



Les gens ont des étoiles qui ne sont pas les mêmes.

Pour les uns qui voyagent, elles sont des guides.

Pour les autres, elles ne sont rien que des petites lumières.

Pour d'autres, qui sont savants, elles sont des problèmes.

Le Petit Prince (Antoine de St Exupéry)



18/9/2015

1

ASTROPHYSIQUE et TECHNIQUES SPATIALES
(30h + 15h Pr, 5h Labo, 5h Proj., 5j T.t;)

Jsurdej@ulg.ac.be
**Institut d'Astrophysique et
de Géophysique, ULg**
(2015-2016)
Tel.: 04 - 3669783

Toutes nos connaissances relatives aux astres (galactiques et extragalactiques) découlent de l'application des lois physiques déduites sur Terre; d'où le terme 'astrophysique'.

Est-il permis d'agir de la sorte? Pourquoi les mêmes lois physiques sur Terre devraient-elles être applicables aux astres très éloignés? On n'en sait rien. On peut supposer qu'il en est peut-être ainsi et voir si nos déductions semblent logiques. Nos prédictions sont-elles en accord avec les observations? Pour rappel, l'Homme a marché sur la Lune grâce à l'application de nos lois physiques sur Terre tout au long de cette périlleuse et fantastique randonnée.

De plus, vu l'étroitesse de nos laboratoires terrestres, il ne nous est pas toujours permis de vérifier certaines des prédictions de nos théories sur Terre. Comme nous le verrons, cela devient possible dans le gigantesque laboratoire que constitue l'Univers tout entier (cf. découverte de l'Helium dans l'atmosphère solaire, les raies interdites de OIII ... qu'on appelait Nébulium ... dans le spectre des nébuleuses planétaires, le bruit de fond cosmologique à 2,7°K, etc.).

Événements astronomiques!!

**27-28 Septembre 2015:
éclipse de Lune totale (max.:
4h47)**

**9 Octobre 2015: beau
rassemblement à l'EST (Lune,
Vénus, Mars, Jupiter et
Régulus)**

18/9/2015

3

I. Données observationnelles



- ◆ **Livre de référence: Introduction to stellar astrophysics: vol. 1 (Basic stellar observations and data) par Ericka Bohm-Vitense (Cambridge University Press, ISBN 0 521 34869 2)**

18/9/2015

5

Dans la première partie du cours consacré à l'astrophysique galactique, nous étudierons les propriétés globales des astres (luminosités, couleurs, distances, masses, rayons). Dans la seconde partie, nous aborderons l'étude des astres extragalactiques. Enfin, la troisième partie du cours sera consacrée à la compréhension des instruments et télescopes modernes utilisés tant au sol que dans l'espace.

Des livres de références (cf. le livre indiqué ci-dessus pour la première partie du cours) vous seront recommandés.

BREF HISTORIQUE (rappels):

- découvertes anciennes les plus importantes
- Thalès de Milet (640-546 AC):
 - Lune illuminée par le Soleil
 - Eclipse de Soleil en 585 AC
- Anaximandre (610-546 AC): idée de l'obliquité de l'écliptique
- Pythagore (580-500 AC): Terre est sphérique
- Platon (428-348): rotation de la Terre
- Aristarque de Samos (310-230 AC):
 - Premier système héliocentrique

18/9/2015

6

BREF HISTORIQUE (rappels): Dans le bref aperçu historique sur l'astronomie qui suit, nous ne mentionnons que les découvertes anciennes les plus importantes sur lesquelles repose encore aujourd'hui toute l'astrophysique moderne. Un aperçu beaucoup plus général et détaillé de l'astrophysique et de la géophysique vous est proposé dans le cadre d'un master en sciences spatiales, enseigné à l'Institut d'Astrophysique et de Géophysique de l'ULg (Sart Tilman).

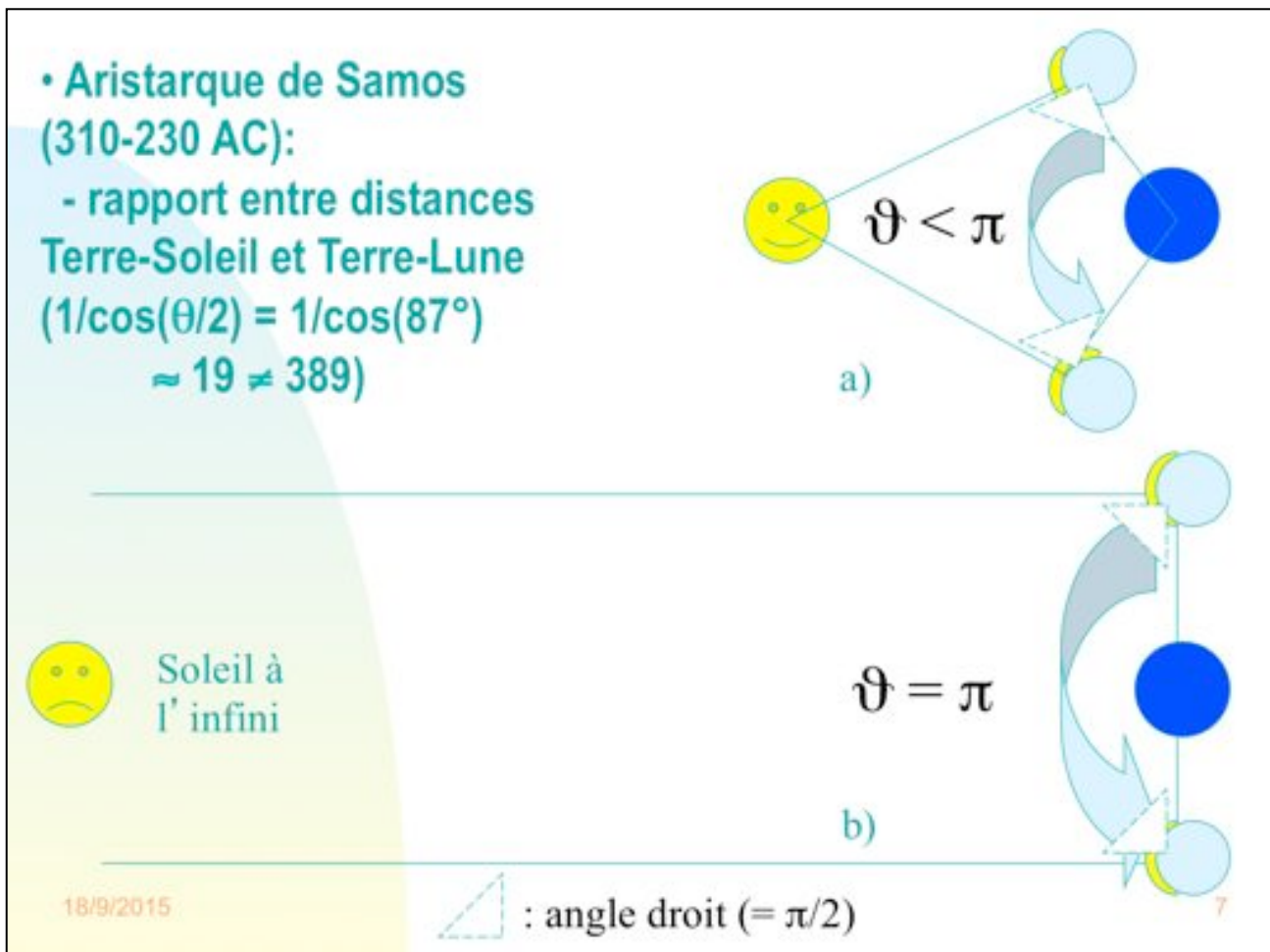
Thalès de Milet (640-546 AC) a proposé le premier que la Lune est un astre illuminé par le Soleil. Il est aussi célèbre pour avoir annoncé une éclipse de Soleil en 585 AC.

C'est à Anaximandre (610-546 AC) qu'on attribue l'idée de l'obliquité de l'écliptique (plan dans lequel se meut, de façon apparente, autour de la Terre le Soleil et la plupart des planètes; ce plan est incliné d'environ $23^{\circ}27'$ par rapport au plan de l'équateur terrestre).

Pythagore (580-500 AC) est probablement le premier à avoir réalisé que la Terre est sphérique.

Platon (428-348) propose que la Terre tourne sur elle-même, autour d'un axe fixe dans l'espace, permettant de rendre compte du mouvement diurne des astres.

Pour avoir proposé, 18 siècles avant Copernic, le premier système héliocentrique, Aristarque de Samos (310-230 AC) fut accusé d'impiété.



En mesurant l'intervalle de temps écoulé entre 2 quadratures de lune consécutives (i.e. première et seconde demi-lunes), comparé à la période synodique orbitale de la Lune autour de la Terre, Aristarque de Samos parvient à estimer le rapport entre les distances respectives de la Terre au Soleil et à la Lune ($1/\cos(87^\circ) = 19$, au lieu de la valeur actuelle d'environ 389, voir Fig. a). L'imprécision dans la mesure d'Aristarque s'élève à une durée d'environ 6 heures; ce qui reste pour l'époque une mesure remarquable. Pour une distance Soleil-Terre infiniment plus élevée par rapport à la distance Terre-Lune (cf. Fig. b), il aurait mesuré un intervalle de temps entre 2 quadratures de Lune consécutives parfaitement égal à une demi-période synodique orbitale, et un rapport des distances correspondantes égal à l'infini.

• **Aristarque de Samos (310-230 AC):**

- rapport des diamètres linéaires Lune/Soleil
- rapport des diamètres Lune/Terre ($0,5 \approx 3/8$)
- distance Terre-Lune:

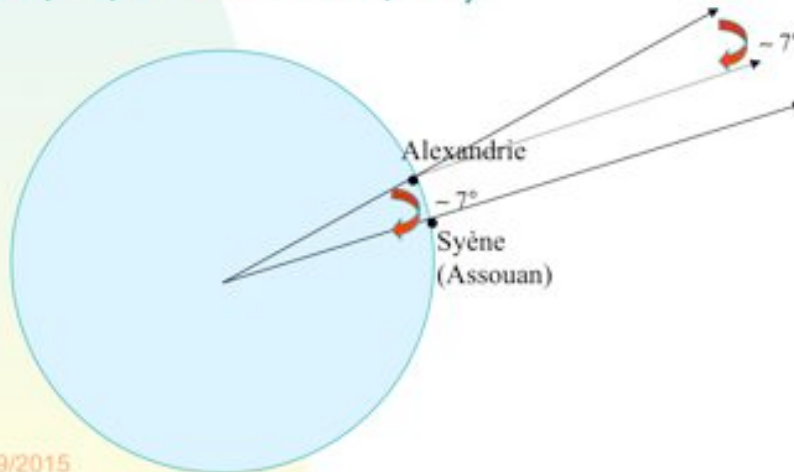
$$D_{TL} = (D_L/2) / \text{tg}(0,5^\circ/2)$$

18/9/2015 8

Vu les diamètres angulaires semblables du Soleil et de la Lune mesurés à partir de la Terre, il s'ensuit que le rapport des diamètres linéaires du Soleil et de la Lune est aussi d'environ 19 (aussi estimé aujourd'hui à 389).

De plus, il estime le diamètre linéaire de la Lune D_L en fonction de celui de la Terre D_T à partir de l'observation de la durée de la totalité d'une éclipse de Lune (cf. le rapport des durées entre les 1^{er} et 2^{ème} contacts et les 1^{er} et 3^{ème} contacts). Il mesure $D_L/D_T = 0,5$ comparé à la valeur actuelle proche de $3/8$. Il est dès lors facile de mesurer la distance de la Terre à la Lune D_{TL} en fonction du diamètre terrestre ($\text{tg}(0,5^\circ/2) = (D_L/2)/D_{TL} \dots$) de même que la distance Terre-Soleil en fonction de ce même diamètre.

- Ptolémée (90-168):
 - rapport de 59 (≈ 60) entre la distance Terre-Lune et le rayon de la Terre
 - raffinement des systèmes d'épicycles et de déférents conçus par Eudoxe (406-355 AC)
- Eratosthène (284-192 AC): diamètre de la Terre de 12900 km (≈ 12713 km; 5000 stades entre Alexandrie et Syène, 21 Juin midi, 7° , 1 stade = 157,5 m).



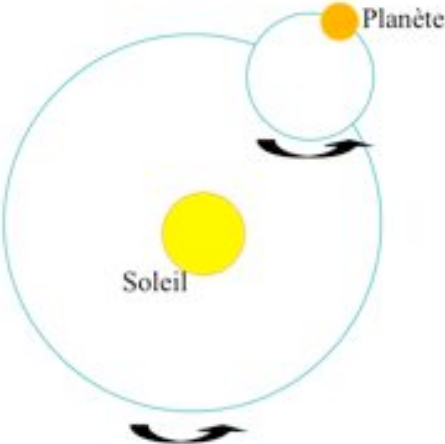
18/9/2015

9

En se basant sur des données observationnelles beaucoup plus précises que celles obtenues par Aristarque, Ptolémée a pu ainsi déduire un rapport de 59 entre la distance Terre-Lune et le rayon de la Terre, comparé à la valeur exacte proche de 60.

Eratosthène (284-192 AC) a estimé le diamètre de la Terre en comparant les inclinaisons des ombres portées sur deux cadrans solaires installés à Alexandrie et à Syène le 21 Juin à midi. Il trouve qu'entre ces deux lieux séparés par une distance de 5000 stades (1 stade est environ égal à 157,5m), la direction du Soleil diffère par rapport à la verticale de ces lieux d'environ 7 degrés. Il en déduit une mesure de la circonférence de la Terre ayant un diamètre d'environ 12900 km, comparé au diamètre polaire de 12713 km.

- **Hipparque (161-126 AC):**
 - catalogue de 800 étoiles
 - précession des équinoxes (Epi de la Vierge, 2° en 144 ans)
- **Copernic (1473-1543): modèle héliocentrique**



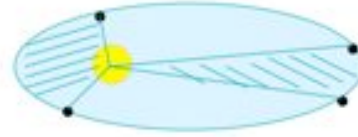
18/9/2015 10

Outre la construction d'un catalogue de plus de 800 étoiles classées suivant leurs grandeurs (luminosités apparentes), Hipparque (161-126 AC) est surtout connu pour avoir constaté que la longitude écliptique de l'Epi de la Vierge avait augmenté de 2 degrés par rapport à des observations réalisées 144 ans plus tôt, mettant ainsi en évidence le phénomène de précession des équinoxes, i.e. le dépacement de l'équinoxe par rapport aux étoiles de l'ordre de 50" par an (effet du moment de la force d'attraction gravitationnelle combinée du Soleil et de la Lune sur la Terre en rotation, légèrement aplatie; cf. la théorie du gyroscope vue en 1^{ère} ou 2^{ème} candidature).

C'est à Copernic (1473 -1543) que revient le mérite d'avoir définitivement rejeté les modèles d'Univers géocentriques, basés sur des systèmes d'épicycles et de déférents très compliqués conçus par Eudoxe (406-355 AC) et ensuite raffinés à l'extrême par Ptolémée (90-168), au profit du modèle héliocentrique qui allait augurer l'ère de l'astronomie moderne. Copernic garde toutefois un système héliocentrique comprenant des épicycles et des déférents, parvenant ainsi à mieux rendre compte des mouvements complexes (en réalité des trajectoires elliptiques) des planètes autour du Soleil (cf. Fig. ci-dessus). On peut montrer que le développement en série de Taylor d'une trajectoire elliptique correspond à un tel enchevêtrement d'épicycles et de déférents.

- Tycho Brahé (1546-1601): observations très précises

- Kepler (1571-1630): trois lois



- Galilée (1564-1642):
 - premier télescope astronomique (Lune, Vénus, Jupiter, Soleil)
 - principe d'inertie

- Newton (1642-1727): trois lois (inertie, $F=m\gamma$ et action-réaction)

**** Redshift 2 (photothèque): Système solaire; Description générale (planètes telluriques et satellites)

18/9/2015

11

Sur la base des très précises observations de positions des planètes et d'étoiles réalisées par Tycho Brahé (1546-1601), Kepler (1571-1630) parvient à trouver trois lois 'observationnelles' qui vont révolutionner notre compréhension du système solaire, voire de l'Univers. Première loi: les orbites des planètes autour du Soleil sont elliptiques, le Soleil occupant un des foyers. Deuxième loi: Le rayon vecteur de la planète, i.e. le rayon joignant le Soleil à la planète, balaie des aires égales en des intervalles de temps égaux. Troisième loi: le carré des périodes de révolution est proportionnel au cube de la distance moyenne de la planète au Soleil.

Galilée (1564-1642) est connu pour avoir construit et pointé le premier télescope astronomique vers le ciel. Il découvre les vallées et les montagnes de la Lune, les phases de Vénus et les satellites de Jupiter, le convainquant de façon absolue de la validité du système Copernicien proposé par l'astronome polonais. Galilée identifie aussi des taches sombres à la surface du Soleil. Pour toutes ces découvertes inattendues qui remettent en question le modèle d'Univers géocentrique et toute la pensée Aristotélicienne, il fut condamné à la prison en 1633 par un tribunal de l'Inquisition. C'est aussi Galilée qui a le premier proposé le principe d'inertie suivant lequel, en l'absence de force de frottement, tout corps reste en mouvement rectiligne et uniforme.

Enfin, Newton (1642-1727) énonce ses trois lois (inertie, $F=m\gamma$ et action-réaction) qui ont révolutionné la théorie des mouvements. Il explique ainsi de façon simple et élégante les mouvements de tous les corps célestes (reproduisant les lois de Kepler), le phénomène de précession ainsi que celui des marées.

Galiléoscope



$D = 5\text{cm}$, $F/D = 10$, $G = 25, 50$; coût: 17 €

9.3 Applications aux télescopes

9.3.1 Télescopes optiques

Galiléoscope



9.3 Applications aux télescopes

9.3.1 Télescopes optiques

Galiléoscope

<http://galileoscope.org/shop/>

25 US\$

→ 18 €



9.3 Applications aux télescopes

9.3.1 Télescopes optiques

1 Positions des étoiles

- 1.1 Systèmes de coordonnées
- 1.2 Direction de l'axe de rotation de la Terre
- 1.3 Visibilité du ciel

18/9/2015

15

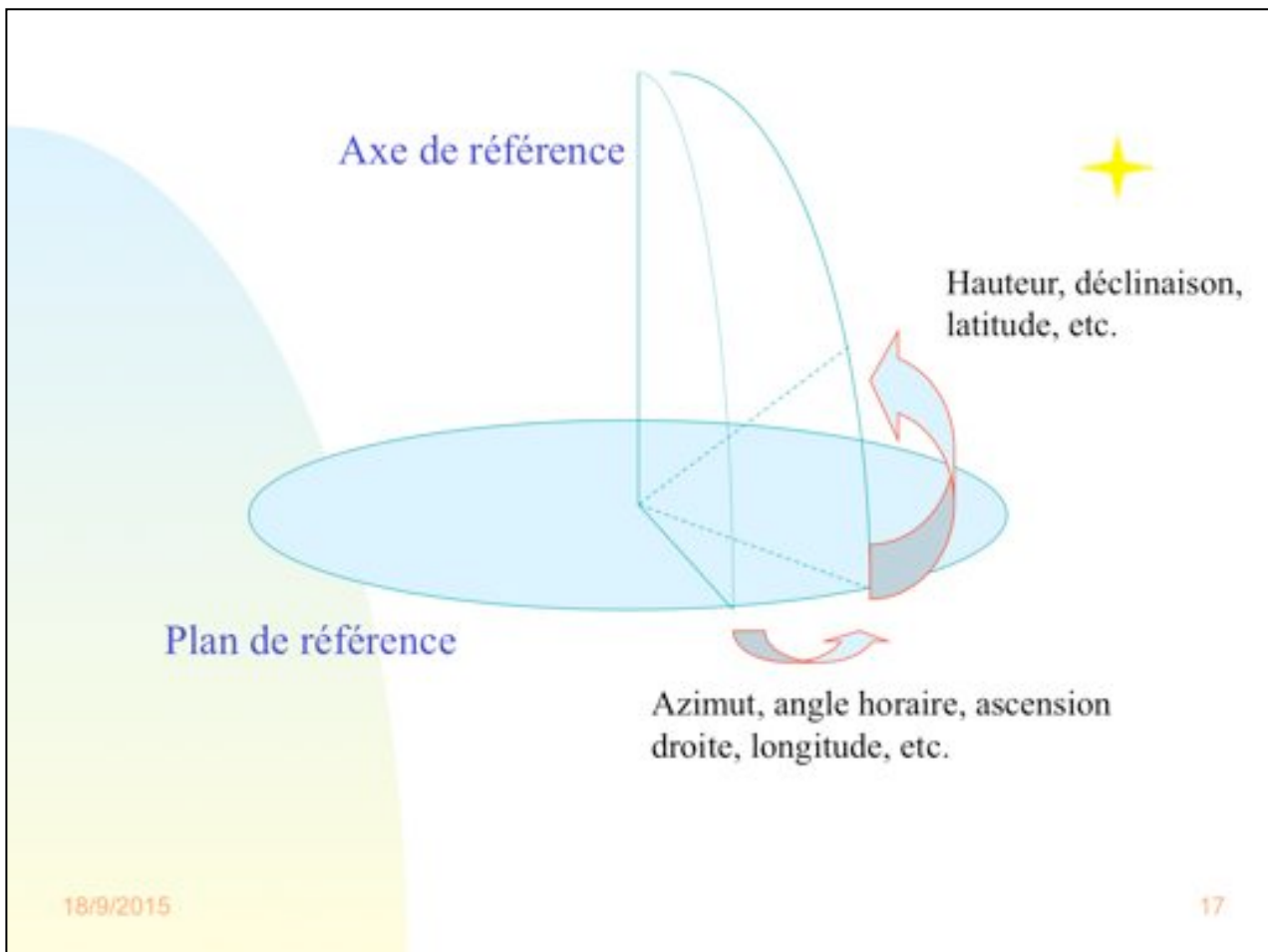
1 Positions des étoiles

■ 1.1 Systèmes de coordonnées

- **Redshift 2** (visite guidée), introduction imagée aux concepts de base de l'astronomie: 1. La sphère céleste (PNC, PSC, équateur céleste, déclinaison, RA, étoile circumpolaire, attitude, azimuth, systèmes de coordonnées)
- **Redshift2** (MOVIESFR/Illustr, to be incorp.) Ecliptic.mov (mvt du Soleil dans l'écliptique)

18/9/2015

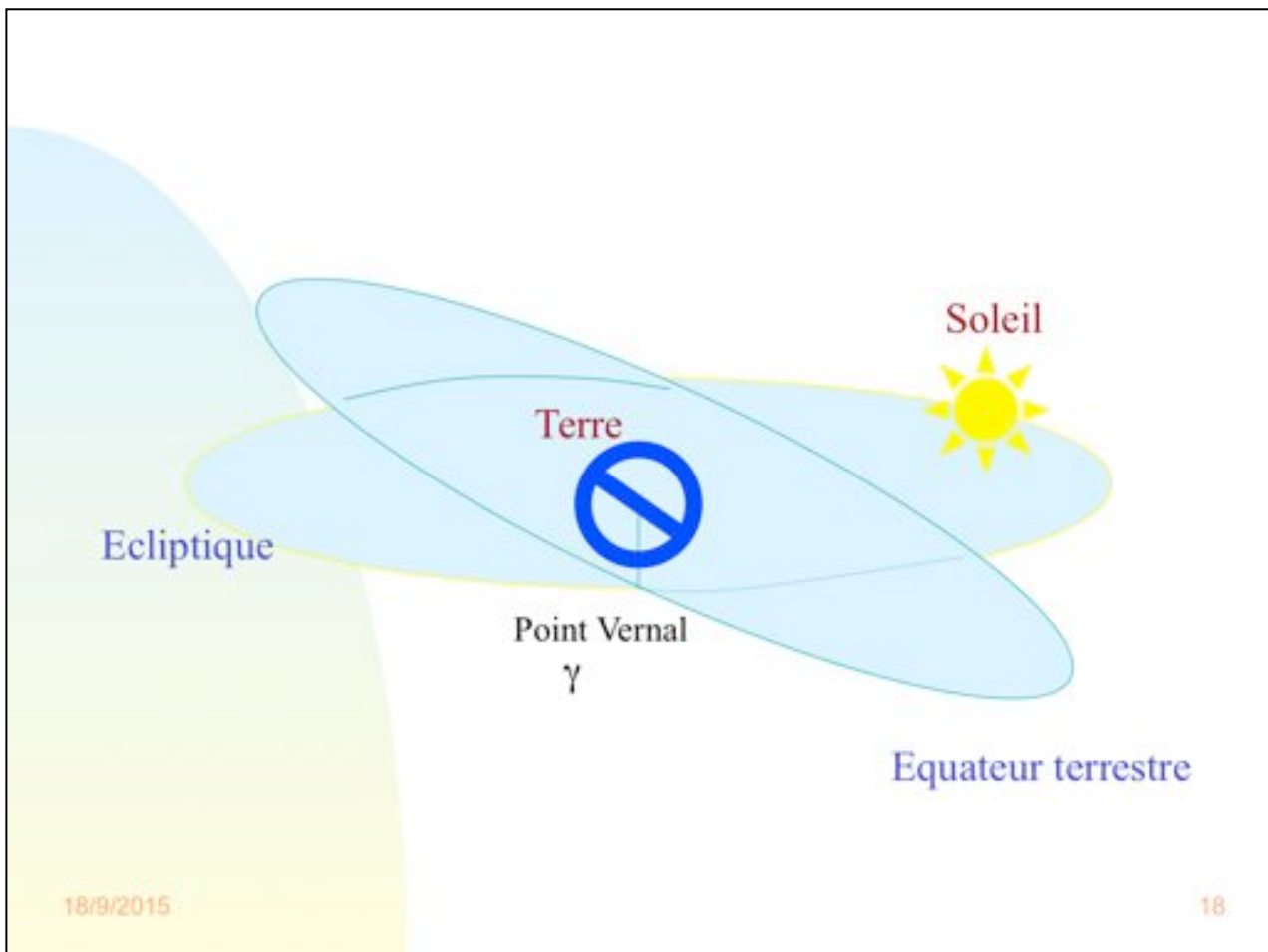
16



1.1 Systèmes de coordonnées:

Afin de pouvoir étudier n'importe quel astre dans le ciel, il faut pouvoir le pointer avec un télescope de façon beaucoup plus précise qu'on repère une étoile brillante par rapport à une constellation connue. Pour repérer la position d'un astre, il suffit de 2 coordonnées angulaires définies par rapport à 2 éléments de référence. Ces éléments de référence sont de façon générale: i) une direction ou un plan qui lui est perpendiculaire (cf. zénith-horizon, pôle nord terrestre-équateur, pôle écliptique nord-écliptique, etc.) et qui coupe la sphère céleste suivant un grand arc de cercle; ii) un point de référence (le Nord, Greenwich, le point vernal, etc.) sur ce grand arc de cercle (cf. Fig.).

On distingue plusieurs systèmes de coordonnées (cf. Tableau ci-après): les coordonnées horizontales (azimut A et hauteur h ou distance zénithale Z), horaires (angle horaire H et déclinaison δ), équatoriales (ascension droite α et déclinaison δ), écliptiques (longitude λ et latitude β), galactiques (longitude $l_{||}$ et latitude $b_{||}$) et supergalactiques (longitude et latitude). Des relations simples (trigonométrie sphérique) existent bien entendu entre tous ces différents systèmes de coordonnées. A cause du mouvement de précession de l'axe de rotation de la Terre autour de l'axe des pôles écliptiques (précession des équinoxes, période de 26.500 ans) et de nutation (période de 18,6 ans), il faut bien sûr corriger au cours du temps les coordonnées des étoiles de ces effets.



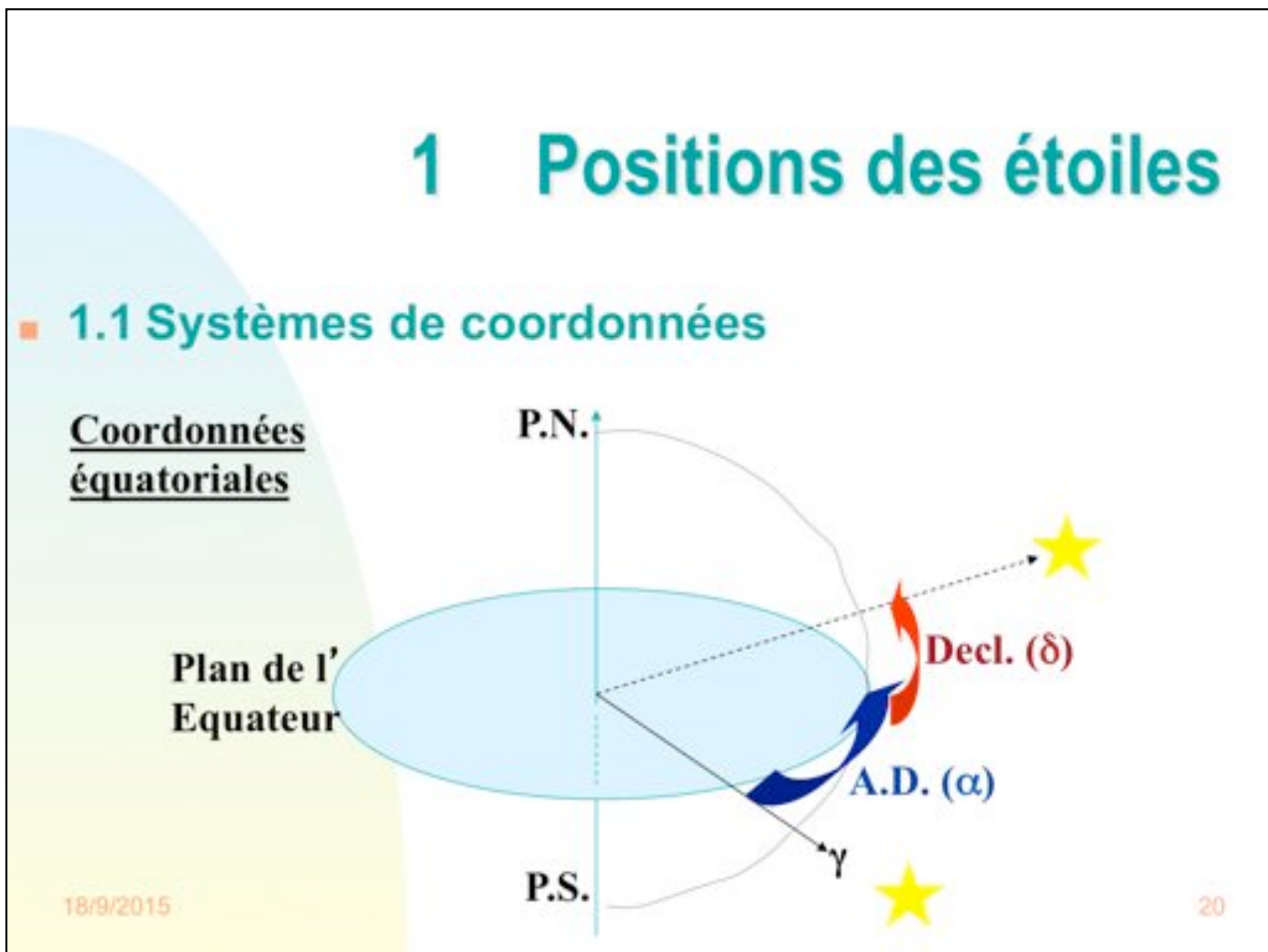
La droite des équinoxes (droite γ), intersection entre le plan écliptique et le plan équatorial, coupe la sphère céleste au point vernal. A cause de la précession des équinoxes, cette droite tourne de 360° en 26.500 ans.

Les différents systèmes de coordonnées:

Système de coordonnées	Plan de référence	Axe de référence	Coordonnées angulaires
Horizontales	Horizon	Zénith	Azimut mesuré dans le plan de l'horizon à partir du Nord, de 0 à 360 degrés; Hauteur mesurée en degrés à partir du plan de l'horizon
Horaires	Equateur terrestre	Axe de rotation de la terre	Angle horaire de 0 à 24h, mesuré à partir du méridien du lieu; déclinaison mesurée en degrés à partir du plan équatorial
Equatoriales	Equateur terrestre	Axe de rotation de la terre	Ascension droite de 0 à 24h, mesurée à partir du méridien passant par le point vernal (γ); déclinaison mesurée en degrés à partir du plan équatorial
Ecliptiques	Plan de l'écliptique	Axe des pôles écliptiques	Longitude et latitude écliptiques mesurées à partir de la droite des équinoxes et du plan écliptique
Galactiques	Plan de la galaxie	Axe des pôles galactiques perpendiculaire au plan galactique	Longitude et latitude galactiques mesurées à partir du centre et du plan galactiques
Etc.			

18/9/2015

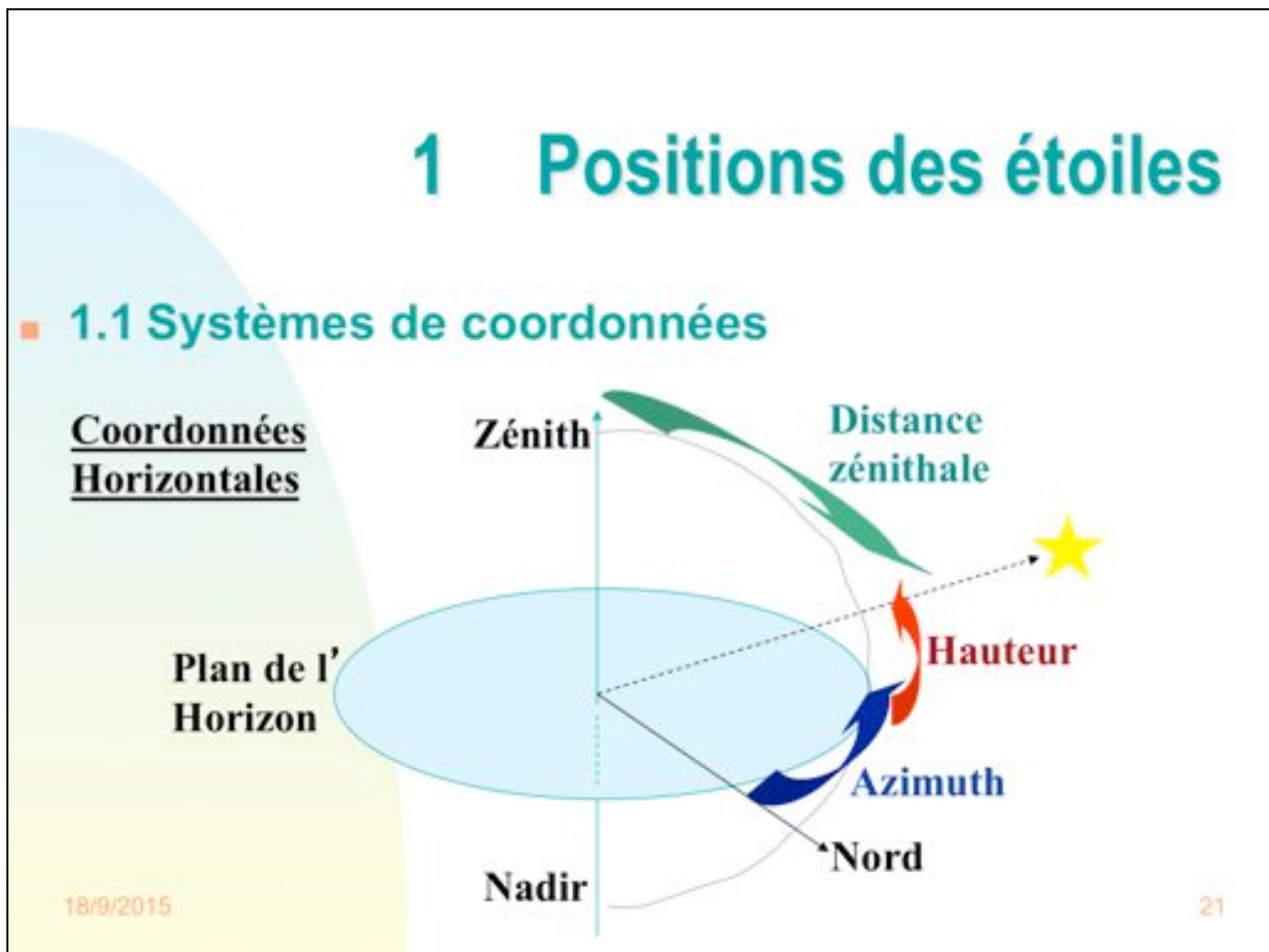
19



1.1 Systèmes de coordonnées:

En pratique, comment les astronomes repèrent-ils les étoiles dans le ciel? Au moyen de leurs coordonnées équatoriales (ascension droite A.D. et déclinaison δ pour un équinoxe donné; voir Fig. ci-dessus) qui sont invariantes au cours du temps (hormis les mouvements propres et parallaxes trigonométriques des étoiles les plus proches et la précession des équinoxes).

Nous rappelons que le point vernal γ indique la direction du Soleil lors de l'équinoxe du Printemps (le 21 mars de chaque année). Ce point est fixe, en première approximation, par rapport aux étoiles. Par convention, l'ascension droite (α) du point γ est égale à 0h.



1.1 Systèmes de coordonnées:

A cause de la rotation de la Terre, les coordonnées horizontales des astres changent continuellement au cours du temps. De simples transformations trigonométriques permettent néanmoins de relier simplement les coordonnées équatoriales des astres à leurs coordonnées horizontales. Les latitude et longitude du lieu ainsi que le temps de l'observation interviennent bien sûr dans ces transformations.

1 Positions des étoiles

■ 1.2 Direction de l'axe de rotation de la Terre

- **Redshift 2** (visite guidée 2), introduction imagée aux concepts de base de l'astronomie: 2. Le temps et les saisons (heure d'été, fuseaux horaires, TU, temps sidéral, saisons)
- • **Redshift 2** (guide d'apprentissage), introduction imagée aux concepts de base de l'astronomie: 1. Jour et Nuit
- • **Redshift 2** (guide d'apprentissage), introduction imagée aux concepts de base de l'astronomie: 2. Saisons
- **Redshift 2** (photothèque): Le Ciel; Trainées stellaires

18/9/2015

22

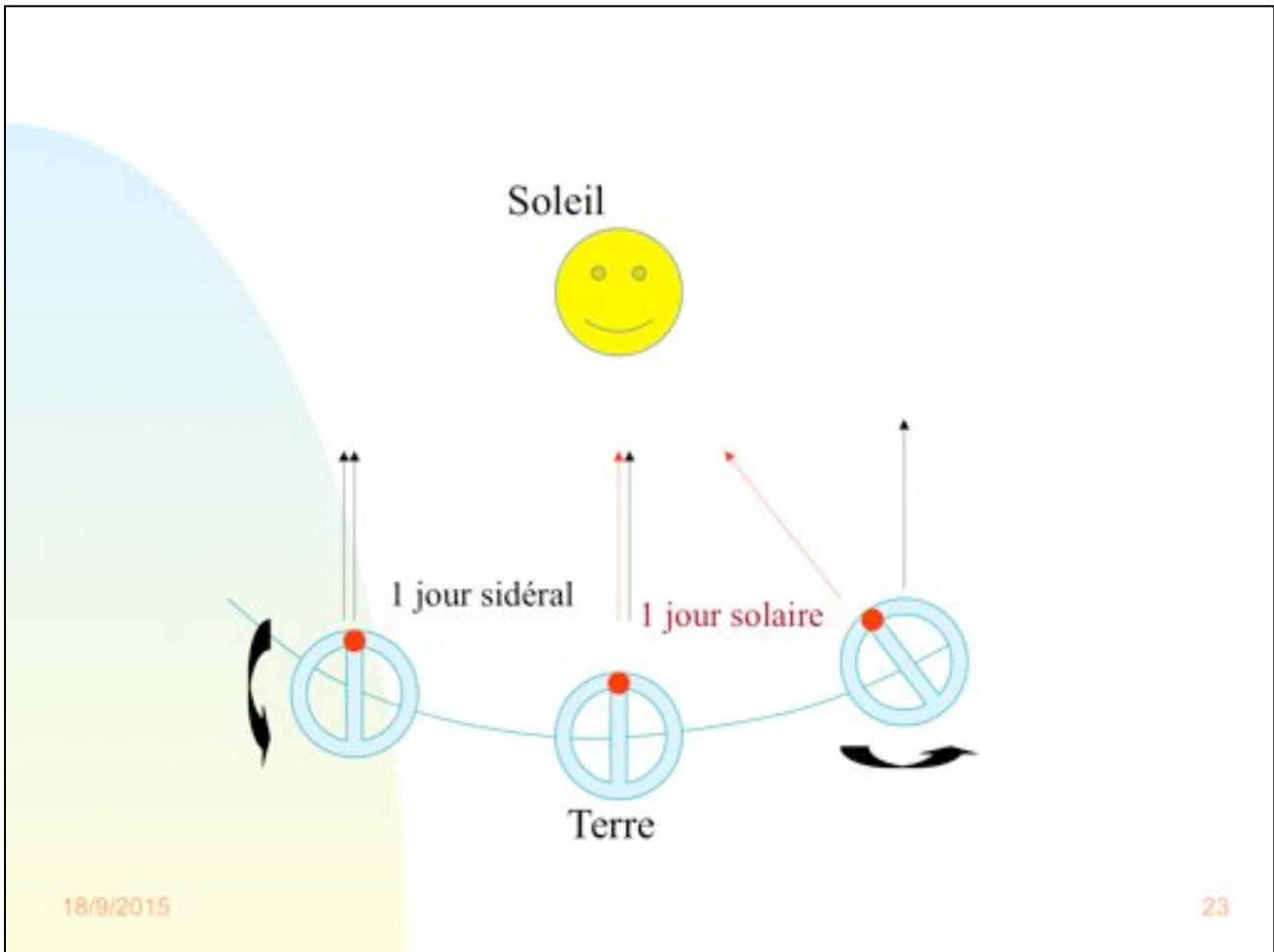
1.2 Direction de l'axe de rotation de la Terre:

Comment déterminer l'orientation instantanée de l'axe de rotation de la Terre? En prenant un cliché photographique du ciel, avec un temps de pose assez long, au moyen d'un appareil fixe par rapport à la Terre dont l'objectif est approximativement parallèle à l'axe de rotation terrestre (cf. Fig. projetée au cours). La théorie permet de facilement prédire le changement au cours du temps de l'orientation de l'axe de rotation de la Terre (mouvements de précession et de nutation).

Définitions du temps sidéral, temps solaire, temps universel:

Le temps constitue une des notions fondamentales de la mécanique et de la physique. En mécanique classique, le temps est considéré comme universel et uniforme. Il est le même dans tous les systèmes de référence envisagés.

Le temps sidéral T , à un instant et en un lieu donnés, est l'angle horaire du point γ à cet instant et en ce lieu. Il correspond donc très exactement à l'ascension droite des étoiles qui passent au méridien du lieu d'observation. Ce temps convient admirablement pour repérer les étoiles dans le ciel. On appelle jour sidéral, l'intervalle de temps nécessaire pour que l'angle horaire du point γ augmente de 24 heures. Un jour sidéral sépare donc deux passages consécutifs d'une étoile dans le méridien d'un même lieu.



Le temps solaire T_{\odot} , à un instant et en un lieu donnés, est l'angle horaire du Soleil à cet instant et en ce lieu. Ce temps est celui qui était naturellement utilisé par les hommes. Suite au déplacement apparent du Soleil autour de la Terre, le jour solaire est supérieur en durée au jour sidéral. A 365,2422 jours solaires (année tropique) correspondent approximativement 366,2422 jours sidéraux (1 jour sidéral \sim 23h56m de temps solaire). Pour rappel, l'année tropique correspond à l'intervalle de temps mis par la Terre pour effectuer un tour complet autour du Soleil. Une étoile repasse donc au méridien d'un même lieu après 23h 56min du temps solaire. Etant donné que le temps solaire varie en fonction de la longitude d'un lieu, il est nécessaire d'introduire un temps de référence: le temps universel.

Le temps universel (TU) est le temps solaire, augmenté de 12 heures, à Greenwich.

Le temps légal en d'autres lieux est régi par un système de fuseaux horaires en relation avec le méridien central du fuseau horaire de Greenwich.

Suite aux mouvements de nutation et de précession de l'axe de rotation de la Terre, à sa rotation diurne non uniforme, à l'ellipticité de l'orbite de la Terre autour du Soleil, etc. les temps, jours vrais, etc. définis ci-avant doivent être quelque peu corrigés pour faire du jour moyen ainsi déterminé une unité de temps de référence astronomique suffisamment précise.

1 Positions des étoiles

■ 1.3 Visibilité du ciel

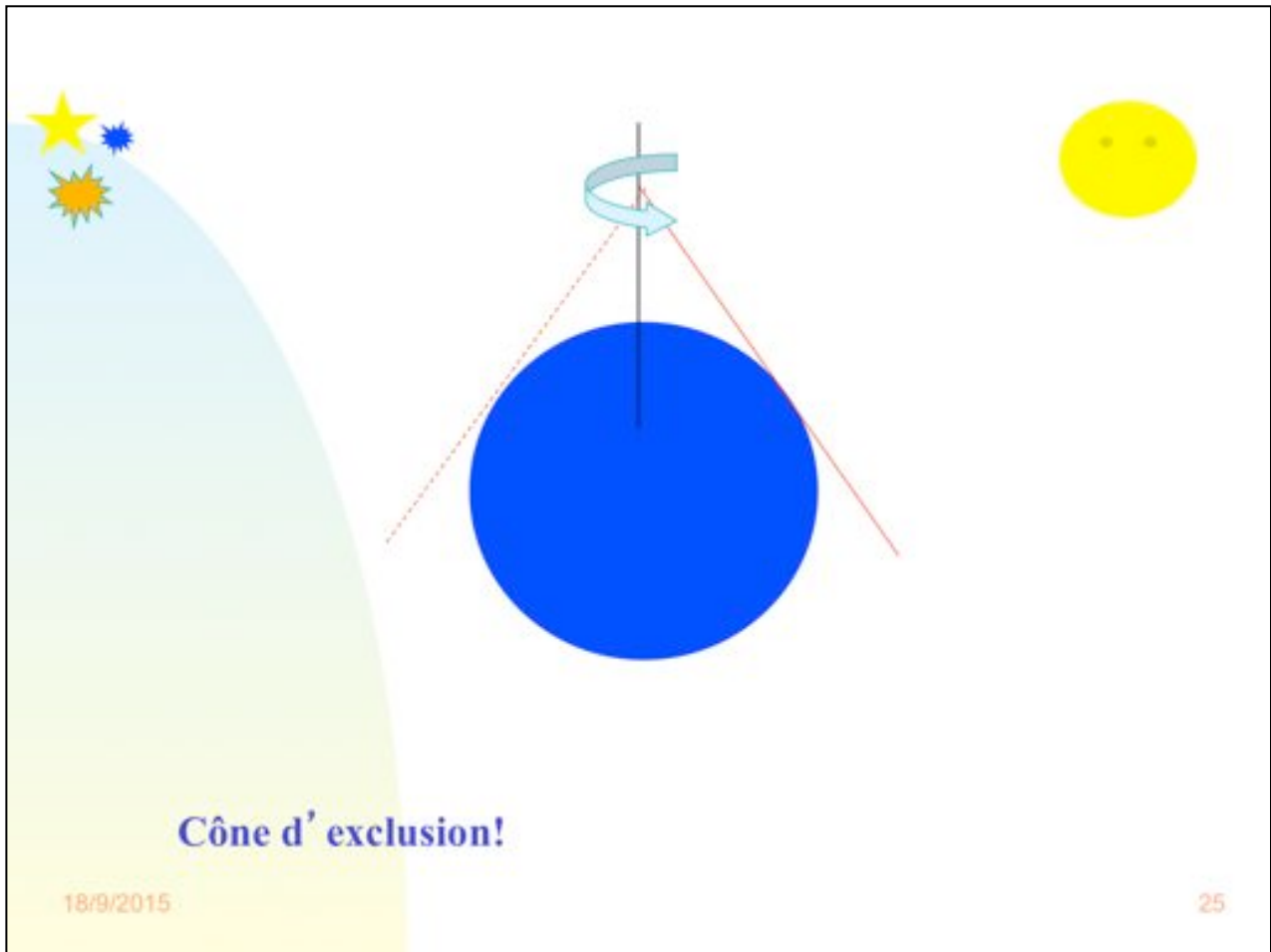
- **Redshift 2** (visite guidée 3), introduction imagée aux concepts de base de l'astronomie:
3 Trouver son chemin dans le ciel (+ visite à Nandrin ... et/ou planétarium)
- • **Redshift 2** (guide d'apprentissage), introduction imagée aux concepts de base de l'astronomie: 9. La voûte céleste
- **Redshift 2** (photothèque): Le Ciel; Constellation
- • **Redshift 2** (guide d'apprentissage), introduction imagée aux concepts de base de l'astronomie: 3. Phases de lune
- **Redshift2** (MOVIESFR/Illustr, to be incorp.) Phase.mov (phases de la Lune)
- **Redshift2** (MOVIESFR/Illustr, to be incorp.) Eclipse.mov (éclipses de Lune et de Soleil)

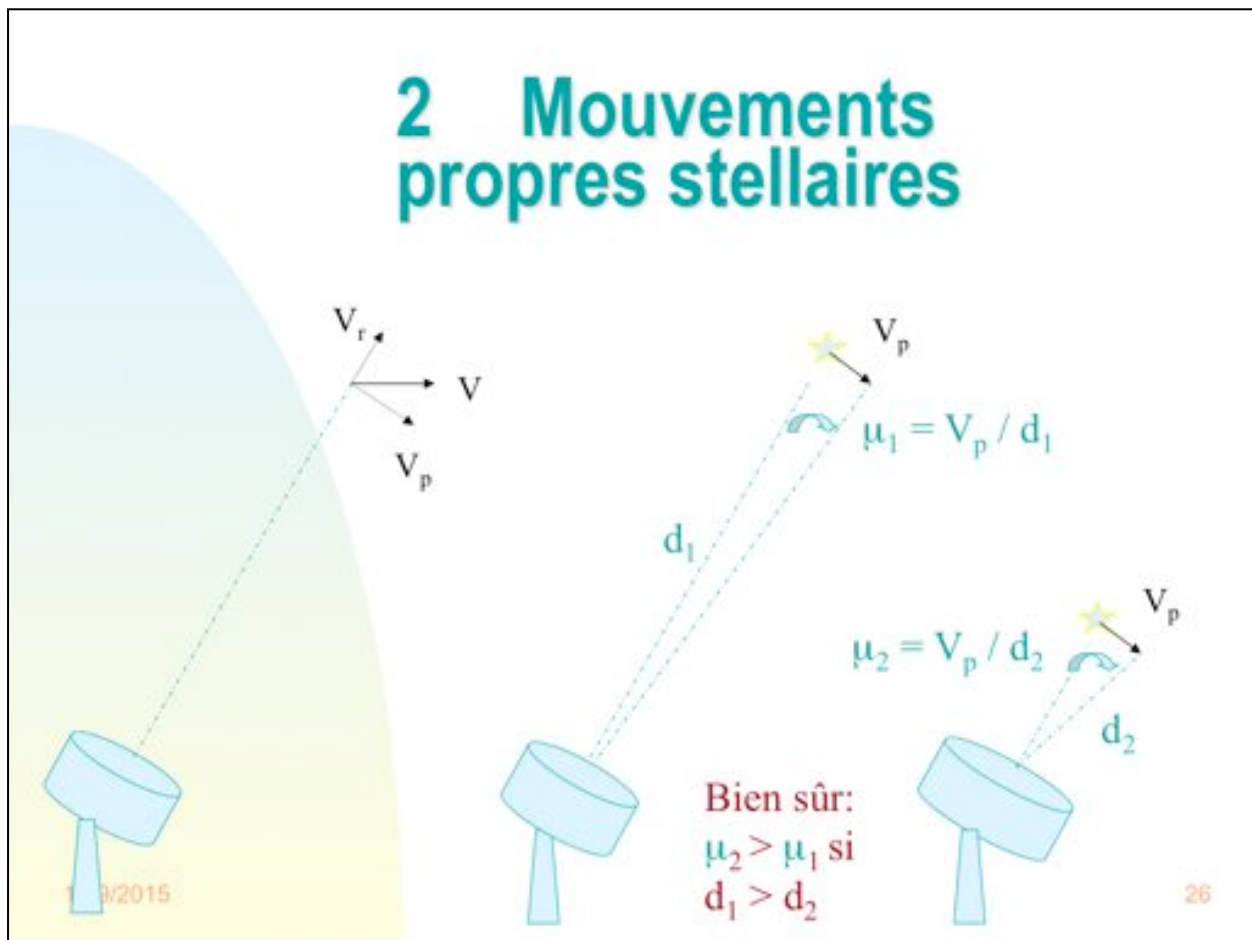
18/9/2015

24

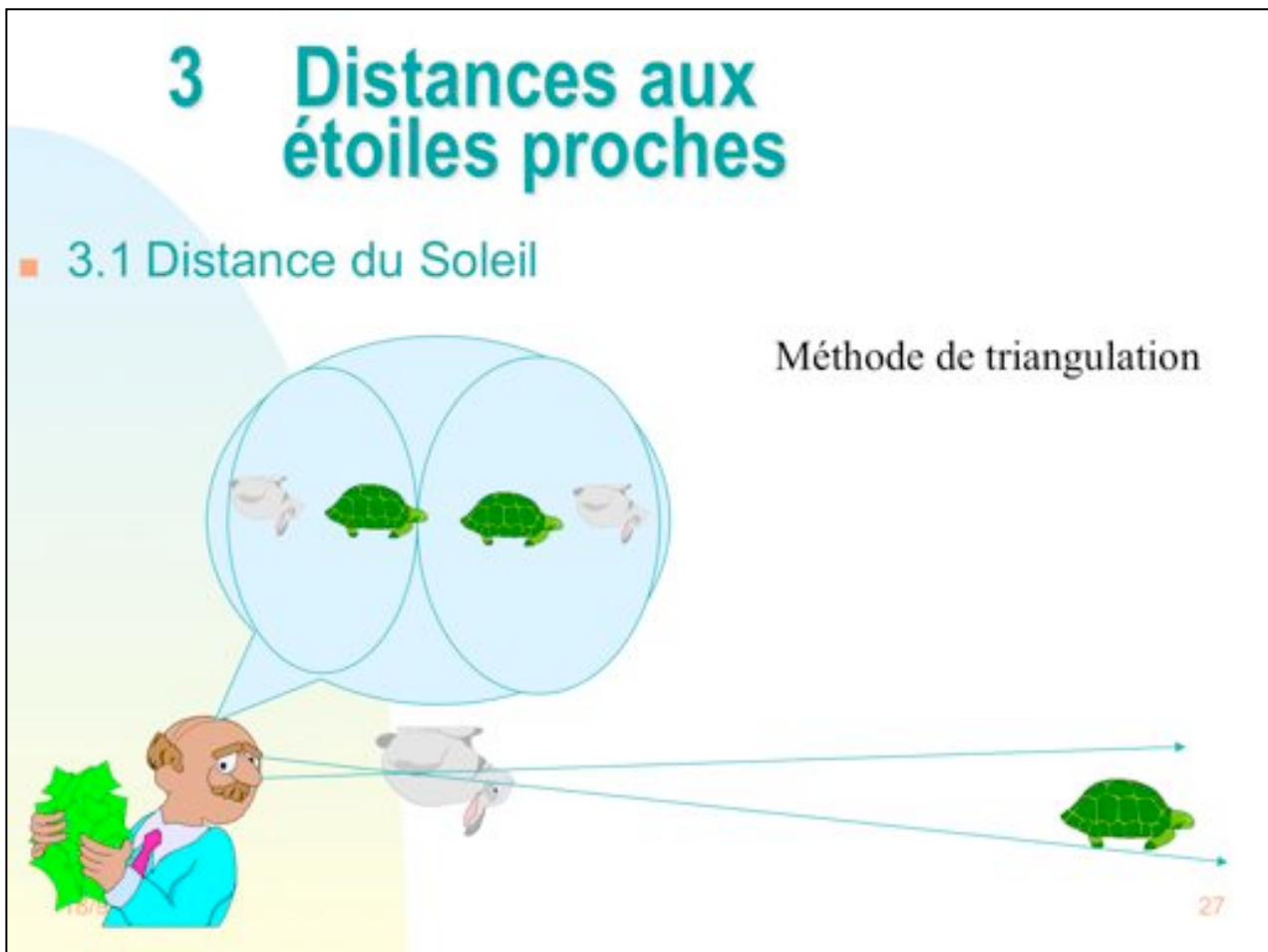
1.3 Visibilité du ciel:

Suivant la latitude du lieu d'observation, un cône plus ou moins grand du ciel reste inaccessible. Au cours d'une année entière, un observateur au pôle ne verra que la moitié du ciel (i.e. hémisphère boréal); un observateur à l'équateur peut quant à lui accéder, en principe, à tous les astres du ciel.





Les coordonnées équatoriales des étoiles peuvent changer au cours du temps non seulement à cause de la précession des équinoxes mais aussi suite à leurs mouvements dans l'espace. Seuls les mouvements perpendiculaires (appelés mouvements propres) à la ligne de visée seront angulairement détectables. Les mouvements le long de la ligne de visée ne conduiront pas à un changement des coordonnées angulaires des astres mais seulement à un très léger changement de leurs distances (à priori non perceptibles) et à une mesure possible de leurs vitesses radiales (en km/sec.). Les mouvements propres des astres sont mesurés au moyen des changements de leurs coordonnées équatoriales (ascension droite exprimée en secondes de temps et déclinaison en secondes d'arc) par unité de durée (cf. l'année). Plus une étoile est éloignée, plus il est difficile de détecter son mouvement propre (cf. Fig.).



3.1 Distance du Soleil:

D'habitude, on mesure les distances entre deux points en déterminant le nombre de fois qu'une longueur de référence (cf. le mètre) sépare ces points de référence (cf. les deux bouts d'une table, hauteur du sommet de la Tour Eiffel, etc.). Les choses se compliquent, si on essaie de mesurer la distance entre deux sommets de montagne. On ne peut pas tendre entre ces deux points une corde! On utilise alors la méthode de triangulation (voir Figs).

Selon que l'observateur représenté ci-dessus regarde avec son oeil gauche ou droit, il aperçoit le lapin (cf. une montagne d'avant-plan) à droite ou à gauche de la tortue (cf. paysage d'arrière-plan). Cet effet de parallaxe visuelle est d'autant plus prononcé que le lapin est proche de l'observateur. Les astronomes utilisent cette même technique pour estimer la distance d'étoiles proches (cf. lapins) sur un fond d'étoiles beaucoup plus éloignées (cf. tortues).

3 Distances aux étoiles proches

■ 3.1 Distance du Soleil

$$\operatorname{tg}(\gamma/2) = (a/2)/D,$$

$$\gamma \sim a/D.$$

Plus la base a est grande (cf. distance entre nos deux yeux, diamètre de la Terre, diamètre de l'orbite terrestre autour du Soleil, etc.), plus facilement on pourra détecter un effet de parallaxe pour des objets distants (cf. distance de 1 mètre entre nos yeux et notre pouce pour un déplacement de + ou - 1 pouce angulaire!)

28

3.1 Distance du Soleil:

En mesurant par exemple la parallaxe diurne d'une planète (cf. Mars ou Vénus), lorsque celle-ci est assez proche de la Terre (cf. opposition + hypothèse d'orbite circulaire), on peut appliquer la troisième loi de Képler en vue de déterminer sa distance au Soleil et aussi la distance Terre-Soleil (i.e. l'unité astronomique, UA!),

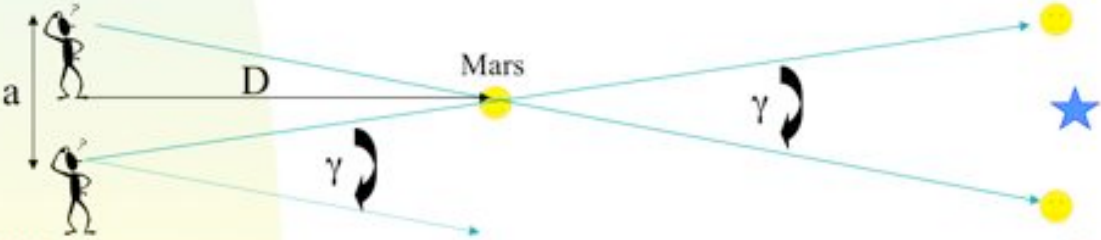
$$P_{\text{Mars}}^2/b_{\text{Mars}}^3 = P_{\text{Terre}}^2/b_{\text{Terre}}^3, \quad (3.1.1)$$

$$\text{avec } b_{\text{Mars}} = b_{\text{Terre}} + D_{\text{Terre-Mars}}. \quad (3.1.2)$$

Aujourd'hui, les distances Terre-planètes proches sont mesurées au moyen d'instruments très précis (cf. le radar, laser, etc.). On trouve que $1\text{UA} = 1,49 \cdot 10^{13} \text{ cm}$.

3 Distances aux étoiles proches

- 3.1 Distance du Soleil
 - ◆ Cassini (Mars, 1672; $\gamma \sim 25''$)
 - ◆ Lalande et La Caille (Lune, 1751; 384.000 km)
 - ◆ Echo radar/laser (Mercure, Vénus, Mars et à la Lune)



The diagram shows two observers on Earth, represented by stick figures, separated by a distance a . They are observing Mars, represented by a yellow dot. The distance from the Earth to Mars is labeled D . The parallax angle, the change in the apparent position of Mars as seen from the two different locations on Earth, is labeled γ . The background shows a blue sky and a yellow ground area. In the bottom left corner of the diagram area, the date '18/9/2015' is written, and in the bottom right corner, the number '29' is written.

3.1 Distance du Soleil:

Cassini obtint la parallaxe (25") de Mars en 1672 au moyen de mesures basées sur la parallaxe diurne de Mars entre Cayenne et Paris (variation de la direction topocentrique de l'astre). En 1751, à partir d'observations menées de Berlin et de Bonne Espérance, Lalande et La Caille ont mesuré par la même méthode la distance Terre-Lune de l'ordre de 384.000 km. Actuellement, on mesure les distances aux planètes Mercure, Vénus, Mars et à la Lune par écho radar et/ou laser.

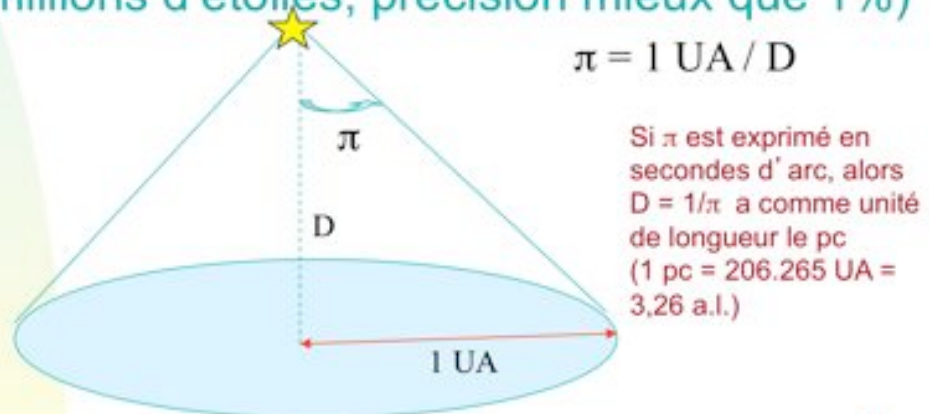
3 Distances aux étoiles proches (rappel)

■ 3.1 Distance du Soleil

- **Redshift 2** (visite guidée 4), introduction imagée aux concepts de base de l'astronomie: 4. Les orbites dans le système solaire (écliptique, mouvement des planètes, lois de Képler, comètes, Jupiter, Shoemaker-Lévy), orbites
- **Redshift 2** (visite guidée 5), introduction imagée aux concepts de base de l'astronomie: 5. Histoire du système solaire (collapse, planétésimaux, planètes géantes et planètes internes, formation de la lune, astéroïdes, comètes, dinosaures), début de la cosmographie?
- **Redshift 2** (guide d'apprentissage), introduction imagée aux concepts de base de l'astronomie: 5. Système solaire

3 Distances aux étoiles proches (rappel)

- 3.2 Parallaxes trigonométriques stellaires
 - ◆ Méthode de la parallaxe annuelle (étoiles)
 - ◆ Hipparcos (centaine de milliers d'étoiles, 100 pc)
 - ◆ Gaia (20 millions d'étoiles, précision mieux que 1%)



18/9/2015

31

3.2 Parallaxes trigonométriques stellaires:

Au cours d'une année, une étoile proche du pôle écliptique nord décrira dans le ciel un cercle dont la demi-ouverture angulaire (en radian) vaut:

$$\pi = 1 \text{ UA} / D,$$

avec D représentant la distance étoile-Soleil en UA (1 UA \sim 150 \cdot 10⁶ km). Si π est exprimée en seconde d'arc (i.e. en '' , 1 radian = 206.265 ''), on trouve que

$$\pi('') = 1/D,$$

où la distance D est mesurée en pc (1 pc = 206.265 UA = 3,26 années-lumière). Le parsec représente donc la distance à laquelle une étoile présente une parallaxe trigonométrique d'une seconde d'arc ..., ou encore, la distance Etoile-Soleil telle que le rayon Soleil-Terre projeté perpendiculairement par rapport à la ligne de visée apparaît (l'observateur étant sur l'étoile) sous un angle d'une seconde d'arc. L'étoile la plus proche (Proxima Centauri) se trouve à une distance d'environ 1 pc.

La mesure de π (angle de parallaxe) pour une étoile et la connaissance de la distance Terre-Soleil, nous permet alors de déduire directement la distance absolue de l'étoile. Cette méthode se généralise facilement pour le cas des étoiles non situées près d'un des pôles écliptiques.

La méthode de la parallaxe annuelle permet de mesurer les parallaxes d'étoiles, au moyen de télescopes au sol, avec une précision de l'ordre du centième de la seconde d'arc. Le satellite Hipparcos a permis d'atteindre des précisions de mesure de parallaxes proches de 0,002'', soit d'atteindre des distances de l'ordre de la centaine de parsec (i.e. observations réalisées pour une centaine de milliers d'étoiles). Un projet spatial européen, GAIA prévu

4 Brillances des étoiles (rappels)

- 4.1 Magnitudes apparentes
- 4.2 Couleurs des étoiles
- 4.3 Absorption atmosphérique
- 4.4 Corps noir
- 4.5 Radiation solaire
- 4.6 Magnitudes absolues des étoiles

18/9/2015

32

4 Brillances des étoiles

■ 4.1 Magnitudes apparentes

$$\Delta m_v(AB) = m_v(A) - m_v(B) = -2,5 \log(f_v(A)/f_v(B)),$$

$$m_v(A) = -2,5 \log(f_v(A)/f_v(\text{Véga})).$$

$$U = -2,5 \log(f_U) - 21,29$$

$$B = -2,5 \log(f_B) - 20,42$$

$$V = -2,5 \log(f_V) - 21,17$$

Mesurant les flux dans le CGS, on a pour Véga: $U = B = V \sim 0$

18/9/2015

33

4.1 Magnitudes apparentes:

L' échelle des magnitudes apparentes est logarithmique (cf. réponse de l' oeil, classement des étoiles par les anciens suivant leurs grandeurs). Etant donné que les étoiles les plus brillantes étaient considérées par les anciens comme des étoiles de grandeur 0 et les plus faibles visibles à l' oeil nu comme des étoiles de grandeur 5 et qu' une différence de 5 magnitudes entre deux étoiles correspond à un rapport de leurs flux stellaires de l' ordre de 100, la différence de magnitude entre deux étoiles A et B est aujourd' hui définie comme:

$$\Delta m_v(AB) = m_v(A) - m_v(B) = -2,5 \log(f_v(A)/f_v(B)). \quad (4.1.1)$$

Remarquez la présence du signe “-” pour respecter le sens du classement des grandeurs stellaires par les anciens grecs. La valeur de la constante 2,5 devant la fonction log permet bien entendu de rendre compte d' une différence de 5 mag. pour un rapport de flux égal à 100. Par convention, on a attribué une magnitude zéro, à toutes les longueurs d' onde, à l' étoile Véga, à partir de laquelle on peut par exemple déduire la magnitude visuelle de toute autre étoile:

$$m_v(A) = -2,5 \log(f_v(A)/f_v(\text{Véga})). \quad (4.1.2)$$

En réalité, $m_v(\text{Véga}) = 0,02 \pm 0,01$ (car on s' était d' abord servi d' une séquence d' étoiles polaires pour définir le point zéro). Pour information, $m_v(\text{Sirius}) = -1,6$ (car plus brillante que Véga) et $m_v(\text{Soleil}) = -26,7$. Les magnitudes apparentes sont souvent représentées par la lettre minuscule m, ... les magnitudes absolues, définies ci-après, le seront au moyen de la lettre majuscule M. On note toutefois les magnitudes m_u , m_b , m_v , m_r , etc. au moyen des lettres U, B, V, R, etc. correspondant aux bandes passantes respectives (ultraviolette, bleue, visuelle, rouge, etc.)

4 Brillances des étoiles

■ 4.2 Couleurs des étoiles

B-V	M_V	U-B
-0.3	-4.0	-1.08
-0.2	-1.6	-0.71
-0.1	-0.4	-0.32
0.0	0.6	0.00
0.1	1.4	0.10
0.2	2.1	0.11
0.3	2.7	0.07
0.4	3.3	0.01
0.5	4.0	0.03
0.6	4.6	0.13
0.7	5.2	0.26
0.8	5.8	0.43
0.9	6.3	0.63
1.0	6.7	0.81
1.1	7.1	0.96
1.2	7.5	1.10
1.3	8.0	1.22

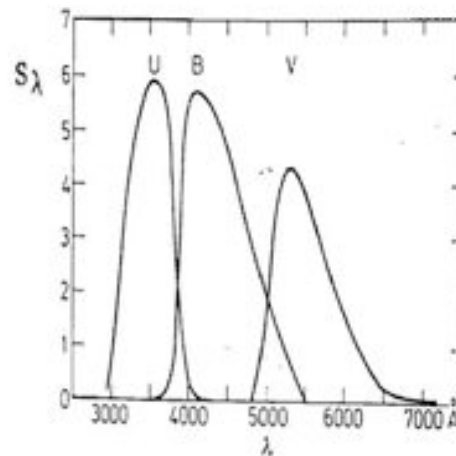


Fig. 4.1. The sensitivity function S_λ for the U, B, V magnitude scales, i.e., the relative intensities that would be measured through the U, B, V filters, for constant (wavelength independent) intensities I_λ , are shown. (From Unsöld, 1982)

18/9/2015

34

4.2 Couleurs des étoiles:

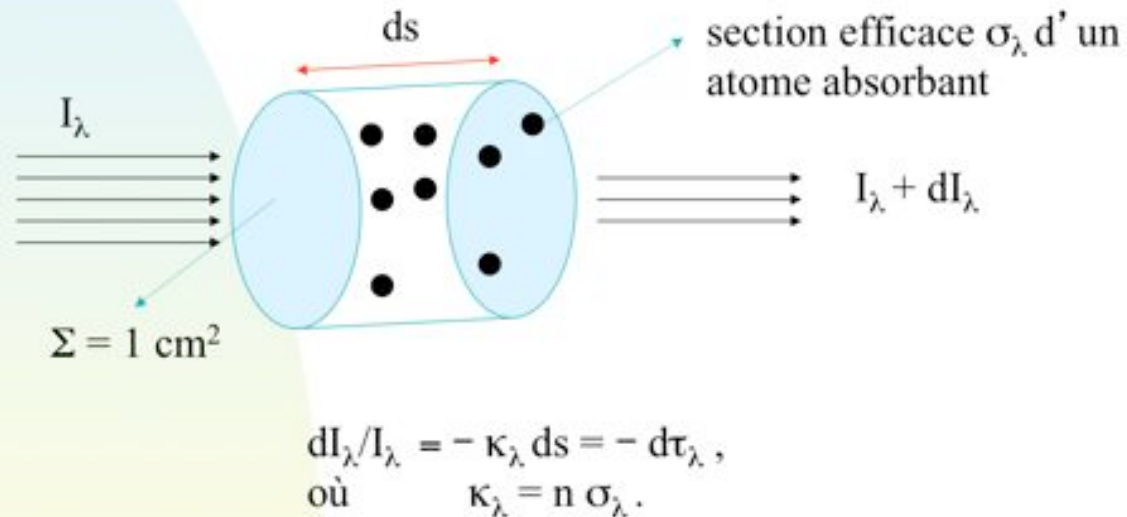
Suivant la réponse spectrale du détecteur utilisé (cf. œil, cliché photographique, CCD), la magnitude mesurée d'une étoile sera caractéristique de la longueur d'onde du maximum de sensibilité de ce détecteur (cf. m_V proche de V, m_{ph} proche de B, m_{CCD} proche de R, etc.). Etant donné que toutes les magnitudes apparentes (V, B, R, etc.) de Véga sont à peu près nulles, une étoile de même magnitude visuelle aura une magnitude bleue négative si cette dernière est plus bleue que Véga. Une étoile caractérisée par un indice de couleur B-V positif est donc forcément plus rouge que Véga.

Le système photométrique UBV est celui qui a été le plus utilisé. Dans ce système, les magnitudes apparentes U, B, V sont respectivement définies aux longueurs d'onde approximatives de 3600, 4300 et 5500 Å. Ce système est caractérisé par des bandes passantes relativement larges (environ 1000 Å) et est bien adapté à l'observation d'objets faibles. Il existe de nombreux autres systèmes photométriques (cf. système de Strömgen, système de Gunn, système de Genève, système du Sloan Digital Sky Survey, etc.). La table et la Fig. ci-dessus présentent les couleurs d'étoiles de la séquence principale (cf. sections suivantes) ainsi que les bandes passantes du système photométrique UBV.

Les couleurs intrinsèques des étoiles ne sont pas directement observables. Il faut en fait corriger les mesures effectuées des effets de l'absorption atmosphérique décrits ci-après (en effet, les étoiles basses sur l'horizon nous paraissent plus rouges qu'elles ne le sont en réalité). D'autres corrections, dues par exemple à l'extinction par de la poussière proche du plan de la Galaxie doivent aussi être considérées.

4 Brillances des étoiles

4.3 Absorption atmosphérique



18/9/2015

35

4.3 Absorption atmosphérique:

L'atmosphère absorbe la lumière des astres qui la traverse. Suivant la distance zénithale des étoiles, qui varie au cours du temps, cette absorption change. Nous devons donc corriger les magnitudes observées des étoiles de l'absorption atmosphérique. La fraction de lumière incidente dI_λ/I_λ qui est absorbée le long du parcours infinitésimal ds est proportionnel à la section efficace d'absorption σ_λ des atomes compris dans l'élément de volume infinitésimal $\Sigma(1 \text{ cm}^2) ds$. On a donc:

$$dI_\lambda/I_\lambda = -\kappa_\lambda ds = -d\tau_\lambda, \quad (4.3.1)$$

$$\text{où } \kappa_\lambda = n \sigma_\lambda, \quad (4.3.2)$$

n représentant la densité volumique des atomes, κ_λ le coefficient d'absorption volumique (unité: cm^{-1}) et $d\tau_\lambda$ l'élément de profondeur optique infinitésimal.

4 Brillances des étoiles

4.3 Absorption atmosphérique

Zénith

Sommet de l'atmosphère

Surface de la Terre

18/9/2015

36

$$I_{\lambda}(s) = I_{\lambda}(s=0) \exp(-\tau_{\lambda}(s))$$

où $\tau_{\lambda}(s) = \int_0^s \kappa_{\lambda} ds'$,

et $\kappa_{\lambda} = n \sigma_{\lambda}$

$$\tau_{\lambda}(s) = \tau_{\lambda}(t) \sec(z)$$

4.3 Absorption atmosphérique:

L'équation (4.3.1) est facilement intégrable et on trouve que

$$I_{\lambda}(s) = I_{\lambda}(s=0) \exp(-\tau_{\lambda}(s)), \quad (4.3.3)$$

où

$$\tau_{\lambda}(s) = \int_0^s \kappa_{\lambda} ds'. \quad (4.3.4)$$

La profondeur optique $\tau_{\lambda}(s)$ le long du chemin s dépend de la distance zénithale z . En effet, pour le cas d'une atmosphère plane (voir fig. ci-dessus), on a $\cos(z) = t/s = dt'/ds'$, i.e. $ds' = dt'/\cos(z) = \sec(z) dt'$ et donc

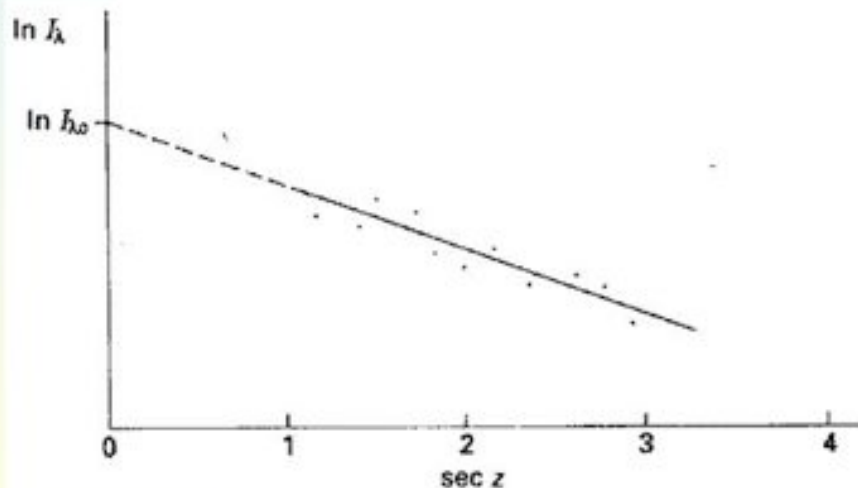
$$\tau_{\lambda}(s) = \int_0^s \kappa_{\lambda} ds' = \sec(z) \int_0^t \kappa_{\lambda} dt' = \sec(z) \tau_{\lambda}(t) \quad (4.3.5)$$

où $\tau_{\lambda}(t)$ est la profondeur optique mesurée suivant la direction zénithale.

4 Brillances des étoiles

4.3 Absorption atmosphérique

$$\tau_\lambda(t) = (\ln(I_\lambda(s_1)) - \ln(I_\lambda(s_2))) / (\sec(z_2) - \sec(z_1))$$



18/9/2015

37

4.3 Absorption atmosphérique

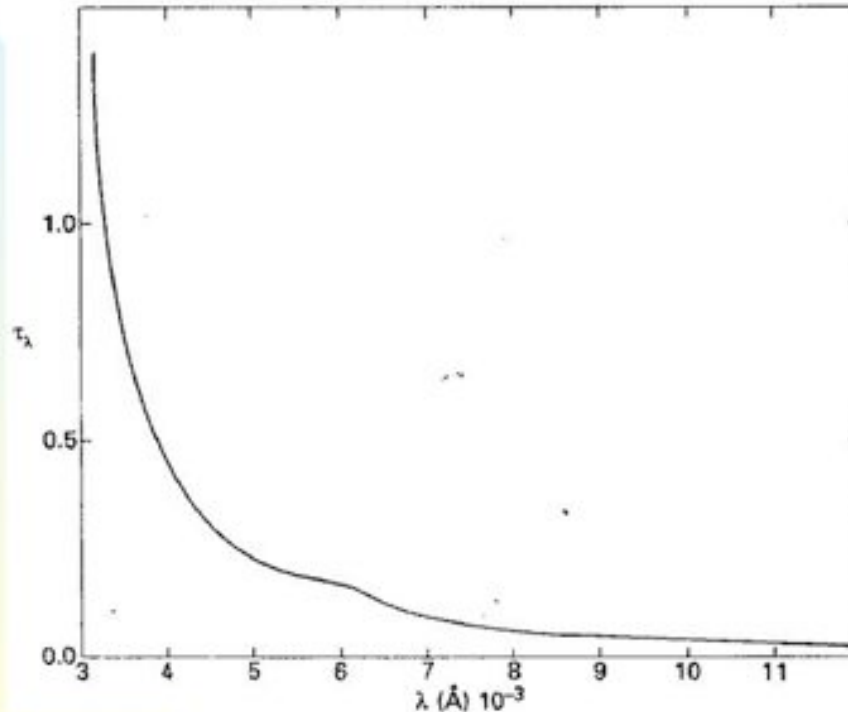
En vue de déterminer à partir de la mesure d'une observation $I_\lambda(s)$ la valeur de l'intensité $I_\lambda(0)$ de la source hors atmosphère, nous devons connaître la dépendance de $\tau_\lambda(t)$ en fonction de la longueur d'onde observée λ . Pour y arriver, on pourrait effectuer deux observations $I_\lambda(s_1)$ et $I_\lambda(s_2)$ de la même source aux distances zénithales z_1 et z_2 . A partir de celles-ci, on peut en effet déduire les deux inconnues $I_\lambda(0)$ et $\tau_\lambda(t)$. En effet, on trouve aisément que

$$\tau_\lambda(t) = (\ln(I_\lambda(s_1)) - \ln(I_\lambda(s_2))) / (\sec(z_2) - \sec(z_1)). \quad (4.3.6)$$

Etant donné qu'il y a toujours des erreurs de mesure, il est prudent d'effectuer plus de deux observations et de les représenter dans un diagramme tel celui montré à la Fig. ci-dessus. La ligne droite qui passe au mieux par les observations a pour équation $\ln(I_\lambda(s)) = \ln(I_\lambda(0)) - \sec(z) \tau_\lambda(t)$. La pente de cette droite vaut donc $-\tau_\lambda(t)$ et la valeur de $\ln(I_\lambda(0))$ découle immédiatement de l'extrapolation de $\ln(I_\lambda(s))$ pour la valeur hypothétique de $\sec(z)=0$.

4 Brillances des étoiles

4.3 Absorption atmosphérique



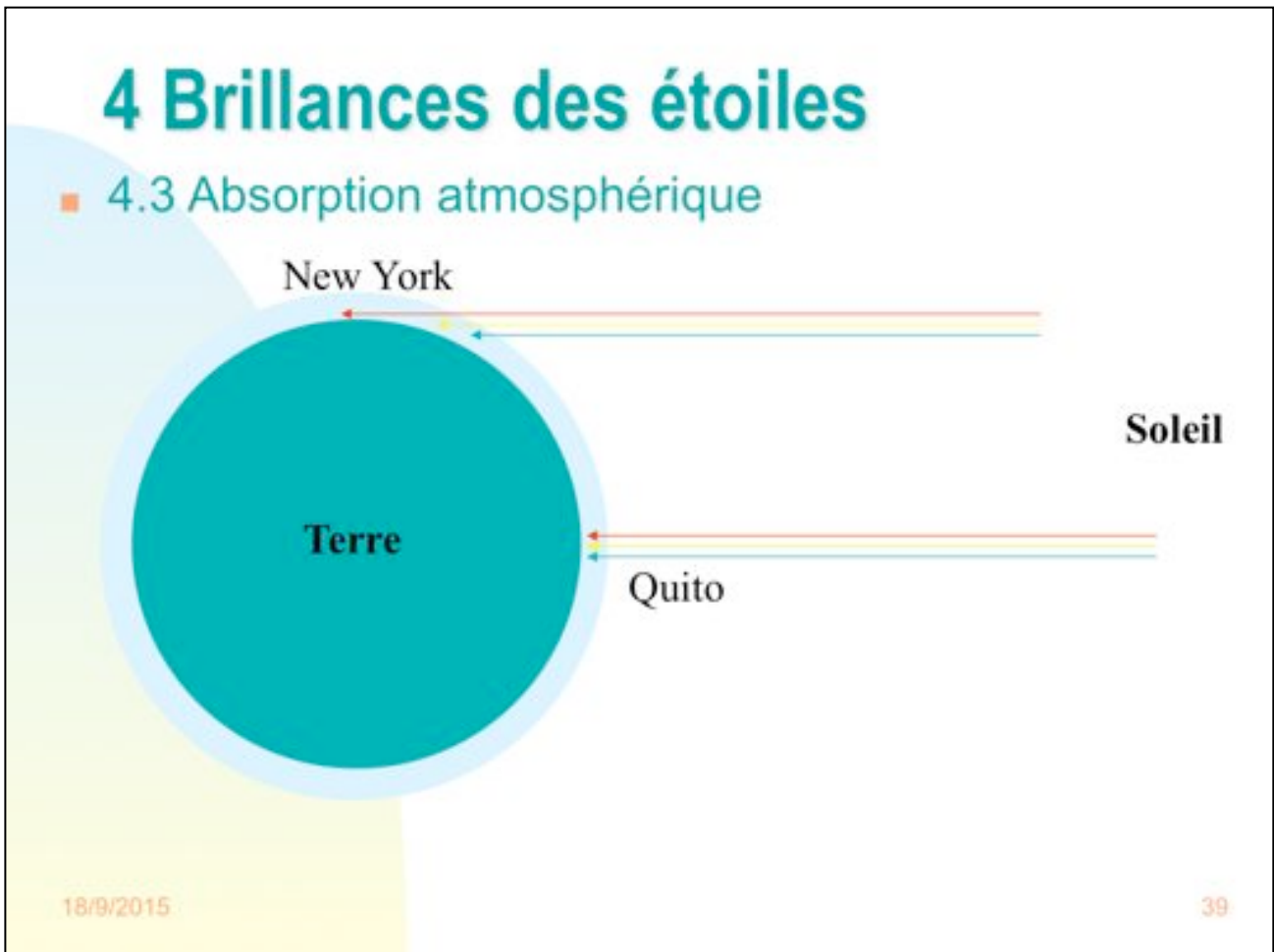
18/9/2015

38

4.3 Absorption atmosphérique:

A cause de la géométrie sphérique (et non plane) de l'atmosphère terrestre et aussi suite aux effets importants de la réfraction de la lumière lorsque la distance zénithale devient appréciable ($\sec(z) > 2$), la relation $\tau_\lambda(s)/\tau_\lambda(t) = \sec(z)$ (cf. Eq. 4.3.5) ne constitue plus une bonne approximation. Le vrai rapport $\tau_\lambda(s)/\tau_\lambda(t)$ s'appelle la masse d'air. Pour $\sec(z) < 2$, la différence entre la vraie masse d'air et $\sec(z)$ reste inférieure au dixième de pourcent. Remarquons aussi que la détermination simple de l'extinction atmosphérique discutée ci-avant n'est pas applicable au cas de la photométrie à bandes passantes larges (cf. système UBV). Un traitement plus élaboré est alors nécessaire.

Les figure ci-dessus illustre la dépendance de l'absorption atmosphérique terrestre en fonction de la longueur d'onde λ . On remarque que pour des longueurs d'onde λ très grandes, l'atmosphère est très peu opaque. Par contre, pour $\lambda < 3300 \text{ \AA}$, l'atmosphère n'est plus du tout transparente.



4.3 Absorption atmosphérique:

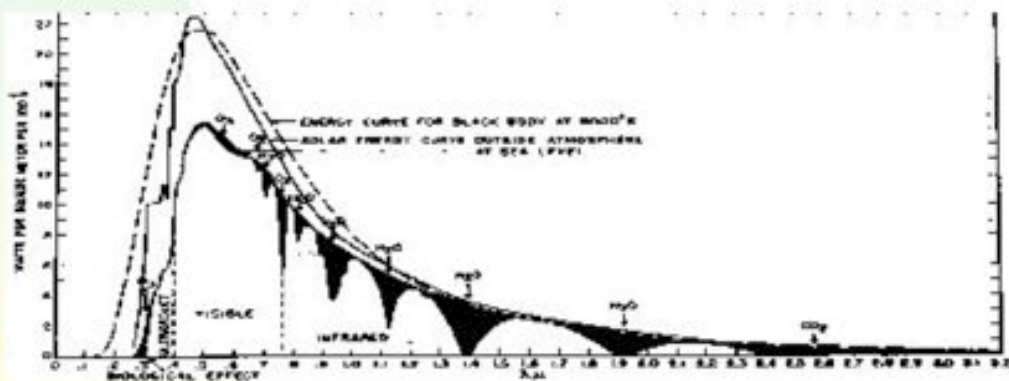
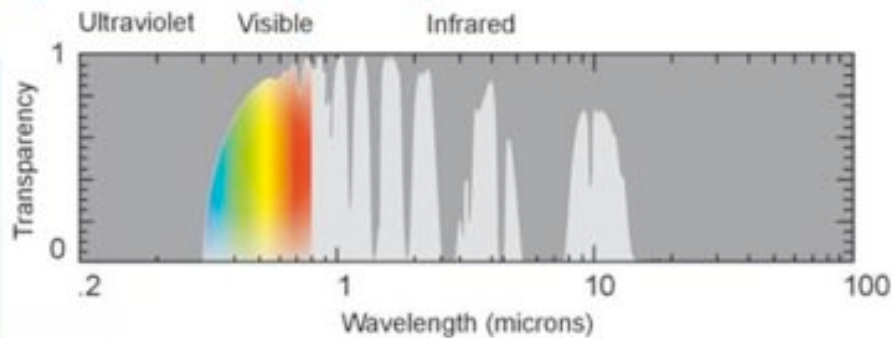
La dépendance observée de τ_λ en fonction de λ , causée par la diminution de la section efficace de diffusion de la lumière des atomes en fonction de λ , permet de comprendre pourquoi le ciel est bleu ... et le Soleil rouge lorsqu'il est bas sur l'horizon (lever ou coucher du Soleil)!

A Quito (cf. Fig. ci-dessus), à midi, les rayons du Soleil parcourent un trajet minimum au travers de l'atmosphère terrestre. Bien que les rayons bleus soient plus diffusés que les rouges, le Soleil nous apparaît jaune. A New York, les rayons du Soleil traversent une couche d'air beaucoup plus grande. Les rayons bleus sont beaucoup plus diffusés que les rayons rouges ... ce qui confère une couleur beaucoup plus rouge au Soleil levant ... et la couleur bleue du ciel.

Si la composition chimique de l'atmosphère était telle que les atomes hypothétiques la composant sont caractérisés par une section efficace de diffusion de la lumière croissante en fonction de la longueur d'onde, alors le ciel aurait été rouge ... et le Soleil très bleu à son lever ou à son coucher.

4 Brillances des étoiles

4.3 Absorption atmosphérique



4.3 Absorption atmosphérique:

Si on corrige le spectre solaire observé de la courbe d'absorption atmosphérique (absorptions moléculaires incluses), le spectre (voir Fig. ci-dessus; flux en fonction de la longueur d'onde en micron) résultant ressemble très fort à celui d'un corps noir ayant une température proche de 5800 K.