

3 L'OBSERVATION EN ASTROPHYSIQUE

L'astrophysique est principalement une science observationnelle. Nous obtenons des informations sur l'Univers par cinq différents "canaux" :

- 1) le rayonnement électromagnétique
- 2) les corps solides (météorites, rochers lunaires)
- 3) le rayonnement cosmique
- 4) les neutrinos et antineutrinos
- 5) le rayonnement gravitationnel

Les différentes catégories de méthodes qui permettent d'accéder à des informations en astrophysique sont esquissées dans la figure 3.1. Dans le courant du 20ème siècle, c'est le début de l'astronomie spatiale qui rend accessible l'observation des domaines spectraux absorbés ou diffusés par l'atmosphère (ultraviolet, infrarouge, rayons X, rayons gamma). C'est aussi, pour les corps du système solaire, le début de l'exploration in situ avec l'envoi des sondes spatiales. Des mesures sur ballon et satellites ont permis la détection des diverses composantes du rayonnement cosmique, d'autres instruments embarqués ont permis d'effectuer des expériences dans l'environnement spatial proche de la Terre (particules chargées, champs magnétiques et électriques).

Tandis que des neutrinos d'origine astrophysique ont déjà été observés par des grands détecteurs souterrains, les antennes pour le rayonnement gravitationnel n'ont pas encore atteint la sensibilité requise pour détecter des gravitons.

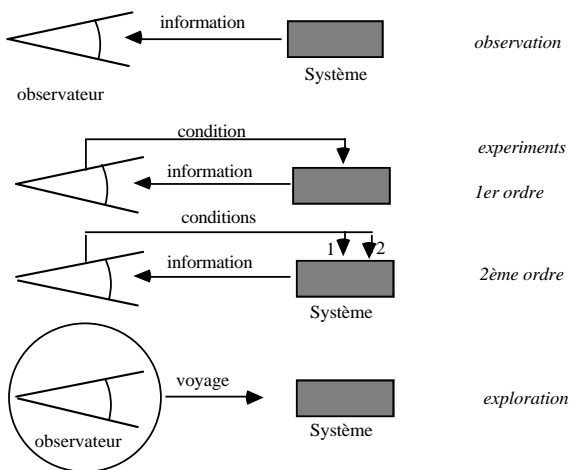


Fig. 3.1 : Les différentes catégories de méthodes qui permettent d'accéder à des informations en astrophysique.

Encore aujourd'hui, la quasi totalité de l'information astrophysique est transportée par le rayonnement électromagnétique : le messager principal de l'astrophysique est le photon.

Nous avons le privilège d'assister à une époque unique dans l'évolution des connaissances en astrophysique : une quantité énorme d'informations est disponible grâce aux diverses observations des facettes du rayonnement électromagnétique : à part les télescopes optiques pour lesquels des techniques avancées ont été développées (optiques adaptatives, interférométrie), des antennes pour le domaine radio et radar observent à partir du sol. Des télescopes embarqués en ballon et en satellite ont donné accès au ciel de l'ultraviolet, l'infrarouge, les rayons X, et les rayons gamma.

Toute la voûte céleste (4π stéradians) est observée dans une gamme impressionnante de longueurs d'onde ($10^{-23} \text{ m} < \lambda <$

1m). La dimension du temps peut être associée à celle de la distance radiale - la 'profondeur' de l'observation dépend de la sensibilité de l'instrument et de la transparence de l'Univers dans une certaine direction/couleur. Pour un objet céleste donné, les intervalles temporels des observations seront beaucoup plus limitées ($10^{-9} \text{ s} < t < 10^9 \text{ s}$).

Chaque instrument filtre une partie d'un espace multidimensionnel (figure 3.2) qu'on peut définir par les dimensions spatiale, spectrale et temporelle. Nos images de l'Univers dans ces dimensions sont présentées dans le chapitre 8.

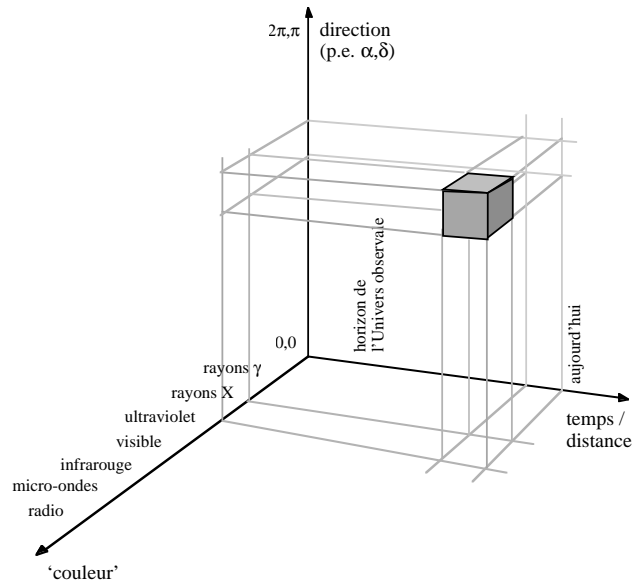


Fig 3.2 : Chaque instrument filtre une partie d'un espace multidimensionnel qui a une dimension spectrale, temporelle et spatiale(s).

Chaque domaine nous révèle de nouveaux phénomènes, originels et parfois totalement inattendus p.e. les pulsars ou le fond cosmologique à 3 K dans l'astronomie radio, les molécules aromatiques en astronomie infrarouge, ou les sursauts gamma dans l'astronomie des hautes énergies (voir Figure 8.8). Les différents objets astrophysiques montrent des facettes complémentaires à travers l'examen de l'ensemble du spectre électromagnétique (voir chapitre 8.3 - le ciel multi-longueurs d'onde).

3.1 LE PHOTON - MESSAGER DE L'ASTRONOMIE

3.1.1 Emission thermique, le corps noir

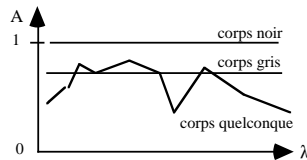
On appelle corps noir, un corps qui absorbe tout le rayonnement électromagnétique auquel il est soumis. Cependant il n'est pas noir au sens optique, c'est à dire qu'il émet un rayonnement thermique qui dépend de la température d'équilibre de ce corps .

- coefficient de réflexion $R = F_r / F_i$
- coefficient de transmission $T = F_t / F_i$
- coefficient d'absorption $A = F_a / F_i$

F_i, F_r, F_t, F_a : flux incident, réfléchi, transmis, absorbé

bilan du rayonnement incident sur un corps : $R + T + A = 1$

corps noir : $A = 1$



En fonction de sa température, un corps émet un rayonnement thermique dont la variation avec la longueur d'onde est donnée par la Loi de Planck (rayonnement du corps noir à la température T).

Plus un objet est froid, plus son maximum est émis à grande longueur d'onde λ_{max} (fig. 3.4).

Avec une température de surface de 5850 K, le maximum du rayonnement solaire est émis à $\lambda=0.49 \mu\text{m}$ (l'oeil humain a son maximum de sensibilité autour de $0.5 \mu\text{m}$... hasard ou Darwinisme ?). Pour une étoile de type O ($T \sim 30000 \text{ K}$), le maximum se situe à 96 nm , c'est-à-dire dans le domaine de l'ultraviolet. Pour les corps du système solaire, ce maximum se trouve dans l'infrarouge (il varie d'environ $9 \mu\text{m}$ dans le cas de Mercure, à $110 \mu\text{m}$ dans le cas de Pluton). L'intensité totale émise par un corps noir est proportionnelle à T^4 . Ceci explique, en particulier, pourquoi l'émission propre des planètes est négligeable dans le domaine visible ($0.4 - 0.8 \mu\text{m}$).

Si les objets du système solaire sont malgré tout visibles dans le domaine optique, c'est qu'ils réfléchissent la lumière solaire : c'est une deuxième composante du rayonnement de ces objets.

L'intensité de la composante réfléchie du rayonnement solaire dépend non pas de la température de l'objet mais d'une quantité appelée albédo; la répartition spectrale ressemblera à celle du Soleil si l'albédo ne dépend pas trop de la longueur d'onde.

L'albédo est le rapport de l'intensité lumineuse réfléchie (dans toutes les directions) par une sphère, sur l'intensité de la lumière parallèle qui l'éclaire. L'albédo est donc relié au coefficient de réflexion de la surface ou de la couche nuageuse qui renvoie le rayonnement solaire.

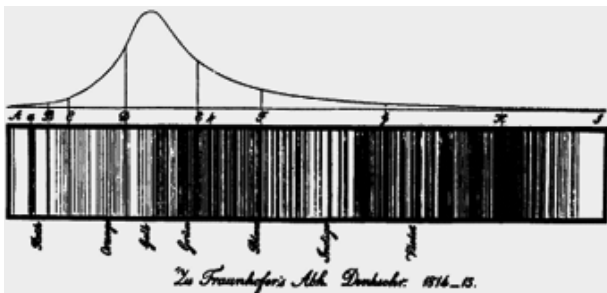


Fig 3.3 : Le Spectre de Fraunhofer

3.1.2 Les lois de rayonnement du corps noir

La brillance $B(\nu)$ est la puissance rayonnée par unité de fréquence, unité d'angle solide et unité de surface.

Sur tout son spectre, l'émission du corps noir s'exprime par la

loi de Planck :

$$B(\nu, T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad 3.1$$

pour les faibles fréquences, c'est-à-dire les photons de basse énergie $h\nu \ll kT$ (énergie thermique), la loi de Planck peut être approximée par la loi de Raleigh-Jeans

$$\text{pour } h\nu \ll kT \quad e^{h\nu/kT} \approx 1 + h\nu/kT \quad (e^x = 1 + \frac{x}{1!} + \frac{x^2}{2!} \dots)$$

loi de Raleigh-Jeans :

$$B(\nu, T) \approx \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{h\nu/kT} = \frac{2kT\nu^2}{c^2} \quad 3.2$$

La loi de Raleigh-Jeans (qui n'utilise pas la constante h !) suffit généralement pour expliquer les faibles fréquences (radio), par contre, pour les hautes fréquences, cette loi mènerait à une catastrophe UV ($B \rightarrow \infty$ pour $\nu \rightarrow \infty$). La puissance rayonnée sur l'ensemble du spectre est donnée par la loi de Stefan-Boltzman :

loi de Stefan-Boltzman :

$$B(T) = \int_{\nu} B(\nu, T) d\nu = \frac{\sigma \cdot T^4}{\pi} \quad [\text{W/m}^2 \cdot \text{sr}] \quad 3.3$$

L'émission totale $E(T)$ est la puissance rayonnée dans 2π (demi espace) par unité de fréquence et unité de surface

$$E(T) = \pi B = \sigma \cdot T^4$$

La loi de Wien donne la longueur d'onde λ_{max} du maximum émis en fonction de la température du corps noir

loi de Wien :

$$\lambda_{max} = \frac{h \cdot c}{4.97 kT} \quad 3.4$$

$$\approx 2.89 \cdot 10^{-3} T^{-1} \quad [\text{m}] \quad (\text{par unité de } \lambda !)$$

$$\text{constante de Stefan} \quad \sigma = 5.67 \cdot 10^{-8} \text{ W/m}^2 \cdot \text{K}^4 = \frac{8\pi^5 k^4}{15c^3 h^3}$$

$$\text{constante de Planck} \quad h = 6.63 \cdot 10^{-34} \text{ J}\cdot\text{s}$$

$$\text{constante de Boltzmann} \quad k = 1.38 \cdot 10^{-23} \text{ J/K}$$

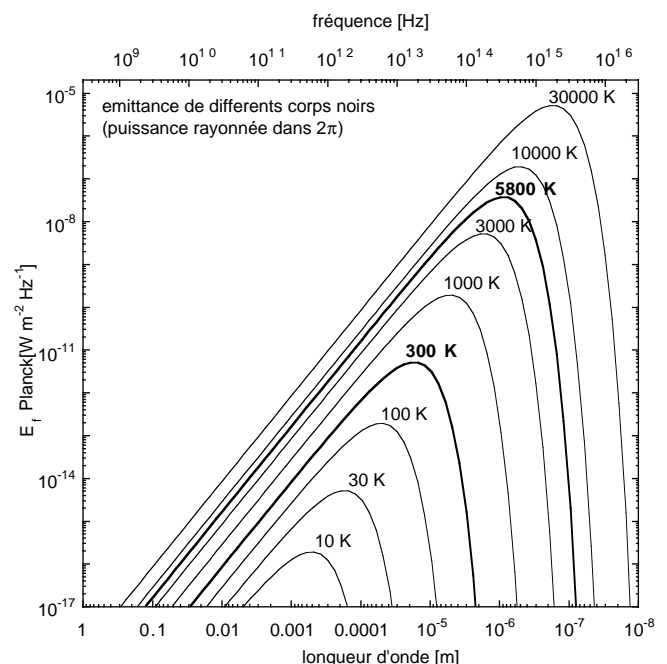
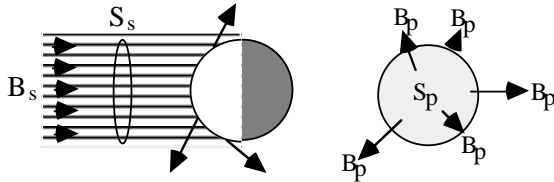


Fig. 3.4 le spectre du corps noir

Température d'équilibre

Bilan du rayonnement d'un corps irradié : Estimation de la température globale moyenne T_p de la surface du corps illuminé (p.e. une planète) par une source de rayonnement (p.e. une étoile) dans le cas d'équilibre du rayonnement :



rayonnement incident absorbé = rayonnement émis

$$B_s \cdot S_s \cdot (1-A) = B_p \cdot S_p$$

- B_s émittance du ray. incident, dist. du corps illuminé
- S_s surface exposée à l' source
- A Albédo (fraction du rayonnement réfléchi)
- B_p émittance du rayonnement émis à la surface du corps
- S_p surface du corps

$$\sigma \cdot T_s^4 \frac{4\pi r_s^2}{4\pi d^2} \cdot \pi r_p^2 \cdot (1 - A) = \sigma \cdot T_p^4 \cdot 4\pi r_p^2$$

le corps est en rotation rapide - toute sa surface rayonne comme un corps noir à la température T_p ($A_{ir} \approx 0$)

$$T_p = \sqrt[4]{T_s^4 \cdot \frac{r_s^2}{4d^2} \cdot (1 - A)} \quad 3.5$$

- T_p température globale moyenne / équilibre de rayonnement
- r_p rayon du corps
- d distance étoile - corps irradié
- r_s rayon de l'étoile
- T_s température à la surface de l'étoile

3.1.3 Les raies spectrales

Dans la première moitié du 19^{ème} siècle, la découverte des raies atomiques dans le spectre du soleil par Fraunhofer (Fig. 3.3.), et son interprétation physique par Kirchhoff et Bunsen ont donné naissance à l'Astrophysique. L'analyse du rayonnement avec des méthodes spectroscopiques a changé profondément les méthodes dans toute la physique observationnelle. Bien qu'inaccessible à notre oeil, l'information spectrale contenue dans la lumière apporte de nouvelles informations sur la composition chimique, la température et les vitesses des sources éloignées (paragraphe 3.2.7)

L'atome d'hydrogène d'après Bohr

Dans l'équilibre entre attraction Coulombienne et force centrifuge (voir "rayon de Bohr" section 2.0)

$$F_{coulomb} = F_{centri}$$

$$\frac{-q^2}{4\pi\epsilon_0 r^2} = \frac{mv^2}{r} \quad 3.6$$

l'énergie potentielle est de

$$E_{pot} = \frac{-q^2}{4\pi\epsilon_0 r} = \frac{-mq^4}{4\epsilon_0^2 n^2 h^2} \quad 3.7$$

$$\text{ou } r_n = n^2 \frac{4\pi\hbar^2 \epsilon_0}{m e q^2}, \quad h = 2\pi\hbar \quad 3.8$$

est le rayon de Bohr. E_{cin} étant -1/2 de E_{pot} (multiplier 3.6 avec r , voir aussi théorème du viriel), l'énergie totale E , composé de l'énergie potentielle E_{pot} est de l'énergie cinétique E_{cin} , devient

$$E = \frac{-mq^4}{8\epsilon_0^2 n^2 h^2} \quad 3.9$$

On décrit les états énergétiques (en première approximation) par une seule variable n , le nombre quantique principal.

$$E = -E_0/n^2 \quad 3.10$$

avec $n=1,2,\dots$ [$E_0 = 2.18 \cdot 10^{-18}$ J pour $n = 1$]

$$\Delta E_{ij} = E_i - E_j = h\nu \quad 3.11$$

$$\nu(n_1, n_2) = \frac{E_{n_2} - E_{n_1}}{h} \quad 3.12$$

$$= \frac{mq^4}{8\epsilon_0^2 h^3} \left(\frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2} \right) \quad 3.13$$

$$1/\lambda = R_\infty (1/n_j^2 - 1/n_i^2)$$

R_∞ (constante de Rydberg) : $10^7 973'731 \text{ m}^{-1}$

Les transitions discrètes entre les états énergétiques sont esquissés dans Fig 3.5. Le niveau $n=\infty$ correspond à l'ionisation de l'atome.

exemple H α : la transition de l'orbite $n=3$ vers $n=2$ correspond à une longueur d'onde de 6562.78 Å; dans le spectre de l'hydrogène on mesure une raie à 6562.793 (Série de Balmer).

Comment ces transitions se produisent-elles ? (soit $E_j > E_i$)

a) processus de rayonnement (1, 2 est l'inverse de 3)

- 1 émission spontanée $j \rightarrow i$, $E_j - E_i = h\nu_{ij}$
- 2 émission induite $h\nu_{ij} + X_j^{+m} = X_i^{+m} + h\nu_{ij} + h\nu_{ij}$
- 3 excitation par rayonnement $X_i^{+m} + h\nu_{ij} = X_j^{+m}$

b) processus de collision

$X_i^{+m} + e^-(\epsilon) \rightarrow$ (excitation par collision)

$X_j^{+m} + e^-(\epsilon') \leftarrow$ (désexcitation par collision)

X type d'atome

m degré d'ionisation

i état quantique

Appellation des spectres : Les spectres des atomes du Calcium neutres, ionisés, double-ionisés sont appelés CaI, CaII, CaIII. HII est le nom du "spectre de H ionisé" (qui n'existe pas - il n'y a plus d' e^-) mais : dans les "région HII" on peut observer souvent le spectre de l'HI, c.a.d. après la recombinaison des p et e^-]

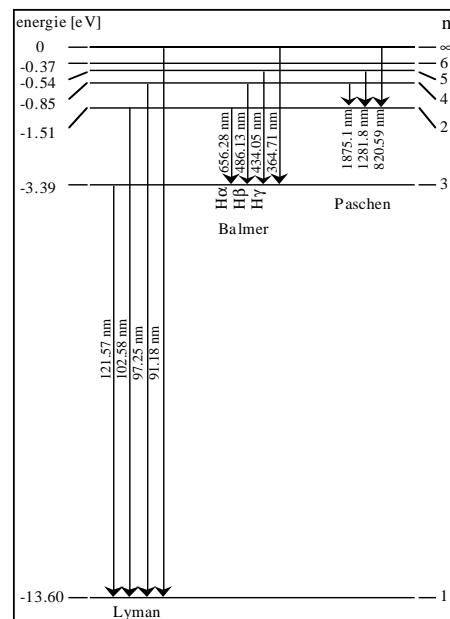
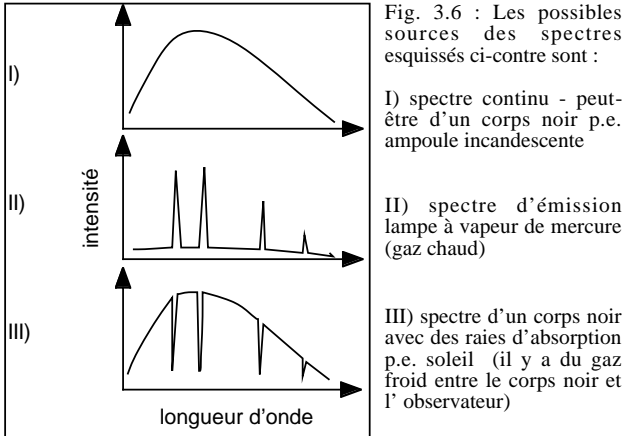


Fig. 3.5 : Les transitions de l'atome d'hydrogène

3.1.4 Composition Chimique, Température, Vitesses

L'analyse du rayonnement en fonction de la longueur d'onde nous renseigne sur la composition chimique et les conditions physiques des astres. Les constituants gazeux présentent des signatures spectrales qui permettent leur identification (des empreintes de la matière sur la lumière); les intensités relatives et les largeurs des différentes raies d'une raie atomique ou moléculaire donnée fournissent des informations sur la température et la pression du milieu.



- λ (position de la raie) \Rightarrow identification d'un élément, d'une molécule
- intensité de la raie \Rightarrow abondance d'atomes dans un certain état énergétique $\rightarrow T$
- décalage de la raie \Rightarrow vitesse relative du milieu (par rap. à l'observateur)
- élargissement de la raie \Rightarrow température T
- absorption / émission \Rightarrow grad T , (\rightarrow densité)

spectres stellaires

La longueur d'onde des raies d'absorption, leur intensité et leur largeur varient d'une étoile à l'autre. Certaines étoiles ont des raies de l'hydrogène très marquées, d'autres n'ont aucune raie d'hydrogène mais de fortes raies du sodium ou du calcium. Pourquoi cette diversité ? Les abondances élémentaires, sont-elles si différentes ? En fait, ce ne sont pas nécessairement les abondances qui varient tellement, mais les températures des photosphères.

L'absorption d'un photon d'une certaine énergie $h\nu$ requiert des électrons qui peuplent un niveau énergétique permettant une transition avec $\Delta E = h\nu$. Si la température est trop haute (\rightarrow beaucoup de collisions entre atomes \rightarrow atomes ionisés) ou trop basse (peu de collisions \rightarrow électrons dans l'état fondamental, pas assez d'électrons dans les niveaux énergétiques $> h\nu$ les photons avec l'énergie $h\nu$ ne seront pas absorbés). L'intensité relative des raies peut servir d'indicateur de température: entre 4000 et 12000 K ce sont les raies de l'hydrogène qui dominent, les raies de l'He sont visibles pour $T=15000-30000$ K - celles du calcium entre 3000 et 6000 K. La précision de cette méthode est d'environ 20-50 K.

Les étoiles peuvent être classifiées selon leur couleur et leur signature spectrale. Selon la loi de Wien ($\lambda_{\max} \approx T^{-1}$, où λ_{\max}

est le maximum d'émission de l'étoile; voir par. 3.1.2), la couleur de l'étoile peut être assimilée à la température. On définit la couleur d'une étoile par un indice de couleur B-V (différence des luminosités dans la bande bleue - bande visible qui à son centre de gravité dans le jaune-orange). Pour classer les étoiles en fonction de leur température de surface, l'indice B-V n'est cependant pas une quantité suffisamment précise : d'une part les étoiles ne rayonnent pas vraiment comme des corps noirs, et d'autre part certains types d'étoiles ont des spectres avec un maximum d'émission au delà de la gamme visible. Une mesure de la température par un indice de couleur est donc seulement approximative.

Les types spectraux

La classification de Harvard se fait suivant les signatures spectrales de la table 3.1 ci-dessous en partant du bleu vers le rouge. Les spectres stellaires étaient initialement catalogués en fonction de l'intensité des raies d'absorption de l'hydrogène. Type A montre les raies d'H les plus fortes, B un peu moins fortes etc. Plus tard on a découvert, que l'intensité des raies dépendait de la température de surface et on a réarrangé la classification (O, B, A, F, G, K, M ...). Chaque classe est subdivisée en 10 intervalles, p.e. B6 ou M4, avec 0 le plus chaud, 9 le moins chaud (Figure 3.7).

couleur	classe	température de surface	raies principales	λ_{\max} , domaine
bleue	O	20'000 à 35'000 K	peu de raies, HeII, le HeI ~ visible, les HI faibles	~ 100 nm, UV
bleue-blanche	B	15'000 K	He II \rightarrow faibles, HeI (de+en+ faibles), HI visibles	~ 200 nm, UV
blanche	A	9'000 K	raies du HI forts	~ 320 nm, UV
jaune/blanche	F	7'000 K	HI moins fort, CaII fort, métaux neutres faibles	~ 410 nm, vis.
jaune(soleil)	G	5'500 K	HI beaucoup moins fortes CaII & métaux neutres	~ 530 nm, vis.
orange/jaune	K	4000 K	Ca, Fe, métaux dominant	~ 725 nm, vis.
rouge	M	3000 K	molécules et métaux neutres	~ 960 nm, IR

Table 3.1 : La couleur des étoiles et la classification de Harvard

moyen mnémotechnique pour se souvenir de l'ordre :

O, Be A Fine Girl Kiss Me (pour experts : **Rigth Now, Smack**)

vitesses : Est-ce que l'anneau de Saturne tourne comme un corps solide ? Comme les anneaux de Saturne réfléchissent la lumière du Soleil, le spectre est essentiellement le spectre du Soleil - avec ses raies spectrales.

Les mesures du décalage des raies spectrales des particules de l'anneau peuvent montrer sa rotation : une particule de l'anneau qui s'approche en direction de l'observateur contribue à la formation de raies décalées vers le bleu, le décalage spectral étant d'autant plus grand que la composante radiale de la vitesse est grande.

Au contraire, les particules qui s'éloignent de l'observateur contribuent à la formation de raies décalées vers le rouge.

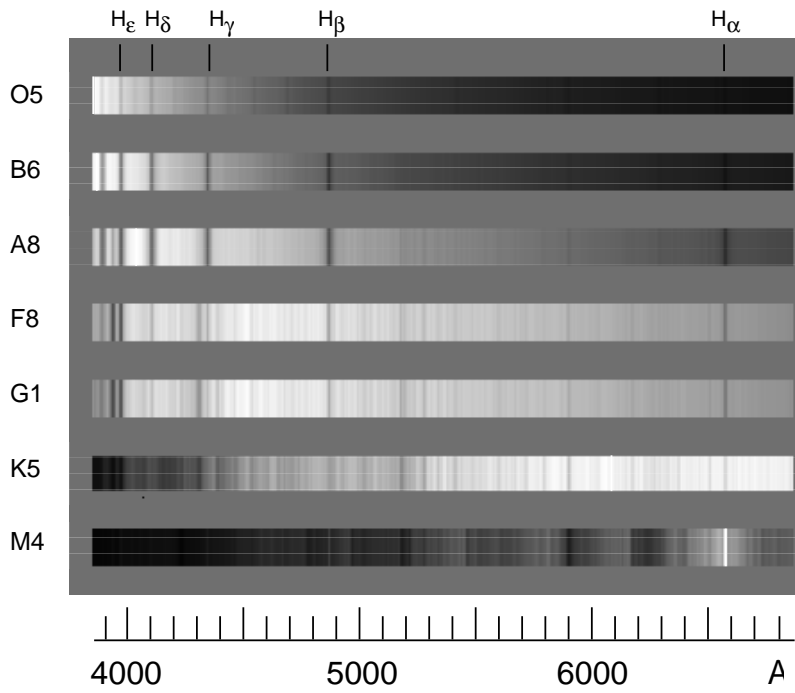


Fig. 3.7 : Exemples de spectres stellaires pour différents types d'étoiles

Le décalage des raies spectrales (effet Doppler pour vitesse v de la source non relativiste²) met en évidence que l'anneau n'a pas la même vitesse angulaire que la planète (droite : $v \sim r$); les différentes parties de l'anneau sont animées de vitesses décroissantes avec r ($v \sim \sqrt{1/r}$) indiquant qu'il est formé de particules indépendantes en orbites Kepleriennes.

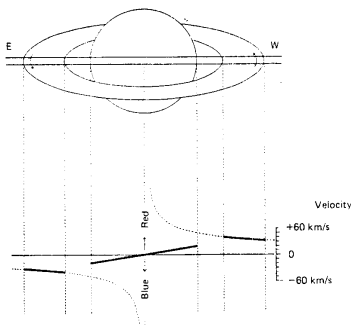
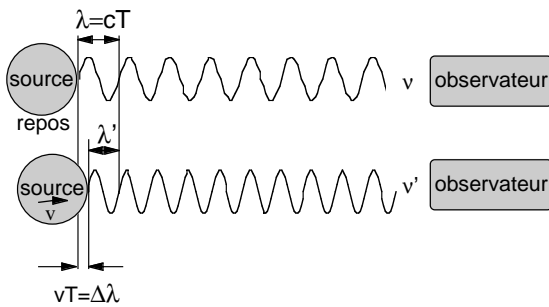


Fig. 3.8 : Est-ce que l'anneau de Saturne tourne comme un corps solide ? Le décalage des raies spectrales mesuré par J.E. Keeler (ApJ, 1895)

² effet Doppler non-relativiste: source en mouvement, observateur au repos



Pendant la durée d'une oscillation T ($T = 1/\nu = \lambda/c$), la source avance de vT . Comme la vitesse du signal est limitée à c , dans le référentiel de l'observateur, la longueur d'onde est diminuée de $\Delta\lambda = vT = v\lambda/c \Rightarrow$

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c} \quad \text{et} \quad \frac{\Delta\nu}{\nu} = \frac{v}{c} \quad (\text{pour } v \ll c)$$

$$\lambda' = (c-v)T = (1 - v/c) \lambda$$

$$\nu' = c/\lambda' = (1 / (1 - v/c)) \nu$$

élargissement et température : Les mouvements thermiques d'un gaz ont tendance à élargir les raies spectrales - la largeur des raies présente par conséquent une mesure des températures. La variation de la longueur d'onde λ reçue d'une source en mouvement est $\Delta\lambda = v/c$ (Effet Doppler). La vitesse thermique p.e. des atomes du fer dans l'atmosphère du soleil ($T \approx 5800$ K) est de ~ 1.3 km/sec. Pour la raie à $\lambda = 3860$ Å, ceci engendre une largeur Doppler de $\Delta\lambda = 0.017$ Å.

gradient de la température : Dans le cas d'une atmosphère présentant un gradient de température qui change de signe avec l'altitude (ce qui est le cas de toutes les planètes), le spectre infrarouge peut présenter des raies moléculaires, soit en émission (si le gradient est positif) soit en absorption (si le gradient est négatif), selon l'intensité de la raie considérée, et selon l'abondance et la distribution des constituants détectés, spectroscopiquement, dans les spectres infrarouges planétaires.

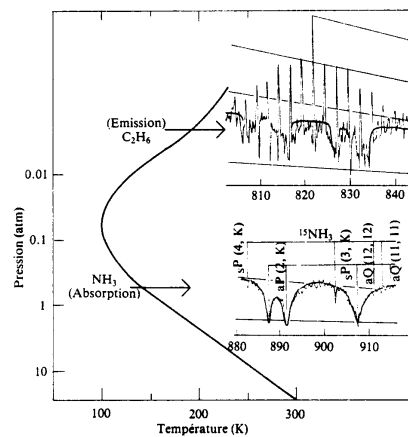


Fig 3.9 : Mécanisme de formation des raies spectrales dans une atmosphère planétaire

3.2 MESURER LE CIEL

3.2.2 L'observation du Ciel à l'oeil nu³

La Figure 3.10 schématise le mouvement de la terre autour du soleil : la visibilité des différentes constellations au cours de l'année s'explique par cette représentation. Les conditions d'observabilité de la lune (phases, heure du lever/coucher de la lune d'une certaine phase) se laissent déduire quand on sait que le sens de la rotation est le même pour la terre que pour la lune, de même que pour les révolutions de la terre autour du soleil et de tous les autres corps du système solaire.

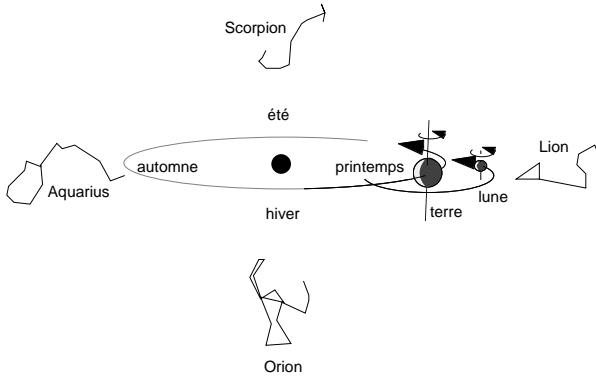


Figure 3.10 : la visibilité des différentes constellations au cours de l'année

Mais comment distinguer les planètes des étoiles à l'oeil nu ? Comme les autres corps du système solaire, les planètes sont des objets relativement froids : leur température ne dépasse pas quelques centaines de K. Leur rayonnement visible propre est donc très faible par rapport au rayonnement solaire qu'elles renvoient dans notre direction. C'est pourquoi leurs conditions d'observation depuis la Terre dépendent de leur position par rapport au Soleil. A l'oeil nu, on distingue les planètes des étoiles à cause de leur lueur. Tandis que les étoiles scintillent (on imagine qu'un faisceau extrêmement étroit subit les variations d'indices de réfraction dans une atmosphère turbulente) la lumière des planètes semble être constante (les planètes ne sont pas des points lumineux mais des petits disques - la scintillation est moyennée par rapport à une surface).

En ce qui concerne la visibilité des planètes, on peut distinguer essentiellement deux types de configuration :

Dans le cas des planètes supérieures, dont la distance héliocentrique est supérieure à 1 ua, l'observation est possible en pleine nuit, lorsque les planètes peuvent être situées du côté opposé au Soleil par rapport à la Terre.

Dans le cas des planètes inférieures, dont la distance héliocentrique est inférieure à 1 ua, ces objets - Mercure et Vénus - s'observent toujours à proximité du Soleil, donc en début ou en fin de nuit. La fraction éclairée de leur surface varie selon leur position en fonction de l'angle de phase (pour Vénus, l'angle de phase est toujours < 48°) : elles présentent donc un effet de phase comme la Lune.

3.2.3 Mesure des distances et diamètres par Aristarque et Eratostène

On cherche à mesurer par de simples observations :

D_t	:	diamètre de la Terre
D_l	:	diamètre de la Lune
D_s	:	diamètre du Soleil
d_{tl}	:	distance Terre-Lune
d_{ts}	:	distance Terre-Soleil

Diamètre de la Terre D_t : La première mesure du rayon terrestre est due au savant grec ERATOSTENE DE CYRENE (en 250 avant J.C.) : le jour du solstice d'été, lorsque le Soleil

est au zénith (lorsqu'il éclaire le fond d'un puits) à Syène (Assouan), Eratostène mesure l'ombre d'un obélisque à Alexandrie. Il détermine donc que le Soleil se trouve à $7^{\circ}12'$ au sud de la verticale du lieu. Aussi, il estime la distance entre Assouan et Alexandrie en sachant qu'une caravane à chameau met 50 jours pour parcourir ce trajet.

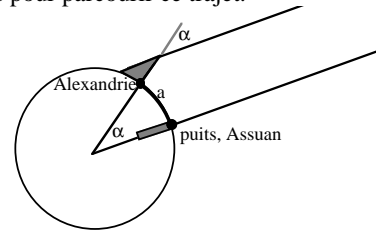


Fig 3.11 : le principe de la mesure du diamètre de la terre par Eratostène

Le cercle complet contient 360° , l'angle ($7^{\circ}12'$) fait donc environ 1/50ème du cercle: $\alpha \approx 0.13$; donc, si la Terre est un globe, sa circonférence doit valoir 50 fois la distance (a) entre Alexandrie et Syène.

$a = 50$ jours en caravane (chameaux...)
 ≈ 5000 stades (1 stade $\approx 180m$, 157m en Egypte, 211m en Grèce)
 ≈ 900 km

Eratostène trouve donc une circonférence de la Terre de 250'000 stades soit 45'000 km (39'000-53'000 km) et donc un diamètre

$$D_t = 2 a / \alpha \approx 13000 \text{ km.}$$

Cette valeur finale était remarquablement précise (en l'an -250) bien que Syène (Assouan) et Alexandrie ne soient pas situées exactement sur le même méridien.

Tailles et distances relatives (mesures effectuées par Aristarque de Samos en 270 avant J.C.) :

rapport des diamètres Terre / Lune

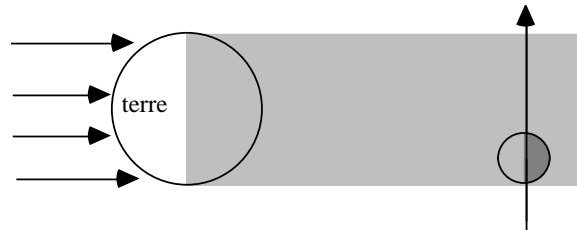


Fig 3.12 : l'estimation de D_l/D_t pendant une éclipse lunaire

t : temps que la lune met pour entrer dans l'ombre de la Terre
 T : temps pendant lequel la lune reste dans l'ombre cylindrique de la Terre.

$$\text{rapport des diamètres} : \frac{D_l}{D_t} = \frac{t}{T} = r$$

$$D_l = D_t \cdot r \quad r : 0.36 \text{ (Aristarque)} ; 0.26 \text{ (aujourd'hui)}$$

Distance Terre-Lune

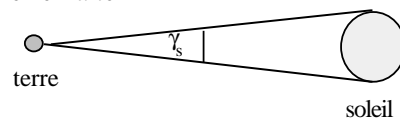


Fig 3.13 : les angles de vision du Soleil et de la Lune

γ_l : angle de vision de la Lune

γ_s : angle de vision du Soleil

$$D_l = \gamma_l d_{tl} \quad \text{diamètre de la Lune}$$

³ incomplet, voir notes du cours

$$d_{tl} = \frac{D_t \cdot r}{\gamma} \text{ distance Terre-Lune, avec } r = D_l / D_t$$

Mesure d'Aristarque : $\gamma = \gamma_s = 2^\circ$, aujourd'hui : $\gamma = \gamma_s \approx 0.5^\circ$

Distance Terre-Soleil

On mesure l'angle β dans le triangle Terre-Lune-Soleil au moment (exact) de la demi-lune. Par cette astuce l'angle δ est de 90° et les rapports des côtés du triangle sont établis.

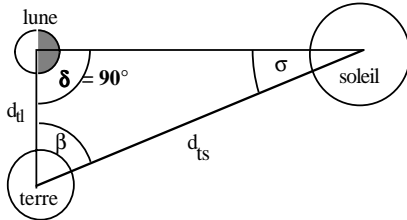


Fig 3.14 : le triangle Terre-Lune-Soleil au moment de la demi-lune

$$\sigma = \arctan \frac{d_{tl}}{d_{ts}} \approx \arctan \frac{d_{tl}}{d_{ts}} \approx \frac{d_{tl}}{d_{ts}} ;$$

$$= 180^\circ - \delta - \beta = 90^\circ - \beta$$

$$d_{ts} = \frac{d_{tl}}{90^\circ - \beta}$$

$$D_s = \gamma_s \cdot d_{ts}$$

Mesure d'Aristarque : $\beta = 87^\circ \Rightarrow d_{ts}/D_t = 180$

Valeur d'aujourd'hui : $\beta = 89^\circ 52' \Rightarrow d_{ts}/D_t = 11726$

	$\frac{D_l}{D_t}$	$\frac{D_s}{D_t}$	$\frac{d_{tl}}{D_t}$	$\frac{d_{ts}}{D_t}$	πD_t
Aristarque -270	0.36	6.75	9.5	180	
Eratostène -230					252'000 stad ~40'000 km
valeur d'aujourd'hui	0.7	108.9	30.2	11726	40'000 km

3.2.4 Mesures modernes des distances

Parallaxes géométriques : Dans le cas des objets relativement proches de la Terre, on mesure leur distance géocentrique par la méthode des parallaxes géométriques, le rayon terrestre (connu grâce aux travaux géodésiens) étant choisi comme longueur de référence.

Périodes d'orbites planétaires : (p.e. Distance Terre-Soleil) On peut accéder à la mesure de la distance Terre-Soleil en mesurant la distance géocentrique d'une planète intérieure au moment de l'opposition, puis en appliquant la 3ème Loi de Képler :

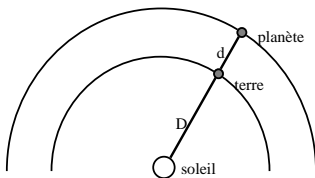


Fig 3.15 : opposition d'une planète

$$\text{Képler } \frac{(a_t)^3}{(p_t)^2} = \frac{(a_p)^3}{(p_p)^2} \text{ a : demi grand axe ; p : période de révolution}$$

Grâce à cette loi, les distances de toutes les planètes peuvent être connues si l'on détermine l'une d'elles. Au XVIIème siècle, la planète Mars fut observée en même temps à Cayenne par Richter et à Paris par Cassini et Picard, ce qui permit la première détermination à peu près correcte de l'unité astronomique de $146 \cdot 10^6$ km.

La distance solaire peut se déterminer grâce à l'observation du transit d'une planète inférieure P (Mercure, Vénus) devant le Soleil, à partir de 2 stations terrestres A et B, définissant une base de longueur b. La planète est en conjonction inférieure (Soleil, Planète, Terre alignés). Le 3 juin 1769, le passage de Vénus devant le disque du Soleil fut observé depuis deux points terrestres L1 et L2: à Varda (Suède) et à Tahiti. En mesurant en chacun de ces points la durée de passage de la planète devant le Soleil, on en déduit la dimension apparente de la corde décrite, donc la distance angulaire entre les deux cordes. Cet angle est aussi celui sous lequel un observateur situé sur Vénus verrait la distance qui sépare les deux lieux d'observations terrestres.

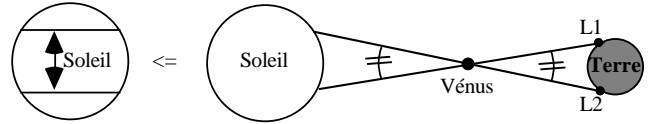


Fig 3.16 transit de Vénus devant le Soleil

Mesure radar-laser : Les déterminations les plus précises des distances dans le système solaire sont obtenues par les échos radar à partir de la lune, des planètes proches ou des sondes spatiales.

Dans le cas de la distance Terre-Lune, on a même pu remplacer le radar par un faisceau laser, ce qui accroît encore la précision de la mesure, jusqu'à quelques centimètres.

parallaxe annuelle : parallaxe d'une étoile par rapport à la base égale à l'unité astronomique (triangulation à partir des différents côtés de l'orbite de la terre).

parallaxe dynamique : Le mouvement relatif du soleil par rapport aux étoiles de la Galaxie provoque des mouvements apparents radiaux de ces étoiles. Le point vers lequel le soleil se dirige s'appelle *apex*, il se situe dans la constellation de l'Hercule, le point opposé s'appelle *antapex*. Une étoile E qui est à la distance r du soleil et avec la distance angulaire θ de l'apex s'éloignera de l'apex avec une vitesse angulaire u à cause du mouvement du soleil (vitesse s). Avec le théorème des sinus.

$$r = s (\sin \theta) / \sin u \approx s \sin \theta / u \quad 3.14$$

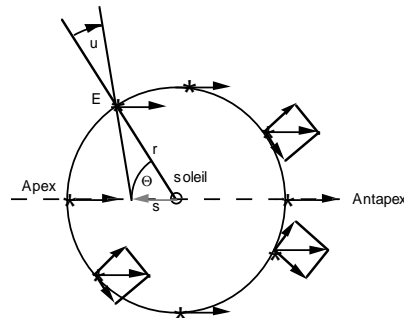


Fig. 3.17 : le mouvement relatif du soleil par rapport aux étoile

parallaxe spectroscopique : Si on arrivait à connaître la magnitude absolue M d'une étoile l'estimation de sa distance r pourrait se faire par

$$m - M = 5 \log (r/10\text{pc}) + A(r) \quad 3.15$$

où m est la magnitude apparente (mesurée) et A est une estimation de l'extinction interstellaire. Une possible méthode pour estimer M est l'observation et l'interprétation du spectre d'une étoile : on remonte ainsi à la luminosité absolue de l'astre (-> diagramme Hertzsprung-Russel).

Les méthodes **relation période-luminosité** (p.e. Céphéïdes), **étoiles les plus lumineuses de galaxies**, **luminosités de galaxies**, **galaxie la plus brillante dans amas de galaxies** utilisent toujours le principe de base décrit dans "parallaxe spectroscopique" : des objets avec la même magnitude apparente *et* absolue se trouvent à la même distance. Une

condition pour toutes ces méthodes est leur calibration avec une autre méthode.

expansion de l'Univers : pour estimer les très grandes distances r (p.e. les quasars) on utilise la mesure du décalage vers le rouge cosmologique z et en s'appuyant sur une constante de Hubble H supposée connue

$$z = (\lambda - \lambda_0) / \lambda_0 \quad 3.16$$

$$= (H/c) r \quad 3.17$$

A présent, la constante de Hubble est estimée :

$$50 \text{ kms}^{-1} \text{ Mpc}^{-1} < H < 100 \text{ kms}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}.$$

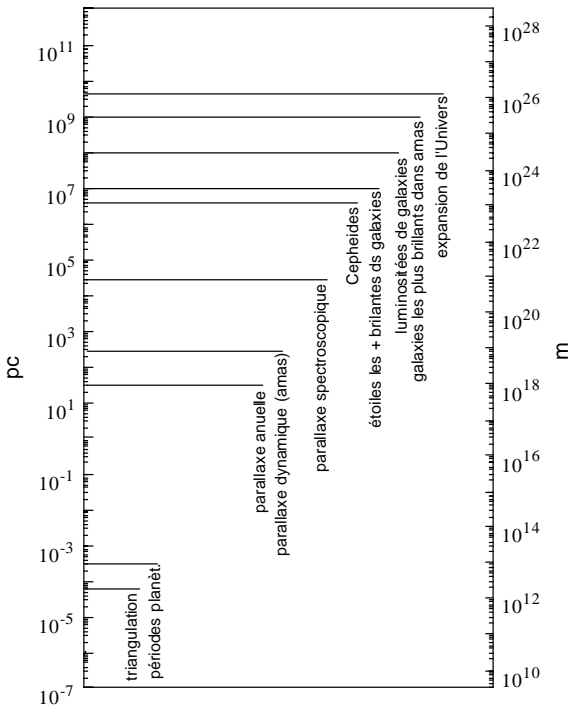


Fig 3.18. L'échelle des méthodes de mesure de distance : chaque méthode est applicable seulement jusqu'à une distance maximale (tracée en abscisse) - à partir de cette distance, d'autres méthodes prennent le relais. Toutefois, ces méthodes-là ont du être calibrées par une des techniques confirmées (sur des objets plus proches) dans la gamme de recouvrement des deux méthodes.

3.2.5 Diamètres

Depuis la Terre, quatre types de mesures peuvent être envisagés :

Diamètre apparent : les premières mesures de diamètres ont été obtenues à partir de l'observation du diamètre apparent (c'est-à-dire de l'angle sous lequel l'objet est vu depuis la Terre) en connaissant la distance de la planète. Cette méthode est peu précise, puisque le diamètre angulaire de l'objet est toujours très petit; d'autre part, la méthode n'est correcte en toute rigueur que pour les corps dénués d'atmosphère; le diamètre mesuré se rapporte à une couche nuageuse d'épaisseur inconnue, dans le cas des planètes à atmosphère épaisse.

Radar : dans le cas des objets proches (planètes intérieures, certains astéroïdes ou certaines comètes très proches) les mesures Radar donnent le diamètre du globe solide. Depuis l'avènement des sondes spatiales, des mesures de diamètres très précises ont été obtenues par Radar ; dans le cas des planètes intérieures et des principaux satellites, on a pu faire l'altimétrie de la surface au moyen des Radars embarqués sur les sondes.

occultation stellaire : dans le cas d'objets lointains (astéroïdes ou planètes géantes) la méthode de mesure par observation d'une occultation stellaire donne une mesure remarquablement précise de la longueur de la corde occultée.

Si l est la corde à mesurer et v la vitesse de l'objet : $l = v(T_2 - T_1)$

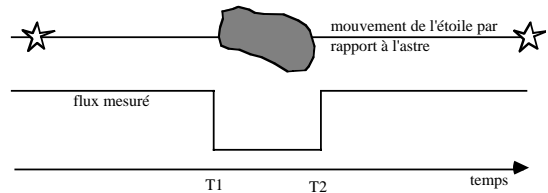


Fig 3.19 : occultation stellaire

3.2.6 Masses

La détermination de la masse M d'un corps céleste est relativement aisée lorsque celui-ci possède un compagnon (p.e. soleil/planète, planète/satellite). En écrivant que le compagnon (qui est supposé avoir une masse $m \ll M$) a un mouvement newtonien autour de l'astre, on déduit sa masse en fonction de la vitesse du compagnon et de sa distance.

$$\frac{GmM}{r^2} = m\omega^2 r \quad 3.18$$

avec m : masse du compagnon ; M : masse de l'astre, ω : vitesse angulaire de la révolution

Application au calcul de la masse de la Terre :

$$r = 384\,400 \text{ km (distance Terre-Lune)}$$

$$\omega = 2.66 \cdot 10^{-6} \text{ s}^{-1} \text{ (T = 27.34 jours)}$$

$$G = 6.67 \cdot 10^{-11} \text{ N} \cdot \text{m}^2 \cdot \text{kg}^{-2} \text{ d'où}$$

$$M_{\text{Terre}} = r^3 \omega^2 / G = 6 \cdot 10^{24} \text{ kg}$$

Dans le cas des planètes du système solaire sans compagnon (p.e. Mercure, Vénus), et des satellites planétaires, la mesure de la masse à partir d'observations terrestres est beaucoup plus difficile; on peut estimer cette masse à partir des perturbations exercées sur les objets voisins, mais le résultat est peu précis. Pour Mercure et Vénus, de même que pour les satellites galiléens, une détermination précise de la masse a été obtenue grâce à l'observation du passage des sondes spatiales à proximité de ces objets.

systèmes binaires

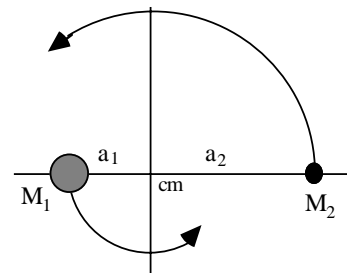


Fig 3.20 : deux corps en rotation circulaire autour d'un centre de masse

Pour les systèmes binaires (p.e. étoiles doubles), les masses M_1 et M_2 peuvent être estimées en appliquant la troisième loi de Kepler généralisé

$$P^2 = K a^3 / M_{\text{sys}} \quad 3.19$$

où P est la période du système, a le demi grand axe (pour le cas d'orbites circulaires $a = a_{\text{tot}} = a_1 + a_2$), $M_{\text{sys}} = M_1 + M_2$, $K = 1$ pour a en UA, M en M_{\odot} , P en années; en unités SI, $K = 4\pi^2 / G = 5.92 \cdot 10^{11} \text{ s}^2 \text{kg/m}^3$

(pour les étoiles doubles, a peut se calculer s'il est possible de mesurer notre distance à l'étoile double et la distance angulaire entre les deux astres)

Tandis que l'équation 3.19 donne la masse du système M_{sys} , nous voudrions connaître chacune des deux masses M_1 et M_2 .

Pour calculer le rapport de masse M_1/M_2 , nous égalons les forces centripète des deux corps $F = Mv_1^2/a_1$, ou $v = 2\pi a/P$

$$\frac{4\pi^2 a_1 M_1}{P^2} = \frac{4\pi^2 a_2 M_2}{P^2} \quad \text{et donc} \quad 3.20$$

$$\frac{a_1}{a_2} = \frac{M_2}{M_1} \quad 3.21$$

exemple : la découverte de la première planète extrasolaire

En 1995, une équipe de l'observatoire de Genève a découvert une planète autour d'une étoile de type solaire (Mayor et Queloz, Nature, 378, 355). La spectroscopie fine de l'étoile 51 Pegasi a révélé le comportement sinusoïdal d'un décalage Doppler correspondant à des vitesses de ± 53 m/s. La période de cette orbite est de 4.2 jours.

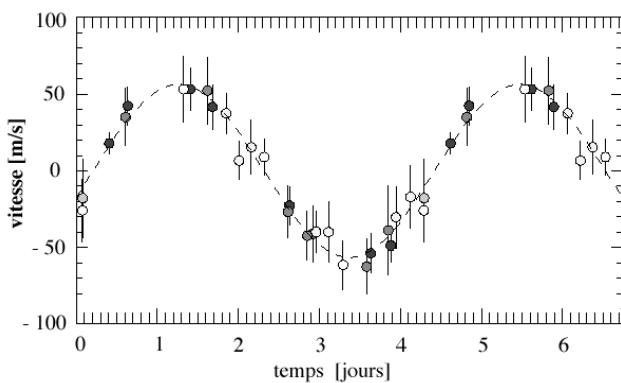
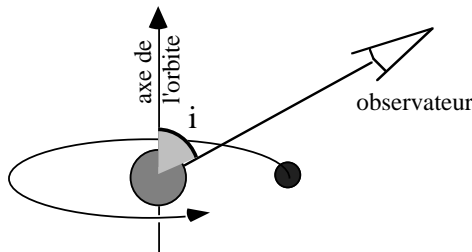


Fig 3.21 : vitesse radiale de l'étoile 51 Peg

Supposant que l'inclinaison i de l'orbite qui est proche de 90° ,



le rayon a_1 de l'orbite de 51 Peg autour du centre de masse (cm) du système devient :

$$a_1 = P v / 2\pi = 358560 \cdot 53 / 2\pi \approx 3 \cdot 10^6 \text{ m}$$

$$a_{\text{tot}} = a_1 + a_2 \quad (51 \text{ Peg-planète})$$

$$= (M_{\text{sys}} P^2 / K)^{1/3} = 7.6 \cdot 10^9 \text{ m}$$

$$\Rightarrow M_2 = M_1 \cdot a_2 / a_1 = 8 \cdot 10^{26} \text{ kg} \approx 0.5 M_{\text{Jupiter}}$$

relation masse-luminosité

Les masses des étoiles sur la séquence principale (voir 5.1.3) peuvent être estimées par la relation masse-luminosité $L \sim M^3$.

3.3 ETUDE DES CORPS SOLIDES (METEORITES)

La Terre est soumise à un incessant bombardement de matière, et l'information que transporte celle-ci n'est pas à négliger. Ce

flux de matière a un spectre de taille qui s'étend de particules submicroniques à celui des météorites massives (plusieurs tonnes). Le flux de matière extraterrestre fournit une information directe sur l'abondance des divers éléments aux lieux et instants où ils ont été produits, qu'il s'agisse du passé du système solaire (météorites), des réactions de haute énergie à la surface des étoiles ou de l'univers primordial (abondance de l'hélium dans le rayonnement cosmique).

Actuellement, l'essentiel des collectes météoritiques est effectué à la surface des calottes polaires, où des météorites se sont trouvées conservées dans la glace et protégées de la pollution atmosphérique. Les rapports isotopiques des météorites mesurées par spectroscopie de masse, nous renseignent sur leur âge ainsi que sur l'intensité des rayons cosmiques en différents endroits et moments de l'histoire du système solaire.

L'exploration spatiale permet d'ailleurs, progressivement, de prélever cette information en dehors de la Terre : surface de la Lune ou de Mars, atmosphère de Vénus ou de Saturne, prélèvements dans une atmosphère de comète...

3.4 L'EXPLORATION SPATIALE

Le premier lancement d'un satellite artificiel est réussi par les russes le 4/10/1957 avec SPOUTNIK I. Depuis cette date, l'exploration du système solaire a connu un progrès fabuleux : MARINER II accomplit la première mission planétaire réussie en passant à 35000 km de Vénus le 14 décembre 1962... et le 16 juillet 1969, la fusée SATURNE V qui emportait APOLLO-11 quitta Cap Kennedy. Quatre jours plus tard, le module lunaire EAGLE avec à son bord Neil Armstrong et Edwin Aldrin se posa sur la Lune... A part la mission Viking (atterrissage sur Mars) et les missions Vénéra 13/14 (atterrissages sur Vénus), un des plus grands succès pour la planétologie a été sans doute les sondes Voyager 1 et 2 qui ont exploré le système solaire extérieur.

3.5 PROBLEMES : OBSERVATIONS ASTROPHYSIQUES

3.1 Décrivez une observation à l'œil nu qui peut vous donner une idée du rapport des distances terre-lune et terre-soleil.

3.2 Aristarque de Samos (270 av. J.C.) avait estimé le diamètre de la lune d_L après avoir observé une éclipse lunaire.

a) Sachant que le diamètre de la terre est de 12800 km, refaites son calcul pour l'éclipse du 3/4 avril 1996.

La lune entre dans l'ombre totale	0 h 21 min
Début de l'éclipse totale	1 h 26 min
Fin de l'éclipse totale	2 h 53 min
Sortie de la lune de l'ombre totale	3 h 59 min

b) Quelles peuvent être les raisons qui expliquent l'écart entre cette estimation et la valeur précise pour d_L (3476 km) ? Expliquez à l'aide de croquis.

3.3 Esquissez l'aspect de la demi-lune (premier quartier) couchante a) pour un observateur proche de l'équateur (p.e. à Kourou) et b) pour un observateur à haute latitude (p.e. Spitzbergen, lat 76° N).

3.4 Vrai ou faux - possible ou impossible ?

Le croissant de lune doit sa forme à la projection de l'ombre du disque terrestre.

- ii Les éclipses lunaires se font toujours à la pleine lune.
- iii A la pleine lune, il y a toujours des régions d'où l'on peut observer une éclipse lunaire.
- iv Les éclipses de la demi-lune sont difficiles à observer car elles ont lieu en plein jour.
- v Il se peut que le soleil soit encore au dessus de l'horizon à l'ouest, quand la pleine lune s'est déjà levée à l'est.

- vi Une éclipse solaire ne s'observe pas de toutes les régions qui sont du "coté jour" de la terre
- vii Au pôle nord en décembre : Il est possible de voir la pleine lune.
- viii Au pôle sud en décembre : Il est possible de voir un croissant de lune.

3.5 Une journée sur Mars

- a) Décrivez le lever et le coucher des lunes pendant une journée typique sur Mars (période de rotation 24 h 37 min). Phobos à besoin de 7 h 39 min pour tourner autour de la planète, Deimos fait sa révolution en 30 h 18 min. Les deux satellites tournent dans le même sens (direct) de rotation que Mars.
- b) Pourquoi et comment vont évoluer les rayons orbitaux de Phobos et Deimos dans le futur ?
- c) Un observateur sur Mars pourrait-il, avec un bon télescope, observer les phases de Vénus, la Terre, la Lune, Jupiter, Phobos ?

3.6 Analysez les témoignages ci-dessous - comment jugez vous leur crédibilité ?

Le cuisinier : Je me souviens de cette nuit claire et calme comme si c'était hier - minuit sonnait, la Lune était en train de se coucher - l'une des cornes du croissant de Lune touchait déjà l'horizon c'est à ce moment là que j'ai entendu les cris ...

Le voleur : Au clocher sonnait la première heure du matin, je savais que quelque chose s'était passé. Je suis parti à sa recherche - il faisait sombre - la demi-lune venait de se coucher, mais au sud, un astre continuait de briller fort et tranquille. Quand je l'ai trouvé il était encore chaud et c'était trop tard ...

Sa femme : J'ai tout de suite su que cette conjonction nous porterait malheur. Pensez donc! : Venus dans la constellation de la Petite Ourse et la Lune dans son dernier quartier !! Le fait qu'elle se couchait à minuit n'arrangeait évidemment pas l'affaire...

L'amant : Minuit.. La Lune, ce visage pâle et rond, se couche à l'horizon oriental. Au zénith, l'étoile du berger clignotait doucement - une belle nuit pour franchir le Styx, n'est-ce pas ...?
[Qui est l'assassin ?]

3.7 La nuit venue, une petite fille solitaire et immobile, regarde filer un train sous les pâles rayons de la lune... Examinez le tableau "Train de Nuit" (Paul Delvaux, 1997-1994): quel effet surréaliste vous saute aux yeux ?



Paul DELVAUX, Train de Nuit 1957

3.8 Pourquoi n'y a t il pas d'éclipse lunaire chaque mois ?

3.9 Décrivez un phénomène céleste que vous avez observé vous même et pour lequel vous n'avez pas eu d'explication. Posez des questions qui pourraient amener à une solution.

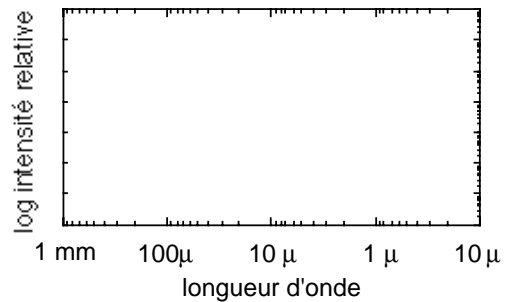
3.10 Combien pèse un soleil ?

- a) Comment peut on calculer la masse du soleil ?
- b) Comment calculer la masse d'une planète qui possède un satellite ? (p.e. Calculez la masse de Jupiter; étant donné la période de Io et sa distance de Jupiter)
- c) Comment peut-on faire si l'astre n'a pas de compagnon ?

3.11 Les modules de service du programme Apollo ont survolé la lune à une distance de 110 km sur une orbite circulaire de période 118 minutes. Sachant que le rayon de la lune est de 1738 km, calculez sa masse. ($G=6.7 \cdot 10^{-11} \text{Nm}^2\text{kg}^{-2}$, rappel : force centrifuge : $F_C = m\omega^2 r$)

3.12 Spectroscopie

- a) Quelles informations fondamentales sur la physique de la source du rayonnement peuvent être déduites de l'analyse des raies spectrales ?
- b) Esquissez schématiquement les spectres des sources suivantes :
 - b) corps noir à $T \sim 300 \text{ K}$ (vous)
 - c) filament d'une lampe incandescente ($T \sim 6000 \text{ K}$)
 - d) marquez le domaine visible
 - e) région HII
 - f) soleil ($T = 5800 \text{ K}$)



3.13 Etes-vous brillant ?

Estimez votre luminosité L_{moi} en vous considérant comme un tuyau contenant ~ 60 litres ($\phi = 20 \text{ cm}$, $l = 2 \text{ m}$). Inutile de vous rappeler que vous avez chaud ... (37.2°).
const de Stefan : $5.67 \cdot 10^{-8} \text{ W} \cdot \text{m}^{-2} \cdot \text{K}^{-4}$

3.14 Paramètres stellaires

Arcturus (α Bootes) est une étoile de type K3. Ses caractéristiques directement observables sont énoncées ci-dessous. Déterminez sa distance D (en UA), sa température de surface T et son rayon R (en rayons solaires R_{\odot})

- parallaxe annuelle : $\Theta = 0.09$ secondes d'arc
- intensité : $I = 3.2 \cdot 10^{-11} I_{\odot}$
(I comparée à l'intensité du soleil I_{\odot})
- pic d'émissivité du spectre à $\lambda_{\text{pic}} = 686$ nm

3.15 au tribunal

le policier : L'automobiliste allait à plus de 120 km à l'heure - je rappelle que la vitesse sur cette route est limitée à 100 km/h !

l'automobiliste : ridicule, ma voiture ne fait guère plus de 90 km/h! En plus, Monsieur l'agent de police était sans aucun équipement ...

le juge (vers le policier) : Aviez-vous un radar ?

le policier : non, mais au bord de la route, j'écoutais le bruit de la voiture - quand elle passait, ça ressemblait au chant du coucou (il imite le coucou) ...

Quelle amende feriez-vous payer à l'automobiliste ?

- CAS N° 1 0 F dépass. de moins de 5 km/h
- CAS N° 2 450 F dépassement de 6-19 km/h
- CAS N° 3 600 F dépassement de 20-29 km/h
- CAS N° 4 900 F dépassement de 30-39 km/h

- le coucou fait une tierce descendante, c.a.d. le rapport des fréquences $\nu_1/\nu_2 = 5/4$
- $c_{\text{son}} \approx 333$ m/s
- rappel effet Doppler : $dv/v = v/c$

3.16 nébuleuse planétaire de l'Hélice

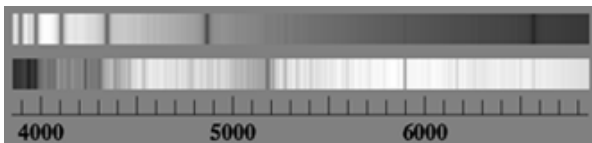


Le spectre d'une région (encadrée) de l'enveloppe révèle une raie H_{α} à 6562.3 \AA . L'échantillon mesuré se rapproche-t-il ? Estimez la vitesse d'expansion de l'enveloppe.

$\lambda_{H_{\alpha}} = 6562.8 \text{ \AA}$ (référentiel du laboratoire)
 $c_{\text{H}\alpha} \approx 3 \cdot 10^8$ m/s, rappel effet Doppler : $dv/v = v/c$

3.17 Spectres stellaires

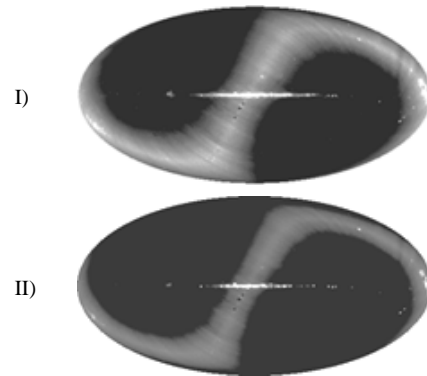
Faites une comparaison qualitative des températures de surface et des âges des deux étoiles (figure ci-dessous : spectre a) en haut et b) en bas) et estimez grossièrement les processus de combustion nucléaire qui pourraient dominer dans leur intérieur (l'étoile b est supposée être très lumineuse => géante rouge)



3.18 Lumière Zodiacale

La carte du ciel établie par le télescope COBE/DIRBE dévoile un grand éclat lumineux, en forme de S, traversant

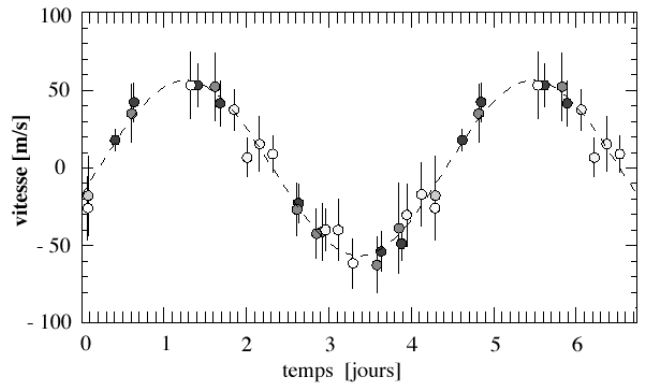
toute la voûte céleste : c'est le rayonnement thermique de poussières interplanétaires, leur température correspond à env. 240 K (carte I) et env. 120 K (carte II).



- Quelle est la source d'énergie de ce rayonnement en forme de S ?
- A quelle longueur d'onde ces poussières (I, II) émettent-elles le maximum [en μ] ?
- Mettre en équation le rayonnement solaire absorbé avec le rayonnement émis par une particule de poussière. Les particules sont supposées absorber complètement le rayonnement, avoir une forme sphérique et être en rotation sur elles-mêmes à une distance d typique du soleil.
- Calculez la distance moyenne entre le soleil et ces poussières [en UA].
- Commentez la largeur de la bande de la lumière zodiacale.

3.19 51 Pegasi

Récemment, l'observation spectroscopique de 51Peg, une étoile du type solaire, a révélée des raies atomiques avec un décalage Doppler qui évolue périodiquement avec le temps : La courbe ci-dessous montre les vitesses dérivées au cours d'une semaine.



- Cette courbe est considérée comme la preuve de la découverte d'une planète extrasolaire ? Pourquoi ? Interprétez qualitativement le graphe.
- 51 Peg est une étoile du type G2, comme notre Soleil; son intensité lumineuse est $8 \cdot 10^{12}$ fois plus faible que celle du soleil. Déterminez sa distance D en années lumière.
- La découverte a été faite par le spectrographe ELOIDE à l'Observatoire de Haute-Provence qui opère dans le domaine du visible ($\lambda \approx 0.5 \mu$). Quelle est l'amplitude du décalage des raies spectrales [en μ ou \AA] ?
- En utilisant les caractéristiques orbitales du graphe, calculez la distance entre 51Peg et la planète [en UA], et estimez la masse de la planète [en masses terrestres], en supposant que nous observons ce système binaire par la tranche de son plan orbital. La masse de 51 Peg est de $1 M_{\odot}$ (pourquoi sait-on cela ?).