

Introduction aux coordonnées célestes

Astrométrie

Master Astrophysique 1^{ère} année
Université de Toulouse

<http://userpages.irap.omp.eu/~jleborgne/astrometrie.pdf>

Coordonnées célestes et astrométrie

Les **coordonnées dans le repère équatorial** sont le plus généralement utilisées pour construire les catalogues d'objets astronomiques car indépendantes de l'observateur terrestre. Des catalogues peuvent utiliser les **coordonnées galactiques** dans certains cas.

Les catalogues d'étoiles ou de galaxies se rapportent au système équatorial en précisant la *date* correspondant au choix de l'équateur et l'*époque* à laquelle sont données les positions des astres.

Ceci est nécessaire à cause des variations des coordonnées équatoriales des objets dus:

- Aux **changements du système de référence** en raison des mouvements de *précession* et de *nutaton*. Les changements annuels dus à ces phénomènes est de l'ordre de 50".
- Au **mouvement des astres dans l'espace**. Les étoiles participent au mouvement de rotation de la galaxie: cela se traduit par un changement de coordonnées sur le ciel (*mouvement propre*) dont l'amplitude dépend de leur vitesse relative au Soleil. Ce mouvement est faible en général: une centaine d'étoiles a un *mouvement propre* supérieur à 0.1" par an. La plus rapide, l'étoile de Barnard, a un *mouvement propre* de 10" par an.

But de l'astrométrie :

- Construire des catalogues à partir des positions observées des objets célestes
- Déterminer les coordonnées locales des objets des catalogues pour pointer un télescope

D'où la nécessité de comprendre les phénomènes qui conditionnent la transformation entre systèmes de coordonnées locales et des coordonnées des catalogues :

- Précession et nutation
- Aberration
- Réfraction atmosphérique
- Irrégularités des mouvements de la Terre affectant la mesure du temps.
- Décalages temporels causés par le temps de trajet de la lumière.
- Effet Doppler dû au mouvement de l'observateur.

Précession et Nutation

Les coordonnées équatoriales d'un objet céleste ne sont pas constantes:

elles sont définies par rapport à des plans fondamentaux (équateur, écliptique) animés de mouvements dus aux perturbations de la Lune, du Soleil et des planètes.

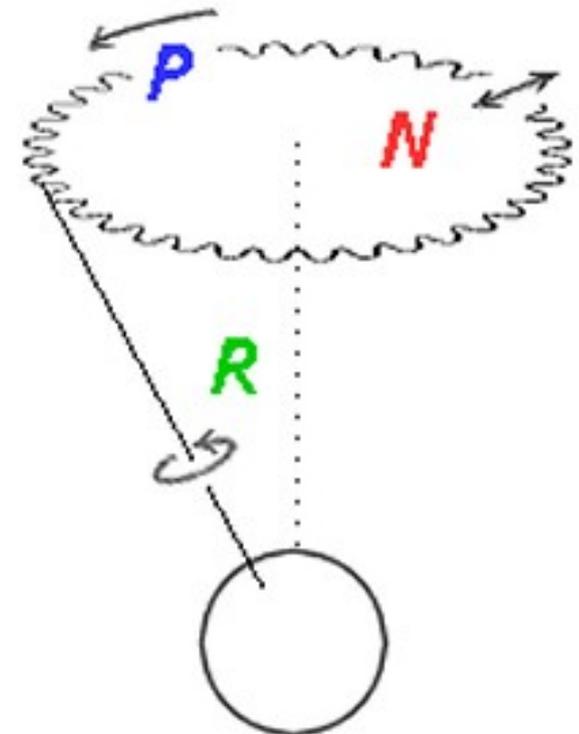
On a décomposé ces mouvements en deux composantes:

- La *nutaton*, superposition d'oscillations périodiques de courte période (18.6 ans) et de faible amplitude (9.20")
- La *précession*, mouvement lent mais de grande amplitude.

Le mouvement de *précession* est causé par les effets de marée de la Lune et du Soleil sur la rotation de la Terre.

L'axe de rotation de la Terre décrit un cône dans l'espace (comme le mouvement d'une toupie):

- l'axe du cône est perpendiculaire à l'écliptique
- le rayon angulaire du cône est égal à l'inclinaison de l'écliptique sur l'équateur terrestre dont la valeur est $\sim 23.5^\circ$
- la période est de 26000 ans environ.



Précessions lunisolaire et planétaire

La précession causée par la Lune et le Soleil est appelé *précession lunisolaire*.

Le plan de l'orbite terrestre subit également l'action gravitationnelle des autres planètes donnant sa contribution à la précession, la *précession planétaire*, qui est de **12" par siècle sur la précession des équinoxes** et qui implique une **décroissance de l'inclinaison de l'écliptique de 47" par siècle**.

La combinaison des précessions lunisolaire et planétaire est appelée *précession générale*.

La théorie détaillée pour le calcul des corrections de précession a été faite par Newcomb en 1895 qui a obtenu une constante de précession de $p=5025.64''$ par siècle tropique à l'époque B1900. De nouvelles définitions ont été promulguées par l'IAU en 1976 et publiées par Lieske et al. (1977) et Lieske (1979).

La précession en longitude, à l'époque J2000.0 est $p=5029.0966''$ par siècle julien. En première approximation, les paramètres de précession varient annuellement suivant les relations:

$$\begin{aligned} \textit{Précession générale} &= 50.290966 + 0.0222226 T \text{ '' par an} \\ \textit{Précession lunisolaire} &= 50.387784 + 0.0049263 T \text{ '' par an} \\ \textit{Précession planétaire} &= -0.0188623 + 0.0476128 T \text{ '' par an} \end{aligned}$$

où T est le temps écoulé, en siècles juliens, depuis J2000.0.

Lieske, J.~H., 1979, A&A 73, 282

Lieske, J.~H., Lederle, T., Fricke, W., Morando, B., 1977, A&A 58, 1

Précession en ascension droite et précession en déclinaison

Le paramètre de *précession générale*, p , peut être décomposé en 2 termes

- **précession en ascension droite**, m
- **précession en déclinaison**, n :

$$p = m \cos \varepsilon_0 + n \sin \varepsilon_0$$

où l'inclinaison moyenne de l'écliptique ε_0 a pour valeur à J2000.0:

$$\varepsilon_0 = 23^\circ 26' 21.448''$$

T étant le temps écoulé, en siècles juliens, depuis J2000.0, la variation des paramètres de précession est donnée par:

$$\begin{aligned} p &= 5029.0966 + 2.22226 T - 0.000042 T^2 \text{ " par siècle} \\ m &= 4612.4362 + 2.79312 T - 0.000278 T^2 \text{ " par siècle} \\ &= 307.40574 + 0.186208 T - 0.0000185 T^2 \text{ s de temps par siècle} \\ n &= 2004.3109 - 0.85330 T - 0.000217 T^2 \text{ " par siècle} \end{aligned}$$

Les variations annuelles des coordonnées équatoriales (α, δ) d'une étoile sont données par:

$$\begin{aligned} \Delta\alpha &= m/100 + n/100 \sin \alpha \tan \delta \\ \Delta\delta &= n/100 \cos \alpha \end{aligned}$$

Corrections de précession

Les coordonnées équatoriales d'une étoile à une époque t seront:

$$\begin{aligned}\alpha(t) &= \alpha(J2000.0) + \Delta\alpha (t - 2000.0) \\ \delta(t) &= \delta(J2000.0) + \Delta\delta (t - 2000.0)\end{aligned}$$

Exemple: les coordonnées J2000.0 de α Orionis sont:

$$\alpha(J2000.0) = 05 \text{ h } 55 \text{ m } 10.305 \text{ s}; \quad \delta(J2000.0) = +07^\circ 24' 25.43''$$

Pour l'époque J2006.0, les coordonnées corrigées de la précession calculées avec la formule ci-dessus sont:

$$\alpha(J2006.0) = 05 \text{ h } 55 \text{ m } 29.861 \text{ s}; \quad \delta(J2006.0) = +07^\circ 24' 27.95''$$

La *matrice de précession* permettant un calcul plus rigoureux de passage des coordonnées J2000.0 aux coordonnées de la date est donnée par Lieske (1979).

Nutation

La *nutation* se superpose à la précession.

Elle a été observé pour la première fois par Bradley (1748).

Mouvement de courte période (18.6 ans) dû à la force de marée exercée sur le bourrelet équatorial de la Terre par la Lune, le Soleil et les planètes.

Son amplitude, appelée *constante de nutation*, est de 9".

Valeur pour l'époque J2000.0: $N=9.2025''$.

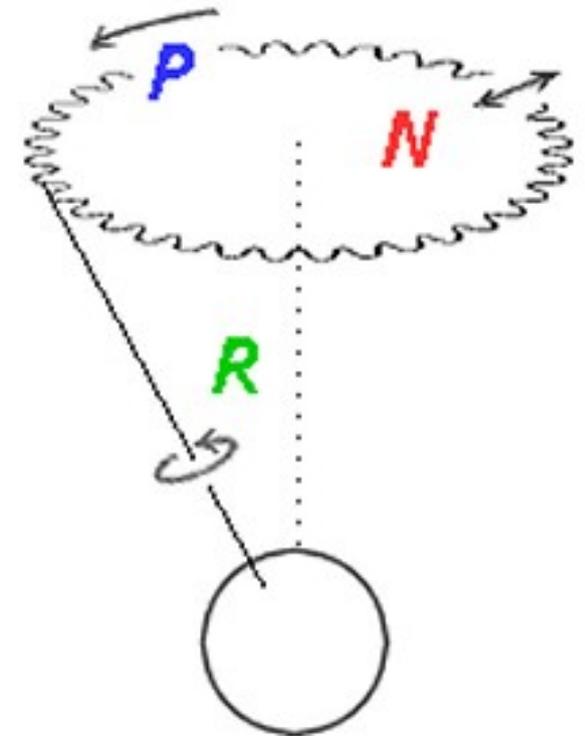
La *nutation* peut être décomposée:

- en une correction $\Delta\psi$ sur la longitude écliptique du Soleil
- une correction $\Delta\varepsilon$ sur l'inclinaison de l'écliptique.

Des expressions approximatives, précises à environ 1" près, sont les suivantes:

$$\begin{aligned}\Delta\psi &= -0.0048^\circ \sin(125.0^\circ - 0.05295^\circ d) - 0.0004^\circ \sin(200.9^\circ - 1.97129^\circ d) \\ \Delta\varepsilon &= +0.0026^\circ \cos(125.0^\circ - 0.05295^\circ d) + 0.0002^\circ \cos(200.9^\circ - 1.97129^\circ d)\end{aligned}$$

où d est le nombre de jours écoulés depuis J2000.0 (JD 2451545.0).



Un développement de la variation de l'*inclinaison moyenne* ε_0 de l'écliptique est donné par:

$$\varepsilon_0 = 23^{\circ}26'21.448'' - 46.8150'' T - 0.00059 T^2 + 0.001813T^3$$

où $T = [\text{JD} - 2451545.0] / 36525$ est le temps écoulé, en siècles juliens, depuis J2000.0

et l'*inclinaison vraie* de l'écliptique ε est

$$\varepsilon = \varepsilon_0 + \Delta\varepsilon$$

Les corrections d'ascension droite et en déclinaison, sont données, au premier ordre, par:

$$\begin{aligned}\Delta\alpha &= (\cos \varepsilon + \sin \varepsilon \sin \alpha \tan \delta) \Delta\psi - \cos \alpha \tan \delta \Delta\varepsilon \\ \Delta\delta &= \sin \varepsilon \cos \alpha \Delta\psi + \sin \alpha \Delta\varepsilon\end{aligned}$$

Aberration

La vitesse de la lumière n'étant pas infinie, la position d'un astre est modifiée par le mouvement relatif de l'objet et de la Terre entre le moment où la lumière est émise et le moment où elle est reçue par l'observateur: c'est le phénomène de l' *aberration*.

Pour les étoiles, il est convenu d'ignorer les corrections dues au mouvement de l'objet; ceci fait partie de l'étude dynamique de l'objet lui-même.

L' *aberration stellaire* est constituée de trois composantes:

- l' *aberration diurne* : rotation diurne de la Terre
- l' *aberration annuelle* : rotation de la Terre autour du Soleil
- l' *aberration séculaire* : mouvement du centre de masse du système solaire dans l'espace

La grandeur, $\Delta\theta$, de l' *aberration stellaire* dépend du rapport de la vitesse de l'observateur, v , et celle de la lumière, c , et de l'angle, θ , entre la direction de l'observation et celle du mouvement.

La différence entre la *position apparente* et la *position moyenne* est donnée par:

$$\tan(\Delta\theta) = \frac{v \sin \theta}{c + v \cos \theta}$$

ou avec une bonne approximation:

κ vaut 20.5"

$$\Delta\theta = \frac{v}{c} \sin \theta = \kappa \sin \theta$$

L'*aberration annuelle* en longitude et latitude écliptiques d'une étoile peut être décrite par les relations:

$$\Delta\lambda = -\kappa \sec \beta \cos(\lambda_{\odot} - \lambda)$$

$$\Delta\beta = -\kappa \sin \beta \sin(\lambda_{\odot} - \lambda)$$

où λ est la longitude écliptique et β la latitude écliptique de l'étoile. $(\lambda_{\odot} - \lambda)$ est la différence de longitude entre le Soleil et l'étoile, c'est la quantité qui varie au cours de l'année.

Déplacements x et y en longitude et en latitude écliptiques (en secondes d'arc sur le ciel):

$$x = \Delta\lambda \cos \beta = -\kappa \cos(\lambda_{\odot} - \lambda)$$

$$y = -\Delta\beta = \kappa \sin \beta \sin(\lambda_{\odot} - \lambda)$$

en éliminant $(\lambda_{\odot} - \lambda)$ on obtient:

$$\frac{x^2}{\kappa^2} + \frac{y^2}{\kappa^2 \sin^2 \beta} = 1$$

ce qui est l'équation d'une ellipse, dite *ellipse d'aberration*. Au cours de l'année, l'étoile décrit cette courbe sur la sphère céleste, le centre de l'ellipse étant la *position vraie* de l'étoile. Le 1/2 grand axe est κ , parallèle à l'écliptique: c'est donc une constante pour toutes les étoiles. Le 1/2 petit axe est $(\kappa \sin \beta)$: nul quand l'étoile est sur l'écliptique (l'*ellipse d'aberration* est dégénérée en une droite), maximum égal à κ au pôle écliptique (l'*ellipse d'aberration* est un cercle).

Réfraction

La *réfraction atmosphérique* est responsable de la déviation des rayons lumineux suivant les lois de l'optique géométrique lors de leur traversée de l'atmosphère.

L'amplitude de cette déviation augmente avec la *distance zénithale*.

Dans les conditions atmosphériques normales, elle atteint 36' à l'horizon.

L'angle de déviation peut être calculé par:

$$R = \left(\frac{0.28 P}{T + 273} \right) \frac{0.0167}{\tan(h + 7.31/(h + 4.4))} \text{ degrés}$$

où T est la température en °C, P est la pression en hPa et h est la hauteur de l'étoile au dessus de l'horizon.

Les composantes en ascension droite et en déclinaison sont:

$$\Delta\alpha = R \sec \delta \sin C$$

$$\Delta\delta = R \cos \delta \sin C$$

où C est l'*angle parallactique*:

$$\sin C = \cos \phi \sin H / \sin z$$

ϕ est la latitude, H l'angle horaire et z la distance zénithale

RÉFRACTION

Hauteur apparente		Réfraction	Hauteur apparente		Réfraction	Hauteur apparente		Réfraction			
°	'	'	°	'	'	°	'	''			
-1	0	56	28	6	0	8	46	30	1	44	
-0	50	52	14		20	8	22	31	1	40	
-	40	48	26		40	8	0	32	1	36	
-	30	45	0		7	0	7	39	33	1	32
-	20	41	55		20	7	20	34	1	29	
-	10	39	7		40	7	3	35	1	26	
0	0	36	36		8	0	6	47	36	1	23
	10	34	19		20	6	32	37	1	20	
	20	32	14		40	6	18	38	1	17	
	30	30	21		9	0	6	5	39	1	14
	40	28	38		20	5	52	40	1	12	
	50	27	3		40	5	41	41	1	9	
1	0	25	37		10	0	5	30	42	1	7
	10	24	18		30	5	15	43	1	4	
	20	23	5		11	0	5	1	44	1	2
	30	21	58		30	4	48	45	1	0	
	40	20	56		12	0	4	36	46	0	58
	50	19	59		30	4	25	47	0	56	
2	0	19	7		13	0	4	15	48	0	54
	10	18	18		30	4	6	49	0	52	
	20	17	32		14	0	3	57	50	0	50
	30	16	50		30	3	49	51	0	49	
	40	16	10		15	0	3	41	52	0	47
	50	15	33		30	3	34	53	0	45	
3	0	14	59		16	0	3	27	54	0	44
	10	14	27		30	3	20	55	0	42	
	20	13	56		17	0	3	14	56	0	41
	30	13	28		30	3	9	57	0	39	
	40	13	1		18	0	3	3	58	0	38
	50	12	36		30	2	58	59	0	36	
4	0	12	12		19	0	2	53	60	0	35
	10	11	49		30	2	48	61	0	33	
	20	11	28		20	0	2	44	62	0	32
	30	11	8		21	0	2	35	63	0	31
	40	10	49		22	0	2	28	64	0	29
	50	10	31		23	0	2	21	65	0	28
5	0	10	14		24	0	2	14	66	0	27
	10	9	57		25	0	2	8	67	0	26
	20	9	42		26	0	2	3	68	0	24
	30	9	27		27	0	1	57	69	0	23
	40	9	13		28	0	1	53	70	0	22
	50	8	59		29	0	1	48	75	0	16
6	0	8	46		30	0	1	44	80	0	11

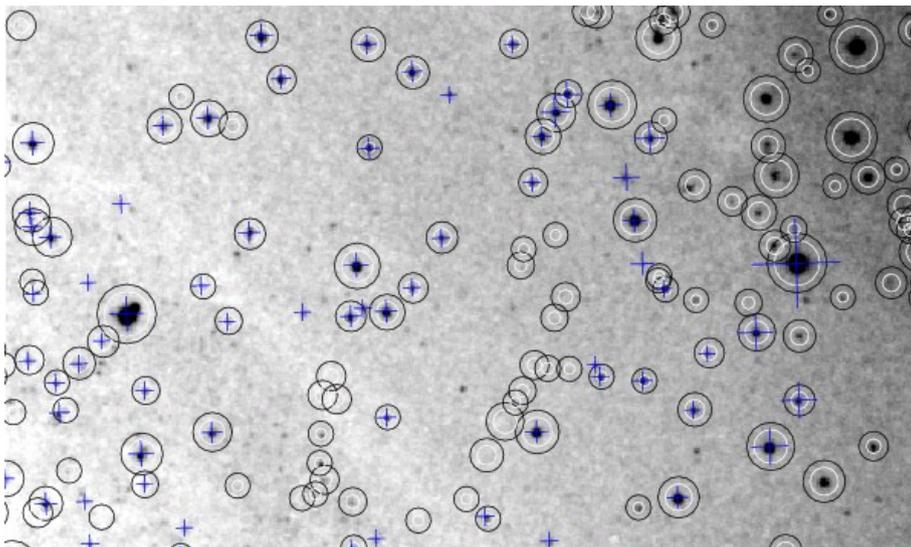
conditions: température 0°C, pression 1000hPa

Matérialisation des repères spatiaux

Comment déterminer la position d'un objet dans le ciel ?

- Mesurer sa position relativement à des objets voisins de coordonnées connues:
 - mesures micrométriques directes
 - mesures sur des clichés CCD ou photographiques
- Cela nécessite l'existence de coordonnées d'objets de référence: d'où la création de catalogues (*catalogues fondamentaux*) donnant la position d'étoiles à une époque donnée et la possibilité de calculer leur position à des époques différentes.

Les *catalogues fondamentaux* permettent la matérialisation dans l'espace des systèmes de référence.



Établissement du *World Coordinate System* (WCS) d'un cliché CCD pour la transformation des coordonnées en pixels en ascension droite et déclinaison à partir d'un catalogue. Exemple: étoiles de M31 / catalogues USNO+MAMA

Les catalogues fondamentaux

- Dans le cas du *système équatorial*, il faut déterminer la position et le *mouvement propre* des étoiles: *ascension droite* et *déclinaison* à différentes époques.
 - mesure de la *déclinaison* à l'aide d'une lunette méridienne
 - mesure de différences d'*ascension droite* à l'aide d'une lunette méridienne et d'une horloge

Mais l'établissement de la valeur de l'ascension droite en absolue nécessite de connaître la position du *point vernal* qui n'a pas de matérialisation dans le ciel.

La solution consiste à mesurer "simultanément" la position du Soleil et des étoiles.

Le premier catalogue fondamental date du 19^{ème} siècle: Bessel rattacha directement 14 étoiles brillantes au Soleil. Depuis 1879 plusieurs "*Fundamental Katalog*" ont été publiés en Allemagne. Le catalogue FK4 (1965) contient 1535 étoiles révisées en 1986 dans le FK5 avec une meilleure précision.

Catalogue	Nombre d'étoiles	Epoque moyenne	Précision sur la position	Précision sur le mouvement propre
FK4	1500	1949	0.1''	
FK5	1500	1949	0.05''	0.0008''/an
FK5 extended	3000		0.08''	0.002''/an
Hipparcos	120,000	1991	0.001''	0.001''/an
Tycho2	2,539,913	1991	0.03''	0.025''/an

Les catalogues dérivés

- PPM : Positions and Proper Motions Star Catalogue
- SAO :
- GSC : Guide star catalogue 1.2 (1996), 2.3.2 (2006)
- USNO-A2.0 Catalogue (1998)
- USNO-B1.0 Catalogue (2003) « *The data were taken from scans of 7,435 Schmidt plates taken from various sky surveys during the last 50 years. 1,045,175,762 objects derived from 3,648,832,040 separate observations.* »

Catalogue	Nombre d'étoiles	Précision sur la position (mvt pr.)	Magnitude limite
PPM	380,000	0.3" (0.006"/an)	11
SAO	250,000	1.5"	9.5
GSC 1.2	20,000,000	0.3"	16
GSC2.3.2	945,592,683	0.2"	21
USNO-A2.0	526,280,881	0.2"	21
USNO-B1.0	1,045,913,669	0.2"	21
NOMAD	1,117,612,732	0.2"	21
UCAC3	100,765,502	0.020"	16
UCAC4	113,780,093	0.020"	16

<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

Les catalogues dérivés

- NOMAD : Naval Observatory Merged Astrometric Dataset
« *Contains astrometric and photometric data for over 1 billion stars derived from the Hipparcos, Tycho-2, UCAC2, and USNO-B1.0 catalogs for astrometry and optical photometry, supplemented by 2MASS near-infrared photometry.* »

Catalogue	Nombre d'étoiles	Précision sur la position (mvt pr.)	Magnitude limite
PPM	380,000	0.3" (0.006"/an)	11
SAO	250,000	1.5"	9.5
GSC 1.2	20,000,000	0.3"	16
GSC2.3.2	945,592,683	0.2"	21
USNO-A2.0	526,280,881	0.2"	21
USNO-B1.0	1,045,913,669	0.2"	21
NOMAD	1,117,612,732	0.2"	21
UCAC3	100,765,502	0.020"	16
UCAC4	113,780,093	0.020"	16

<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

Les catalogues dérivés

- UCAC3 : U.S. Naval Observatory CCD Astrograph Catalog (2009)
« *all-sky star catalog covering mainly the 8 to 16 magnitude range in a single bandpass between V and R. Positional errors are about 15 to 20 mas for stars in the 10 to 14 mag range.* »
- UCAC4 (2012)

Catalogue	Nombre d'étoiles	Précision sur la position (mvt pr.)	Magnitude limite
PPM	380,000	0.3" (0.006"/an)	11
SAO	250,000	1.5"	9.5
GSC 1.2	20,000,000	0.3"	16
GSC2.3.2	945,592,683	0.2"	21
USNO-A2.0	526,280,881	0.2"	21
USNO-B1.0	1,045,913,669	0.2"	21
NOMAD	1,117,612,732	0.2"	21
UCAC3	100,765,502	0.020"	16
UCAC4	113,780,093	0.020"	16

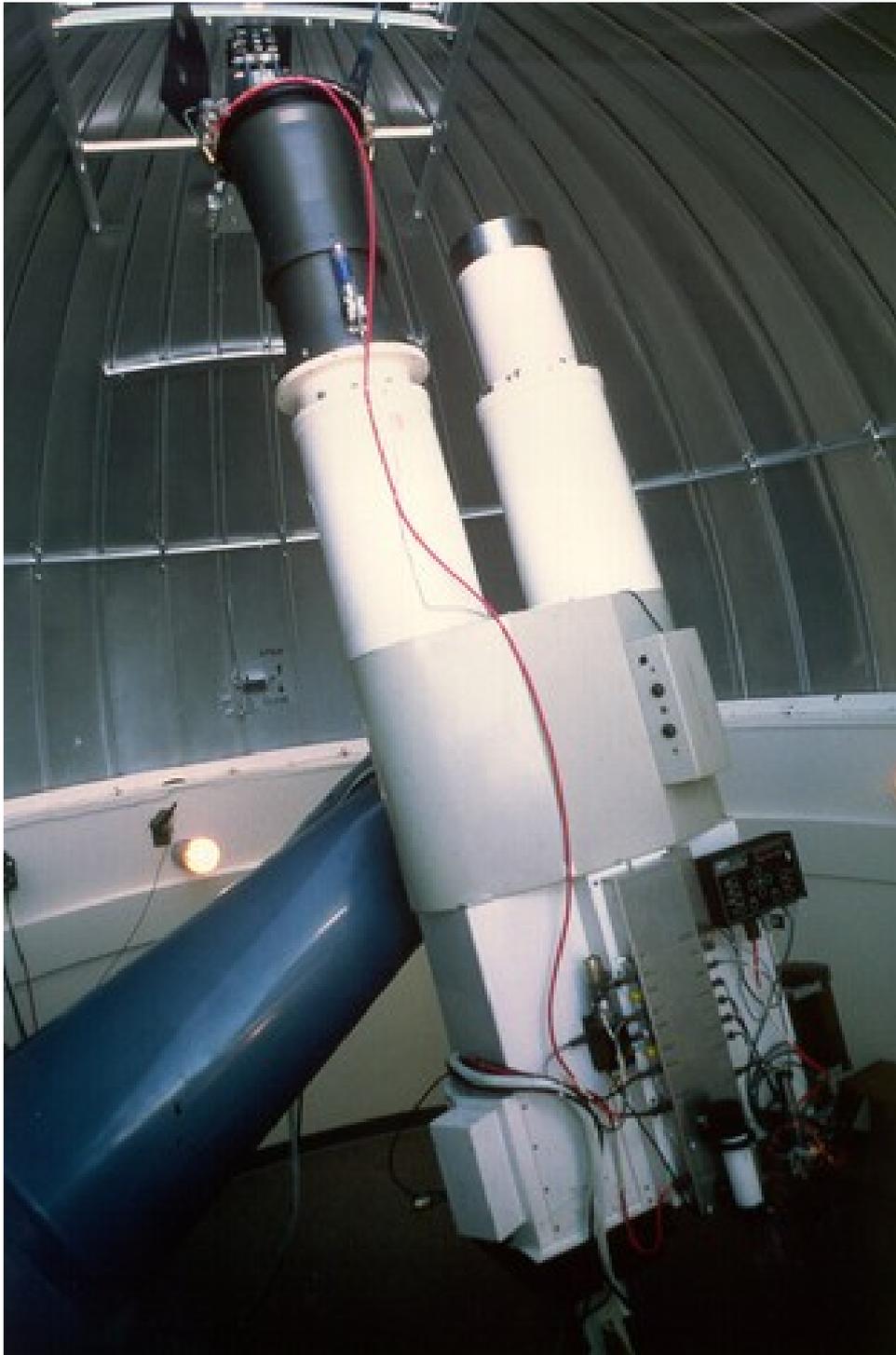
<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

Les catalogues dérivés

• UCAC4 (2012) « *Proper motions have been derived for most of the about 113 million stars utilizing about 140 other star catalogs with significant epoch difference to the UCAC CCD observations. These data are supplemented by 2MASS photometric data for about 110 million stars and 5-band (B,V,g,r,i) photometry from the APASS (AAVSO Photometric All-Sky Survey) for over 50 million stars. All bright stars not observed with the astrograph have been added to UCAC4 from a set of Hipparcos and Tycho-2 stars. Thus UCAC4 should be complete from the brightest stars to about $R=16$.* »

Catalogue	Nombre d'étoiles	Précision sur la position (mvt pr.)	Magnitude limite
PPM	380,000	0.3" (0.006"/an)	11
SAO	250,000	1.5"	9.5
GSC 1.2	20,000,000	0.3"	16
GSC2.3.2	945,592,683	0.2"	21
USNO-A2.0	526,280,881	0.2"	21
USNO-B1.0	1,045,913,669	0.2"	21
NOMAD	1,117,612,732	0.2"	21
UCAC3	100,765,502	0.020"	16
UCAC4	113,780,093	0.020"	16

<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>



UCAC astrograph at
Cerro Tololo (Chile)

Le système extragalactique

L'utilisation de sources lumineuses en mouvement les unes par rapport aux autres n'est pas idéal pour définir un système de référence.

Il est préférable d'utiliser un ensemble d'objets qui n'aient aucun mouvement relatif mesurable et pas de rotation globale: les *quasars* remplissent ces conditions.

Il a été décidé (IAU, 1991,1997) que le FK5 serait remplacé, comme système de référence inertiel conventionnel, par un système de référence (International Celestial Reference System, ICRS) basé sur un ensemble de radio sources lointaines observées en VLBI (International Celestial Reference Frame, ICRF). l'incertitude des mesures de position est de l'ordre de 0.001" (1 mas)

Pour rester compatible avec FK5, le plan fondamental reste aussi près que possible de l'équateur céleste et l'origine des coordonnées aussi près que possible de l'équinoxe J2000 (à mieux que 0.1").

Le quasar 3C273 est utilisé comme référence à l'équinoxe de FK5.

Hipparcos

Le satellite Hipparcos a mesuré la position de 120000 étoiles avec une précision 0.001".

Ces mesures sont rattachées au système extragalactique par l'observation d'une douzaine de radio-étoiles en VLBI.

Cela permet d'unifier les systèmes de coordonnées radio et optique.

Échelles de temps

Il y a deux groupes d'échelles de temps fondamentalement différentes utilisées en Astronomie:

- le premier groupe est basé sur la définition de la seconde du Système International d'unités,
- le deuxième groupe est basé sur la rotation de la Terre.

Dans le système d'unités astronomiques, l'unité de temps est le *jour de 86400s*. Pour des périodes longues on utilise plutôt le *siècle julien de 36525 jours*

Jusqu'en 1967, les échelles de temps étaient fixées par des phénomènes astronomiques. La valeur de la *seconde de temps* découlait du découpage d'abord de la durée de la période de rotation de la Terre sur elle-même puis de la rotation de la Terre autour du Soleil.

Aujourd'hui, la seconde est définie plus précisément par des données de physique atomique.

Le temps atomique

Une *seconde SI* est la durée de 9 192 631 770 périodes de la radiation correspondant à la transition entre les deux niveaux de structure hyperfine de l'état fondamental de l'atome de *césium 133*. Cette définition se réfère à un atome de césium au repos, à une température de 0 K.

Le *Temps Atomique International* (**TAI**) est l'échelle de temps continu établie par le Bureau International des Poids et Mesures dont l'unité fondamentale est la seconde SI.

L'échelle **TAI** est établie par un réseau de 150 horloges atomiques disséminées dans plusieurs laboratoires fournissant chacun leur lecture au centre de coordination.

La seconde du **TAI** est cohérente avec la seconde SI théorique à $2 \cdot 10^{-14}$ près.

Le **TAI** est le temps pour usage astronomique déterminé avec le plus de précision.

Le temps terrestre et le temps des éphémérides

Le temps astronomique appelé *temps terrestre* (**TT**) est le **TAI** avec un décalage temporel:

$$TT = TAI + 32.184s$$

Ce décalage a été introduit pour maintenir la continuité avec le *temps des éphémérides* (**TE**), utilisé précédemment pour établir les éphémérides astronomiques.

Le temps universel

Le *temps universel* (**TU**) est largement utilisé en Astronomie.

Historiquement, le **TU** (anciennement GMT) était défini à partir du *temps sidéral* de Greenwich.

Le *temps universel* est maintenant défini par **UT1**, linéairement proportionnel à l'angle de rotation de la Terre, angle géocentrique entre 2 directions dans le plan équatorial, l'une tournant avec la Terre et l'autre n'ayant pas de rotation instantanée. La précision de **UT1** est de 0.01ms.

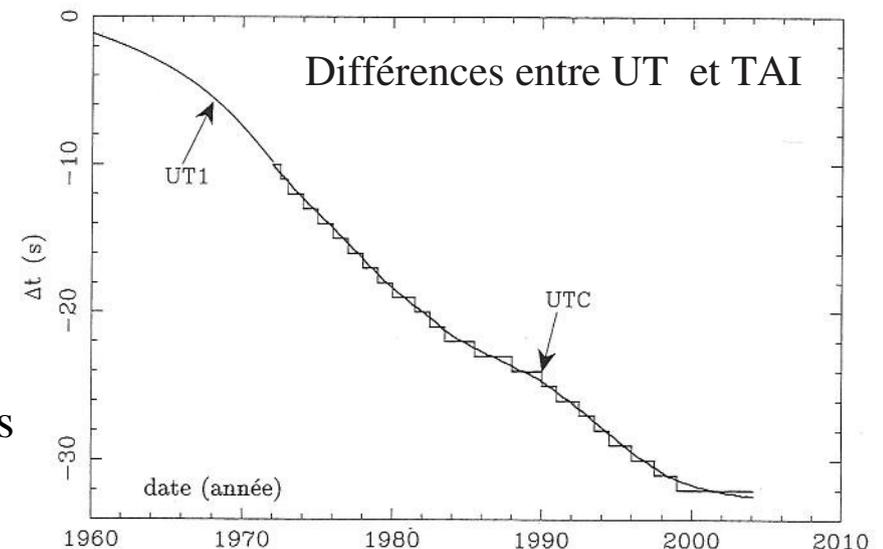
UT1 est affecté par les irrégularités de la vitesse de rotation de la Terre (longueur du jour), qui est imprévisible. La durée de la seconde **UT1** n'est donc pas constante quand on l'exprime dans une échelle de temps uniforme comme le **TT**.

La différence de temps mesurée par une horloge gardant la seconde SI et la rotation de la Terre est:

$$\Delta T = \text{TAI} - \text{UT1}$$

Le *temps universel coordonné* **UTC** est une échelle de temps hybride: elle utilise la seconde SI comme unité fondamentale, mais elle est maintenue à moins de 0.90s de **UT1** par l'introduction de *secondes intercalaires* (*leap seconds*). Les *secondes intercalaires* sont ajoutées fin juin ou fin décembre.

Le *temps civil* est basé sur **UTC**.



Le 31 décembre 2008 à 24h00mn00sUTC, une *seconde intercalaire* a été ajoutée: $\Delta T = 34s$

The International Earth Rotation and Reference Systems Service (IERS).

L'IERS mise en place en 1987 par l'Union Astronomique Internationale et l'Union Internationale de Géodésie et Géophysique.

Le premier but de l'IERS est fournir aux communautés astronomiques et géophysique des données suivantes:

- Le Système de Référence Céleste International (International Celestial Reference System, ICRS) et sa réalisation, le Catalogue de Référence Céleste International (International Celestial Reference Frame, ICRF).
- Le Système de Référence Terrestre International (International Terrestrial Reference System, ITRS) et sa réalisation, le International Terrestrial Reference Frame (ITRF).
- Les paramètres d'orientation de la Terre pour permettre l'étude de leurs variations et de faciliter le passage entre l'ICRF et l'ITRF.
- Des données Géophysiques pour interpréter les variations dans l'ICRF, l'ITRF ou les paramètres d'orientation de la Terre.

Several space geodesy techniques contribute to the permanent monitoring of the earth's rotation by IERS.

The measurements of the earth's rotation are under the form of time series of the so-called Earth Orientation Parameters (EOP). Universal time (UT1), polar motion and the celestial motion of the pole (precession/nutation) are determined by VLBI. The satellite-geodesy techniques, GPS, SLR and DORIS, determine polar motion and the rapid variations of universal time.

Universal time and polar motion are available daily with an accuracy of 0.5 mas and celestial pole motion are available every five to seven days at the same level of accuracy - this estimation of accuracy includes both short term and long term noise. Sub-daily variations in Universal time and polar motion are also measured on a campaign basis. Past data, going back to the 17th century in some cases, are also available.

Signaux horaires

Station	Localisation	Coordonnées	Fréquence	Longueur d'onde
DCF 77	Mainflingen, Allemagne	9° 00' E - 50° 01' N	77,5 kHz	3 870 m
HBG	Prangins, Suisse	6° 15' E - 46° 24' N	75 kHz	4 000 m
MSF	Rugby, Angleterre	1° 11' O - 52° 22' N	60 kHz	5 000 m

- Signaux radio ondes longues:

L'émetteur des signaux horaires DCF77 est situé en Allemagne. Il est synchronisé par l'horloge atomique de l'Institut de Physique et de Métrologie de Brunswick.

Les émetteurs satisfont les besoins jusqu'à une précision de 10^{-4} seconde.

- Signaux radio ondes courtes

bandes utilisées: 1606-1625 kHz , 1635-1800 kHz , 2045-2160 kHz , 2170-2194 kHz , 2625-2650 kHz , 4000-4438 kHz , 6200-6525 kHz , 8100-8815 kHz , 12230-13200 kHz , 16360-17410 kHz , 18780-18900 kHz , 19680-19800 kHz , 22000-22855 kHz , 26100-26175 kHz.

- Temps "internet"

- GPS

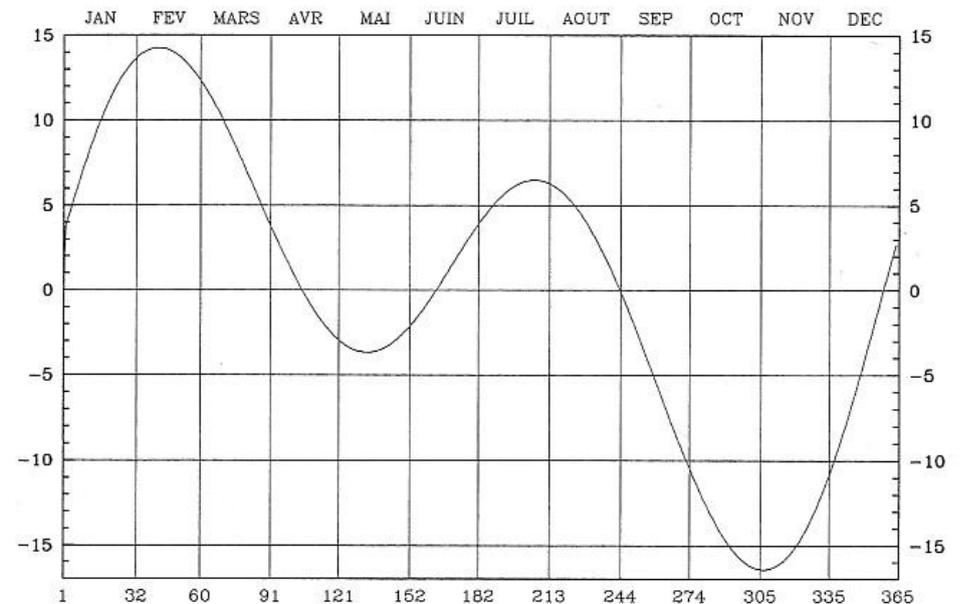
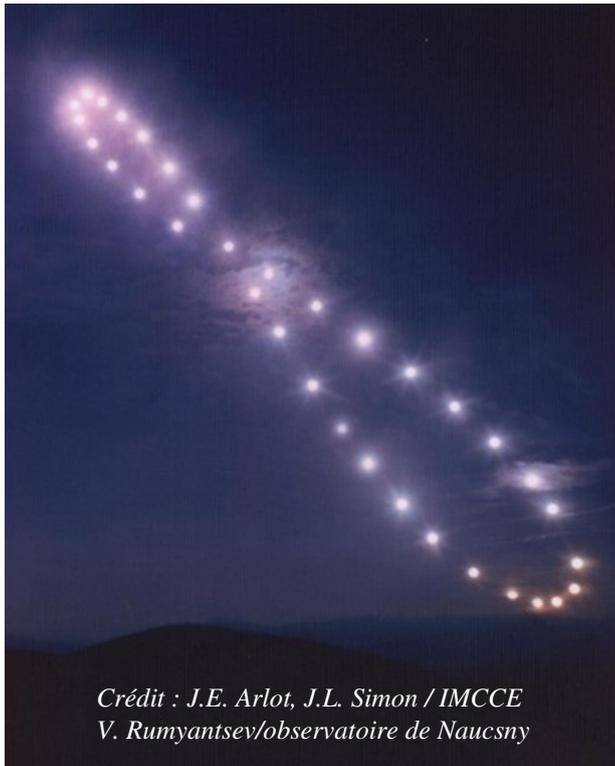
Le temps solaire

Le *temps solaire vrai* (true solar time) en un lieu et à un instant donnés, est l'**angle horaire du Soleil** en ce lieu et en cet instant.

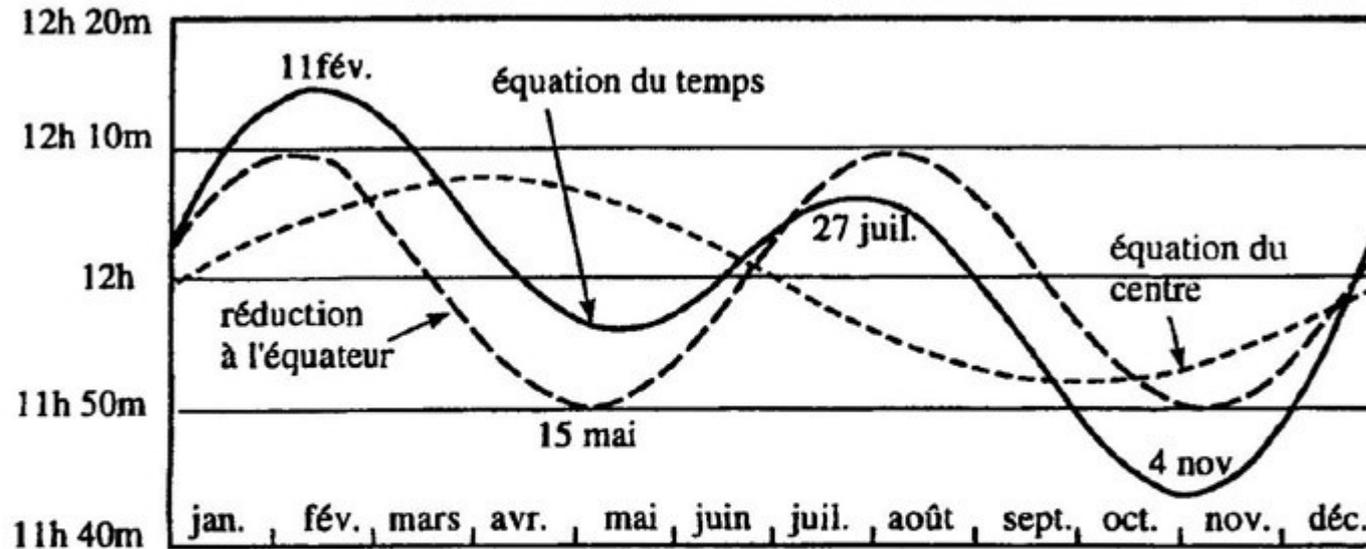
Le *temps solaire moyen* (mean solar time) est le *temps solaire vrai* sans la contribution de la nutation

Le *temps solaire* est affecté par les variations de l'ascension droite du Soleil. La différence entre le *temps solaire vrai* et le *temps solaire moyen* est *l'équation du temps*.

L'équation du temps peut atteindre 16mn. A ces variations correspondent des variations de la durée du jour qui est compris entre 23h59m39s et 24h00m30s.



Équation du temps pour 2005, en minutes



Équation du Temps = équation du centre + réduction à l'équateur

Temps solaire vrai = temps solaire moyen + équation du temps

L'*équation du temps* est la combinaison de deux effets:

- Ellipticité de l'orbite terrestre («équation du centre »)
- Inclinaison de l'axe de rotation de la Terre sur le plan de l'orbite (« réduction à l'équateur »)

C'est également la différence entre l'ascension droite du **soleil moyen** et celle du **soleil vrai**.

Le temps sidéral

Le *temps sidéral* (sidereal time) en un lieu et à un instant donnés, est l'**angle horaire du point vernal**. C'est donc aussi l'**ascension droite du méridien local**.

Le jour sidéral dure 23h56m04.09053s: $\Delta TS = 1.0027379 \Delta TU$

Temps sidéral apparent de Greenwich (GAST, Greenwich Apparent Sidereal Time):
Angle horaire à Greenwich de l'équinoxe vrai de la date.

Temps sidéral moyen de Greenwich (GMST, Greenwich Mean Sidereal Time):
Angle horaire à Greenwich de l'équinoxe moyen de la date.

$$\text{GMST à 0hUT} = 24110.54841 + 8640184.812866 T + 0.093104 T^2 - 6.2 \cdot 10^{-6} T^3$$

où T est le temps en siècles juliens de 36525 jours écoulés depuis le 1er janvier 2000 à 12h (JD2451545.0). Cette relation Donne GMST en secondes.

L'année

Durée d'une révolution terrestre autour du Soleil:

- *Année sidérale*: durée de la révolution terrestre rapportée à un repère fixe. Elle vaut 365j 6h 9m 10s.
- *Année tropique*: durée séparant deux passages successifs du Soleil dans la direction du point vernal. Elle vaut 365 j 5h 48m 45s.
- *Année anomalistique*: durée séparant deux passages successifs de la Terre au périhélie. Sa valeur est 365 j 6h 13m 53s.

Jour julien

Jour julien (JD, Julian day): Intervalle de temps, en jour et fractions de jour, depuis le 1er janvier 4713 avant JC (calendrier julien) ou le 24 novembre 4714 avant JC (calendrier grégorien), 12h TU à Greenwich.

Le 12 avril 2011 à 12hUTC est le JD2455664.0

Jour julien modifié (MJD, modified Julian date): Jour julien moins 2400000.5.

Origine de cette échelle: 17 novembre 1858 à 0h TU.

Reconnue commode pour certaines applications par l'UAI, mais pas recommandée.

Époques

Datation des catalogues, date de validité des positions et des éléments d'orbites.

L'époque standard recommandée aujourd'hui est

J2000.0 = 1^{er} janvier 2000 à 12hUT = JD2451545.0.

Le préfixe J correspond au système actuellement en usage du temps mesuré en *siècles juliens* de 36525 jours. L'ancien système Bessélien, désigné par la lettre B (par exemple B1950.0) utilisait les *siècles tropiques* définis par le mouvement apparent du Soleil (36524.2198... jours juliens en 1900.0).

Relation entre les *époques* et la *date julienne*:

époque julienne = $J[2000.0 + (JD - 2451545.0)/365.25]$

époque bessélienne = $B[1900 + (JD - 2415020.31352)/365.242198781]$

Epoque bessélienne	Epoque julienne	Date julienne	Date calendaire
B1900.0	J1900.000857	2415020.3135	31/12/1899 19h31m26s
B1950.0	J1949.999789	2433282.4235	31/12/1949 22h09m50s
B2000.0	J1999.998722	2451544.4334	31/12/1999 22h24m06s
B1950.000210	J1950.0	2433282.5	1/01/1950 0h
B2000.001278	J2000.0	2451545.0	1/01/2000 12h

Correction héliocentrique: corrections temporelles

L'instant observé d'un phénomène dépend de la position de la Terre sur son orbite: la lumière met 16 minutes à traverser l'orbite terrestre.

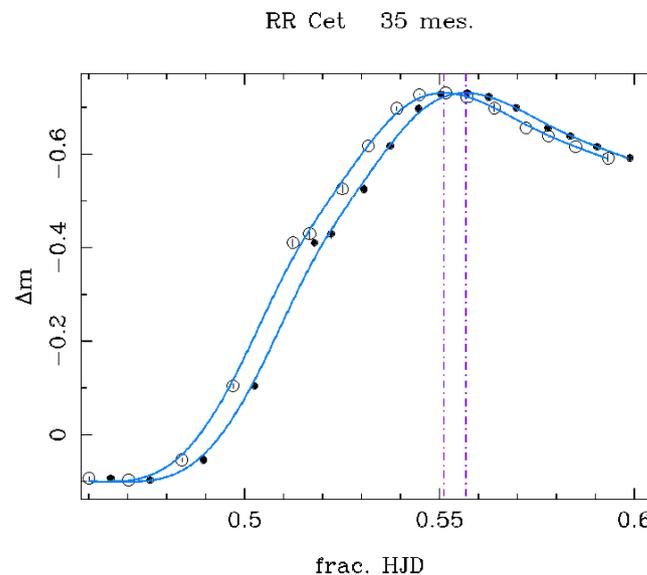
Pour comparer les temps d'événements de même nature il est nécessaire de corriger du temps de trajet de la lumière. On convient de ramener l'instant observé à celui où il aurait été observé du centre du Soleil.

La correction héliocentrique est donnée par la relation:

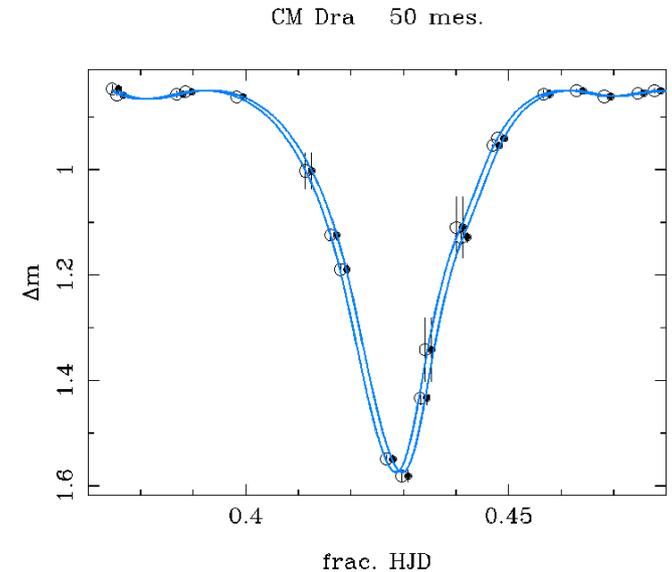
$$t = -0.0057755r \{ \cos \lambda_{\odot} \cos \alpha \cos \delta + \sin \lambda_{\odot} (\sin \epsilon \sin \delta + \cos \epsilon \cos \delta \sin \alpha) \}$$

où

- r est la distance du Soleil en UA,
- λ_{\odot} est la longitude écliptique du Soleil,
- α est l'ascension droite de l'étoile,
- δ est sa déclinaison
- ϵ est l'inclinaison de l'écliptique.



RR Cet (RR Lyr, P=0.55302814j)
 maximum apparent: 2453644.5512
 maximum corrigé: 2453644.5567
 correction héliocentrique: 7m55s



CM Dra (var. éclipses, P=1.26838965j)
 minimum apparent: 2453515.4287
 minimum corrigé: 2453515.4299
 correction héliocentrique: 1m43s

cercles ouverts: avant correction; cercles pleins: points corrigés

Correction héliocentrique: corrections de vitesses

La *vitesse radiale* observée est corrigée pour les mouvements de l'observateur dans la direction de l'observation.

Les composantes corrigées sont:

- rotation de la Terre (vitesse diurne: `VDIURNAL`),
- mouvement de la Terre autour du barycentre Terre-Lune (vitesse lunaire: `VLUNAR`),
- mouvement du barycentre Terre-Lune autour du Soleil (vitesse annuelle: `VANNUAL`)
- mouvement du Soleil (vitesse solaire: `VSOLAR`) par rapport à un référentiel donné.

La correction héliocentrique correspond aux 3 premiers mouvements.

Exemple de calcul avec le programme `rvcorrect` d'IRAF:

```
rv> rvcorrect ra=0:0:0 dec=0:0:0 ut=5:30 year=2005 month=6 day=21 obs=paranal
# RVCORRECT: Observatory parameters for European Southern Observatory: Paranal
#      latitude = -24:37.5
#      longitude = 70:24.2
#      altitude = 2635
##      HJD          VOBS    VHELIO      VLSR    VDIURNAL    VLUNAR    VANNUAL    VSOLAR
2453542.72916      0.00     29.71     30.01      0.415     -0.012     29.304     0.306
```

29.71 km/s correspond à 0.495Å à 5000Å:

la correction est importante pour les spectres à haute résolution spectrale.

Parallaxes stellaires

La *parallaxe stellaire* est la méthode fondamentale pour mesurer la distance des étoiles.

La figure montre l'orbite terrestre, supposée ici circulaire.

Considérons une étoile X à une distance d du Soleil. Nous supposons que l'étoile est stationnaire par rapport au Soleil (pas de mouvement propre).

A une date donnée, la Terre est en E et six mois plus tard en E1. La distance EE1 constitue la base de la triangulation, d'environ $300 \cdot 10^6$ km. Imaginons une direction Y, parallèle à SX. Dans le triangle SXE:

$$\sin(\theta - \theta_1) = \frac{a}{d} \sin \theta_1$$

La *parallaxe* de l'étoile Π est définie par $\Pi = \frac{a}{d}$

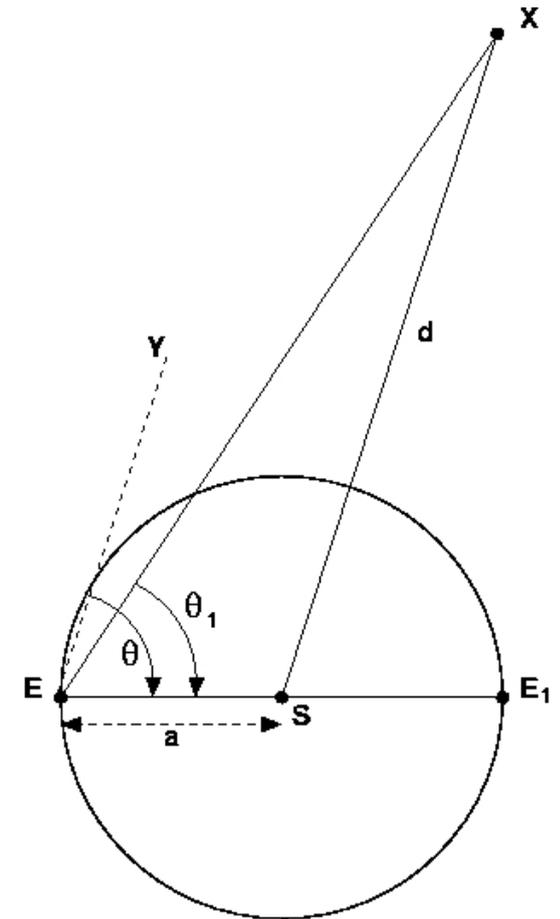
C'est l'angle sous-tendu à l'étoile par le rayon de l'orbite terrestre.

Pour les étoiles les plus proches, la parallaxe vaut $\sim 0.76''$; elle est suffisamment petite pour pouvoir écrire avec assez de précision:

$$\theta - \theta_1 = \Pi \sin \theta$$

où $\theta - \theta_1$ et Π sont exprimés dans les mêmes unités.

Si l'étoile était à une distance infinie, elle serait vue dans la direction EY (direction héliocentrique) depuis la Terre. La direction géocentrique EX est déplacée de la direction héliocentrique vers la direction ES du Soleil.



Effet de la parallaxe sur la longitude et la latitude écliptiques

Sur la figure, X représente la direction héliocentrique de l'étoile et X1 sa direction géocentrique. S est la position du Soleil sur l'écliptique. K est la direction du pôle écliptique.

Soient (λ, β) les coordonnées écliptiques héliocentriques de l'étoile (position X), et (λ_1, β_1) ses coordonnées écliptiques géocentriques (position X1).

On a dessiné le petit cercle XU, parallèle à l'écliptique. On appelle ϕ l'angle UXX1:

$$UX \equiv \Delta\lambda \cos \beta = XX_1 \cos \phi$$

$$UX_1 \equiv -\Delta\beta = XX_1 \sin \phi$$

d'où

$$\Delta\lambda \cos \beta = \Pi \sin \theta \cos \phi$$

$$\Delta\beta = -\Pi \sin \theta \sin \phi$$

En appliquant la formule des sinus de la trigonométrie sphérique dans le triangle KXS:

$$\sin \theta \cos \phi = \sin(\lambda_{\odot} - \lambda)$$

et l'équation de cosinus étendue donne:

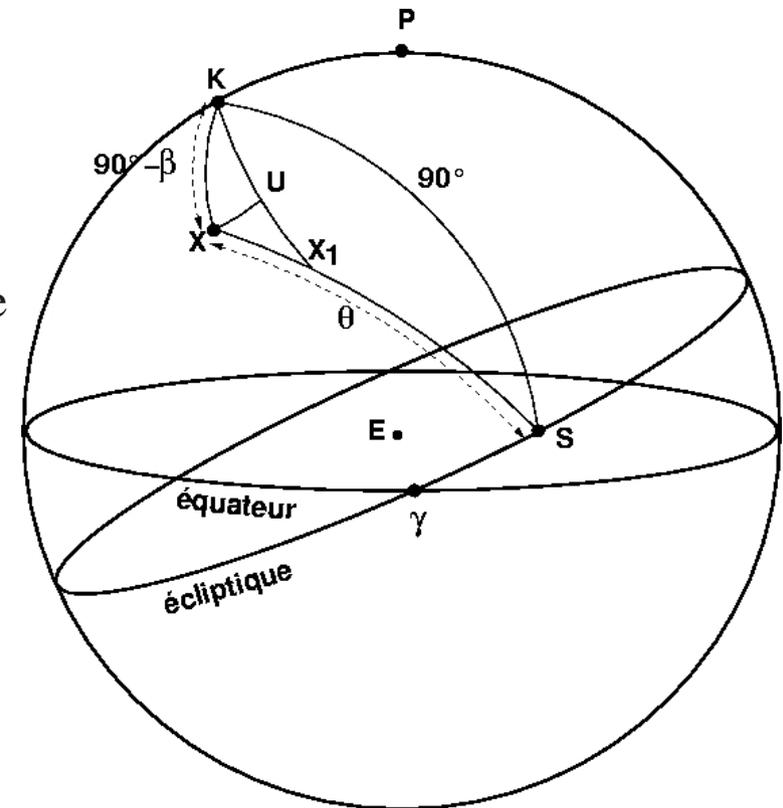
$$\sin \theta \sin \phi = +\sin \beta \cos(\lambda_{\odot} - \lambda)$$

d'où

$$\Delta\lambda \cos \beta = \Pi \sin(\lambda_{\odot} - \lambda)$$

$$\Delta\beta = -\Pi \sin \beta \cos(\lambda_{\odot} - \lambda)$$

les déplacements de l'étoile, due à la parallaxe, en longitude et latitude.



Ellipse parallactique

Soit x le déplacement UX parallèle à l'écliptique et y le déplacement UX1 en latitude:

$$x = \Pi \sin(\lambda_{\odot} - \lambda)$$

$$y = -\Pi \sin \beta \cos(\lambda_{\odot} - \lambda)$$

en éliminant la longitude entre les 2 équation:

$$\frac{x^2}{\Pi^2} + \frac{y^2}{\Pi^2 \sin^2 \beta} = 1$$

C'est l'équation de l'*ellipse parallactique*. Quelque soit l'étoile observée, le 1/2 grand axe de cette ellipse est indépendant de la latitude écliptique et est égal à Π .

Le parsec

Distance d'une étoile: $d = a / \Pi$ (rad) = 206265 a / Π (")

d est dans les mêmes unités que a : $a=1$, d en UA; $a=1.495979 \cdot 10^{13}$ cm, d en cm

Le parsec est la distance d'une étoile dont la parallaxe est 1".

distance en parsecs: $d = 1 / \Pi$ (")

1pc = 206265 UA = $3.0856 \cdot 10^{13}$ cm = 3.2616 a.l.

précision typique (mesures depuis le sol): 0.005"

références: étoiles d'arrière plan, quasars

Une méthode de mesure de la parallaxe

On peut montrer que les variations en ascension droite et en déclinaison, dues à la parallaxe sont donnés par:

$$\begin{aligned}\Delta\alpha \cos \delta &= \Pi (\cos \alpha \cos \varepsilon \sin \lambda_{\odot} - \sin \alpha \cos \lambda_{\odot}) \\ \Delta\delta &= \Pi (\cos \delta \sin \varepsilon \sin \lambda_{\odot} - \cos \alpha \sin \delta \cos \lambda_{\odot} - \sin \alpha \sin \delta \cos \varepsilon \sin \lambda_{\odot})\end{aligned}$$

appelons α l'ascension droite héliocentrique et α_1 l'ascension droite géocentrique à un instant donné: $\Delta\alpha = \alpha_1 - \alpha$. On peut écrire:

$$\Delta\alpha \cos \delta = (\alpha_1 - \alpha) \cos \delta = F\Pi$$

avec

$$F = \cos \alpha \cos \varepsilon \sin \lambda_{\odot} - \sin \alpha \cos \lambda_{\odot}$$

Supposons que nous mesurons l'ascension droite α_0 d'une autre étoile à proximité de la première et assez éloignée pour que sa parallaxe soit nulle. La différence d'ascension droite entre les 2 étoiles à un instant donné est $m_1 = \alpha_1 - \alpha_0$. On a:

$$m_1 \equiv (\alpha_1 - \alpha) + (\alpha - \alpha_0) = F_1\Pi \sec \delta + (\alpha - \alpha_0)$$

Les mesures sont répétées quelques mois plus tard et donne:

$$m_2 = F_2\Pi \sec \delta + (\alpha - \alpha_0)$$

et on peut écrire:

$$m_1 - m_2 = (F_2 - F_1)\Pi \sec \delta$$

$$\Pi = \frac{(m_1 - m_2) \cos \delta}{F_2 - F_1}$$

Les époques de mesures doivent être choisies de façon à réduire les erreurs.

Si e est l'erreur de mesure sur $(m_1 - m_2)$, l'erreur sur Π est $e \cos \delta / (F_2 - F_1)$.

Il est donc préférable de séparer les mesures de 6 mois pour augmenter la valeur de $(F_2 - F_1)$.

Mesures de parallaxes depuis l'espace

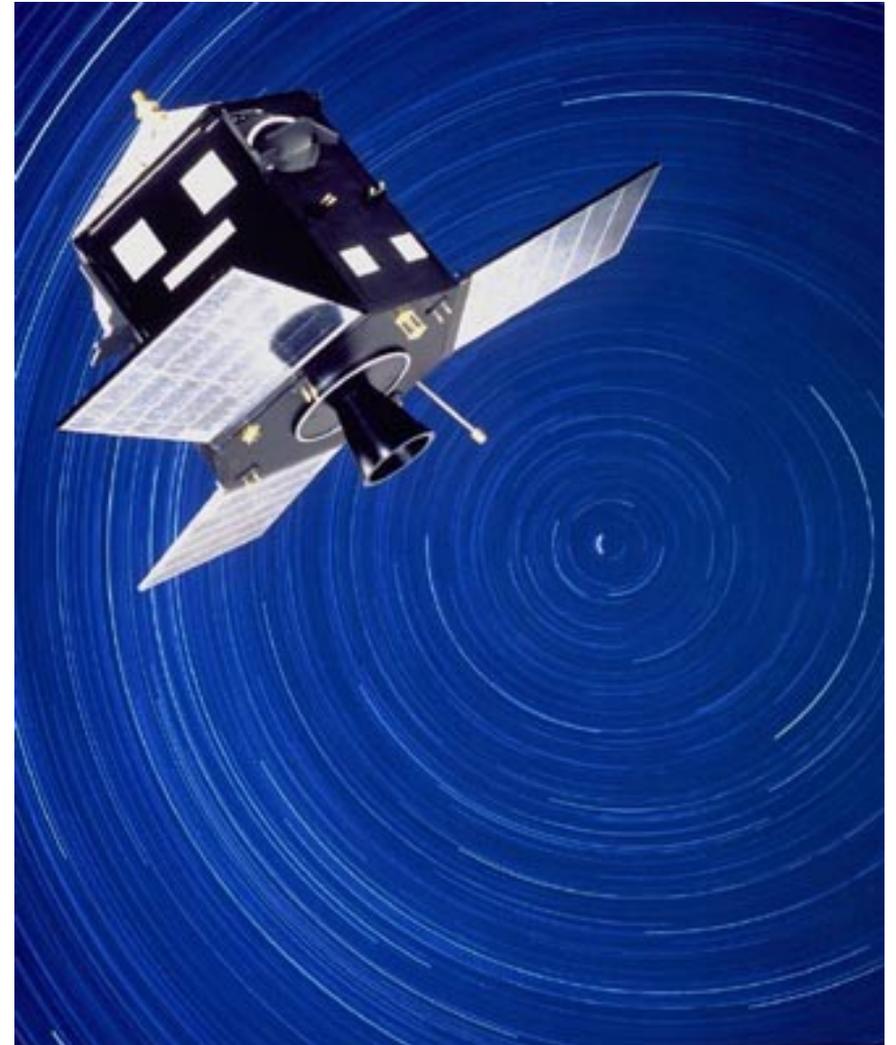
avec les télescopes au sol: seulement quelques centaines d'étoiles mesurées avec une précision de 20%, jusqu'à 20pc

avantages des mesures spatiales sur les observations depuis le sol:

- pas d'agitation atmosphérique
- pas de réfraction atmosphérique
- pas de flexion de l'instrument

Satellite Hipparcos (1989-1993):

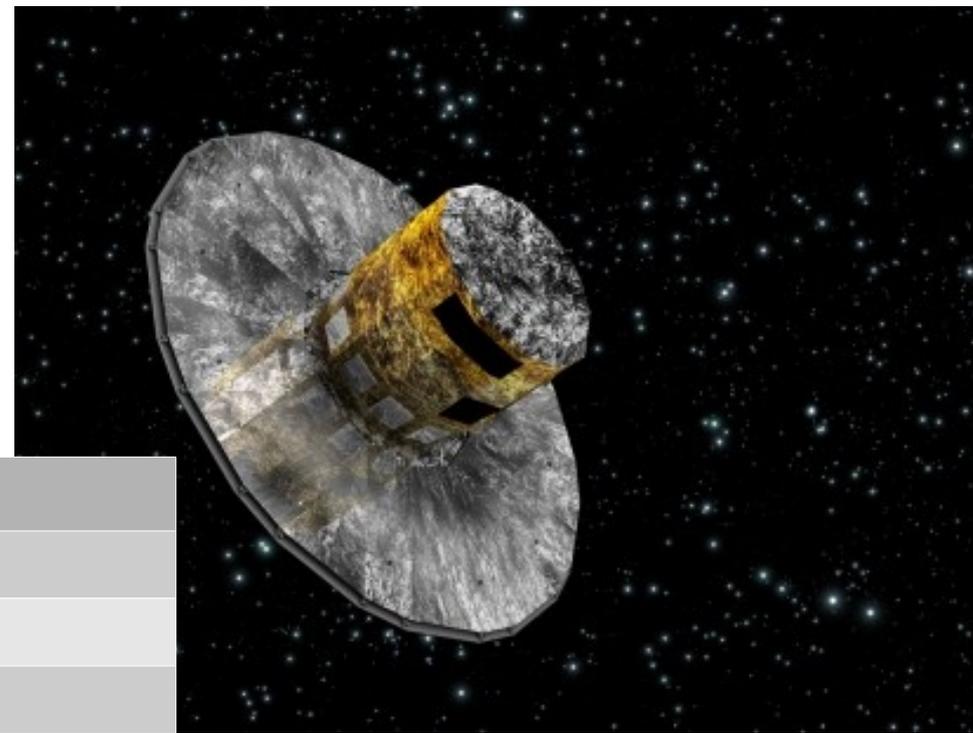
120000 étoiles mesurées à $\pm 0.002''$, jusqu'à 100pc



Mesures de parallaxes depuis l'espace

Satellite GAIA (2013)

- complet jusqu'à magnitude 20: 10^9 étoiles
- précision: 10-20 μ arcsec à magnitude 15



	Hipparcos	Gaia
Magnitude limit	12	20
Completeness	7.3-9.0	~20
Bright limit	~0	~ 3-7
Number of objects	120,000	26 million to V=15 250 million to V=18 1000 million to V=20
Effective distance limit	1kp	1Mpc
Quasars	None	~5 10^5
Galaxies	None	$10^6 - 10^7$
Accuracy	~1mas	4 μ arcsec at V=10 10-15 μ arcsec at V=15 200-300 μ arcsec at V=20
Broad band	2-colour (B+V)	5-colour to V=20
Medium band	None	11-colour to V=20
Radial velocity	None	1-10 km/s to V=16-17

Comparaison Hipparcos-GAIA
(source: ESA)

Hipparcos: les étoiles les plus proches

<i>HIP</i>	<i>nom ou autre identification</i>	<i>type spectral</i>	<i>V</i>	π (<i>mas</i>)	$\mu(\alpha)$	$\mu(\delta)$
					(<i>mas</i>)	(<i>mas</i>)
70890	Proxima – α Cen C	M5.5Ve	11.01	772.33	-3775.64	768.16
71681	α Cen B	K1V	1.35	742.12	-3600.35	952.11
71683	α Cen A	G2V	-0.01	742.12	-3678.19	481.84
87937	étoile de Barnard	M4Ve	9.54	549.01	-797.84	10326.93
54035	HD 95735	M2	7.49	392.40	-580.20	-4767.09
32349	Sirius – α CMa	A1V	-1.44	379.21	-546.01	-1223.08
92403	Ross 154	M3.5	10.37	336.48	637.55	-192.47
16537	ε Eri	K2V	3.72	310.75	-976.44	17.97
114046	Lacaille 9352	M0.5	7.35	303.90	6767.26	1326.66
57548	Ross 128 FI Vir	M4	11.12	299.58	605.62	-1219.23
104214	HD 201091 V1803 Cyg	K5V	5.20	287.13	4155.10	3258.90
37279	Procyon α CMi A	F5IV-V	0.40	285.93	-716.57	-1034.58
104217	61 Cyg B	K5	6.05	285.42	4107.40	3143.72
91772	HD 173740	M3.5	9.70	284.48	-1393.20	1845.73
91768	BD+59 1915	M3V	8.94	280.28	-1326.88	1802.12
1475	HD 1326 – GX And	M1	8.09	280.27	2888.92	410.58
108870	ε Ind	K4.5V	4.69	275.76	3959.97	-2538.84
8102	τ Cet	G8V	3.49	274.17	-1721.82	854.07
5643	YZ Cet	M4.5	12.10	269.05	1210.09	646.95
36208	Luyten's star	M3.5	9.84	263.26	571.27	-3694.25
24186	HD 33793 VZ Pic	M1	8.86	255.26	6506.05	-5731.39
105090	HD 202560 AX Mic	K7	6.69	253.37	-3259.00	-1146.99
110893	BD+56 2783 KR 60A	M3	9.59	249.52	-870.23	-471.10
30920	Ross 614A – V577 Mon	M4.5	11.12	242.89	694.73	-618.62
72511	CD-25 10553		11.72	235.24	-1389.70	135.76
80824	Wolf 1061 – V2306 Oph	M3.5	10.10	234.51	-93.61	-1184.90
439	HD 225213	M1.5	8.56	229.33	5634.07	-2337.94
15689	BD-13 637B		12.16	227.45	-112.94	-299.04
3829	Wolf 28	DG	12.37	226.95	1233.05	-2710.56
72509	CD-25 10553B – L 622 -7	M1.5	12.07	221.80	-1421.60	-203.60