LE COORDINATE CELESTI E LA MISURA DEL TEMPO

Alberto Righini, Marco Romoli

Esperimentazioni IIIB

Versione: 3 Ottobre 2005

1 La sfera celeste

La rotazione della Terra attorno al suo asse provoca l'apparente moto giornaliero di tutti gli astri. Solo due punti non prendono parte a questo moto: i poli celesti Nord e Sud sul prolungamento dell'asse di rotazione della Terra. In questo moto gli astri ci appaiono distribuiti su una sfera detta *sfera celeste*, centrata sull'osservatore. Su questa sfera osserviamo astri fissi, come le stelle che non mutano mai le loro posizioni reciproche, e astri mobili come il Sole, la Luna ed i Pianeti[1].

Per assegnare la posizione di un punto sulla sfera celeste si ricorre ad un sistema di coordinate dette coordinate sferiche che, per essere definite, richiedono l'introduzione di alcuni concetti di geometria sferica. La sfera è definita dal centro e dal raggio, e non presenta particolari direzioni privilegiate (vedi Fig.1). Se tracciamo un piano che disti dal centro della sfera meno del raggio, otteniamo come intersezione tra il piano e la superficie sferica un cerchio. Il diametro del cerchio cambierà a seconda della distanza tra centro della sfera e il piano intersecante. Se il piano passa per il centro, qualunque sia la sua direzione nello spazio, il cerchio avrà il raggio della sfera. Questi cerchi si chiamano *cerchi massimi*, tutti gli altri invece, prendono il nome di *cerchi minori*.

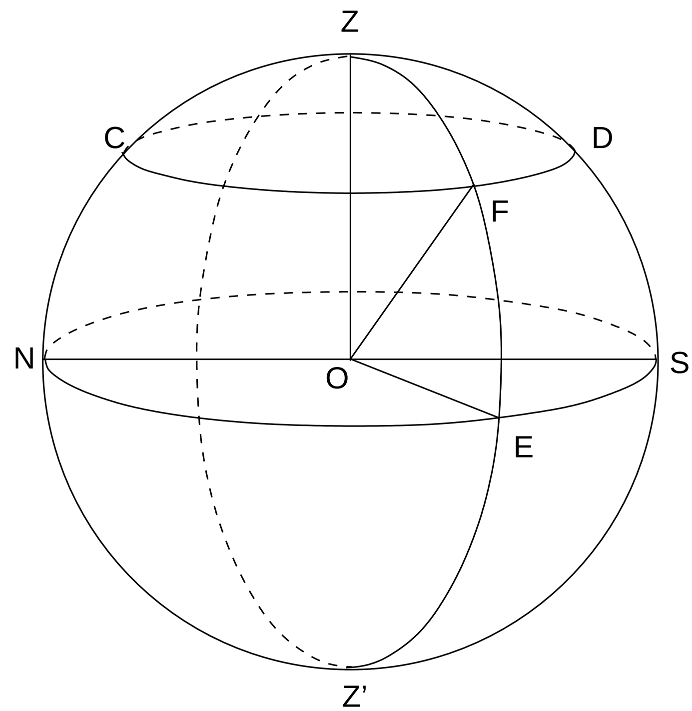


Figura 1: La geometria della sfera: NES cerchio massimo, Z e Z' poli relativi a NES, ZEZ' cerchio massimo, CFD cerchio minore, EZN angolo sferico.

Un cerchio massimo, ma anche minore, definisce anche due *poli* che sono i punti in cui la retta perpendicolare al cerchio e passante per il suo centro interseca la sfera.

Un arco di cerchio massimo, ad esempio FE, sottende un angolo FOE al centro della sfera. Se il raggio della sfera è unitario l'ampiezza dell'angolo in radianti costituisce anche la misura della lunghezza dell'arco. In geometria sferica si identifica l'angolo con la lunghezza dell'arco.

Presi due settori NZ e EZ dei cerchi massimi NZS e ZEZ', la loro intersezione genera l'angolo EZN, detto *angolo sferico*. In modo alternativo l'angolo sferico può essere costruito tracciando le semirette tangenti in Z ai due cerchi massimi scelti.

[1] In realtà nulla è immutabile. Le stelle come tutti gli altri oggetti celesti oltre a essere soggette a moti periodici dovuti a *parallasse* e *aberrazioni* hanno un moto proprio che modifica l'aspetto del cielo nel corso dei secoli

2 Coordinate polari sferiche

Si possono definire differenti sistemi di coordinate sulla sfera celeste. Definiamo prima un sistema di assi cartesiani $Oxyz$ centrato nel centro O della sfera di raggio unitario. Un punto A della superficie della sfera sarà definito da tre coordinate spaziali (x,y,z) tali che $x^2 + y^2 + z^2 = 1$, per cui una delle tre coordinate è ridondante, come era da prevedere dato che la superficie della sfera è una superficie bi-dimensionale.

Per individuare il punto A è tuttavia più pratico utilizzare coordinate polari sferiche (r, θ, ψ) con r raggio della sfera, θ *angolo polare*, ZA, e ψ *angolo azimutale*, XB, (vedi Fig.2), in cui $r = 12$s, $0 \leq \theta \leq \pi$ e $0 \leq \psi \ll 2\pi$. Per definire un sistema di coordinate sferico è perció necessario selezionare il polo Zi (e quindi un cerchio massimo ZBY - detto cerchio fondamentale -, da cui misurare l'angolo polare, e un cerchio massimo passante per Z - detto cerchio di riferimento - da cui misurare l'angolo azimutale.

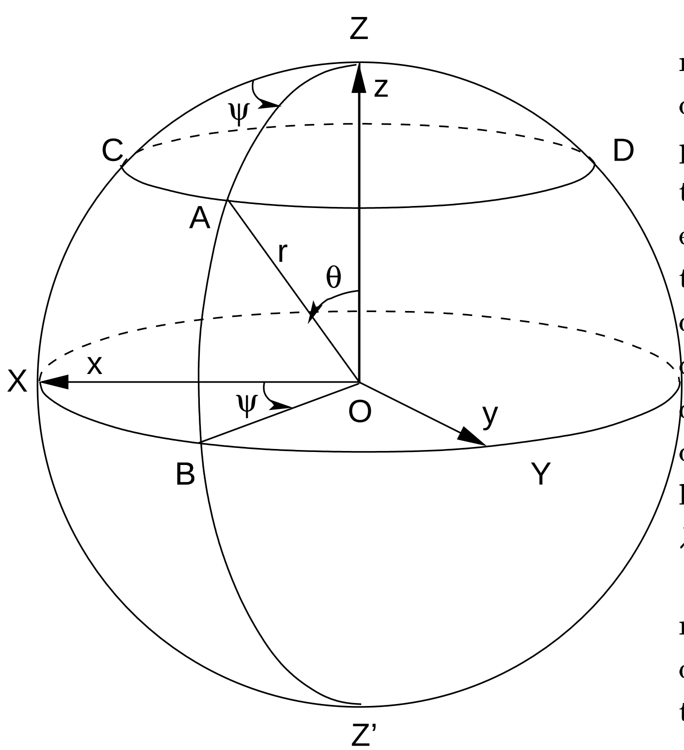


Figura 2: Le coordinate sferiche.

Come esempio di sistema di riferimento polare a tutti noto si può prendere il sistema di riferimento terrestre, per il quale un punto sulla superficie terrestre è individuato da *latitudine* ϕ e *longitudine* λ, con il polo coincidente col Polo Nord terrestre, l'*Equatore* come cerchio fondamentale e il cerchio di riferimento coincidente con il meridiano di Greenwich. In questo sistema di riferimento anziché utilizzare l'angolo polare θ si utilizza il complementare $\lambda = 90° - \theta$.

Per dimostrare le relazioni di trigonometria sferica è vantaggioso usare le coordinate cartesiane e individuare il punto A sulla sfera con un vettore posizione $\mathbf{r}_A = x\mathbf{i} + y\mathbf{j} + z\mathbf{k}$, dove (x, y, z) sono i coseni direttori del segmento OA.

In termini di coordinate polari sferiche si possono esprimere i coseni direttori attraverso le ben note trasformazioni:

$$x = \sin\theta\cos\psi$$
$$y = \sin\theta\sin\psi$$
$$z = \cos\theta \tag{1}$$

Le formule base della trigonometria sferiche sono sviluppate nel paragrafo seguente.

3 Cenni di trigonometria sferica

Prendiamo tre punti, A, B e C, su una sfera di raggio unitario. Uniamo ogni coppia di questi punti con un arco ottenuto dall'intersezione con la sfera del cerchio massimo passante per questi punti. Si ottiene un triangolo sulla superficie sferica detto *triangolo sferico* (vedi Fig.3).

In un triangolo sferico i lati sono sempre minori di π.

Con riferimento alla Fig.3, chiamiamo con $a = \overset{\frown}{BC}$, $b = \overset{\frown}{AC}$ e $c = \overset{\frown}{AB}$, i lati del triangolo sferico, e con $A = B\hat{A}C$, $B = A\hat{B}C$ e $C = A\hat{C}B$, gli angoli (sferici) del triangolo sferico.

Di questo triangolo sferico troviamo alcune relazioni trigonometriche che legano i suoi elementi.

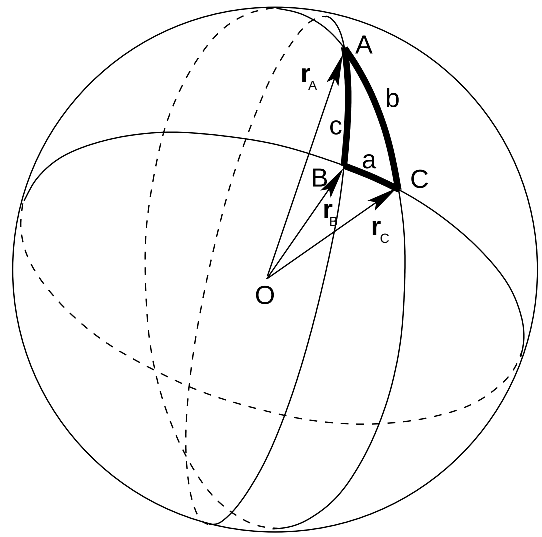


Figura 3: Il triangolo sferico ABC è individuato dai tre cerchi massimi che passano per ciascuna coppia di punti.

3.1 Formula fondamentale della trigonometria sferica

Si consideri il triangolo sferico ABC di Fig.3. Adottiamo un sistema di coordinate polari sferico con il punto A come polo e l'arco AB come cerchio di riferimento. In questo sistema il punto B ha coordinate $\theta = c$ e $\psi = 0$ e il punto C ha $\theta = b$ e $\psi = A$. I vettori posizione $\mathbf{r}_B$ e $\mathbf{r}_C$ che individuano i punti B e C si ottengono dall-Eq.1:

$$\mathbf{r}_B = (\sin c, 0, \cos c) \tag{2}$$

$$\mathbf{r}_C = (\sin b \cos A, \sin b \sin A, \cos b) \tag{3}$$

L'angolo tra questi due vettori è il lato a del triangolo sferico e ricordando che $\mathbf{r}_B$ e $\mathbf{r}_C$ sono due vettori unitari, si ha: $\mathbf{r}_B \cdot \mathbf{r}_C = \cos a$ da cui si ottiene la *formula fondamentale della trigonometria* o *formula del coseno*:

$$\boxed{\cos a = \cos b \, \cos c + \sin b \, \sin c \, \cos A}$$

3.2 Altre formule della trigonometria sferica

Con semplici dimostrazioni si ricavano anche le seguenti formule base di un triangolo sferico:

- Formula dei seni

$$\frac{\sin A}{\sin a} = \frac{\sin B}{\sin b} = \frac{\sin C}{\sin c} \tag{4}$$

- $$\sin a \cos B = \sin b \sin c - \sin b \cos c \cos A \tag{5}$$

- $$\cos a \cos C = \sin a \cot b - \sin C \cot B \tag{6}$$

4 I sistemi di coordinate celesti

La sfera celeste è stata introdotta come quella sfera di raggio unitario sulla quale risulta conveniente collocare tutti gli oggetti celesti. Nel centro della sfera si trova l'osservatore. La posizione delle stelle varierà leggermente da un luogo di osservazione all'altro, dipenderà inoltre dal moto di rotazione e da quello di rivoluzione attorno al Sole. Questa sfera celeste si dice *topocentrica*. È conveniente talvolta introdurre due punti di vista standard che sono indipendenti dalla posizione dell'osservatore e sono centrati nel centro della Terra e nel centro del Sole. Questi due punti di vista prendono il nome, rispettivamente, di sfera celeste *geocentrica* e di sfera celeste *eliocentrica*. Le differenze tra le coordinate degli oggetti celesti per ciascuno di questi punti di vista sono dovuti a fenomeni di *parallasse* e di *aberrazione*. La parallasse è legata alla differente posizione dell'osservatore. Le aberrazioni sono legate invece al moto dell'osservatore allo stesso modo in cui un ciclista in moto osserva cadere la pioggia lungo una differente direzione. In aggiunta a questi effetti a modificare la posizione degli oggetti celesti interviene la rifrazione atmosferica.

Le differenze tra questi punti di vista è molto piccola e ai fini della definizione dei sistemi di coordinate può essere ignorata.

Si possono definire molti sistemi di coordinate in funzione dell'applicazione. Nei prossimi paragrafi sono descritti i più importanti: il sistema alto-azimutale e i sistemi equatoriali.

4.1 Il sistema alto-azimutale

Il sistema alto-azimutale è il sistema di riferimento più vicino alla nostra esperienza quotidiana: il piano del cerchio fondamentale è quello orizzontale, definito come il piano perpendicolare alla direzione locale del filo a piombo, mentre il piano del cerchio di riferimento è il piano verticale che contiene l'asse di rotazione terrestre.

I due piani intersecano la sfera celeste lungo due cerchi massimi che si chiamano rispettivamente *Cerchio dell'orizzonte* e *Meridiano del luogo*. I cerchi paralleli all'orizzonte si chiamano

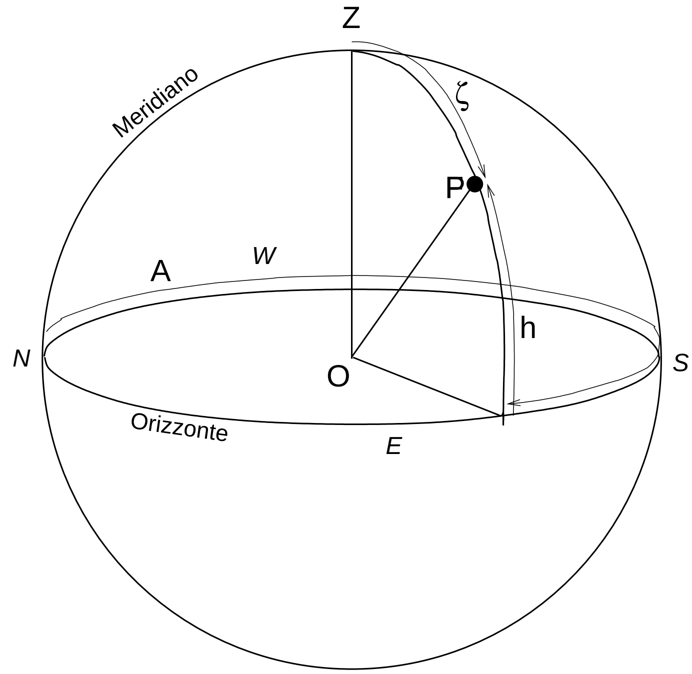


Figura 4: Il sistema alto-azimutale, il piano fondamentale è il piano orizzontale, il piano di riferimento è il piano meridiano. In astronomia l'azimut, A, si calcola da Nord verso Est. Talvolta si usa, al posto dell'altezza, h, la distanza zenitale, ζ.

paralleli di altezza o *almuncantarat.* La verticale interseca la sfera celeste nei due poli, quello superiore si chiama *zenit* e quello inferiore, non visibile dall'osservatore si chiama *nadir.* Ogni cerchio massimo generato da piani appartenenti al fascio di piani che ha come asse la verticale prende il nome di *cerchio verticale.* Il meridiano del luogo si interseca con il cerchio dell'orizzonte in due punti sulla sfera celeste detti *Nord*i, N, e *Sud*, S, N essendo quello più vicino all'intersezione dell'asse di rotazione terrestre con la sfera celeste nella direzione del polo nord. N e S insieme a *Est*, E, e *Ovest*, W, individuati dall'intersezione della perpendicolare alla congiungente NS con la sfera celeste, prendono il nome di *punti cardinali dell'orizzonte.*

Il cerchio verticale passante per E e W si chiama *primo verticale.*

In questo sistema di riferimento le coordinate sono l'*azimut*, A, e l'*altezza*, h, o la *distanza zenitale*, ζ. Per definire l'azimut di un astro si consideri il piano meridiano e il piano verticale passante per l'astro. L'angolo formato tra questi due piani, contato dal punto cardinale Nord, verso Est (o da Sud verso Ovest) è l'azimut. L'altezza invece è l'angolo formato tra la direzione dell'astro e il piano orizzontale. L'altezza è compresa quindi tra 0 e 90°, positiva o negativa se l'astro sia sopra o sotto l'orizzonte. Si dice che un astro si trova alla sua *culminazione superiore* quando transita al meridiano in un punto compreso tra il Polo Nord e il Polo Sud passando dal punto cardinale Sud, si dice invece che si trova alla sua culminazione inferiore quando transita nell'altra metà del cerchio meridiano.

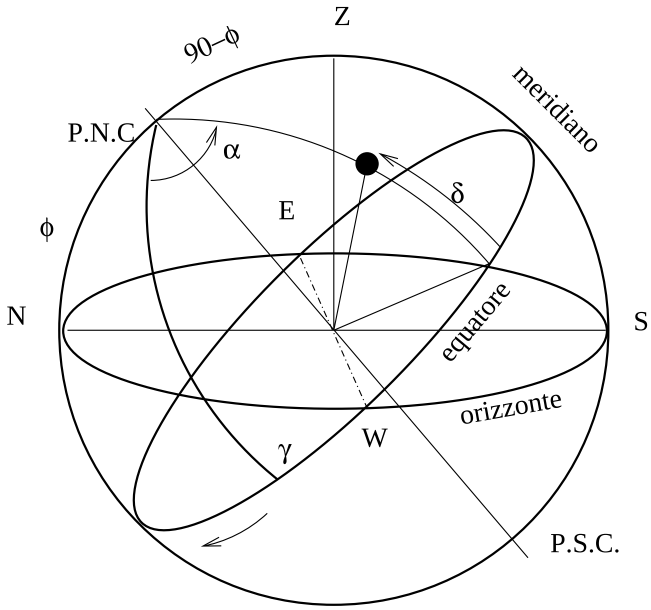


Figura 5: Il sistema di riferimento assoluto. Il piano fondamentale è l'equatore celeste, il piano di riferimento è il piano appartenente al fascio di piani che ha come asse l'asse polare e passa per il punto γ (nodo ascendente dell' Eclittica, vedi seguito). Le coordinate sono l'ascensione retta α , e la declinazione δ.

Mentre la direzione dello zenit si trova con grande facilità usando il filo a piombo, non è banale trovare la direzione della linea Nord Sud. Si noti che neanche si può dire che il piano verticale Nord-Sud è quello che passa per la Stella Polare, perchè quest'affermazione è vera entro un errore di un grado circa e, nell'ambito di questo errore, è valida sono in tempi recenti. Per gli antichi greci il Polo Nord Celeste era un luogo *chenos* ovvero vuoto, perchè non c'era nessuna stella che si identificasse con il punto in cui l'asse di rotazione terrestre interseca la sfera celeste. Infatti il fenomeno della *precessione degli equinozi* modifica lentamente, ma inesorabilmente la direzione dell'asse di rotazione terrestre in cielo.

Essendo il sistema alto-azimutale solidale con l'osservatore, le coordinate alto-azimutali di un oggetto celeste variano istante per istante per cui non caratterizzano univocamente la posizione dell'oggetto.

4.2 Il sistema Equatoriale Assoluto

In questo caso si prende come piano fondamentale il piano *equatoriale* e come cerchio origine quello generato intersecando la sfera con un piano passante per l'asse di rotazione del Mondo e il punto equinoziale di Primavera[2] detto anche punto γ (gamma) (Fig.5). Le coordinate di questo sistema sono l'*ascensione retta*, di solito indicata con la lettera greca α (alfa) e la *declinazione*

[2]per la definizione del punto equinoziale di Primavera si veda più oltre

indicata con la lettera greca δ (delta). L'ascensione retta di un astro si definisce come l'angolo diedro formato dal piano del cerchio origine e quello del cerchio massimo passante per l'astro e per i Poli Celesti. L'angolo viene contato da Ovest verso Sud. Di solito quest'angolo viene espresso in ore, minuti e secondi di tempo intendendo che l'angolo di un'ora è quello descritto intorno al suo asse, dalla Terra in un'ora di tempo. La misura di ascensione retta può essere ricondotta ad una misura di tempo. Infatti, il cerchio meridiano di un luogo ad ogni istante coincide, per costruzione, con un cerchio di ascension retta. Supponiamo che ad un dato istante passi al meridiano del luogo il punto γ, dovremo aspettare quindi un'ora perchè la rotazione terrestre ci porti sul meridiano una stella di ascensione retta di un'ora, due ore per una stella di ascensione retta due ore e cosìvia. Consegue che per individuare le ascensioni rette delle stelle basta misurare il ritardo con cui si presentano al meridiano, rispetto al transito del punto γ. Per questo motivo l'ascensione retta si esprime in ore, minuti e secondi di tempo.

La declinazione è la distanza angolare dell'astro dal piano equatoriale e si misura in gradi primi e secondi. Per definizione un astro sull'Equatore avrà declinazione nulla, mentre un astro al Polo Nord Celeste avrà declinazione 90°. La misura della declinazione di un astro si può fare agevolmente alla sua culminazione superiore tenendo conto che in questo caso la sua altezza h sull'orizzonte è data da:

$$h = 90^\circ - \varphi + \delta$$

dove φ è la latitudine del luogo

Poichè le coordinate equatoriali sono completamente svincolate dal tempo e dalla posizione dell'osservatore, sono adatte per il confronto di osservazioni fatte in tempi e luoghi diversi e quindi per la costruzione degli atlanti stellari, si noti tuttavia che questa affermazione è vera solo nell'ipotesi (non verificata in realtà) che la direzione dell'asse polare sia costante nel tempo. Per determinare operativamente le coordinate di un astro in questo sistema, è necessario disporre di uno strumento che permetta di rilevare l'istante del passaggio dell'astro al meridiano e di misurarne la distanza zenitale al momento del passaggio. Dovrà essere nota all'osservatore la posizione del punto γ.

4.3 Il sistema Equatoriale Locale

In astronomia, si è trovato tuttavia conveniente introdurre un secondo sistema equatoriale, detto *Locale* (Fig.5), che continua ad avere come piano fondamentale il piano equatoriale ma non è completamente svincolato dal luogo di osservazione perchè assume come cerchio origine il *meridiano del luogo*. In questo modo il sistema equatoriale locale "ruota" all'interno del sistema equatoriale assoluto rimanendo vincolato all'osservatore. Si noterà che a noi, che ci troviamo alla superficie della Terra, apparirà in movimento il sistema equatoriale assoluto rispetto al quale le stelle sono ferme. Nel sistema equatoriale locale, la distanza di una stella dal piano equatoriale continua a chiamarsi *declinazione*, ed è uguale alla declinazione definita nel sistema equatoriale assoluto, mentre si chiama *angolo orario* (abbreviato in AO, o HA in inglese), l'angolo formato

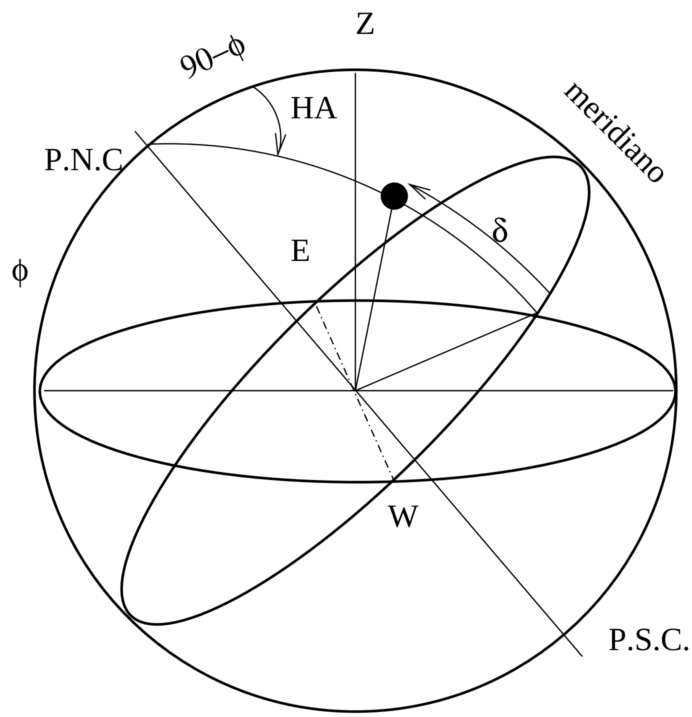


Figura 6: Il sistema Equatoriale Relativo, il piano fondamentale è il piano equatoriale, il piano di riferimento è il piano meridiano del luogo di osservazione. Le coordinate sono la declinazione δ e l'angolo orario HA che cresce dal meridiano verso Ovest.

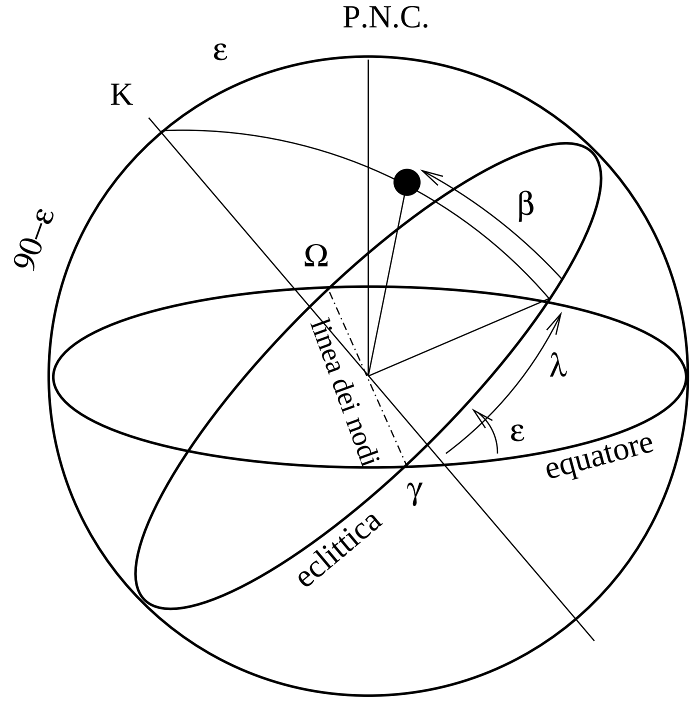


Figura 7: Il sistema Eclittico, il piano fondamentale è il piano dell'Eclittica definito come il piano medio dell'orbita terrestre, il piano di riferimento è quel piano che, appartentente al fascio di piani avente come asse la normale all'Eclittica, passa per il punto γ. Le coordinate di questo sistema sono la longitudine eclittica, ovvero l'angolo diedro formato tra i due piani che, rispettivamente, passano per il punto γ e per l'astro, e la latitudine eclittica definita come l'angolo formato dalla congiungente osservatore-astro con il piano dell'Eclittica.

dal piano meridiano e dal piano passante per la stella e per l'asse di rotazione terrestre. L'angolo orario si conta dal meridiano verso Ovest e viene misurato in ore, minuti e secondi di tempo.

I due sistemi equatoriali ruotano l'uno dentro l'altro con una coordinata, la declinazione, uguale e costante, ed una, l'angolo orario, che cresce proporzionalmente al tempo, incrementandosi di 24 ore per ogni giro completo della sfera celeste. Le coordinate di una astro, espresse nel sistema equatoriale locale, cambiano a seconda del luogo di osservazione: osservatori sullo stesso meridiano a latitudini diverse, misurano, per gli stessi oggetti, angoli orari uguali mentre osservatóri in luoghi a diversa longitudine misurano, nello stesso istante, per gli stessi oggetti, valori di angolo orario la cui differenza è uguale alla differenza delle longitudini.

4.4 Il sistema Eclittico

Il cerchio fondamentale di questo sistema (Fig.7) è l'*Eclittica* che si ottiene come l'intersezione della sfera celeste con il piano dell'orbita terrestre o, come dicevano gli antichi, con il piano sul quale si svolge il cammino annuo del Sole tra le stelle. L'Eclittica è inclinata di 23° e $26'.4$

Tabella 1: I segni dello Zodiaco

longitudini	nome
0-30	Ariete
30-60	Toro
60-90	Gemelli
90 -120	Cancro
120 - 150	Leone
150 - 180	Vergine
180 - 210	Bilancia
210 - 240	Scorpione
240 - 270	Sagittario
270 - 300	Capricorno
300 - 330	Acquario
330 - 360	Pesci

sul piano dell'Equatore. L'inclinazione dell'Eclittica era già nota ad Ipparco e Tolomeo, il suo valore è chiamato *obliquità dell'Eclittica* e si indica con la lettera greca ϵ (epsilon). Il cerchio origine del sistema eclittico è il cerchio perpendicolare all'Eclittica e passante per i punti γ e Ω, il primo è detto anche *primo punto d'Ariete* perchè costituisce l'inizio del segno di Ariete, mentre il secondo è detto anche punto *Libra*, essendo il primo punto del segno della Bilancia.

Le coordinate sono la *longitudine* λ e la *latitudine* β eclittiche. La longitudine è l'angolo diedro compreso tra il piano che contiene i poli dell'Eclittica e il punto γ ed il piano, sempre passante per i poli dell' Eclittica, e per l'astro di cui si vuole valutare la longitudine. La longitudine si misura in gradi, ed è crescente verso Est. La latitudine è l'angolo, formato col piano dell'Eclittica, dal raggio della sfera passante per l'astro. Anche la latitudine, si misura in gradi positiva a Nord e negativa a Sud dell'Eclittica.

Il Polo Nord dell'Eclittica si trova nella costellazione del Dragone a 18^{h} di ascensione retta e $66^\circ\ 33'.6$ di declinazione. Diversamente dall'Equatore, l'orientamento e l'inclinazione del piano dell'Eclittica, rispetto all'orizzonte, cambiano continuamente. Solo lungo i circoli polari l'Eclittica coincide, una volta al giorno, con l'orizzonte ed i suoi poli con lo Zenit ed il Nadir. Il piano dell''Eclittica ha sempre rivestito grande importanza nell'astronomia e nell'astrologia. Sull'Eclittica si svolge il moto annuale apparente del Sole, e intorno all'Eclittica si muovono la Luna e i pianeti. La fascia di cielo che si estende tra le latitudini eclittiche $\pm 9^0$ prende il nome di *fascia dello zodiaco* ed è stata divisa in settori di trenta gradi di longitudine eclittica a cui sono stati assegnati i nomi delle costellazioni che nel 100 a.C. facevano loro da sfondo: Nel linguaggio astronomico corrente si dirà che un astro mobile è entrato in un segno (e.g. Toro) al momento che la sua longitudine eclittica supera i 30^0. I segni sono a loro volta divisi in decani di 10 gradi ciascuno.

Riferendosi al sistema eclittico si definiscono anche le congiunzioni e le opposizioni. Si dice che due astri sono in opposizione quando tra le due longitudini corre un intervallo di circa 180 gradi, sono invece in congiunzione quando le loro longitudini sono uguali o quasi.

4.5 Il sistema Galattico

Il cerchio fondamentale di questo sistema è l'*Equatore Galattico* che si ottiene come l'intersezione della sfera celeste con il piano della nostra Galassia. L'Equatore Galattico interseca l'Equatore Celeste ad un angolo di $62°20'$ con nodo ascendente ad Ascensione Retta di $18^{\mathrm{h}}46^{\mathrm{m}}.6$ Le coordinate sono la *latitudine galattica*, definita come la distanza angolare della congiungente osservatore-astro dal piano dell'Equatore Galattico, e la longitudine galattica l misurata, verso Est, sull' Equatore Galattico. Il piano origine è tra quelli appartenenti al fascio che ha come asse la normale al piano dell' Equatore Galattico, quello che passa per il *Centro Galattico*, che si assume essere ad ascensione retta $17^{\mathrm{h}}39^{\mathrm{m}}.3$ e declinazione $-28°54'$. Queste coordinate si riferiscono all' epoca 1900.0 (vedi oltre).

5 Il tempo

5.1 Introduzione

In astronomia non ci si occupa dei problemi come la definizione del tempo in se, ma ci si confronta esclusivamente con il problema concreto di come misurare il tempo[3]. Per misurare una qualsiasi quantità fisica, si deve adottare un'unità arbitraria e stabilire un sistema pratico di confronto della quantità da misurare con questa unità. Di solito si assume tacitamente che l'unità di misura sia invariante nel tempo e questo si fa anche nello stabilire l'unità di misura del tempo. Il problema fisico della misura del tempo è riducibile pertanto a:

- definire una scala osservabile di tempi in base alla quale calcolare delle effemeridi (dal greco *ephemeros* che vuo dire letteralemnte registro giornaliero, ed in questa accezione significa tabella delle posizioni degli astri mobili nel sistema equatoriale assoluto [vedi])
- definire un modo per correlare eventi con i punti della scala di tempi

Una scala pratica di tempi può essere realizzata adottando un qualsiasi fenomeno periodico come campione di durata, e.g: il giorno, una lunazione, il sorgere eliaco di una stella, il tempo che un liquido impiega a passare da un recipiente superiore a uno inferiore, la durata dell'oscillazione di un pendolo, etc. Da età immemorabili il metodo universalmente utilizzato per segnare il passare del tempo è stato lo studio del moto apparente dei corpi celesti. Nei tempi più recenti lo standard di tempo è stato il periodo di rotazione della Terra riferito alle stelle fisse, e da questa scala di tempo sono state derivate le altre scale di tempo. Recentemente, tuttavia, la meccanica celeste ha raggiunto un tale grado di perfezione per cui i moti apparenti dei corpi celesti possono essere studiati in base allo scorrere uniforme del tempo tipico della meccanica newtoniana in cui un oggetto si muove di moto rettilineo uniforme in un sistema inerziale quando non è soggetto a forze. Infatti, se si sviluppa il moto della Luna e dei pianeti in base a questo tempo uniforme newtoniano, si scopre che le effemeridi non tornano, specialmente quelle della Luna, quando si confrontino gli istanti calcolati di eventi astronomici del passato, come le eclissi, con le registrazioni storiche. La ragione per cui questo accade è che il moto di rotazione della Terra non è un moto circolare uniforme e di conseguenza la scala tempo, basata sulla rotazione della Terra, non è adatta per essere utilizzata come variabile indipendente nella fisica newtoniana. Per questo motivo, recentemente sono stati adottati nuovi campioni di tempo.

5.2 Il Tempo Siderale Locale

Dalle coordinate equatoriali di un astro possiamo ricavare la sua posizione nel sistema locale, tenendo conto dell'angolo di cui è ruotata la sfera mobile dall'istante in cui i due piani origine

[3]Parte di questo capitolo è liberamente tratta dalla seconda lezione di Astronomia scritta da Piero Ranfagni per il libretto del Planetario di Firenze edito da B.C. Monsignori Fossi e A.Righini per i tipi della Polistampa a Firenze

coincidevano. Quando il punto γ si trova sul meridiano locale; un astro che ha ascensione retta di $1^{\rm h}$ si trova ad Est del meridiano, con angolo orario di $23^{\rm h}$ ed un astro che ha ascensione retta di $23^{\rm h}$ si trova ad Ovest, con angolo orario di $1^{\rm h}$. Tutto ciò consegue dal fatto che, per definizione, le ascensioni rette crescono in senso antiorario, mentre gli angoli orari crescono in senso orario. Quando, per la rotazione terrestre, il punto γ ha angolo orario di $1^{\rm h}$ la prima stella del nostro esempio si trova sul meridiano ed ha angolo orario $0^{\rm h}$, e la seconda angolo orario $2^{\rm h}$. Questo esempio può essere generalizzato dalla relazione, valida per ogni astro:

$$\mathrm{AO}_* \;=\; \mathrm{AO}_\gamma \;-\; \alpha_*$$

dove con α_* indichiamo l'ascensione retta dell'astro che stiamo considerando. L' angolo orario del punto γ che, come abbiamo visto serve per collegare le posizioni degli astri riferite al sistema equatoriale relativo con quelle riferite al sistema equatoriale assoluto, nella terminologia astronomica si chiama *Tempo Siderale Locale* (TSL). Per qualunque astro possiamo scrivere:

$$\mathrm{TSL} \;=\; \mathrm{AO} \;+\; \alpha \tag{7}$$

In pratica questa equazione viene utilizzata per determinare il tempo siderale basandosi su alcune stelle di coordinate equatoriali ben note perchè il punto γ non è facilmente identificabile[4], se non all'equinozio di Primavera, quando vi si trova il Sole. Alla culminazione di un astro avremo:

$$\mathrm{AO\,astro} \;=\; 0^{\rm h}$$

e quindi

$$\mathrm{TSL} \;=\; \alpha$$

Dove l'ascensione retta dell'astro dovrà essere quella dell'istante in cui si fa la misura. Si noti il problema: chi voglia determinare la posizione di γ da questa relazione dovrà correggere il valore dell' ascensione retta data dagli atlanti per tener conto della variazione della direzione dell'asse polare nel tempo dovuta alla *precessione degli Equinozi* e alla *Nutazione*. Il Tempo Siderale Locale, una volta misurato, può essere conservato mediante un orologio ed essere così disponibile per calcolare, mediante l'Eq.7, l'angolo orario di un astro, conoscendo l'ascension retta, o l'ascensione retta, conoscendo l'angolo orario.

5.3 Il Tempo Siderale di Greenwich

Poichè il Tempo Siderale Locale non è altro che l'Angolo Orario del punto γ, ne deriva che luoghi che si trovano lungo lo stesso meridiano terrestre hanno lo stesso Tempo Siderale Locale, mentre luoghi a diversa longitudine misurano, nello stesso istante, tempi siderali diversi, la cui differenza

[4]Chi si domanda, o si è ripetutamente domandato perchè proprio si assuma questo invisibile punto γ come origine delle ascensioni rette, si ponga il problema di stabilire un qualche sistema di riferimento per il calcolo di un'effemeride planetaria che comprenda anche le posizioni del Sole e della Luna

è uguale alla differenza delle longitudini. Di conseguenza, dalla conoscenza del Tempo Siderale Locale di un luogo, in un certo istante, si può calcolare il Tempo Siderale Locale di qualsiasi altro luogo della Terra, nota la sua longitudine. Per motivi storici il meridiano di Greenwich è il meridiano fondamentale rispetto al quale si misurano le longitudini ed il tempo siderale di tutta la Terra. Dal *Tempo Siderale di Greenwich* (TSG) si ottiene il Tempo Siderale Locale di qualunque altro luogo dalla relazione:

$$\mathrm{TSL} \ = \ \mathrm{TSG} \pm \lambda \tag{8}$$

ove la la longitudine del luogo λ espressa in ore. Il segno + si applica lle longitudini a Est di Greenwich, viceversa, il segno - si applica alle longitudini a Ovest di Greenwich. Con l'avvento del telegrafo e della radio il Tempo Siderale di Greenwich diventa disponibile presso qualunque osservatorio che, conoscendo la sua longitudine, ricava il proprio Tempo Siderale Locale.

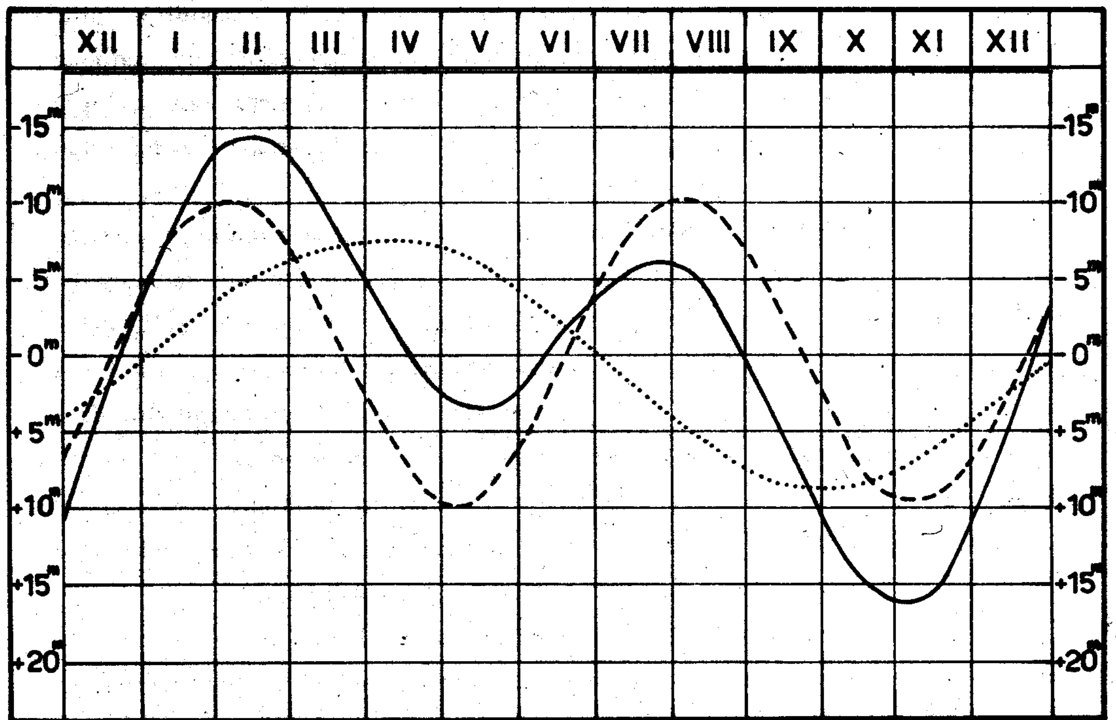
5.4 Il Tempo Siderale ed il Tempo Solare

Nella definizione di tempo siderale abbiamo utilizzato la Terra come orologio. La nostra vita quotidiana è però legata al Sole: abbiamo quindi bisogno di una misura di tempo ancorata al moto diurno dell'astro tale che il giorno cada sempre nello stesso arco di ore. La culminazione del Sole, il *mezzogiorno vero*, corrisponde a tempi siderali completamente diversi nell'arco dell'anno: all'Equinozio di Primavera sono le 0^{h} siderali, al Solstizio d'Estate le 6^{h}, all'Equinozio di Autunno le 12^{h}, ed al Solstizio d'Inverno le 18^{h}. Ciò è dovuto al fatto che la Terra, mentre compie una rotazione attorno al suo asse, si sposta lungo la sua orbita. Essendo il senso di rivoluzione della Terra lo stesso di quello di rotazione, il Sole aumenta ogni giorno la sua ascensione retta di circa 4 minuti: dopo una rotazione completa della Terra il Sole si trova ancora ad Est del meridiano, la Terra quindi deve compiere più di un giro per portarlo a culminare.

Se definiamo *Giorno Solare Vero* il tempo intercorrente tra due culminazioni successive del Sole e lo confrontiamo con il *Giorno Siderale*, cioè il tempo intercorrente tra due culminazioni successive di una qualunque stella, risulta che il Giorno Solare ha una durata maggiore di quello siderale.

Il moto apparente del Sole è dovuto a quello reale della Terra, su un'orbita ellittica che viene percorsa a velocità variabile[5] e che è inclinata di circa $23°26'20''$ sul piano equatoriale. In conseguenza di ciò l'ascensione retta del Sole aumenta di quantità diverse ogni giorno e il giorno solare non è costante. Questi fenomeni rendono complesso l'uso del Sole per stabilire una scala temporale. Come primo passo, si definisce il *Tempo Solare Vero Locale* (TSVL) che è l'angolo orario del Sole misurato dalla culminazione inferiore sull'orizzonte dell'osservatore: cioè dalla *mezzanotte*, però per i motivi che abbiamo detto il TSVL non costituisce una scala temporale uniforme. Si definisce poi un *Sole Medio* che è un astro ideale e fittizio, ma che si muove seguendo il Sole Vero.

[5] il fenomeno è descritto dalla II legge di Keplero



]

Figura 8: L'Equazione del tempo, la curva punteggiata rappresenta l'effetto del moto kepleriano della Terra, quella tratteggiata rappresenta il solo effetto geometrico dovuto all'inclinazione dell'Eclittica sul piano equatoriale. La curva a tratto interoi rappresenta la somma dei due effetti.

Per giungere alla definizione del Sole Medio bisogna, anzitutto, definire il *Sole Dinamico*, cioè un corpo ideale che percorra l'Eclittica di moto uniforme passando al Perigeo ed Apogeo (i punti in cui la Terra è rispettivamente più vicina e più lontana dal Sole) contemporaneamente con il Sole Vero. Il Sole Dinamico viene così a muoversi alla velocità media del Sole Vero; entrambi percorrono l'Eclittica nello stesso tempo, ma il Sole Dinamico lo fa con velocità costante. Viene poi definito *Sole Medio* un corpo ideale che percorre l'Equatore Celeste di moto uniforme e passa per il punto γ, contemporaneamente al Sole Dinamico. Sole Vero, Dinamico e Medio fanno un giro completo in un Anno Tropico, ovvero nel tempo che il Sole impiega tra due passaggi successivi al punto γ. Ad un incremento uniforme dell'Ascensione Retta del Sole Medio corrisponde un incremento uniforme del suo Angolo Orario (AOSM). Sole Medio e Sole Vero sono quindi periodicamente sfasati; nell'anno vi sono dei giorni in cui l'uno precede l'altro e viceversa. La differenza tra l'Ascensione Retta del Sole Medio $\alpha_{\rm SM}$ e del Sole Vero $\alpha_{\rm SV}$ prende il nome di *Equazione del Tempo*. Il sostantivo *equazione* ha qui il significato di quantità "equante", cioè indica quella quantità che va aggiunta ad una quantità variabile per renderla costante. La quantità da "equare" in questo caso è la durata del giorno solare vero, in modo da ottenere il giorno solare medio di durate sempre uguale in modo che la durata del Giorno Solare Medio sia costante. Dalla definizione risulta che se l'Equazione del Tempo è positiva il Sole Medio segue quello Vero nel moto diurno e viceversa. La conoscenza del valore dell'Equazione del Tempo permette di passare dal Tempo Solare Vero Locale (dato da una meridiana od altro strumento di misura) al Tempo Solare Medio Locale (TSML) e viceversa.

Partendo dalle definizioni date conseguono le seguenti relazioni, dove con E si indica il valore dell'equazione del tempo:

$$\mathrm{TSML} = \mathrm{AOSM} + 12^{\mathrm{h}}$$

$$\mathrm{TSVL} = \mathrm{AOSV} + 12^{\mathrm{h}}$$

$$\mathrm{TSL} = \alpha_{\rm SM} + \mathrm{AOSM} = \alpha_{\rm SV} + \mathrm{AOSV}$$

$$\mathrm{E} = \alpha_{\rm SM} - \alpha_{\rm SV} = \mathrm{TSVL} - \mathrm{TSML}$$

$$\mathrm{TSML} = \mathrm{TSVL} - \mathrm{E}$$

5.4.1 Il Tempo Civile e il Tempo Universale

Il tempo solare medio locale deriva, seppur indirettamente, da una misura di angolo orario e per questo è diverso in luoghi aventi diversa longitudine. Per esempio tra Torino e Bari c'è una differenza di ben 37 minuti. Fino agli inizi del secolo scorso ogni città aveva il suo tempo e si trattava sempre di tempo solare vero. Poi, le esigenze della vita moderna portarono, prima all'uso del tempo medio locale, e poi alla divisione della Terra in 24 "spicchi" di longitudine detti *fusi orari*, delimitati da meridiani distanti 15° tra loro. In ciascun fuso, venne adottato il *Tempo Civile* (TC) che fu definito come il Tempo Solare Medio misurato al meridiano centrale del fuso. I confini dei fusi orari spesso non coincidono con i meridiani, vengono infatti modificati per evitare di cambiare ora all'interno dello stesso Stato o per altre ragioni politiche. In Italia il tempo civile fu introdotto per la prima volta nel 1866 riferito a tre meridiani, quello di Roma per la penisola, quello di Palermo per la Sicilia e quello di Cagliari per la Sardegna. Nel 1893 il tempo civile fu unificato in tutto il regno e definito come il tempo solare medio misurato lungo il meridiano di 15° di longitudine. Tra Tempo Civile e Tempo Solare Medio Locale c'è una differenza pari alla differenza in longitudine $\Delta\lambda$ tra l'osservatore ed il meridiano centrale del proprio fuso orario. Dalla convenzione usata per la longitudine la differenza è positiva se l'osservatore si trova ad Ovest, negativa se ad Est del meridiano centrale. Tra Tempo Civile e Tempo Solare Vero Locale vale allora la seguente relazione:

$$\mathrm{TC} = \mathrm{TSVL} - \Delta\lambda - \mathrm{E}$$

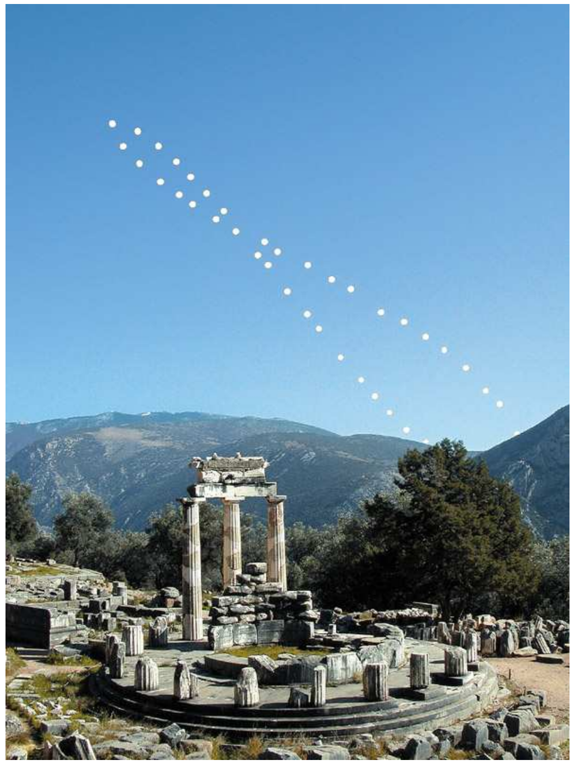


Figura 9: Questa immagine è stata ottenuta sovrapponendo 38 immagini del Sole scattate con una macchina sita su una montatura fissa, dal 12.01.2002 al 21.12. 2002. Tutte le immagini sono state scattate alle ore 6:00 TU. La posa è stata di 1/60 di secondo con Canon FD 24 mm f/11 su pellicola Fuji Super HQ 200 e Baadar Solar Filter ND5. Il tutto stato poi sovrapposto al suggestivo paesaggio offerto dalle rovine del tempio di Delfi. Una visita nel sito dell'Autore, Anthony Ayiomamitis - Grecia, sarà molto utile nell'approfondimento di questa tecnica. La figura descritta in cielo dalle diverse immagini dal Sole prende il nome di Analemma e rappresenta molto bene il fatto che il Sole Vero talvolta avanzi e talvolta ritardi rispetto al sole medio che regola il nostro orologio. L'immagine è tratta dal sito della rivista Coelum.

Nessuna meraviglia, quindi, se il Sole non culmina quasi mai al mezzogiorno del nostro orologio. Ciò avviene solo se $\Delta\lambda$ = E. Poichè E varia da -14$^{\mathrm{m}}$ a +16$^{\mathrm{m}}$ la condizione non si verifica dappertutto nel fuso orario. A Firenze ($\Delta\lambda = 15^{\mathrm{m}}$) il tempo civile è uguale a quello solare vero due volte all'anno: il 20 ottobre ed il 16 novembre. Anche nel caso del Tempo Solare Medio viene definito un Tempo Solare Medio di tutta la Terra: il *Tempo solare Medio di Greenwich* o *Tempo Universale* (TU). Da esso possiamo ricavare il Tempo Solare Medio Locale di ogni luogo sottraendo la longitudine del luogo:

$$\mathrm{TSML} = \mathrm{TU} + \lambda.$$

Il concetto di tempo solare medio, insieme con i principi per determinare l'equazione del tempo, risalgono a Claudio Tolomeo. Per Tolomeo e i suoi successori il Tempo Solare Medio costituiva la variabile indipendente delle loro effemeridi del Sole, della Luna e dei pianeti. Questo stato di cose si mantenne fino verso la metà del XIX secolo, quando furono introdotti orologi meccanici sempre più precisi. In sostanza, prima dell'avvento dell'orologio, per trovare la posizione di un pianeta o l'istante di un'eclisse dalle effemeridi, si doveva determinare il tempo solare vero del luogo, ricavare il tempo solare medio mediante l'equazione del tempo, ridurre il tempo solare medio trovato al luogo per cui era calcolata l'effemeride ed entrare con questo valore nelle effemeridi, correggendo poi, di nuovo, per la differenze di longitudine i valori di angolo orario trovati. Oppure si procedeva viceversa se si voleva sapere l'istante in cui si sarebbe verificato un dato evento in un luogo dato.

5.5 Raffinamenti nella misura del tempo solare

Solo nel 1890 quando venne adottato l'orologio Riefler, gli astronomi ebbero a disposizione un sistema per mantenere il tempo che offriva una precisione confrontabile con quella delle osservazioni. Ci si accorse che esistevano effetti riconducibili a spostamenti dell'equatore che provocavano differenze tra il tempo astronomico e quello meccanico. Fu pertanto necessario definire un Equatore Medio riferendosi al quale le misure astronomiche di tempo davano risultati in accordo con i valori letti dall'orologio. Nel 1921 l'ulteriore perfezionamento degli orologi impose di prendere in conto i termini ad alta frequenza della nutazione per ottenere un accordo soddisfacente tra il tempo astronomico e quello meccanico. L'equazione del tempo fu utilizzata *in senso contrario*: il tempo solare apparente, cioè l'angolo orario del Sole vero, e quindi la posizione dell'equinozio vero, era calcolato applicando l'Equazione del Tempo al tempo medio conservato dagli orologi, che a loro volta erano regolati dalle osservazioni del tempo Siderale. Il legame tra tempo solare medio e tempo siderale era fondato sulla relazione:

$$\text{Tempo Solare Medio a Green.} = \mathrm{GHAQ} - \alpha_{\mathrm{SM}} + 12^{\mathrm{h}}$$

dove GHAQ è l'angolo orario dell'equinozio medio alla data e α_{SM} è l'ascensione retta del sole medio.

Newcomb nel 1898 aveva dato la seguente espressione per l'ascensione retta del Sole medio:

$$\alpha_{SM} = 18^h 38^m 45^s.836 + 8640184^s.542T + 0^s.0929T^2 \tag{9}$$

dove T era l' intervallo di tempo misurato in secoli giuliani di 365.25 giorni solari dalle ore 12 del giorno 0 Gennaio 1900.

Inserendo questa espressione in quella precedente che ci dava il tempo solare medio a Greeenwhich otteniamo il tempo medio siderale di Greenwich alle ore 0 di tempo solare medio:

$$GHAQ_\circ = 6^h 38^m 45^s.836 + 8640184^s.542T + 0^s.0929T^2 \tag{10}$$

che permette di calcolare il tempo siderale da T che variava uniformemente di quantità pari a $\frac{1}{36525}$ di secolo al giorno. L' angolo orario dell'equinozio medio poteva essere anche ottenuto da osservazioni di passaggio al meridiano di stelle di ascensione retta nota. Tuttavia, siccome il moto della Terra non è uniforme questa relazione dava dei risultati incosistenti.

Il concetto si tempo solare medio era basato sull'ipotesi che la rotazione della Terra fosse uniforme. Tuttavia, nella prima metà del XX secolo questa ipotesi fu abbandonata a causa dell'impossibilità di calcolare con sufficiente precisione la posizione della Luna. Il calcolo del moto della Luna viene effettuato in base alla teoria dei due corpi in cui si tiene conto degli effetti perturbativi del Sole e dei pianeti. Questi calcoli presuppongono una variabile tempo indipendente che fluisca in modo uniforme *newtoniano*. Adams già nel 1853 aveva dimostrato che l'accelerazione secolare del moto della Luna non poteva essere spiegata da effetti gravitazionali e Ferrel e Delaunay nel 1864 mostrarono che le maree esercitavano un'azione frenante sul moto di rotazione della Terra, accompagnata da una variazione del moto orbitale della Luna in accordo con la conservazione del momento angolare del sistema.

Newcomb (1878) ipotizzò che fossero da ricercarsi nell'irregolarità del moto della terra la causa delle irregolarità osservate nel moto orbitale della Luna. Brown (1912) perfezionò la teoria del moto della Luna e calcola delle tabelle del moto della Luna che permettevano di rilevare con sempre maggiore precisione le irregolarità del moto della Terra. Nel frattempo la precisione degli orologi permise di evidenziare la variazione stagionale della velocità di rotazione del nostro pianeta. Si comprese quindi che il moto della Terra presentava delle variazioni secolari, delle variazioni periodiche e delle variazioni irregolari. Negli anni '30 fu dimostrato che le posizioni apparenti del Sole, della Luna e dei pianeti, calcolate per un'epoca abbastanza lontana, usando come unità di misura del tempo il secondo, definito come la 86.400-esima parte del giorno attuale, risultavano sistematicamente spostate ad Est rispetto alle loro posizioni documentate storicamente in occasione di qualche evento eccezionale come le eclissi di Sole o di Luna. Questo significa che la velocità di rotazione della Terra era, nel passato maggiore di adesso e che il nostro pianeta sta quindi progressivamente rallentando. Il fenomeno è dovuto principalmente alla dissipazione dell'energia meccanica di rotazione della Terra attraverso gli attriti che si generano in conseguenza delle deformazioni mareali della Terra stessa.

Se ci limitiamo alla componente costante della accelerazione angolare della Terra (negativa) ω' si ottiene il valore 2.283^{-10} gradi/giorno^2. Chiamando con ω_0 la velocità angolare della Terra ad un certo istante arbitrario t_0 troveremo che al tempo t, espresso in giorni, la velocità angolare ω della Terra sarà:

$$\omega = \omega_0 - \omega_0'(t - t_0)$$

e l'angolo φ descritto dal pianeta :

$$\varphi = \omega_0(t - t_0) - \frac{1}{2}\omega'(t - t_0)^2$$

Da queste relazioni discende che a distanza di un secolo composto da 36525 giorni misurati da un orologio perfetto che batta il secondo di tempo del giorno iniziale, il Giorno Siderale si sarà allungato di 0.002 secondi e la differenza tra l'angolo orario misurato di un astro e quello previsto dalle effemeridi sarà di 540 secondi d'arco corrispondenti ad un ritardo della Terra di 9 secondi di tempo.

Quando risultò quindi evidente che la Terra non ruotava in modo uniforme la variabile T che entra nelle relazioni di Newcomb che servono per ricavare il tempo siderale dal tempo solare medio fu non più considerata come una variabile legata al moto di rotazione della Terra ma bensì la variabile indipendente del moto di rivoluzione del ns. pianeta. Poichè le tavole di Newcomb erano fondamentali per il calcolo delle effemeridi dei pianeti interni e queste tavole erano basate sulla stessa variabile indipendente T, questa venne chiamata *tempo di Effemeride* T_E. Quindi la ascensione retta del Sole avrà la nuova espressione (in cui si tiene conto degli equinozi e del rallentamento):

$$\alpha_{Sole\,Medio} = 18^h 38^m 45^s.836 + 8640184^s.542 T_E + 0^s.0929 T_E^2 \tag{11}$$

e ancora:

$$GHAQ_\circ = 6^h 38^m 45^s.836 + 8640184^s.542 T_E + 0^s.0929 T_E^2 \tag{12}$$

Per questo motivo, nel 1956, l 'Unione Astronomica Internazionale, propose una nuova scala temporale che prese il nome di *Tempo delle Effemeridi* (TE). L'intervallo di scala, il *secondo delle effemeridi*, fu fissato, una volta per tutte, nella 31.556.925,9747-esima parte del tempo che fu necessario al Sole per passare dalla posizione media che occupava alle ore 12.00 del 31 Dicembre 1899 alla stessa posizione l'anno dopo (Anno Tropico 1900).

In linea di principio il tempo di effemeride in ogni momento può essere determinato confrontando la posizione del Sole, della Luna e dei pianeti con le loro corrispondenti effemeridi. Il valore tabulare del tempo in cui le osservazioni danno valori in accordo con le effemeridi è il tempo di effemeride. In pratica, il Tempo Universale, che può essere determinato con grande precisione dalle osservazioni delle stelle, fu considerata come una variabile intermedia. La differenza tra le due misure di tempo:

$$\Delta T = TE - TU$$

veniva ottenuta confrontando le osservazioni con le effemeridi, sopratutto della Luna, il cui moto geocentrico è molto più rapido di quello degli altri corpi del sistema solare. Tuttavia la teoria del moto della Luna fu sottoposta a diverse revisioni creando qualche difficoltà. Ma sostanzialmente tutta la definizione del tempo di effemeride ha creato una serie di problemi. Inizialmente era basato sulla teoria di Newcomb del moto del Sole (Terra) e su un insieme di costanti astronomiche necessarie per integrare le equazioni differenziali del moto. Sia la teoria che le costanti furono modificate nel 1984.

Anche nella definizione dell'epoca e dell'unità fondamentale sono nascoste alcune difficoltà. Infatti l'anno tropico fu considerato come unità di intervallo di tempo, senza tenere conto che la sua durata dipende dalle costanti astronomiche, segnatamente da quella di precessione. Anche l'epoca iniziale dipende dalla costante di aberrazione considerata (vedi seguito). Tutte le osservazioni furono ridotte tenendo conto di una costante di $20''.47$, ma un cambiamento di questo valore porta ad uno spostamento nel tempo dell'istante iniziale. Inoltre il Tempo di Effemeride è definito come il moto di un astro che è difficile da osservare, cioè il Sole, e quindi, come abbiamo già detto si è preferito riferirsi alla Luna, il cui moto dipende da un'altra teoria e da altre costanti. Tutto questo dimostra la necessità di una nuova scala di tempo, anche considerando il fatto che il Tempo di Effemeride risente del fatto di essere stato concepito in epoche pre-relativistiche e quindi non dipende da un ben assegnato sistema di riferimento.

Per quanto abbiamo già detto la posizione del Sole non può costituire una buon indicatore del tempo e si preferisce quindi riferirisi alla posizione delle stelle e delle radiosorgenti celesti. La scala di tempo legata alla rotazione della Terra, non corretta per gli effetti di spostamento di longitudine dell'osservatorio dovuta al moto del Polo, prende il nome di UT0. UT1 è invece una scala che si ottiene da UT0 correggendo per il moto polare ed è quindi una scala valida per tutta la Terra. Dal 1 Gennaio 1984 il Greenwich Mean Sidereal Time è stato collegato a UT1 dalla relazione:

$$GMST_1 = 24110^s.54841 + 8640184^s.812866T + 0^s.093104T^2 - 6.2 \times 10^{-6}T^3$$

dove T è il tempo, espresso in secoli, passato dal 1900.

5.6 Il tempo atomico

L'idea di usare le righe emesse da transizioni atomiche per definire uno standard di durata si deve a Rabi che nel 1945 la presentò in una conferenza dell'American Physical Society. Il primo orologio atomico per uso metrologico fu cosruito da Essen e Parry (1957) al National Physical Laboratory. Markowitz (1958) misurò per primo la frequenza di risonanza del Cesio in termini del secondo di effemeride. Lo standard adottato è costituito da una riga della struttura iperfine del Cesio 133 la cui radiazione emessa si assume oscillare con una frequenza di 9192631770 Hz in un campo magnetico nullo. La stabilità del secondo che viene realizzato con questi orologi è attualmente di 1.5×10^{-14}.

Nel 1971 la scale atomiche di tempo sperimentali stabilite dal Bureau International de l'Heure fu adottata come standard internazionale col nome di (Tempo Atomico Internazionale (TAI)), e con tutta una serie di operazioni venne raccordata con la scala detta UT1.

L'origine della scala del Tempo Atomico Internazionale è stata fissata alle 00^{h} TU del 1 Gennaio 1958 e l'unità di scala è il secondo delle effemeridi. Per raccordare le scale, del Tempo di Effemeride e del Tempo Atomico Internazionale si è tenuto conto del ritardo di 32,184 secondi accumulati dalla Terra dal 31 Dicembre 1899 alle 00^{h} del 1 Gennaio 1958. Di conseguenza potremo scrivere:

$$\mathrm{TE} = \mathrm{TAI} + 32,184\,\mathrm{s}$$

Il Tempo delle Effemeridi non viene più usato come unità di misura nemmeno nelle effemeridi astronomiche, nelle quali dal 1984, è stato sostituito dal *Tempo Dinamico Terrestre* (TDT) che è sostanzialmente[6] coincidente con il TAI.

Il Tempo Atomico costituisce la base del *Tempo Universale Coordinato* (TUC), che viene trasmesso a tutta la Terra da appositi istituti come il Galileo Ferraris di Torino. Il Tempo Universale Coordinato costituisce una scala ibrida e discontinua la cui origine è fissata alle ore 24^{h}di TU del 31 Dicembre 1971. Una o due volte l'anno (31 Luglio o 31 Dicembre) può venire saltato un secondo in modo che la differenza con il Tempo Universale, basato sulla rotazione della Terra rimanga inferiore a 0.9 s. In questo modo, con la stessa scala, si assicura ai fisici un campione rigorosamente costante e disponibile di frequenza, ed agli astronomi, ai geodeti ed ai naviganti un tempo strettamente connesso all'orientamento della Terra nello spazio.

5.7 Il contagiri della Terra: la data giuliana

In astronomia è spesso necessario datare un evento. A questo scopo non si possono utilizzare i calendari convenzionali che sono molto complicati. Si ricorre pertanto ad un *contagiri* della Terra. Il contagiri scatta al mezzogiorno solare medio e il suo valore si chiama Giorno Giuliano. L'introduzione del Giorno Giuliano si deve al letterato ed astronomo Joseph de l'Escale de Bordons (che si firmava Scaligero) nato ad Agen nel 1540 e morto a Leida nel 1609. Tra le sue diverse opere si trova un lavoro di cronologia dal titolo: *Opus Novum de Emendatione Temporum* nel quale propone appunto la scala giuliana, chiamata così per analogia con l'anno giuliano. Nella sequenza dei giorni giuliani, i giorni sono contati l'uno di seguito all'altro, senza alcun raggruppamento come potrebbero essere le settimane e i mesi. Il punto zero della scala è stato posto al capodanno dell' anno 4713 a.C. Tale data è stata scelta perchè costituisce un punto comune di tre grandi scale cronologiche, cioè:

- L' indizione romana (periodo 15 anni)
- Il Ciclo Solare, in cui l'anno inizia con lo stesso giorno della settimana (28 anni)

[6] Il TDT tiene conto anche degli effetti di relatività generale dovuti al fatto che la Terra si muove in un campo gravitazionale

- Il Numero d'oro, legato al ciclo lunare (19 anni)

L'inizio di questi tre cicli coincide ogni 7980 anni. La coincidenza più vicina a noi, nel passato è stata quella dell'anno -4712 ovvero il 4713 a.C., e si concluderà il 3267 del calendario di Giulio Cesare corrispondente al 22 Gennaio del calendario Gregoriano.

In astronomia la numerazione giuliana fa la sua apparizione nel 1860 nei lavori relativi alle stelle variabili. Ssecondo le convenzioni piú recenti la scala è contata dalle ore 12 di TE del -4712 e le ore si esprimono come frazioni di giorno.

Il calcolo della data giuliana dalla data del calendario non è particolarmente difficile, per il passato bisogna tener conto che nel 1582 il giorno 15 ottobre segue il giorno 5 ottobre (riforma Gregoriana) e che non esiste un anno 0.

In genere, nella letteratura regna una grande confusione tra le seguenti diciture: giorno giuliano, numerazione giuliana, periodo giuliano. Per intenderci chiameremo:

- **Data giuliana** il periodo, espresso in giorni e decimi di giorno, trascorso dalle ore 12 di TU (o di TE, a secondo delle convenzioni) del giorno primo gennaio del -4712.

- **Giorno giuliano** il numero d'ordine del giorno il numero d'ordine del giorno (che comincia alle ore 12 del ...). Il giorno giuliano JD =1 comincia il 2 gennaio del -4712 alle 12 di TU o di TE a seconda delle convenzioni.

Supponiamo che la data del calendario sia data come JJ giorno del mese, MM mese, e YY anno dall'inizio dell'era cristiana. Dapprima si pone l'inizio dell'anno al primo di marzo, ponendo: se $MM < 3$ allora $Y = AA - 1$ e $m = MM + 12$. Di conseguenza l'anno giuliano si scrive:

$$JD = \mathrm{INT} 365.25 y + \mathrm{INT} 30.6001(m+1) + JJ + 1720944.5$$

Il primo termine della seconda parte dell'equazione tiene conto dei giorni trascorsi dalla nascita di Cristo, il secondo dei mesi trascorsi, e il numero che chiude la formula è il JD della nascita di Cristo. In queta formula non abbiamo tenuto conto della riforma gregoriana del calendario. Per le date posteriori al 4 Ottobre 1582 si deve tenere conto che si deve aggiungere a JD un termine che esprime la soppressione di tre giorni ogni 400 anni a partire dal 1583. Poniamo

$$A = \mathrm{INT} yy/100$$

Per cui

$$JD = JD + 2 - A + \mathrm{INT}(A/4)$$

Per i calcoli astronomici relativi ai giorni nostri basta semplificare queste formule, tenendo conto dei giorni trascorsi dalle ore 12 del giorno 1 Gennaio 1900 ora in cui si compiva il

$$JD = 2415020$$

5.8 Definizione di anno

Nell' uso astronomico si utilizzano cinque definizioni di anno. Quello immediatamente osservabile è l' **anno Tropico** definito come intervallo di tempo che intercorre tra due successivi passaggi del Sole allo stesso equinozio (quello di primavera). In termini di Tempo di Effemeride la lunghezza dell' anno Tropico è

$$anno\,tropico = 365^g 05^h 48^m 46^s.0 - 0^s.530 T_E$$

oppure

$$anno\,tropico = 365^g.24219878 - 6^g.14 \times 10^{-6} T_E.$$

L' **anno Siderale** è invece il periodo di tempo necessario perchè la Terra completi un giro attorno al Sole riferendosi alle stelle fisse. Ovvero è l' intervallo di tempo che intercorre tra due passaggi successivi del Sole nella stessa posizione in cielo. In termini di Tempo di Effemeride la lunghezza dell' anno Siderale è

$$anno\,Siderale = 365^g 06^h 09^m 09^s.5 - 0^s.01 T_E$$

oppure

$$anno\,Siderale = 365^g.25636042 - 1^g.1 \times 10^{-7} T_E.$$

L' **anno Anomalistico** è invece il tempo che impiega la Terra a percorrere la sua orbita tra un perielio e quello successivo. In termini di Tempo di Effemeride la lunghezza dell' anno Anomalistico è

$$anno\,Anomalistico = 365^g 06^h 13^m 53^s.0 + 0^s.26 T_E$$

oppure

$$anno\,Anomalistico = 365^g.2564134 + 3^g.04 \times 10^{-6} T_E.$$

La differenza tra le lunghezze dell' anno siderale e di quello tropico nasce dall' effetto di precessione (vedi in seguito). Siccome il moto diurno medio della Terra (del Sole) è di $\sim 0.^\circ 9856$/giorno ovvero di $0''.41$ per secondo di tempo e la precessione generale è $\sim 50.''26$/anno la differenza tra l' anno tropico e l' anno siderale è di circa $20^m.26$, pari al tempo che il sole apparente impiega a coprire lo spostamento dell' equinozio. La perturbazione dei pianeti sull' orbita della Terra si concretizza in un avanzamento della linea degli apsidi verso Est di $\sim 11.''6$/anno. Questa é la ragione della maggior lunghezza dell' anno anomalistico rispetto all' anno siderale.

Un ultimo tipo di anno che merita di essere ricordato è l' **anno di eclisse**, che è definito come l' intervallo di tempo che intercorre tra due successivi passaggi all' equinozio del nodo ascendente dell' orbita lunare.

$$anno\,di\,eclisse = 346^g 14^h 52^m 52^s.7 + 2^s.8 T_E$$

5.9 Bibliografia

Chauvenet, W.: 1891 *Spherical and practical Astronomy* Dover New York

Newcomb, S.: 1906 *A compendium of spherical Astronomy* Dover, New York

Seidelmann, P.K.i (ed.):1992 *Explanatory supplement to the Astronomical Almanac* University Science Books, Mill Valley, CA. [ns. segn.3.4/64.2]

Smart, W.M.: 1944 *Spherical Astronomy* Cambridge University Press van de Kamp, P.: 1967 *Principles of Astrometry* Freeman and Company, San Francisco [ns. segn.3.3/14]

Woolard, E.W., Clemence, G.M.: 1966 *Spherical Astronomy* Academic Press, New York [ns. segn. 3.3/13]