(r) = -\frac{r^2}{G\rho(r)}\frac{dP}{dr}$ et l'équation de la conservation de la masse devient : $\frac{d}{dr}\left(\frac{r^2}{\rho(r)}\frac{dP}{dr}\right) = -4\pi G\rho(r)$. En posant $\rho = \rho_c\theta^n$ où $n = \frac{1}{\gamma - 1}$ est l'indice polytropique du modèle, on obtient $P = K\rho_c^{\frac{n+1}{n}}\theta^{n+1}$. Alors la pression devient $\frac{dP}{dr} = K\rho_c^{\frac{n+1}{n}}\frac{d\theta^{n+1}}{dr} = K\rho_c^{\frac{n+1}{n}}(n+1)\theta^n\frac{d\theta}{dr}$. Ainsi on aura une équation du second ordre de la fonction $\theta = \theta(\xi)$ sous la forme $\frac{d}{\alpha d\xi}\left(\frac{\alpha^2\xi^2}{\rho_c\theta^n}K\rho_c^{\frac{n+1}{n}}(n+1)\theta^n\frac{d\theta}{\alpha d\xi}\right) = -4\pi G\alpha^2\xi^2\rho_c\theta^n$, après simplification, on l'écrit comme :

$\frac{1}{\xi^2}\frac{d}{d\xi}\left(\xi^2\frac{d\theta}{d\xi}\right) = -\frac{4\pi G\alpha^2}{(n+1)K\rho_c^{\frac{1-n}{n}}}\theta^n$. Si on choisit α de façon que le coefficient de θ^n soit égal à l'unité, soit $\alpha^2 = \frac{(n+1)K}{4\pi G}\rho_c^{\frac{1-n}{n}}$. On obtient alors l'équation de Lane-Emdene :

$$\frac{1}{\xi^2}\frac{d}{d\xi}\left(\xi^2\frac{d\theta}{d\xi}\right) = -\theta^n$$

La solution doit vérifier

$$\theta(\xi_1) = 0 \text{ et } \left(\frac{d\theta}{d\xi}\right)_{\xi=0} = 0$$

La valeur ξ_1 est celle du rayon réduit de l'étoile, là où la pression, la densité et la température sont nulles.

En intégrant $4\pi^2\rho$, on obtient la masse totale de l'étoile :

$$M = -4\pi\alpha^3\rho_c\left(\xi^2\frac{d\theta}{d\xi}\right)_{\xi=\xi_1}$$

Dans le cas où la pression est donnée par l'équation des gaz parfaits $P = \frac{\Re\rho}{\mu}T$ où

$\Re$ est la constante des gaz parfaits ($\Re = 1,3810\ Jmol^{-1}$) et μ le poids moléculaire moyen, la température centrale, dans un modèle polytropique s'écrit :

$$T_c = \frac{GM\mu}{\Re R} \frac{1}{-\xi_1 \left(\frac{d\theta}{d\xi}\right)_{\xi=\xi_1}}$$

2.4.7. Modèles homologiques

Ce sont des modèles qui reposent sur des lois de proportionnalités.
On a par exemple :

$$P \sim \frac{M^2}{R^4}$$

2.5. Classification spectrale des étoiles

2.5.1. Type spectral

Les étoiles ont été arrangées par Secchi en 1868 en quatre catégories suivant les caractéristiques de leur spectre :

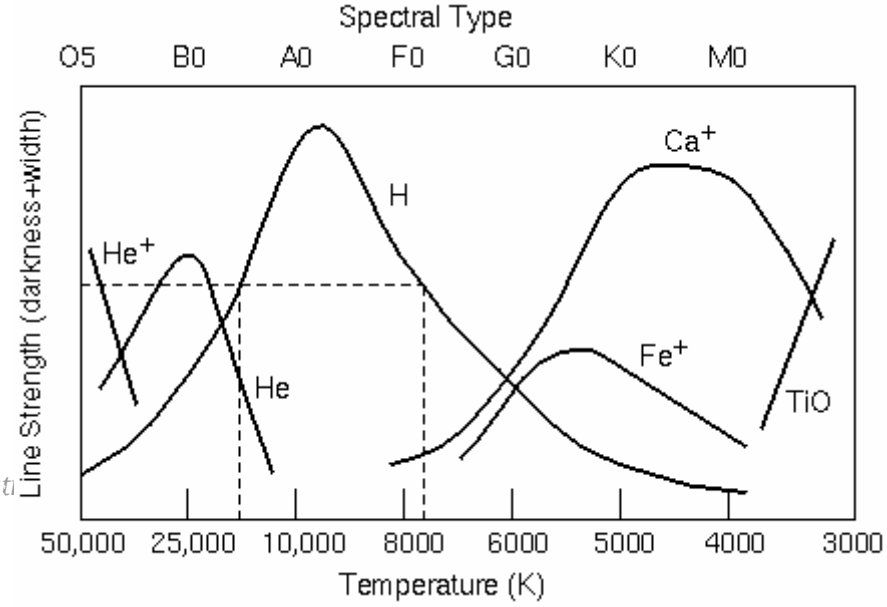
Catégories d'étoiles

1	Bleu-blanche sans raies métalliques
2	Jaune raies métalliques
3	Oranger-Rouge bandes moléculaires larges d'intensités décroissantes vers le rouge
4	Rouge-Rubis bandes moléculaires larges d'intensités décroissantes vers le violet

Mais le travail de la classification spectrale fut essentiellement l'œuvre de Pickering et ses collaborateurs à *l'observatoire de Harvard* au début du XXe siècle. Ainsi les étoiles sont rangées par *type spectral* et ceux-ci sont désignés par la séquence :

O - B - A - F - G - K - M

A l'origine l'ordre devrait être alphabétique, mais il a fallut rapidement le modifier. C'est une séquence par ordre de température superficielle décroissante. A cette séquence on ajoute un type W à gauche et trois autres (R, N et S) en parallèle à M.
Les étoiles R et N sont dites carbonées car leur spectre présente des bandes de la molécule de carbone. Les étoiles S se caractérisent par des bandes de l'oxyde de zirconium.



Les étoiles Wolf-Rayet (W) sont des étoiles très chaudes, de température atteignant les 100 000 K. Leur spectre contient de l'hélium neutre et ionisé. Elles sont subdivisées en WC contenant en plus des raies d'émission du carbone et de l'oxygène et en WN contenant, en plus, des raies d'émission de l'azote plusieurs fois ionisé.

Les types spectraux sont subdivisés en dix : par exemple le type G, contient les sous-types G0, G1, . . . G9. Ainsi on a, par exemple, successivement et par ordre de température superficielle décroissante A0, A1, A2, A3, A4, A5, A6, A7, A8, A9, F0, F1, F2, F3, . . .

Sur cette base de classification, au moyen de clichés pris au prisme objectif fut édifié le célèbre *Henry Draper Catalogue* (*HD*).

Type spectral des étoiles

Type spectral	Couleur	Température (K)	Caractéristiques spectrales
O	Bleu	T > 30 000	HeII, HeI, CIII, SiIV, HI faibles
B	Bleu-blanc	30 000 à 10 000	HeI, SiII, SiI, O , Mg HI plus intense qu'en O
A	blanc	10 000 à 7 500	HI et CaII
F	Vert	7 500 à 6 000	métaux neutres et ionisés une fois
G	Jaune	6 000 à 5 000	métaux neutres
K	Orange	5 000 à 3 500	métaux neutres et bandes moléculaires
M	Rouge	T < 3 500	bandes moléculaires

2.5.2. Classe de luminosité

A *l'observatoire de Yerkes*, W. W. Morgan et ses collaborateurs ont entrepris une nouvelle classification des étoiles. Elles sont divisées en *classe de luminosité* :

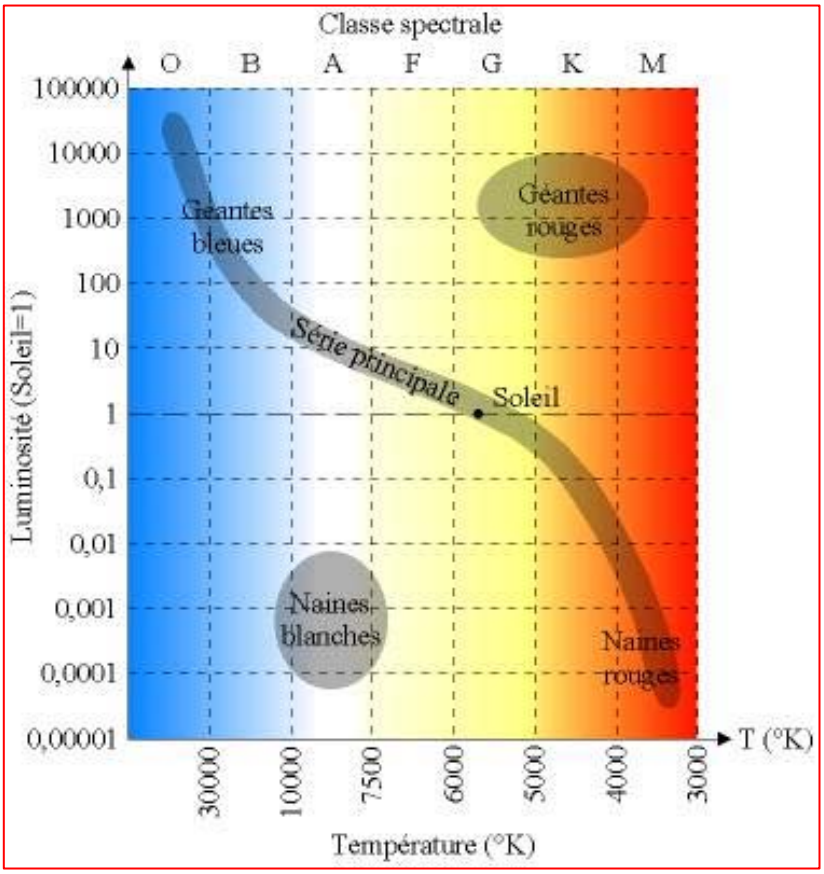
Classe de luminosité des étoiles

Ia	Supergéantes très brillantes
Ib	Supergéantes brillantes
II	Géantes lumineuses
III	Géantes normales
IV	Sous-géantes
V	Naines
VI	Sous-naines lumineuses
VII	Sous-naines

La classe V est aussi appelée la séquence principale ; c'est dans cette séquence que la majorité des étoiles y sont. C'est la position des étoiles après leur formation, quand il y a équilibre entre les forces gravitationnelles qui tendent à contracter l'étoile et les forces de pression de radiation due à l'existence des réactions thermonucléaires au centre de l'étoile, qui tendent plutôt à faire exploser les couches externes de l'étoile.
Cette classification de Yerkes fut définie par une liste d'étoiles types (Les standards de Morgan) définissant le système MK (Morgan-Keenan).

2.5.3. Classification bidimensionnelle des étoiles

En 1905 E. Hertzsprung propose de séparer les étoiles froides en deux catégories : les étoiles très lumineuses et les étoiles moyennement lumineuses. Peu à peu, les travaux E. Hertzsprung et de H. N. Russel ont généralisé la notion de deux catégories d'étoiles se distinguant par leurs dimensions et non par leurs masses. On a prit l'habitude de les appeler *géantes* et *naines*. Plus tard on a introduit les *supergéantes*.



Le *Diagramme Hertzsprung-Russel* ou *Diagramme H-R* est obtenu en portant en abscisse le type spectral (ou l'indice de couleur $B - V$) et en ordonnée la magnitude absolue M ou l'éclat intrinsèque de l'étoile (ou la luminosité en échelle logarithmique, par exemple).

2.5.4. Distance des étoiles

Parallaxe trigonométrique

C'est une méthode de triangulation qui consiste à voir l'étoile de deux positions différentes, d'évaluer l'angle séparant les deux positions apparentes de l'étoile sur le fond du ciel et de déduire l'éloignement de l'étoile sachant la distance qui sépare les positions d'observations. La parallaxe annuelle est le demi-angle sous lequel on voit l'orbite de la Terre. C'est donc aussi l'écart angulaire entre les deux positions apparentes de l'étoile sur le fond du ciel vue à un intervalle de six mois.

Parsec

Le parsec (pc) est une unité de distance utilisée pour mesurer l'éloignement des étoiles. Une étoile est à une distance de un parsec lorsque la parallaxe de l'étoile est d'une seconde d'arc. Le parsec est donc la distance depuis laquelle on verrait le rayon moyen de l'orbite de la Terre sous un angle de un seconde d'arc.

$$1\text{pc} = 3{,}086\ 10^{16}\ \text{m} = 206265\ \text{U.A.} = 3{,}26\ \text{a.l.}$$

Magnitude apparente et magnitude absolue

Soit une étoile de magnitude apparente *m*, ayant un éclat apparent *e*, situé à une distance *d* parsecs. Alors on peut écrire que :

$$m = -2{,}5\log(e) + Cte$$

Sa magnitude absolue *M* étant celle si l'étoile était à une distance *D* =10 parsecs, alors :

$$M = -2{,}5\log(E) + Cte$$

L'éclat d'une étoile étant inversement proportionnel au carré de sa distance, on a :

$$m - M = -2{,}5\log\left(\frac{e}{E}\right) = -2{,}5\log\left(\frac{10^2}{d^2}\right) = 5\log d - 5$$

Ainsi, si on obtient la magnitude apparente d'une étoile (par comparaison à celle d'étoiles étalons ou par mesures photométriques) et si on trouve la magnitude absolue de cette étoile par analyse spectroscopique (en utilisant le diagramme H-D par exemple) alors on peut trouver la distance de cette étoile. La différence des deux magnitudes *m* - *M* est ainsi appelée « module de distance » car à partir de cette différence, on peut trouver la distance d'une étoile.

2.5.5. Relation Masse-Luminosité

La luminosité *L* d'une étoile est définie comme :

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

La Terre reçoit une puissance de P_o = 1374 W par mètre carré. En notant d_o la distance moyenne entre la Terre et le Soleil (l'Unité Astronomique), la luminosité du Soleil sera :

$$L_S = 4\pi d_o^2 P_o = 3{,}82\ 10^{26} W$$

Pour une étoile quelconque, on a la relation entre sa luminosité *L*, son rayon *R* et sa température superficielle *T* par rapport à ceux du Soleil (respectivement R_S et T_S) :

$$\frac{L}{L_S} = \left(\frac{R}{R_S}\right)^2 \left(\frac{T}{T_S}\right)^4$$

Une expression approximative de la luminosité *L* d'une étoile en fonction de sa masse *M* est :

$$Log\left(\frac{L}{L_s}\right) = 3{,}45\, Log\left(\frac{M}{M_s}\right)$$

2.6. Evolution des étoiles

2.6.1. Formation des étoiles

La fragmentation d'un nuage interstellaire massif serait à l'origine de la formation des étoiles. Le prolongement du processus de contraction d'un fragment donné (diminution de son rayon) provoque un échauffement en son centre.
Pour qu'un nuage s'effondre sur lui-même, il faut que les forces de gravitations entre les particules soient supérieures aux forces d'agitations thermiques qui tendent à éloigner ces particules.

$$\frac{3}{5}\frac{G\,M^2}{R} > \frac{3}{2}\,M\,\frac{kT}{m_H}$$

G est la constante de gravitation universelle, k la constante de Boltzmann.
M, r et T désignent respectivement la masse, le rayon et la température et m_H masse d'un atome d'hydrogène.
Cette dernière inégalité s'écrit sous la forme :

$$M > \frac{5}{2}\frac{kT}{m_H}\frac{R}{G} = M_J$$

M_J est appelée la masse de Jeans, qui a énoncé ce critère en 1926. M_J représente la masse critique de formation des étoiles. Le nuage se fragmente en petits blocs.
Numériquement nous pouvons écrire :

$$M_J \approx 5{,}1\times 10^{-10}\left(\frac{T^3}{\rho}\right)^{1/2} M_s$$

Où T et ρ sont respectivement la température et la masse volumique du nuage. Chaque fragment continue à se contracter. Arrivé à une certaine température, permettant la transformation de l'hydrogène en hélium (réaction thermonucléaire), le fragment commence à émettre un rayonnement : c'est la naissance de l'étoile.

2.6.2. Séquence principale

La durée de vie en état de stabilité d'une étoile est appelée séquence principale est très dépendante de la masse. Plus grande est la masse d'une étoile, plus rapide est sa combustion en hydrogène et plus courte est sa vie dans la séquence principale.
Le ZAMS (**Z**ero **A**ge **M**ain **S**equence) est l'instant où commencent les réactions thermonucléaires. C'est l'instant zéro de la séquence principale.

Séquence principale et réactions thermonucléaires

M/M_s	Log (L/L_s)	T_{eff}	R/R_s	$T_c(10^6$ K)	Réactions
30	5,15	4,64	6,6	36	CNO
15	4,32	4,51	4,7	34	CNO
9	3,65	4,41	3,5	31	CNO
5	2,80	4,29	2,3	27	CNO
3	2,00	4,14	1,7	24	CNO
2	1,30	4,01	1,4	21	CNO

1	-0,13	3,76	0,9	14	pp
0,5	-1,42	3,59	0,44	9	pp
0,3	-1,90	3,55	0,30	8	pp
0,1	-3,00	3,51	0,10	5	pp

Séquence principales et type spectral

Type	M_V	B-V	B.C.	M_{bol}	T_{eff}	Log (M/M_s)	Log (R/R_s)	Log (L/L_s)	Logρ
O5	-5,8	-0,35	-4,0	-10	40000	1,6	1,25	5,7	-2,0
B0	-4,1	-0,31	-2,8	-6,8	28000	1,25	0,87	4,3	-1,2
B5	-1,1	-0,16	-1,5	-2,6	15500	0,81	0,58	2,9	-0,78
A0	0,7	0,0	-0,4	0,1	9900	0,51	0,40	1,9	-0,55
A5	2,0	0,13	-0,12	1,7	8500	0,32	0,24	1,3	-0,26
F0	2,6	0,27	-0,06	2,6	7400	0,23	0,13	0,8	-0,01
F5	3,4	0,42	0,0	3,4	6580	0,11	0,08	0,4	0,03
G0	4,4	0,58	-0,03	4,3	6030	0,04	0,02	0,1	0,13
G5	5,1	0,70	-0,07	5,0	5520	-0,03	-0,03	-0,1	0,20
K0	5,9	0,89	-0,19	5,8	4900	-0,11	-0,07	-0,4	0,25
K5	7,3	1,18	-0,60	6,7	4130	-0,16	-0,13	-0,8	0,38
M0	9,0	1,45	-1,19	7,8	3480	-0,33	-0,20	-1,2	0,4
M5	11,8	1,63	-2,3	9,6	2800	-0,67	-0,5	-2,1	1,0
M8	16	1,8	-	-	2400	-1,0	-0,9	-3,1	1,8

La durée de vie d'une étoile de masse *M* et de luminosité *L* est estimée à :

$$\tau_{MS} = \left(\frac{M}{M_s}\right) \times \left(\frac{L_s}{L}\right) \times 10^{10} \text{ années}$$

2.6.3. Géante rouge

Passé la phase de la séquence principale, l'étoile devient une géante rouge : une étoile froide très lumineuse et de grande dimension qui en se contractant de nouveau éjecte sa couche externe, c'est le phénomène de nova. Si l'étoile est très massive, elle est dans la partie supérieure du Diagramme H-R, elle devient une supergéante, et son explosion produit une supernova.

Géantes et type spectral

Type	M_V	B-V	B.C.	M_{bol}	T_{eff}	Log (M/M_s)	Log (R/R_s)	Log (L/L_s)	Logρ
G0	1,1	0,65	-0,03	1,1	5600	0,4	0,8	1,5	-1,8
G5	0,7	0,85	-0,2	0,5	5000	0,5	1,0	1,7	-2,4
K0	0,5	1,07	-0,5	0,2	4500	0,6	1,2	1,9	-2,9
K5	-0,2	1,41	-0,9	-1,0	3800	0,7	1,4	2,3	-3,4
M0	-0,4	1,60	-1,6	-1,8	3200	0,8	-	2,6	-4,0
M5	-0,8	1,85	-2,8	-3	-	-	-	3,0	-

Supergéantes et type spectral

Type	M_V	B-V	B.C.	M_{bol}	T_{eff}	Log (M/M_s)	Log (R/R_s)	Log (L/L_s)	Logρ
B0	-6,4	-0,25	-3	-9	30000	1,7	1,3	5,4	-2,1
A0	-6,2	0,0	-0,5	-7	12000	1,2	1,6	4,3	-3,5
F0	-6	0,25	-0,1	-6	7000	1,1	1,8	3,9	-4,2
G0	-6	0,70	-0,1	-5,2	5700	1,0	2,0	3,8	-4,9
G5	-6	1,06	-0,3	-5,2	4850	1,1	2,1	3,8	-5,2
K0	-5	1,39	-0,7	-5,4	4100	1,1	2,3	3,9	-5,7
K5	-5	1,70	-1,2	-6	3500	1,2	2,6	4,2	-6,4
M0	-5	1,94	-1,9	-7	-	1,2	2,7	4,5	-6,7
M5	-	2,14	-3,2	-	-	-	-	-	-

2.6.4. Phases finales

Après l'explosion, le noyau restant se contracte à son tour pour donner naissance à une *naine blanche*.
Pour une naine blanche, nous avons la relation masse-rayon suivante :

$$R(km) \times \left(\frac{M}{M_s} \right)^{1/3} = 7 \times 10^3 \, km$$

où R est en km.
Toutefois, si la masse du résidu M est tel que 1,44 M_s < M < 2,5 M_s alors l'étoile devient un corps compact très dense, qui tourne de plus en plus vite sur lui-même, en émettant des ondes radio comme des phares. C'est une *étoile à neutrons* ou *pulsar* formé essentiellement de neutrons car les protons se sont associés avec les électrons pour former des neutrons.
Pour une étoile à neutrons, nous avons la relation masse-rayon suivante :

$$R(km) \times \left(\frac{M}{M_s} \right)^{1/3} = 12 km$$

où R est en km.
Une étoile une fois et demi plus massive que le Soleil, se contracte jusqu'à devenir une étoile à neutrons de rayon 10 km.
Si la masse du résidu est très grande (M > 2,5 M_s), cela donne naissance à un corps céleste de forte densité attirant tous les corps voisinant. Même la lumière ne peut y échapper. Il est absolument absorbant et non émissif. C'est un *trou noir*.
La vitesse de libération d'un astre de rayon R et de masse M étant :

$$v_l = \sqrt{\frac{2GM}{R}}$$

On a un trou noir quand la vitesse de libération est égale à la célérité de la lumière c. Soit :

$$R = \frac{2G}{c^2} M \approx 3 \frac{M}{M_s}$$

R est en km. Il est appelé le rayon de Schwarzschild. Si la Terre s'effondrait en trou noir, elle aurait un rayon de un cm !

2.7. Etoiles variables

2.7.1. Nomenclature des étoiles variables

Quand la variabilité, d'une étoile est confirmée, sa classe est déterminée, elle reçoit une désignation par la commission d'étoiles variables de l'U.A.I.
Ce système de désignation remonte à Argelander : Pour distinguer une étoile variable des autres étoiles, on nomme R la première variable découverte dans une constellation. La seconde est désigné par la lettre S, la troisième par T, jusqu'à Z. Quand les neuf lettres sont épuisées, on double les lettres : RR, RS, RT, . . ., puis SS, ST, SU, jusqu'à SZ, puis TT, TU, . . . TZ, . . . la cinquante quatrième étant la ZZ.
Après cette séquence de désignation, on revient à AA, AB, . . . AZ, BB, BC, jusqu'à BZ, La QZ ,tant la trois cent trente quatrième. A partir de la 335ème, Charles André a proposé de nommer les étoiles variables par V335, V336, ...

2.7.2. Classification des étoiles variables

Les étoiles variables sont classées en :

- Variables pulsantes

La variation de la luminosité est due à un phénomène de pulsation de l'étoile. Cette pulsation est la conséquence de la présence de deux forces : la celle de la pression exercée par les gaz et le rayonnement qui tend à exploser l'étoile et la force de gravitation qui tend à contracter l'étoile. Quand l'étoile est à son maximum de diamètre, la pression est minimale, la température est basse et la vitesse des gaz est minimale. La gravité oblige l'étoile à se contracter : la pression augmente, de même que la température et la vitesse des gaz. Lorsque le diamètre est minimum, la pression va obliger l'étoile à gonfler; d'où une diminution de la température et de la pression. Le phénomène se fait avec une très grande régularité, d'où la périodicité, de la courbe de lumière (variation de la magnitude en fonction du temps).

- Variables éruptives

L'éclat croît brutalement par une suite d'une éruption qui affecte l'atmosphère de l'étoile. Cet accroissement d'éclat s'accompagne d'une augmentation de la température, et donc de variations spectrales importantes. Le maximum d'éclat passé, l'étoile décline et refroidit lentement.

- Binaires à éclipses

Contrairement aux variations physiques des deux types précédents, pour les binaires à éclipses ou variables géométriques, il s'agit d'un phénomène d'occultation. L'une des composantes passe devant l'autre provoquant une éclipse, et donc une diminution de l'éclat total.

2.7.3. Relation période-luminosité

C'est Miss Levitt, qui en 1908 a étudié 1777 étoiles du nuage de Magellan. Elle remarqua, en 1912, que l'éclat moyen d'une étoile variable augmente avec la période.
La relation période-luminosité s'écrit pour les céphéides :

En 1913, Hertzsprung montra l'identité de ces variables avec les céphéides galactiques et nota l'importance de cette relation période-luminosité pour déterminer la distance de ces variables et c'est Hubble qui utilisa cette relation pour prouver la nature extragalactique de M31 dans la constellation d'Andromède.

Chapitre

3

3. Astrophysique galactique

3.1. Milieu interstellaire

L'espace entre les étoiles n'est pas vide. Il forme ce qu'on appelle milieu interstellaire contenant des gaz et des grains solides. Il n'est donc pas transparent.

3.1.1. Extinction interstellaire

La nébuleuse d'Orion a été observée dès 1610 par Fabri de Persc. Des régions du ciel ``sans étoiles'' ont été remarqué par Herschel au XVIIIème. Mais c'est au XXème siècle qu'on a reconnu l'existence du milieu interstellaire tant que milieu absorbant.

La formule donnant m - M en fonction de la distance d en parsec s'écrit donc :

$$m - M = 5 \log d - 5 + a(d)$$

où $a(d)$ est l'extinction interstellaire.

Trempler a montré que cette extinction, proportionnelle à la distance, s'écrit :

$$a(d) = A\, d$$

Il a trouvé que A est d'environ une magnitude par kiloparsec au voisinage du Soleil.

3.1.2. Hydrogène atomique

Van de Hulst avait prédit en 1944 l'existence d'une raie d'absorption à 21 cm
(ν =1420,40575 MHz) de l'atome d'hydrogène.
Elle est due à une transition de faible énergie entre deux états de spin du proton et de l'électron où ils sont parallèles pour l'un et antiparallèle pour l'autre. Cette raie a été observée simultanément en 1951 par Ewen et Purcell d'une part et par Muller et Oort d'autre part.

La raie 21 cm a permis l'étude de la structure spirale (des étoiles chaudes) de notre galaxie.

3.1.3. Molécules interstellaires

Dès 1955, Townes avait montré que la recherche des molécules interstellaires devait se faire dans le domaine radio car ce sont des raies émises par des molécules excitées par des collisions et retombant à leur état fondamental. Donc correspondant à des transitions de faible énergie.

En 1963, la molécule OH a été détecté à λ=18 cm, puis, en 1968 la molécule NH3 à
λ = 1,4 cm et CO en 1970 à λ =2,6 cm.

Le milieu interstellaire est un milieu froid (10 à 100 K), de faible densité (10^2 à 10^6 particules par cm^3) et exposé au rayonnement stellaire.

L'ionisation dans un nuage interstellaire est due à la présence d'une étoile chaude, peu âgée qui est née dans le nuage.

Les nuages moléculaires géants constituent, dans les galaxies, des sites de formation de nouvelles étoiles. Le rayonnement d'une étoile disperse la matière qui l'entoure et ionise ses atomes.

Les étoiles géantes et supergéantes par leur perte de masse, approvisionnent le milieu interstellaire. Les nova et supernova, qui expulsent leur enveloppe en fin d'évolution sont aussi des sources de renouvellement du milieu interstellaire et surtout d'enrichissement en éléments lourds.

La matière séjourne dans les étoiles où les réactions nucléaires transforment les éléments légers en éléments de plus en plus lourds.
Une fraction de cette matière est expulsée dans le milieu interstellaire et forme les nuages diffus. Qui peuvent se rassembler et donner naissance à des concentrations de plus en plus denses et étendues. Dans les nuages diffus, des fluctuations de densité provoquent la fragmentation et l'effondrement de certaines régions. De nouvelles étoiles se forment, un peu plus riches en éléments lourds que les précédentes. La matière interstellaire constitue une phase du cycle.

3.2. Nébuleuses et galaxies

Edwin Hubble (1889-1953) a apporté la première preuve de la structure de l'Univers. Ses résultats publiés en 1926, ont montré que la Voie Lactée n'était que l'une des innombrables galaxies qui peuplent l'Univers. Le grand télescope de 2,54 mètres a permit à Hubble d'observer et de mesurer l'éloignement de 400 objets nébuleux en spirales. En se servant de la méthode des céphéides, il a découvert qu'ils se trouvaient tous à des distances très supérieures à celle de la Voie Lactée. Ce sont des ``galaxies'' spirales comme la notre.

3.2.1. Introduction historique

Democrite (400 Av.J.C.) pensait que la Voie Lactée est formée d'une multitude d'étoiles. Hipparque (130 Av.J.C.) imaginait l'existence d'autres voies lactées. Galilée (1610), avec sa lunette astronomique, a montré que la Voie Lactée est en bien formée de milliers d'étoiles. En 1755, Kant imagina d'autres mondes stellaires analogues à la Voie Lactée qu'il appela ``Iles d'Univers''.

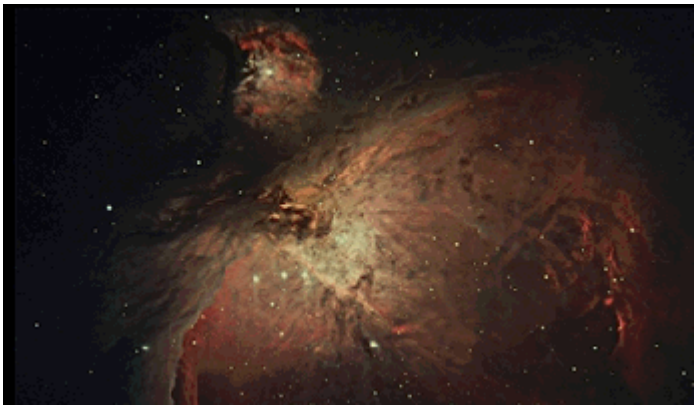
Une nébulosité dans la constellation d'Andromède a été mentionnée pour la première fois au $X^{ème}$ siècle par l'Astronome Arabe Al-Sufi comme un « petit nuage céleste ».

3.2.2. Catalogues des amas, nébuleuses et galaxies

Le premier catalogue des amas et nébuleuses a été réalisé par Charles Messier. Son premier catalogue de 45 objets a été édité en 1771 puis un deuxième catalogue de 103 objets en 1784. Dans son catalogue, la nébuleuse du Crabe est la première cité : elle porte la désignation M1.

La Grande nébuleuse d'Orion est M42, M13 est l'amas globulaire d'Hercule, M45 est l'amas ouvert ou amas galactique des Pléiades dans la constellation du Taureau.
En 1840, J. Herschel publie le «General Catalogue» contenant 5000 amas et nébuleuses. En 1888, Dreyer publie le «New General Catalogue» contenant 78000 objets. M31 dans Andromède est catalogué NGC 224.

Nébuleuse du crabe (M1)



Nébuleuse d'Orion (M42)

Nébuleuse annulaire de la Lyre (M57)

En 1850, Lord Rosse a découvert une structure spirale de quelques « nébuleuses » grâce à son télescope de 1,83 mètres.

3.2.3. Découverte de la nature des galaxies

En 1924, E. Hubble réalise l'observation d'étoiles céphéides dans plusieurs « nébuleuses » (M31, M33, NGC6822, . .) en utilisant le télescope 2,54 mètres du Mont Wilson. En appliquant la relation « Période-Luminosité » établie par Henrietta Leavitt en 1912, pour les étoiles variables céphéides dans le Petit Nuage de Magellan et calibrée par H. Shapley, Hubble déduit de la période des céphéides leur luminosité moyenne. La mesure de leur éclat lui permet de déterminer leur distance (celle de la ``nébuleuse''). Hubble trouve ainsi que la nébuleuse d'Andromède est situé à une distance de 900000 a.l ; ce qui la place bien à l'extérieur de la Voie Lactée notre Galaxie.

La distance de M31 est estimé actuellement à 2.2 10^6 a.l. M31 est donc une galaxie (Type Sb) de diamètre 160000 a.l., contenant 200 milliards d'étoiles à une distance de 2200000 a.l. et se rapprochant de nous à 275 km/s.

Galaxie d'Andromède (M31)

3.3. Voie Lactée ou Galaxie

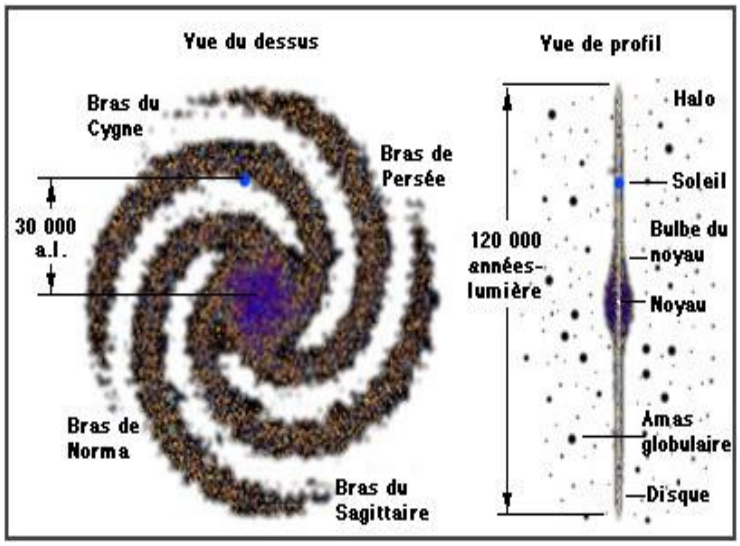
Le terme « galaxie », vient du grec « galak » qui signifie *lait*. Dans l'antiquité, il désignait la longue bande d'aspect laiteux qui traverse le firmament, et que nous savons a présent formée d'une entrelacés d'étoiles.}

Le tracé de la Voie Lactée se fait le long des constellations : Cocher, Persée, Cassiopée, Cygne, Aigle, Sagittaire, Scorpion, . . .

Shapley, en étudiant la distribution dans l'espace des amas globulaires à l'aide des télescopes du Mont Wilson (télescope 1,52 m à partir de 1909 et le 2,54 depuis 1917), a montré que la distribution est symétrique en latitude, par rapport au plan de symétrie, mais qu'elle est dissymétrique en longitude. Donc le Soleil n'occupe pas le centre de la Galaxie.

3.3.1. Forme et dimensions

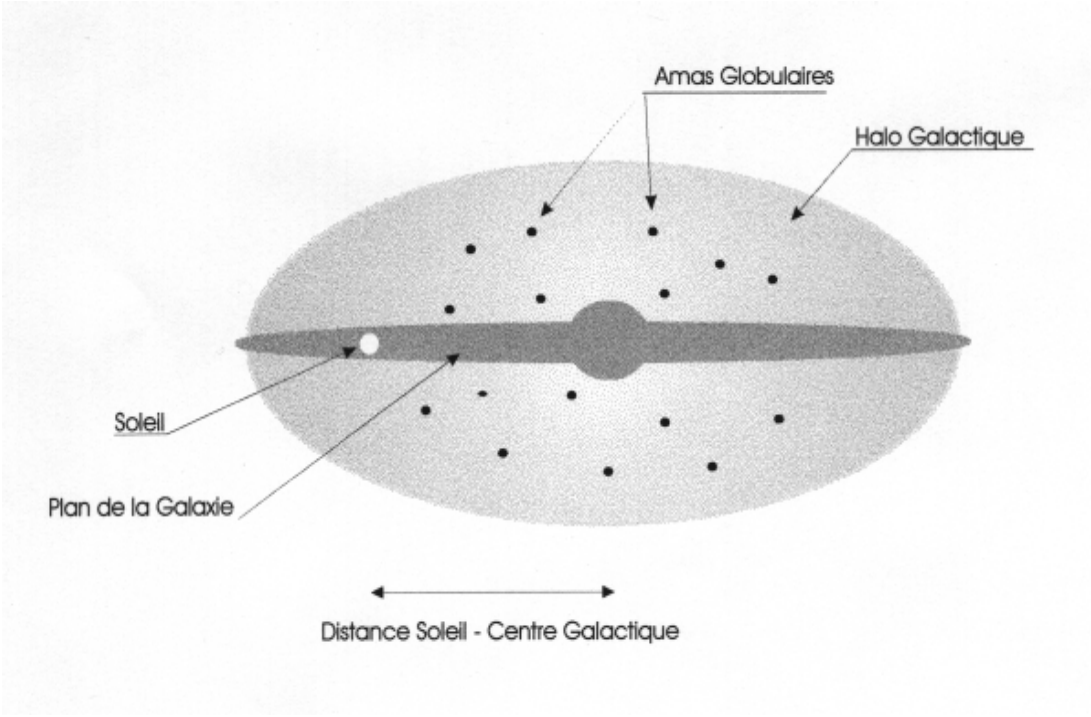
La Galaxie est formée d'un halo sphérique, d'un bulbe et d'un disque.



Le *halo* de la Galaxie est la composante sphérique. Il est formé d'un ensemble de quelques centaines d'amas globulaires qui se sont probablement formés au même temps qu'elle, il y a plus de dix milliards d'années.

Le *bulbe* contient des étoiles qui semblent être surtout vieilles et des gaz interstellaires surtout sous forme de nuages moléculaires. On ne connaît le bulbe que par son rayonnement radio, infrarouge et gamma. Les radiations visibles et ultraviolettes sont masquées par les poussières interstellaires distribuées dans le plan de symétrie de la Galaxie.

Le *disque* est très différent du bulbe et du halo. Il contient des étoiles ayant une grande gamme d'âges dont certaines sont très jeunes et de nombreux nuages interstellaires qui donnent encore naissance actuellement à des étoiles. Il est plus riche en gaz interstellaire que le bulbe et ce gaz y est sous forme atomique et moléculaire. Il est parcouru par des bras spiraux où sont concentrées les étoiles jeunes.



La Voie Lactée : notre Galaxie

3.3.2. Structure de la Galaxie

A l'intérieur de la Galaxie, les étoiles sont souvent regroupés en amas plus ou moins denses. On distingue deux sortes d'amas dans la Galaxie :

amas ouverts ou amas galactiques

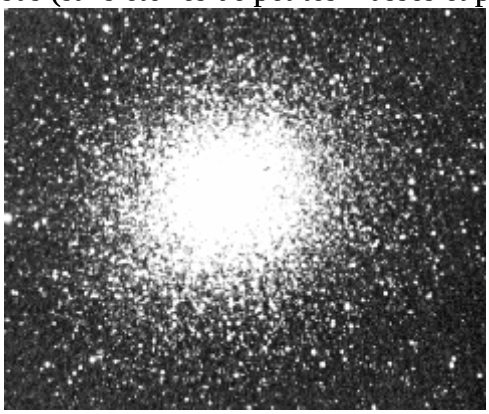
Ce sont des groupements de quelques dizaines à quelques centaines d'étoiles faiblement concentrées. On en recense un millier. Ils se sont formés au long du temps, après que se soit constitué le disque de la Galaxie. Toutes les étoiles d'un même amas ont le même âge, mais évoluent à des rythmes différents suivant leur masse.

Exemples : les Pléiades et les Hyades dans la constellation du Taureau :

Amas ouvert des Pléiades (M45)

amas globulaires

Ce sont des groupements d'environ quelques milliers d'étoiles. Donc beaucoup plus riche que les amas ouverts, plus denses et formés d'étoiles très vieilles et distribués dans le halo sphérique de la Galaxie. La vitesse d'évasion y est beaucoup plus grande. Les étoiles des amas globulaires sont toutes très vieilles, leur répartition dans le Diagramme H-R montre une séquence principale très courte et limitée vers le bas (sans étoiles de petites masses et peu lumineuses)



Amas globulaire d'Hercule (M13)

3.3.3. Rotation galactique et constantes d'Oort

Soit r la distance galactocentrique (en kpc) et $v(r)$ la vitesse en ce point (en km/s). On utilise aussi la vitesse angulaire $\Omega(r) = \frac{v(r)}{r}$.

On définit deux paramètres dits constantes d'Oort A et B :

Pour notre Galaxie, la Voie Lactée, au niveau du Soleil, on a :

$$A = -\frac{r_0}{2}\left[\frac{d}{dr}\left(v(r)/r\right)\right]_{r=r_0} \text{ et } B = -\frac{1}{2r_0}\left[\frac{d}{dr}\left(v(r).r\right)\right]_{r=r_0}$$

Les valeurs retenues par l'UAI en 1964 sont A = 15 km $s^{-1}kpc^{-1}$ et B = -10 km $s^{-1}kpc^{-1}$ à la position du Soleil r_o = 8 kpc, v_o = 230 km/s.

La vitesse $v(r)$ croit avec la distance au centre r, proportionnellement à cette distance, jusqu'à environ 10000 a.l (vitesse angulaire constante). Au delà, la vitesse décroît à mesure que l'on s'éloigne du centre.

Dans un travail de J. C. Brandt (Ap. J. **131**, 293, 1960), il modélise la vitesse suivant la formule :

$$v_n(r) = v_m(r)\frac{\frac{r}{r_m}}{\left[\frac{1}{3}+\frac{2}{3}\left(\frac{r}{r_m}\right)^n\right]^{3/2n}}$$

où $v_m = v(r_m)$ est la vitesse maximale de la galaxie. On choisit généralement le modèle de Brandt avec $n = 3$ et donc $v(r) = v_3(r)$.

3.4. Classification des galaxies

Etudier la forme, les dimensions et les caractéristiques des galaxies, c'est aussi tenter de chercher à reconstruire l'histoire de notre Univers et essayer de prévoir ce qu'il en adviendra.

E. Hubble, réalisant des photographies de plusieurs galaxies avec les télescopes du Mont Wilson, a proposé en 1926 la classification morphologique des galaxies en :

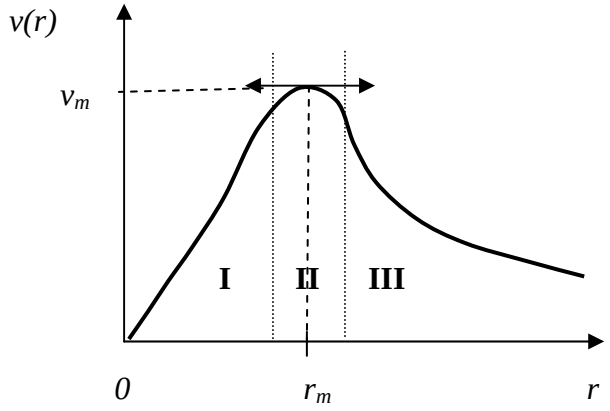
3.4.1. Galaxies elliptiques

Elles sont désignées par la lettre E, suivie d'un chiffre de 0 à 7 indiquant leur aplatissement. E0 est une galaxie parfaitement sphérique, E7 est une galaxie elliptique fortement aplatie.
Des galaxies plus aplatie que E7, n'ont pas été observées. Elles représentent 20 % des galaxies étudiées par Hubble. Elles ne possèdent ni étoiles jeunes ni poussière et très peu de gaz.

3.4.2. Galaxies spirales

Elles sont divisées en deux groupes : les galaxies en spirales normales S et les galaxies en spirales barrées SB selon la forme du noyau. On ajoute la lettre a, b, c ou d qui caractérise l'importance relative du noyau.
Elles représentent 80 % des galaxies étudiées par Hubble. Ce sont des systèmes plats, dont les étoiles et les gaz sont concentrées dans les bras spiraux.

La rotation interne de l'ensemble des constituants des galaxies spirales se traduit par une *rotation différentielle*.



Courbe de rotation différentielle des galaxies spirales

Cette courbe peut être divisée en trois régions :

- La région I, où la variation de la vitesse est linéaire car c'est celle du noyau de la galaxie qui est solidaire.
- La région II, où la vitesse est maximale, de part et d'autre du point maximum r_m pour lequel la vitesse est la plus grande $v(r_m) = v_m$ et $v'(r_m) = 0$.
- La région III, où la vitesse décroit en $r^{-1/2}$

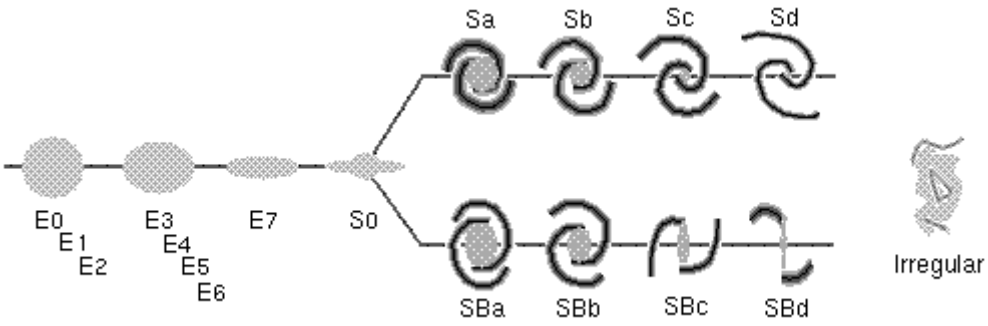
La vitesse maximale v_m est d'autant plus grande que la galaxie est plus lumineuse, d'où le critère de distance de Tully et Fisher (1977) pour déterminer la distance des galaxies :

$$-M = 5{,}07 \log v_m - 8{,}28$$

Où M est la magnitude totale absolue de la galaxie et v_m la vitesse maximale de sa rotation différentielle déduite des mesures d'effet Doppler sur la raie 21 cm par exemple.
Cette méthode a permis à Vaucouleurs et Gouguenheim de déterminer la distance de plus de 1200 galaxies.

3.4.3. Galaxies irrégulières

Elles sont très rares et n'ont pas de forme géométrique bien définie.
Exemples : le Petit et le Grand Nuages de Magellan.



Classification morphologique des galaxies

3.5. Amas de galaxies

Notre Galaxie et ses deux satellites, le petit et le grand nuage de Magellan (à 160000 a.l.), constitue avec la galaxie d'Andromède (M31) situé à 2,2 millions d'a.l. et une trentaine d'autres galaxies un groupe appelé : *Amas Local*.

On a recensé une cinquantaine d'autres amas de galaxies, jusqu'à une distance de 65 10^6 a.l. environ, qui constituent avec notre Amas Local et l'Amas de la Vierge un système appelé : *Superamas Local*.

On estime la densité de l'Univers (celle des galaxies) à $\rho_o = 3\ 10^{-31}$ g/cm^3

Chapitre

4

4. Introduction à la cosmologie

La cosmologie est la partie de l'astronomie qui étudie l'Univers, sa structure, sa formation et son évolution. L'Univers contient l'espace, le temps et la matière de cet univers Il est étudié comme un tout en lui appliquant les lois physiques les plus générales.

4.1. Structure de l'Univers

Pour simplifier cette étude on considère un principe qui facilite cette étude, c'est le « *principe cosmologique* » et qui énonce qu'à grande échelle, l'Univers est homogène (masse volumique indépendante de la position) et isotrope (masse volumique indépendante de la direction).

La mécanique classique (newtonienne) donne une image de l'Univers statique muni d'un temps absolu et il a fallut attendre la relativité générale d'Einstein pour avoir une géométrie et un Univers dynamique.

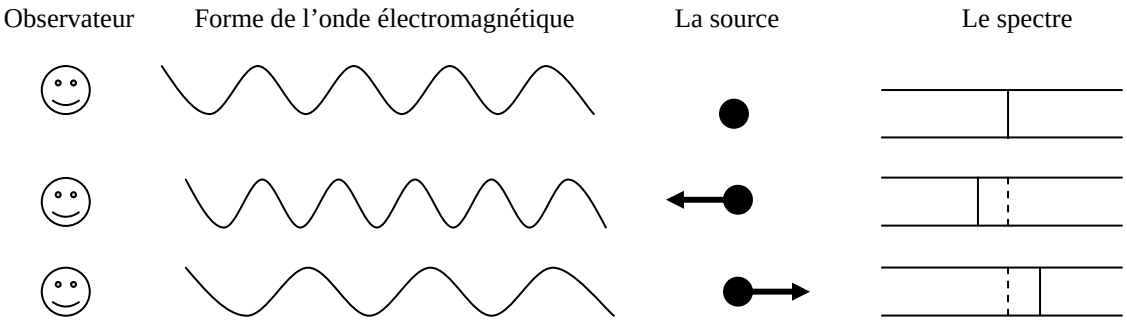
4.2. Géométrie et dynamique de l'Univers

4.2.1. Effet Doppler :

L'effet Doppler est le fait que la longueur d'onde (ou la fréquence) d'une onde varie suivant que la source se rapproche ou s'éloigne de l'observateur. Cette onde peut être sonore ou lumineuse. Quand une source se rapproche, la longueur d'onde de l'onde émise diminue, on a un décalage vers les courtes longueurs d'onde (vers le bleu) et quand une source s'éloigne de l'observateur, la longueur d'onde de l'onde émise augmente, décalage vers les grandes longueurs d'onde (vers le rouge).

Si la vitesse v est faible devant la célérité de la lumière c, le décalage relatif des longueurs d'onde ($\lambda - \lambda_o$) est proportionnel à la vitesse v. La formule de l'effet Doppler s'écrit sous la forme (formule non relativiste) :

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_o} = \frac{v}{c}$$



4.2.2. Loi de Hubble :

C'est en 1925, qu'Edwin Hubble découvrit l'existence d'autres galaxies dans l'Univers, alors qu'auparavant les astronomes pensaient que l'Univers se limitait à la Voie Lactée. Ce qui conduit à un Univers immense et en expansion. Par observation des spectres de plusieurs galaxies, Hubble a remarqué, en 1929, un décalage vers le rouge « red shift », qu'il a expliqué par une « fuite des galaxies ». Comme le décalage remarqué par Hubble est vers le rouge, donc les galaxies s'éloignent de nous.

Revenant maintenant aux constatations de Hubble :

Il a remarqué que plus les galaxies sont éloignées, plus le décalage (et donc la vitesse) est grand.

La relation de proportionnalité entre la distance d'une galaxie *d* et sa vitesse d'éloignement *v* constitue la *loi de Hubble*, qui s'écrit alors :

$$v = H_o\, d$$

H_o est la constante de Hubble.

Cette loi peut s'interpréter comme la loi régissant l'expansion de l'Univers, Ho étant la valeur de l'expansion de l'espace-temps par unité de temps en chaque point de l'Univers.

Une image d'un tel univers, à deux dimensions, est celle d'un ballon de baudruche que l'on gonfle, sa surface s'étire et les points sur cette surface s'éloignent les uns par rapports au autres sans qu'il y ait de points privilégiés sur cette surface.

Les mesures actuelles de la constante de Hubble H_o donnent une valeur comprise entre 50 et 100 $km.s^{-1}.Mparsec^{-1}$. Cette incertitude est dûe particulièrement à l'imprécision sur la mesure de la distance des galaxies, leur vitesse étant connus avec précision par effet Doppler.

4.3. Relativité générale et cosmologie

4.3.1 Métrique et relativité générale

En 1609, puis en 1618, Kepler énonça trois lois pour expliquer l'e mouvement des planètes autour du Soleil. Ce sont des lois géométriques (trajectoires elliptiques) pour expliquer la gravitation :

Première loi de Kepler (*Astronomie nouvelle* 1609) : Les planètes décrivent des ellipses dont le Soleil occupe un des foyers.
Deuxième loi de Kepler (*Astronomie nouvelle* 1609) : Le rayon vecteur qui joint une planète au Soleil balaie des aires en des temps égaux.
Troisième loi de Kepler (*Harmonies du monde* 1618) : Les carrés des temps des révolutions sont proportionnels aux cubes des moyennes distances des planètes au Soleil.

En 1687, Newton, énonça trois lois pour expliquer le mouvement des planètes et des astres en général. Ce sont des lois qui se fondent sur les forces et les interactions gravitationnelles, ils sont publier dans son livre « *Les principes mathématiques de la philosophie naturelle* » :

Première loi de Newton : Tout corps demeure au repos, ou continue son mouvement en ligne droite avec une vitesse constante, s'il n'est pas soumis à une force extérieure.

Deuxième loi de Newton : Le changement de mouvement d'un corps est proportionnel à la force extérieure, inversement proportionnel à la masse du corps et a lieu dans la direction de la force.

Troisième loi de Newton : A toute action s'oppose une réaction égale et de sens contraire.

En 1905, Albert Einstein, énonça deux postulats qui constituent les fondements de la théorie de la relativité restreinte :

Premier postulat d'Einstein : Les lois de la physique sont les mêmes dans tous les référentiels inertiels.

Deuxième postulat d'Einstein : Dans un repère inertiel, la vitesse de la lumière C, est toujours la même, qu'elle soit émise par un objet en mouvement ou en repos.

En 1915, Albert Einstein énonça que l'espace-temps a une courbure chaque fois qu'il y a une masse et construit ainsi la théorie de *la relativité générale*. La gravitation est ainsi *redevenu* géométrique (courbure de l'espace-temps).

Soit un référentiel R d'origine *O* et un deuxième référentiel R' d'origine *O*' en translation uniforme suivant *x'x* par rapport à R $\overrightarrow{OO'} = vt\,\vec{i}$. Soit un point *M* quelconque de l'espace, on a $\overrightarrow{OM} = x\vec{i} + y\vec{j} + z\vec{k}$ et $\overrightarrow{O'M} = x'\vec{i} + y'\vec{j} + z'\vec{k}$, alors on peut écrire les relations suivantes :

$$\begin{cases} x' = x - vt \\ y' = y \\ z' = z \end{cases}$$

Et on peut ajouter que le temps est absolu (*t*' = *t*). C'est la *transformation de Galilée*.

Le vecteur déplacement élémentaire s'écrit $d\overrightarrow{OM} = dx\,\vec{i} + dy\,\vec{j} + dz\,\vec{k}$, son module est alors : $ds = \sqrt{dx^2 + dy^2 + dz^2}$, cette « métrique du plan euclidien » représente la distance entre deux points infiniment proches.

En coordonnées sphériques, le carré de la métrique euclidienne est :
$ds^2 = dr^2 + r^2 d\theta^2 + r^2 \sin^2\theta\, d\varphi^2$

Lorsque la vitesse est relativement élevée, il faut plutôt utiliser la *transformation de Lorentz* :

$$\begin{cases} x' = \gamma\left(x - vt\right) \\ y' = y \\ z' = z \\ t' = \gamma\left(t - \dfrac{xv}{c^2}\right) \end{cases}$$

Où $\gamma = \dfrac{1}{\sqrt{1-\dfrac{v^2}{c^2}}}$.

Evidemment, quand la vitesse v est faible devant la célérité de la lumière c, alors on retrouve bien la transformation de Galilée.

En relativité restreinte, le carré de la métrique, dans l'espace-temps de Minkowsky à quatre dimensions (*x, y, z, ict*), s'écrit : $ds^2 = dx^2 + dy^2 + dz^2 - c^2t^2 = dr^2 + r^2 d\theta^2 + r^2 \sin^2\theta\, d\varphi^2 - c^2t^2$

En relativité générale, la métrique de Schwarzschild, montre la courbure de l'espace-temps en présence d'un objet céleste de masse M et de rayon R. Elle s'écrit sous la forme :

$$ds^2 = \left(\frac{2GM}{Rc^2} - 1\right)c^2t^2 + \frac{1}{1-\dfrac{2GM}{Rc^2}}dr^2 + r^2 d\theta^2 + r^2 \sin^2\theta\, d\varphi^2$$

Il y a aussi, la métrique de Robertson-Walker pour un Univers en expansion dont le rayon est fonction du temps $R = R(t)$:

$$ds^2 = -c^2t^2 + \left[\frac{R^2(t)}{r_o^2 - \dfrac{kr^2}{4}}\right]\left(dr^2 + r^2 d\theta^2 + r^2 \sin^2\theta\, d\varphi^2\right)$$

$k = 0, \pm 1$

4.3.2. Modèle du Big Bang

En 1933, Lemaître, puis Gamow et Hoyle sont les fondateurs de la théorie du « Big Bang », ou la théorie de la grande explosion, qui à partir de laquelle fût l'expansion de l'Univers.

La théorie du « Big Bang » est donc une théorie de l'évolution de l'Univers qui suppose que celui-ci est le résultat d'une « grande explosion » originelle de l'espace-temps suivie d'une expansion.

Si on suppose, en première approximation que l'expansion est uniforme et isotrope (sans inflation), alors on peut estimer l'âge de l'univers T_o, où l'instant de cette grande explosion : La loi de Hubble implique que l'âge de l'Univers T_o est estimé à :

$$T_o = \frac{d}{v} = \frac{1}{H_o}$$

T_o est appelé le *temps de Hubble*. Il est estimé entre 10 et 20 milliards d'années.

Par des considérations de thermodynamiques, Gamow énonça l'existence d'un rayonnement isotrope remplissant tout l'Univers, équivalent à celui d'un corps noir de température 5 K

En 1964, deux ingénieurs des laboratoires Bell (Wilson et Penzias) ont découvert, par hasard, ce rayonnement isotrope et ils trouvèrent qu'il correspond exactement à celui d'un corps noir à la température de 2,73 K.

4.4. Evolution de l'Univers et modèles cosmologiques

On définit le paramètre de décélération q comme étant :

$q = \frac{4\pi G\rho}{3H^2}$, où G est la constante de gravitation universelle, ρ est la densité de l'Univers, H est la constante de Hubble qu'on peut écrire sous la forme $H = \frac{\dot{R}}{R}$ et ayant une valeur approximative de (75 ± 25) km.s^{-1}.Mpc^{-1}.

Ce paramètre q mesure la vitesse avec laquelle les galaxies s'éloignent les unes par rapport aux autres.
Il y trois cas qui se présentent :

- Univers parabolique $k = 0$, $q = \frac{1}{2}$:

Dans ce cas, la densité de l'Univers sera $\rho = \rho_c = \frac{3H^2}{8\pi G}$

- Univers hyperbolique $k = -1$, $q < \frac{1}{2}$

Dans ce cas, la densité de l'Univers sera inférieur à la valeur critique : $\rho < \rho_c = \frac{3H^2}{8\pi G}$, la densité de l'Univers sera faible, l'expansion l'emporte sur la gravitation et l'expansion continue indéfiniment.

- Univers elliptique $k = 1$, $q > \frac{1}{2}$

Dans ce cas, la densité de l'Univers sera supérieure à la valeur critique : $\rho > \rho_c = \frac{3H^2}{8\pi G}$, la densité de l'Univers sera si élevée que la gravitation, qui tend à contracter l'Univers sera plus forte que l'expansion qui tend à éloigner les galaxies. L'Univers, dans ce cas, tend à se refermé sur lui-même.

Modèles de l'Univers

La théorie du « Big Bang » telle que Lemaître et Gamow l'ont décrite dans leurs travaux permet de rendre compte de nombreuses observations astronomiques. Cependant, plus on se rapproche du moment du « Big Bang » et plus les conditions physiques rencontrées nécessitent un traitement qui dépasse le cadre des cosmologies du début du siècle. Pour s'en convaincre il suffit de jeter un bref coup d'œil sur l'aspect de l'Univers, un centième de seconde après le « Big Bang » : la température qui y régnait aurait été de l'ordre de 10^{11} K, pour une densité de matière 3,8 milliards de fois plus élevée que celle de l'eau ! Les interactions mises en jeu à de tels niveaux d'énergie appartiennent au domaine de la physique des particules des hautes énergies. Le cadre théorique devient celui de la physique des particules, plus précisément celui d'un modèle qui décrit les interactions à très hautes énergies : *le modèle standard* qui valut le prix Nobel à ses créateurs Glashow[1], Salam[2] et Weinberg[3] en 1974.

Nous n'entrerons pas ici dans le détail du modèle standard car les connaissances requises pour en comprendre les tenants et les aboutissants dépassent très largement le cadre et le niveau de cet ouvrage. Nous nous contenterons d'en brosser les principales étapes.

Le modèle standard d'évolution de l'Univers commence par un plongeon dans la complexité du monde de la physique des particules aux très hautes énergies. Outre le fait que cette physique est très complexe, elle reste encore très spéculative car ses bases n'ont pu être à ce jour vérifiées expérimentalement tant les énergies mises en jeu sont considérables. Nous commençons notre voyage dans le passé de l'Univers par un retour en arrière jusqu'à 10^{-35} seconde après le « Big Bang ».

- **t = big bang + 10^{-35} s, T = 10^{28} K : la fin de la grande unification**

Les particules élémentaires sont sensibles à quatre interactions : les interactions forte, faible, électromagnétique et gravitationnelle. A une température de 10^{28} K, ce qui correspond à une énergie de ~10^{14} GeV, les interactions forte, faible et électromagnétique n'en constitueraient qu'une décrite par une théorie baptisée *la grande unification* (Grand Unified Theory ou GUT). Cela signifie que toutes les particules – à l'exception de l'hypothétique graviton, quantum de l'interaction gravitationnelle – interagissent selon les mêmes mécanismes. En dessous de cette température, l'interaction unifiée se « brise » en deux interactions : l'interaction forte d'un côté et l'interaction électrofaible (interaction unifiant les interactions faible et électromagnétique) de l'autre. Le monde des particules se différencie alors en deux familles de particules : les *quarks* qui sont sensibles aux interactions forte et électrofaible d'une part, et les *leptons* (électrons, muons, neutrinos) qui sont uniquement sensibles à l'interaction électrofaible d'autre part.

- **t = big bang + 10^{-11} s, T = 10^{15} K : la transition électrofaible**

Au dessus de 10^{15} K – qui correspond à une énergie de ~10^{2} GeV, soit des énergies accessibles par les accélérateurs de particules actuels – les interactions faible et électromagnétique ne se distinguent pas : elles sont *unifiées* en une seule interaction. Le cadre théorique qui décrit cette interaction unifiée s'appelle le *modèle standard*. En dessous de cette température, l'interaction unifiée dite *électrofaible* se « brise » en deux interactions : l'interaction faible d'un côté et l'interaction électromagnétique de l'autre.

- **t = big bang + 10^{-6} s, T = 10^{12} K : la transition quarks-hadrons**

Nous savons aujourd'hui que les particules comme les protons et les neutrons (qui appartiennent à la famille des *hadrons*) sont composées de particules plus élémentaires, les *quarks*. Certains hadrons sont constitués de trois quarks – les *baryons* – d'autres n'en contiennent que deux – les *mésons*. Les quarks se trouvent dans un état lié dans les hadrons. Les particules qui assurent le lien entre les quarks s'appellent des *gluons*[4]. A une température d'environ 10^{12} K ou 150 MeV[5], les quarks et les gluons peuvent se trouver à l'état libre dans un plasma quark-gluon. En deçà de cette énergie, les quarks s'assemblent entre eux pour constituer des hadrons. Lorsque la température de l'Univers passa sous la barre des 150 MeV, un tel phénomène se produisit, donnant ainsi naissance à la famille des hadrons. Dans cette famille de particules, les neutrons et les protons sont parmi les plus légères et les plus stables. Il s'ensuit que l'Univers se peupla surtout de ces particules-là. Il est remarquable de noter qu'après la transition quarks-hadrons, quasiment tous les ingrédients de l'Univers actuel étaient donc présents, et ceci 10^{-6} s seulement après le big bang !

- **t = big bang + 10^{-2} s, T = 10^{9} K : la désintégration des neutrons**

Les neutrons, tout en étant plus stables que bon nombre de hadrons, finissent cependant par se désintégrer. Ceci survînt 10^{-2} s après le big bang : les neutrons se désintégrèrent massivement

laissant un très important surnombre de protons, alors que les deux populations étaient égales en nombre juste après la transition quarks-hadrons. Une fois de plus ce phénomène est remarquable car il explique pourquoi l'élément le plus répandu dans l'Univers est l'hydrogène (dont le noyau est un proton).

- **t = big bang + 1 s, T = 10^6 K : la nucléosynthèse des éléments légers**

A une température inférieure à 10^6 K les protons et les neutrons peuvent se lier entre eux pour former des noyaux légers : deutérium, tritium, hélium, lithium. Au dessus de cette température, l'énergie est supérieure à l'énergie de liaison des protons et des neutrons ce qui empêche donc les noyaux d'exister. Les proportions des différents noyaux légers dans l'Univers prédites par le modèle standard cosmologique sont en bon accord avec les observations des astrophysiciens.

- **t = big bang + 3 minutes, T = 3.000 K : la recombinaison**

Ce phénomène a déjà été expliqué plus haut. Trois minutes après le big bang, la température devînt suffisamment basse pour permettre aux noyaux de piéger dans leur champ électrique des électrons. Les atomes venaient de naître. L'Univers prend alors la forme physico-chimique qu'il possède quasiment encore aujourd'hui. Seuls les éléments plus lourds issus de la nucléosynthèse opérée dans les étoiles sont absents.

Les faibles variations originelles de densité de matière vont favoriser par-ci par-là l'agglomération de la matière en boules de gaz plus ou moins massives. Sous la pression gravitationnelle croissante, les plus grosses d'entre elles vont s'allumer des feux thermonucléaires et illuminer le vide de la lumière des premières étoiles. Ainsi naquirent les galaxies et leurs myriades d'étoiles.

APPENDICES

Terminologie astronomique

1) Les galaxies

2) Le système solaire

Notion de temps et calendriers

1) Le jour et l'année

2) Le mois

3) Mars, premier mois de l'année

4) Les calendriers julien et grégorien

5) Le calendrier hégire

6) La période julienne (Julian Date : JD)

7) La période julienne modifiée
(Modified Julian Date : MJD)

Terminologie astronomique

1) Les galaxies

L'Univers est formé d'éléments principaux appelés galaxies. (On peut imaginer l'Univers comme un océan contenant un grand nombre d'îles).

Nous existons à l'intérieur de l'une d'elles qu'on appelle : La Voie Lactée ou La Galaxie. A l'intérieur des galaxies il y a des nébuleuses constituées de nuages de gaz (particulièrement de l'hydrogène).

Des nuages massifs peuvent se fragmenter et former des astres qui par la gravitation diminuent de volume, s'échauffent et forment des proto-étoiles. Quand ce processus continue, la température intérieure s'élève jusqu'à arriver au seuil des réactions thermonucléaires et donc, il y a émission de rayonnement propre. C'est le processus de la naissance des étoiles. Les étoiles sont donc des astres qui émettent leurs propres rayonnement à l'intérieur des quelles ils se passent des réactions nucléaires ; ils sont nés en groupe à partir de nuages interstellaires.

Les galaxies contiennent plusieurs millions d'étoiles qui sont formées à différents stades et ne sont pas distribuée uniformément dans la galaxie mais en amas. Un amas d'étoiles est dit amas ouvert s'il contient quelques centaines d'étoiles ou moins, alors qu'un amas globulaire contient quelques milliers d'étoiles. Le Soleil est l'une des cent milliards étoiles de la Galaxie de dimension, température et luminosité moyennes occupant une position au deux tiers du noyau.

2) Le système solaire

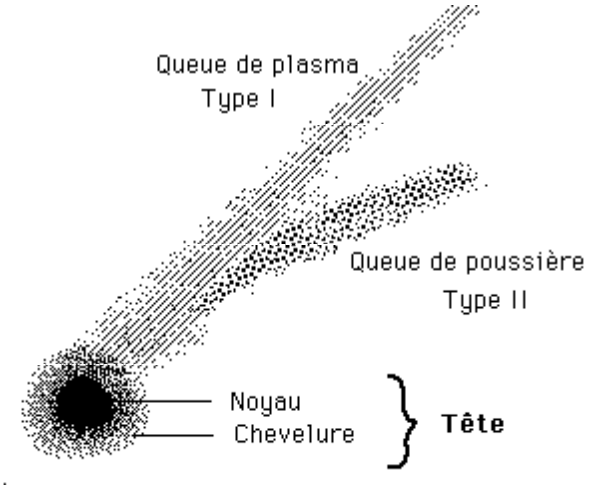
Autour du Soleil gravitent neuf planètes (astres froids qui n'émettent pas leur propre lumière comme les étoiles mais réfléchissent la lumière venant de l'étoile mère).

Par ordre de rapprochement au Soleil, ces planètes sont : Mercure, Vénus, Terre, Mars, Jupiter, Saturne, Uranus, Neptune et Pluton.

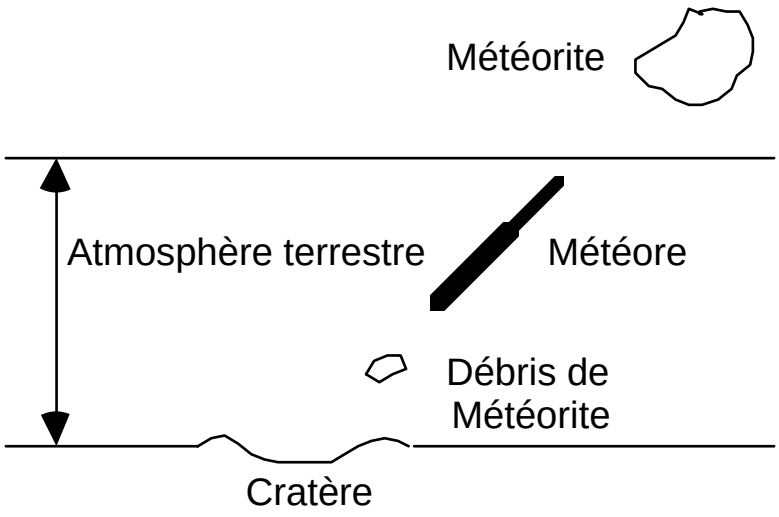
Les satellites sont des astres non lumineux encore plus petits que les planètes et qui gravitent autour de ces derniers. Exemple : la Lune est le satellite de la Terre.

Les astéroïdes sont des petits astres gravitant entre Mars et Jupiter. Ils forment des débris d'une planète hypothétique qui gravitait à 2,8 unités Astronomiques. L'Unité Astronomique est la distance moyenne entre la Terre et le Soleil soit environ 150 millions de Km.

Le système solaire est donc constitué des neuf planètes, de leurs satellites, de la matière interplanétaire et des comètes. Ces derniers sont des astres de faible densité, qui gravitent sur des trajectoires souvent quasi-paraboliques (excentricité entre 0,98 et 1,02). Une comète est formée d'une queue de plasma, d'une queue de poussière et d'une tête contenant le noyau et la chevelure



A une distance de 7500 milliards de Km du Soleil, le nuage d'Oort forme une ceinture de petits corps célestes primitifs, résidus de la formation du système solaire. Par des perturbations stellaires, un débris peut entrer dans le système solaire et graviter autour du Soleil. Plus cette comète s'approche du Soleil, plus le vent solaire agit sur elle pour former une queue de direction opposée au Soleil. Si la trajectoire d'une comète est perturbée encore par les planètes, elle devient hyperbolique et donc la comète devient périodique. La comète de Halley est une comète de période 76 ans.



Lors de son déplacement autour du Soleil, la Terre rencontre des blocs rocheux qu'on appelle météorites. Ils entrent dans le champ gravitationnel de la Terre. Les frottement avec l'atmosphère font chauffer ces roches et les portent à l'incandescence. Le phénomène lumineux qui l'accompagne s'appelle météore. Il y a perte de masse au cours de la traversée de l'atmosphère terrestre. Si le météorite était déjà massif, une partie seulement est volatilisée et donc il reste un résidu qui percute le sol, qui s'appelle Débris de météorite et qui forme un trou appelé cratère.

Notion de temps et calendriers

La périodicité du retour de la lumière et de l'obscurité a fourni aux hommes la première unité de mesure du temps : c'est le jour. Les changements de climat ont permis de définir quatre saisons. Le retour des saisons tous les 365 jours a donné naissance à une autre unité de mesure du temps qu'est l'année. Les phases de la lune se répètent chaque 29 jours et demi (lunaison), cette période est devenue le mois, une année a 12 mois.
L'étude des phénomènes temporels permet de définir la synchronisation, l'antériorité et la postériorité de plusieurs phénomènes; ainsi on associe à chaque événement une date.

1) Le jour et l'année

a/ Le jour

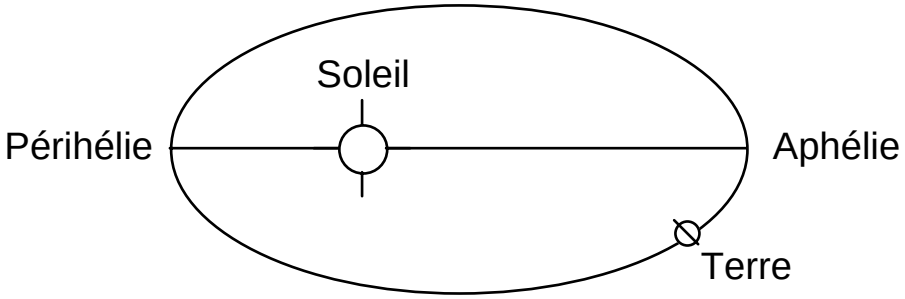
Le jour sidéral est le temps qu'il faut à la Terre pour se retrouver dans la même position par rapport aux étoiles. Sa durée est de 23h 56mn 4s.

Le jour solaire est le temps qu'il faut à la Terre pour se retrouver dans la même position par rapport au Soleil. Sa durée est de 24h.

b/ L'année

C'est une ellipse d'excentricité 0,01674. (Comme ce nombre est très faible, ellipse est proche d'un cercle).

Le demi-grand axe de cette ellipse est la distance moyenne de la Terre au Soleil, soit 149 600 000 km ; c'est l'unité astronomique.



On définit l'aphélie comme le point le plus éloigné du Soleil et le périhélie comme le point le plus proche. La ligne des apsides PA est la ligne qui les joint.

L'année sidérale est la durée de la révolution terrestre rapportée à un repère fixe, elle vaut environ 365 j 6h 9mn 9,55s.

L'année tropique est la durée séparant deux passages consécutifs du Soleil dans la direction du point vernal ; elle vaut environ 365 j 5h 48 mn 45,57 s.

L'année anomalistique est la durée qui sépare deux passages consécutifs de la Terre au périhélie. Elle est égale à 365j 6h 13 mn 53,21 s.

c/ Le jour et l'année sur les différentes planètes

Planète	Jour (Rotation sidérale)	Année (Révolution sidérale)
Mercure	58,6462	87,969
Vénus	243	224,701
Terre	23,9344	365,256
Mars	24,6231	686,980
Jupiter	9,83 à 9,93	4332,59
Saturne	10,23	10759,2
Uranus	10,70	30688,5
Neptune	15,81	60182,3
Pluton	?	90469,7

Dans ce tableau, le jour ou rotation sidérale des planètes est compté en heures terrestres et l'année ou durée de la révolution sidérale en jours terrestres.

2) Le mois

La Lune est le seul satellite naturel de la Terre. Il nous permet de compter les mois.
Les 61 satellites du système solaire sont répartit sur les planètes de la façon suivante :

Planète	Nombre de satellites
Mercure	0
Vénus	0
Terre	1
Mars	2
Jupiter	16
Saturne	18
Uranus	15
Neptune	8
Pluton	1

3) Mars, premier mois de l'année :

Deux indices sont là pour nous prouver que mars est bien le premier mois de l'année pour les anciens :
D'abord, on aura ainsi les mois de septembre, octobre, novembre et décembre serait bien les septième, huitième, neuvième et dixième mois de l'année comme leur nom le fait comprendre
Ensuite, le jour supplémentaire des années bissextiles sera mis le dernier jour de l'année soit le 29 février (Et non pas le dernier jour du deuxième mois de l'année).
Une alternance de 31 et 30 jours a été faite comme suit et le reste des 365 jours des années communes le dernier mois février.

Mois	mars	avril	mai	juin	juillet	août	septembre	octobre	novembre	décembre	janvier	février
jours	31	30	31	30	31	30	31	30	31	30	31	28-29

Les mois de juillet et août sont dédiés respectivement à Jules César et Auguste Compte, on voulait alors que les deux mois soient de durées 31 jours, mais si on ajouté à août un jour sans

aucune autre modification, on aurait trois mois successifs de longues durées, alors, on proposé que juillet et août seront de longues durées et que après on revient à l'alternance des mois et que l'année commence par le mois de janvier pour des raisons religieuses concernant la naissance du prophète Jésus.
Soit :

Mois	janvier	février	mars	avril	mai	juin	juillet	août	septembre	octobre	novembre	décembre
jours	31	28-29	31	30	31	30	31	31	30	31	30	31

4) Les calendriers Julien et Grégorien

Le calendrier a été conçu comme un moyen d'enregistrer les jours, les saisons et les années.

En 45 avant J.C, Jules César a mis en vigueur sa célèbre réforme du calendrier. Il a conservé l'année solaire, mais il a modifié les mois basés sur la lune. Les 365 jours de l'année sont divisés en 12 mois de 30 ou 31 jours. Les années communes ont un mois de Février (2ème mois de l'année) de 28 Jours, alors que les années bissextiles (un an sur quatre) ont un mois de Février de 29 Jours. Cette réforme conduit à une durée moyenne de l'année de 365,25 jours.

Les années communes de 365 jours sont divisées en douze mois de 31, 28, 31, 30, 31, 30, 31, 31, 30, 31, 30 et 31 jours respectivement. Les années bissextiles de 366 jours ont un second mois de 29 jours. Ainsi la durée moyenne de l'année est de 365,25 jours; qui est une première approximation de l'année tropique de 365,2422 jours.

En principe, le 25 Mars commence la saison du printemps (équinoxe du printemps) ; mais en l'an 325, l'équinoxe est tombé le 21 Mars, soit avec un retard de 4 jours.

En 1582, le cumul est de 10 jours (équinoxe le 11 Mars) ; pour palier à cet inconvénient, le pape Grégoire XIII ordonna un retrait de 10 jours à cette année de 1582 et pour mieux préciser l'année tropique il supprima les années bissextiles qui ne sont pas divisibles par 400 mais divisible par 100 (1600, 2000, . . bissextiles ; alors que 1700, 1800, 1900, . . ne le sont pas). Cette amélioration réduit l'année tropique à 365j 05mn 12 s, ce qui ne fait qu'une erreur de un jour sur 4 milles ans.

A Rome, la réforme s'est passé comme suit : Le jeudi 4 Octobre 1582 fût suivi du Vendredi 15 Octobre 1582 (¡ ...¿)

Pour les historiens, l'année qui précède l'an un est 1 av. J.C. Pour les astronomes (depuis Cassini en 1770) la compte comme l'année zéro. Elle fut bissextile. Ainsi, par exemple, l'année 13 av. J.C. des historiens, est l'année -12 et elle est bissextile.

5) Le calendrier hégire

En 1998, le premier janvier julien correspond au 14 janvier grégorien et c'est un mercredi.
L'an 1419 de l'hégire débute, en 1998, le mardi 28 avril grégorien.

6) La période Julienne (Julian Date : JD)

Le calcul d'une durée, limitée par deux époques est généralement fastidieux (exemple : votre âge en nombre de jours !) Un numérotage en série simplifie ce genre de problème ; Joseph Scaliger a eu cette idée en 1583. Il a utilisé la notion de "période julienne". Il a convenu de commencer la numération le 1er Janvier de 4713 avant J-C à midi. Le jeudi premier janvier 1998 est le 245 0 815 jours Juliens.

7) La période Julienne modifié (Modified Julian Date : MJD)

C'est la période julienne à compté du 17 novembre 1858 à 0h correspondant à JD=2400000,5; son emploi a été reconnu par l'Union Astronomique Internationale (U.A.I.).

Données Astronomiques :

Rayon terrestre	R_T = 6370 Km
Rayon solaire	R_S = 696 000 Km
Distance Terre-Soleil	1U.A =149 600 000 Km
1 Année Lumière	1a.l. = $9{,}461\ 10^{12}$ Km
	= $6{,}33\ 10^{4}$ U.A
	= 0,307 parsec
1 parsec	1pc = $3{,}086\ 10^{13}$ Km
	= 206 265 U.A
	= 3,26 a.l.

Séries d'exercices

Série n°1

Exercice n°1

Une première étoile a une magnitude apparente $m_1 = 3$. Quelle est la magnitude apparente m_2 d'une deuxième étoile dix fois plus lumineuse ?

Exercice n°2

1°) Une étoile est a 100 parsec de nous et a une magnitude apparente m=4. Quelle est sa magnitude absolue M ?
2°) Une étoile est juste visible à l'œil nu et à 1 kpc (mille parsec) de nous. Quelle est sa magnitude absolue M ?

Exercice n°3

1°) Parmi les étoiles suivantes de la séquence principale quelle est la plus lumineuse ? : une étoile de type spectral F, une étoile de type spectral O, une étoile de type spectral K ou une étoile rouge.
2°) Classer les étoiles suivantes par ordre décroissant de température : une étoile verte, une étoile rouge, une étoile blanche et le soleil.

Exercice n°4

1°) La magnitude absolue du soleil est M = 4,83, sa magnitude apparente m = - 26,74. Sachant que la relation du module de distance s'écrit :
m - M = 5 (log d - 1) où d est la distance de l'astre en parsec (le log est décimal), trouver la valeur du parsec en unité astronomique (U.A).
2°) Retrouver cette valeur en utilisant la définition même du parsec : lorsque la parallaxe (angle Terre-Etoile-Soleil) est de une seconde d'arc).
3°) A quelle distance de la terre (en a.l.) le soleil devrait-il se situer pour être à peine visible à l'oeil nu ($m_{lim} = 6$) ? .
4°) A l'intérieur de l'amas ouvert des pléiades, une étoile a les mêmes caractéristiques que le soleil (appartenant à la séquence principale et du type G2). Sa magnitude apparente est m*=10,4. Déduire la distance des Pléiades en années lumière a.l .

On donne : 1 parsec=3,26 a.l

Série n°2

Exercice n°1 (Structure interne des étoiles)

1°) Soit une étoile supposée sphérique de centre O et de rayon *R*.
Donner la signification physique des deux équations :

$$\frac{dM}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r)$$

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{GM(r)\rho(r)}{r^2}$$

Où on désigne par $\rho(r)$ la masse volumique à la distance *r* de O, $P(r)$ la pression à la distance *r* de O et $M(r)$ la masse contenue dans la sphère de centre O et de rayon *r*.
2°) Soit la fonction :

$$H(r) = P(r) + \frac{GM^2(r)}{8\pi r^4}$$

a/ Montrer que :

$$\frac{dH}{dr} = -\frac{GM^2(r)}{2\pi r^5}$$

b/ Déduire que la pression au centre de l'étoile est telle que :

$$P_c > \frac{GM^2}{8\pi R^4}$$

3°) Soit le modèle de variation de la masse volumique $\rho(r) = \rho_o\left[1 - \frac{r}{R}\right]$

a/ Quelle est la variation de la masse $M(r)$ en fonction de la distance au centre r ?

b/ Déduire la valeur de ρ_o en fonction du rayon de l'étoile *R* et de sa masse totale $M=M(R)$.

c/ Montrer que la pression $P(r)$ s'écrit :

$$P(r) = P_c - \pi G\rho_o^2\left[\frac{2}{3}r^2 - \frac{7}{9}\frac{r^3}{R} + \frac{r^4}{4R^2}\right]$$

d/ Déduire la pression centrale P_c .

Exercice n°2 (Modèles polytropiques)

On considère un modèle d'étoile constitué par une sphère gazeuse, chimiquement homogène, en équilibre, pour laquelle la pression totale *P* est liée, en tout point, à la densité correspondante ρ, par la relation :

$$P = K\rho^{\gamma} \qquad \text{(A)}$$

où *K* est une constante, caractéristique de l'étoile et γ est une constante, la même pour toutes les étoiles.

1°) Calculer l'indice polytropique *n* définit par :

$$n = \frac{\frac{d\rho}{\rho}}{\frac{dT}{T}}$$

On rappelle que la relation des gaz parfaits entre P, γ et T s'écrit : $P = (\rho/m_H)\, kT\, (2X + 0{,}75\, Y + 0{,}5\, Z)$

2°) Soient les deux équations fondamentales suivantes :

$$\frac{dM}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \qquad (1)$$

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{GM(r)\rho(r)}{r^2} \qquad (2)$$

a/ Ecrire l'équation différentielle du second ordre (B) obtenue en éliminant *M* entre (1) et (2)

b/ Expliquer pourquoi (A) et (B) permettent de trouver la structure interne de l'étoile.

3°) Soit ρ_o la densité au centre de l'étoile. On pose : $\rho = \rho_o\, \theta^n$ et $r = \alpha x$ avec $n = 1/(\gamma - 1)$ et α une longueur caractéristique de l'étoile.

a/ Exprimer α en fonction de *K, n, G et* ρ_o pour que l'équation (B) devient :

$$\frac{1}{x^2}\frac{d}{dx}\left(x^2 \frac{d\theta}{dx}\right) = -\theta^n$$

appelée équation de Lane-Emdene.

b/ Quelles sont les valeurs de *x,* θ et $d\theta/dx$ au centre de l'étoile ?

4°) Vérifier que la fonction :

$$\theta(x) = \left(1 + \frac{1}{3}x^2\right)^{-1/2}$$

est solution de l'équation de Lane-Emdene. Quel est son indice polytropique ?

Exercice n°3 (étoiles variables)

1°) Hubble a détecté une étoile variable céphéïde dans la galaxie NGC6822. Sa magnitude apparente passe de 11,2 à 13,4 en 6,5 jours. Utilisant la relation période-luminosité :

$$M = -2{,}25\, \log(P_{jours}) - 1{,}50$$

calculer la distance de NGC6822 et déduire sa nature extragalactique.

2°) Les RR Lyrae sont des étoiles variables de magnitude absolue moyenne constante *M=0.*

La magnitude moyenne des RR Lyrae du petit nuage de Magellan (PNM) est *m=19.*

L'absorption interstellaire dans cette direction est d'environ une magnitude, évaluer la distance au soleil du PNM.

Série n°3

Exercice n°1

1°) Comment Hubble a-t-il estimé la distance de M31 (dans la constellation d'Andromède) et conclu alors que c'est une galaxie et non une nébuleuse ?

2°) a/ Donner l'allure de la courbe représentant la variation de la vitesse de rotation d'une étoile appartenant à la Galaxie (G) en fonction de sa distance au centre de G.

b/ Donner l'interprétation physique des différentes parties de cette courbe.

3°) On choisit le modèle suivant pour la vitesse différentielle de la Galaxie :

$$v(r) = 67{,}76 + 50{,}06r - 4{,}0448r^2 + 0{,}0861r^3$$

où r est la distance au centre en *kpc* (*kilo-parsec*)

a/ Exprimer les constantes d'Oort *A* et *B* dans ce modèle. On prendra la distance du soleil au centre de la Galaxie $r_o=10$ *kpc* et on rappelle que :

$$A = -\frac{r_0}{2}\left[\frac{d}{dr}\left(v(r)/r\right)\right]_{r=r_0} \text{ et } B = -\frac{1}{2r_0}\left[\frac{d}{dr}\left(v(r).r\right)\right]_{r=r_0}$$

b/ Comparer aux valeurs de l'Union Astronomique International *A=15 km/(s.kpc)* et *B= -10 km/(s.kpc)* .

c/ Exprimer *A-B* en fonction de r_o et $v_o=v(r_o)$.

d/ Soit la grandeur accélération centrifuge $K(r) = \frac{v^2(r)}{r}$. Exprimer $\left(\frac{dK}{dr}\right)_{r=r_o}$ en fonction de *A* et *B*, puis donner sa valeur numérique en $km^2s^{-2}kpc^2$ pour ce modèle.

Exercice n°2

La vitesse maximale de rotation différentielle V_m du Grand Nuage de Magellan (GNM) est estimée à partir des mesures d'effet Doppler sur la raie 21 cm à V_m=79,5 km/s.

1°) En utilisant la relation de Tully et Fisher établie en 1977 (le log est décimal) :

$$M = -(5{,}07 \log V_m + 8{,}28)$$

calculer la magnitude totale absolue du GNM.

2°) Sa magnitude totale apparente est m = 0,63. Déduire sa distance en kiloparsec (kpc).

☼☺☼