



Laurea triennale in Fisica
a.a. 2012 - 2013

CORSO DI ASTRONOMIA

Il tempo

Uno dei compiti più importanti dell'Astronomia classica è stato quello di definire e di determinare il tempo astronomico, sia perché necessario a diverse scienze, sia perché ciò rappresentava la più importante applicazione dell'Astronomia alla vita civile.

La misura del tempo può effettuarsi soltanto con la considerazione di determinati movimenti (se per esempio si ha a disposizione un movimento esattamente uniforme, basta la misura dello spazio percorso).

Il tempo atomico

Dal 1972 il tempo atomico è divenuto la scala ufficiale di tempo in fisica e in astronomia.

La base del tempo atomico è una rete di orologi atomici che nel loro insieme definiscono il Tempo Atomico Internazionale.

L'unità di tempo è il *secondo* (*s*) e nel Sistema Internazionale:

il secondo è pari a 9 192 631 770 periodi della radiazione emessa nella transizione fra i livelli iperfini $F = 4, M = 0$ e $F = 3, M = 0$ dello stato fondamentale dell'atomo di ^{133}Cs .

Ma prima?

Il tempo

La rotazione diurna avviene attorno ad un asse polare la cui direzione rispetto alle stelle (cioè in un riferimento inerziale) consideriamo qui fissa.

Considereremo costante in modulo la velocità angolare, e pertanto il vettore velocità di rotazione diurna $\vec{\omega}$ è considerato costante e collegato all'ellissoide matematico che approssima la figura terrestre e parallelo al semiasse minore.

Il moto annuo apparente del Sole rispetto alle stelle, di circa 1° /giorno verso Est, è il riflesso del moto di rivoluzione della Terra, descritto in prima approssimazione dalle prime due leggi di Keplero.

Il tempo

L'orbita di un pianeta intorno al Sole è ellittica con il Sole in uno dei due fuochi,
l'equazione polare è:

$$r = \frac{p}{1 + e \cos v}$$

dove p è una costante ed e l'eccentricità dell'orbita.

Il *semiasse maggiore* dell'orbita, a , e quello minore, b , sono dati dalle relazioni:

$$a = \frac{p}{1 - e^2} \qquad b = \frac{p}{\sqrt{1 - e^2}}$$

La direzione iniziale si fa di solito coincidere con quella del semiasse maggiore dell'orbita.

Quando il pianeta passa al perielio l'angolo iniziale è nullo;

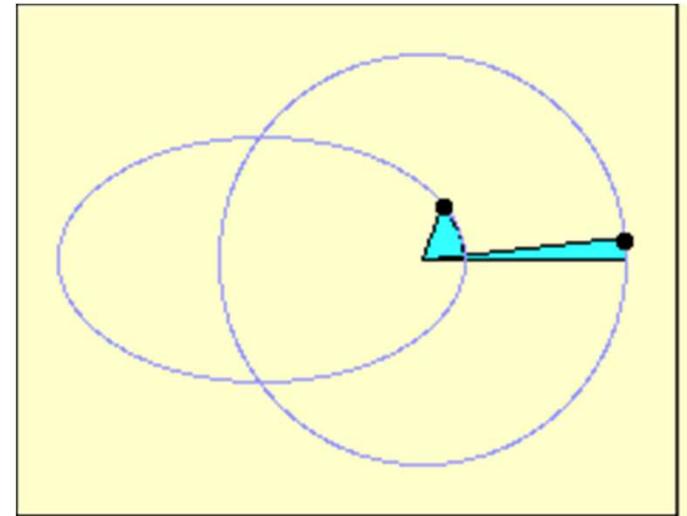
v viene detto *anomalia vera*.

Il tempo

La velocità areale si mantiene costante:

$$dA = \frac{1}{2} r \cdot r dv = \frac{C}{2} dt$$

in cui dA è l'area elementare spazzata nel tempo dt dal raggio vettore r (la congiungente Terra-Sole), e C una opportuna costante.



Il tempo

La rotazione della Terra intorno al proprio asse e intorno la sole sono serviti per millenni a definire due scale astronomiche di tempo, una collegata con il valore dell'angolo di rotazione (*giorno*) e una con l'angolo lungo l'orbita (*anno*).

I valori istantanei dei due suddetti angoli possono quindi definire le scale di tempo astronomico.

Possiamo quindi in generale definire il tempo come l'angolo orario di un punto della sfera celeste e assumere l'intervallo di tempo corrispondente ad una intera rotazione della Terra come unità fondamentale per la misura del tempo.

Il tempo

La definizione di questa unità è semplice, ma non è facile fissarla praticamente.

L'asse di rotazione della Terra non è immobile rispetto alle stelle.

Per misurare la quantità di rotazione della Terra indipendentemente da ogni altro movimento, dovremo scegliere come indice per la misura dell'angolo corrispondente un punto fisso dell'equatore celeste (variabile rispetto ai punti fissi sulla sfera), ed allora fra due successive culminazioni di questo punto avverrà una rotazione completa della Terra.

Il corrispondente intervallo di tempo sarà l'unità di misura fondamentale del tempo.

Il tempo

Un punto fisso sull'equatore non può essere stabilito con facilità.

Nella pratica si assume come indice il punto γ , dato che è facilmente determinabile in ogni istante, ma anche esso è soggetto a piccoli movimenti dovuti alla precessione e alla nutazione.

La posizione del punto γ con riguardo al solo primo movimento è detta *equinozio medio*, mentre la posizione effettiva, dovuta ad ambedue i movimenti è detta *equinozio vero*.

Il tempo siderale

*Si assume come unità astronomica per la misura del tempo l'intervallo tra due successive culminazioni del punto γ e si indica questa unità col nome di **giorno siderale**.*

Questa unità non è costante, né uguale all'unità fondamentale che sarebbe il periodo di rotazione della Terra, ma le differenze sono così piccole che il giorno siderale può considerarsi praticamente come unità fondamentale.

Il movimento retrogrado dell'equinozio dovuto alla precessione, per effetto del quale le ascensioni rette delle stelle vanno generalmente crescendo con l'andare del tempo, è estremamente piccolo; in un anno lo spostamento del punto γ sull'equatore è di circa 50,26''.

Il tempo siderale

Dato che il movimento dell'equinozio è pressoché uniforme, se non vi fosse il movimento periodico dovuto alla nutazione, il giorno siderale potrebbe ritenersi costante.

Il movimento dell'equinozio dovuto a questo fenomeno è così piccolo che in pratica le variazioni di durata del giorno siderale sono trascurabili.

La parte più importante della nutazione ha un periodo di circa 19 anni ed il suo effetto complessivo è una variazione compresa fra circa +1 s e - 1 s nell'intero periodo.

Il giorno siderale ha inizio all'istante della culminazione del punto γ , ed è diviso in 24 ore siderali, l'ora siderale in 60 minuti di tempo siderale, il minuto in 60 secondi di tempo siderale.

A causa dei movimenti dell'equinozio si può distinguere il *tempo siderale uniforme* o *medio*, legato all'equinozio medio, dal *tempo siderale vero*, determinato dall'equinozio vero.

Il tempo solare vero

Il *giorno solare vero* è l'intervallo di tempo che trascorre tra due successive culminazioni (superiori o inferiori) del Sole (centro del disco solare) in meridiano, ovvero l'intervallo di tempo durante il quale l'angolo orario del Sole varia di 360° .

La culminazione superiore si dice anche *mezzogiorno vero*, la culminazione inferiore *mezzanotte vera*.

Il giorno solare viene diviso in 24 ore di tempo solare, ogni ora in 60 minuti, ogni minuto in 60 secondi.

Si dice poi *tempo solare vero* di un luogo l'angolo orario del Sole (centro), nel luogo stesso aumentato di 12h, cioè l'angolo orario contato dalla culminazione inferiore del Sole.

Fino al 1925 il tempo solare era semplicemente l'angolo orario del Sole vero e quindi si iniziava a contare al mezzogiorno.

Il tempo solare vero

La posizione osservata del Sole non è quella effettivamente occupata, che viene chiamata *posizione vera*, ma una posizione leggermente deviata dall'aberrazione (un fenomeno che vedremo più avanti).

Conseguentemente, se ci si riferisce al Sole osservato, bisognerebbe parlare di *giorno solare apparente* e *tempo solare apparente*; per il primo però la cosa non ha importanza, in quanto si tratta di un intervallo di tempo e la deviazione ora detta è pressoché costante per periodi piuttosto lunghi.

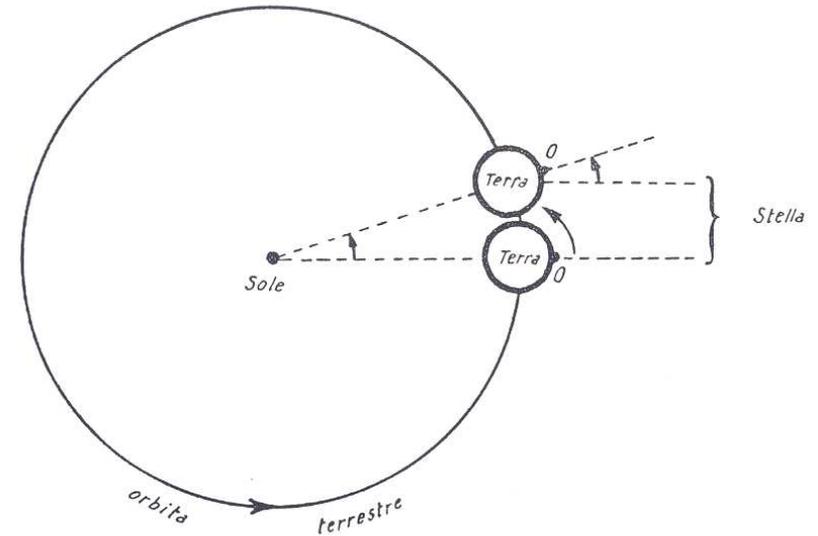
Nelle definizioni date sopra e in quanto segue considereremo il sole vero, cioè la posizione osservata corretta per il fenomeno ora detto.

Il tempo solare vero

Il giorno siderale e il giorno solare vero sono di differente durata e ciò perché il Sole si sposta sulla sfera celeste in ogni giorno di circa un grado, rispetto alle stelle fisse, nella direzione opposta al moto diurno della sfera. Ogni giorno il Sole passerà al meridiano con un certo ritardo rispetto alle stelle; ritardo che corrisponde al tempo impiegato dal Sole a passare il meridiano, cioè a circa 4 minuti (di tempo siderale).

Il giorno solare vero è di circa 4 minuti più lungo di quello siderale.

Viceversa, una stella che in un dato giorno passa in meridiano insieme al Sole, nel giorno successivo anticiperà il suo passaggio di circa 4 minuti; questo intervallo di tempo è stato chiamato l'*accelerazione delle (stelle) fisse*.



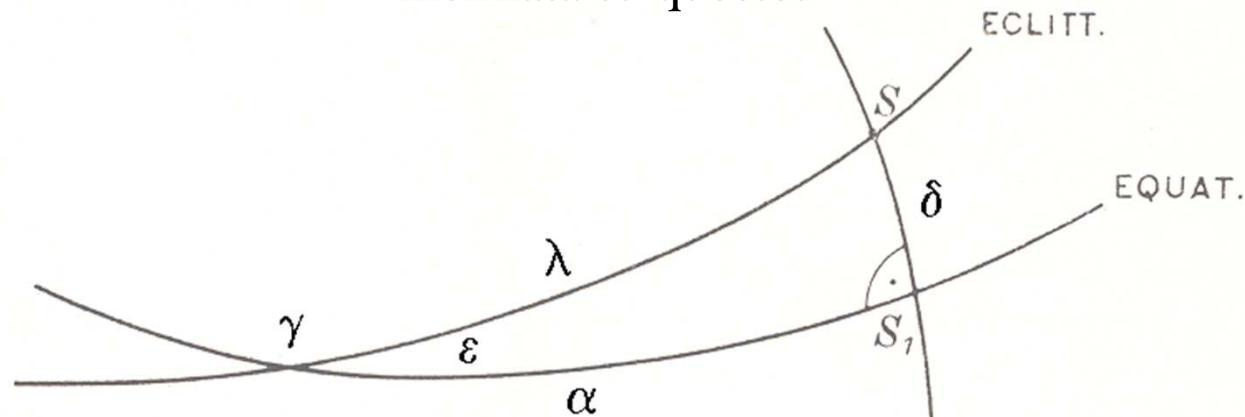
Il tempo solare vero

L'indice che segna il tempo solare vero è l'intersezione del circolo orario del Sole con l'equatore celeste.

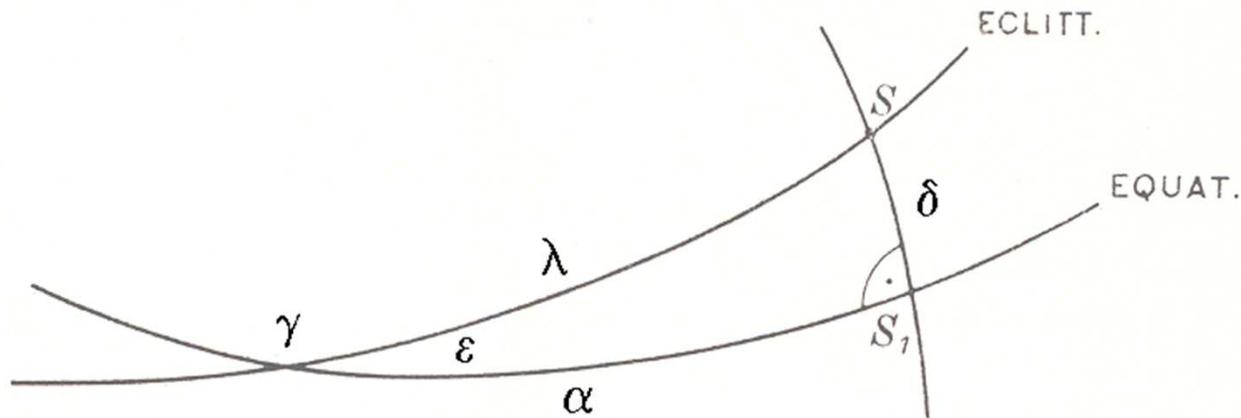
Per il moto del Sole fra le stelle, questo punto si sposta sull'equatore nel senso delle ascensioni rette crescenti, ma il suo moto non è uniforme, per cui il giorno solare vero non è una unità costante.

Ciò avviene per due motivi:
la velocità angolare del Sole nel suo moto intorno alla Terra, e quindi il suo moto apparente sopra l'eclittica, è variabile;

l'orbita apparente del Sole, cioè l'eclittica, non coincide con l'equatore, ma è inclinata su questo.



Il tempo solare vero



Sia λ la longitudine eclittica del Sole, α la sua ascensione retta ed ε l'obliquità dell'eclittica, dal triangolo sferico $\gamma SS'$ si ha

$$\tan \alpha = \tan \lambda \cdot \cos \varepsilon$$

Derivando

$$\frac{d\alpha}{dt} = \frac{\cos \varepsilon}{1 - \operatorname{sen}^2 \lambda \operatorname{sen}^2 \varepsilon} \cdot \frac{d\lambda}{dt}$$

Il tempo solare vero

$$\frac{d\alpha}{dt} = \frac{\cos \varepsilon}{1 - \operatorname{sen}^2 \lambda \operatorname{sen}^2 \varepsilon} \cdot \frac{d\lambda}{dt}$$

L'ascensione retta del Sole rappresenta la differenza fra tempo siderale e tempo solare vero,

Questa non cresce proporzionalmente al tempo e quindi la durata del giorno solare vero è continuamente variabile, per il fatto che i due fattori di cui si compone la variazione di α sono variabili.

La longitudine eclittica del sole può essere ricavata determinandone la declinazione δ in diverse epoche dell'anno a partire dalla relazione

$$\operatorname{sen} \lambda = \frac{\operatorname{sen} \delta}{\operatorname{sen} \varepsilon}$$

E si può dimostrare che il termine $d\lambda/dt$, che è la velocità del Sole sopra l'eclittica non cresce proporzionalmente al tempo.

Il tempo solare vero

Dalle osservazioni si ha che la velocità angolare del Sole sull'eclittica è massima intorno alla longitudine di 282° , e minima nella direzione opposta, cioè alla longitudine di 102° .

Nella prima di queste posizioni il Sole percorre al giorno un arco di eclittica di $61',1$, che corrisponde a 4m 4s, nella seconda posizione il Sole percorre $57',2$, corrispondenti a 3m 49s.

Da ciò segue che per il fatto del moto non uniforme sull'eclittica, il giorno solare nel primo caso (che si verifica ai primi di gennaio) è circa 15 s più lungo che nel secondo caso (che ha luogo al principio di luglio).

Il tempo solare vero

In secondo luogo, anche se $d\lambda/dt$ fosse costante, non lo sarebbe $d\alpha/dt$, in quanto il coefficiente di $d\lambda/dt$ non lo è a causa dell'inclinazione dell'eclittica.

La variazione diurna media dell'ascensione retta del Sole è di 3m 57s ed altrettanto può dirsi per la variazione media della longitudine; perciò la variazione effettiva dell'ascensione retta del Sole vero, per il solo fatto della obliquità, sarà intorno agli equinozi circa 4m 16s ed ai solstizi circa 3m 37s al giorno.

Per questo secondo fattore dunque il giorno solare più lungo (agli equinozi) è di circa 39 s più lungo del giorno più corto dell'anno (ai solstizi).

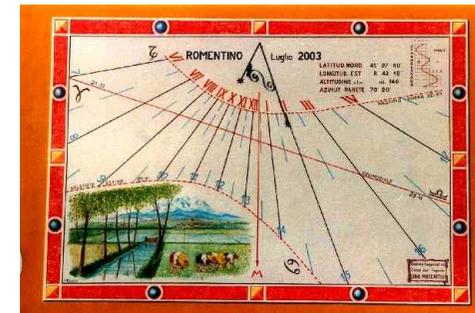
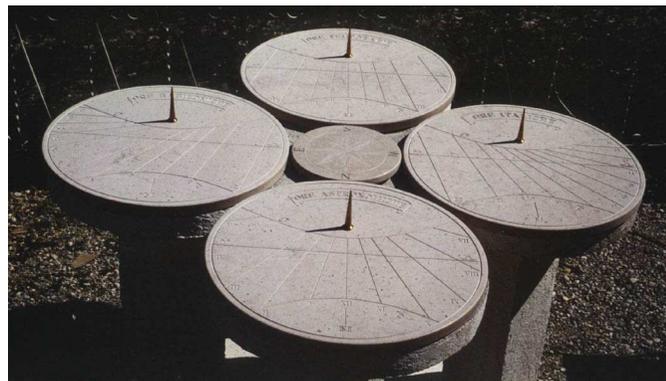
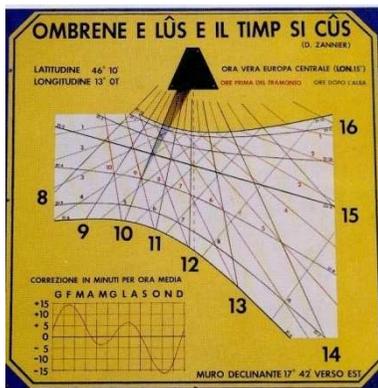
Il tempo solare vero

I due fenomeni ora descritti si compongono in uno, ma dato che sono sfasati la differenza tra il giorno solare vero più lungo e quello più corto arriva a circa 52s.

Il primo ha luogo a metà dicembre, il secondo alcuni giorni prima dell'equinozio d'autunno.

Il progressivo sommarsi di queste differenze conduce all'**equazione del tempo**.

Il tempo solare vero non può quindi essere seguito dai comuni orologi costruiti meccanicamente: esso è invece indicato dagli orologi solari, nei quali uno stilo, fissato su una superficie esposta al Sole, proietta la propria ombra.



Il tempo solare medio

Per usi civili si deve usare una unità costante al posto del giorno vero variabile, si introduce allora il *giorno solare medio*, la cui durata è la media esatta di tutte le lunghezze dei giorni veri in un anno.

Per il calcolo di questa durata media è necessario conoscere il numero esatto di giorni solari in un anno, ma per definire completamente il giorno medio (vale a dire anche l'istante del suo inizio e la misura del tempo che ne deriva) è necessario stabilire un legame tra esso e il tempo vero.

Allo scopo si utilizzano due Soli ipotetici: il *Sole fittizio* che si suppone percorrere l'eclittica di moto uniforme e il *Sole medio* che si suppone muoversi uniformemente sopra l'equatore.

Entrambi compiono il moto annuo nello stesso tempo del Sole vero.

Il secondo sarà libero dai due inconvenienti del Sole vero e sarà l'indice per un tempo basato sul giorno medio.

Il tempo solare medio

A causa della diversa velocità del sole vero nel suo percorso, qualunque sia la posizione del Sole fittizio rispetto al vero in un certo istante, nel loro cammino i due Soli verranno a coincidere in due soli punti dell'eclittica, diametralmente opposti.

Si definisce allora più precisamente il Sole fittizio come quel punto che (percorrendo l'eclittica con moto uniforme) passa al perigeo e all'apogeo insieme al Sole vero.

Se indichiamo con L la longitudine del Sole fittizio, detta *longitudine media del Sole* (**attenzione, non è la longitudine del Sole medio**), la differenza $\lambda - L$ tra questa e la longitudine vera, ovvero l'angolo fra le direzioni del Sole vero e del Sole fittizio, è detta *equazione del centro*, sarà positiva quando il Sole vero precede quello fittizio e negativa nel caso opposto, mentre la variazione dL/dt sarà costante.

Detta A l'ascensione retta del Sole fittizio si può scrivere l'equazione

$$\frac{dA}{dt} = \frac{\cos \varepsilon}{1 - \sin^2 L \sin^2 \varepsilon} \cdot \frac{dL}{dt}$$

Il tempo solare medio

Essendo dL/dt costante la durata del giorno solare dipende solo dall'obliquità.

dA/dt è minimo per $L = 0^\circ$ e $L = 180^\circ$

dA/dt è massimo per $L = 90^\circ$ e $L = 270^\circ$

$dA/dt = dL/dt$ quando

$$\frac{\cos \varepsilon}{1 - \sin^2 L \sin^2 \varepsilon} = 1$$

Ossia:

$$L = 46^\circ 14'$$

$$L = 133^\circ 46'$$

$$L = 226^\circ 14'$$

$$L = 313^\circ 46'$$

Il tempo solare medio

Il secondo Sole ipotetico si fa poi passare agli equinozi contemporaneamente col Sole fittizio.

Il giorno solare medio può definirsi anche come l'intervallo di tempo compreso fra due successive culminazioni del Sole medio; la culminazione superiore del Sole medio è detta anche *mezzogiorno medio*, la culminazione inferiore *mezzanotte media*.

Il giorno medio incomincia alla mezzanotte media e l'angolo orario del Sole medio aumentato di 12h misura il tempo medio locale trascorso dal principio del giorno medio.

Il giorno medio è diviso in 24 ore medie, l'ora media in 60 minuti ed il minuto in 60 secondi di tempo medio.

Equazione del tempo

La differenza tra l'ascensione retta del Sole medio e quella del Sole vero α è detta equazione del tempo; essendo l'ascensione retta del Sole medio uguale alla longitudine media L del Sole (longitudine del Sole fittizio), l'equazione del tempo è

$$E = L - \alpha$$

L'equazione del tempo può dirsi anche la differenza tra il tempo solare vero ed il tempo medio

$$**E = tempo vero - tempo medio**$$

L'equazione del tempo è la quantità che occorre aggiungere, col rispettivo segno, al tempo medio per ottenere quello vero.

Detta λ la longitudine vera del Sole, può anche scriversi

$$L - \alpha = (\lambda - \alpha) - (\lambda - L)$$

Il secondo termine a destra è *l'equazione del centro*, il primo la *riduzione all'eclittica*.

Equazione del tempo

L'equazione del tempo si scrive:

$$E = A \sin L + B \cos L + C \sin 2L + D \cos 2L + \dots$$

dove i coefficienti A, B, C, D, \dots sono ben determinati per ogni epoca (i primi sono quelli che incidono di più e sono sensibilmente variabili col tempo), ed L si calcola per qualunque istante t con la formula

$$L = n(t - t_0)$$

n è la velocità angolare media del Sole sull'eclittica e t_0 l'istante del suo passaggio al punto γ .

Equazione del tempo

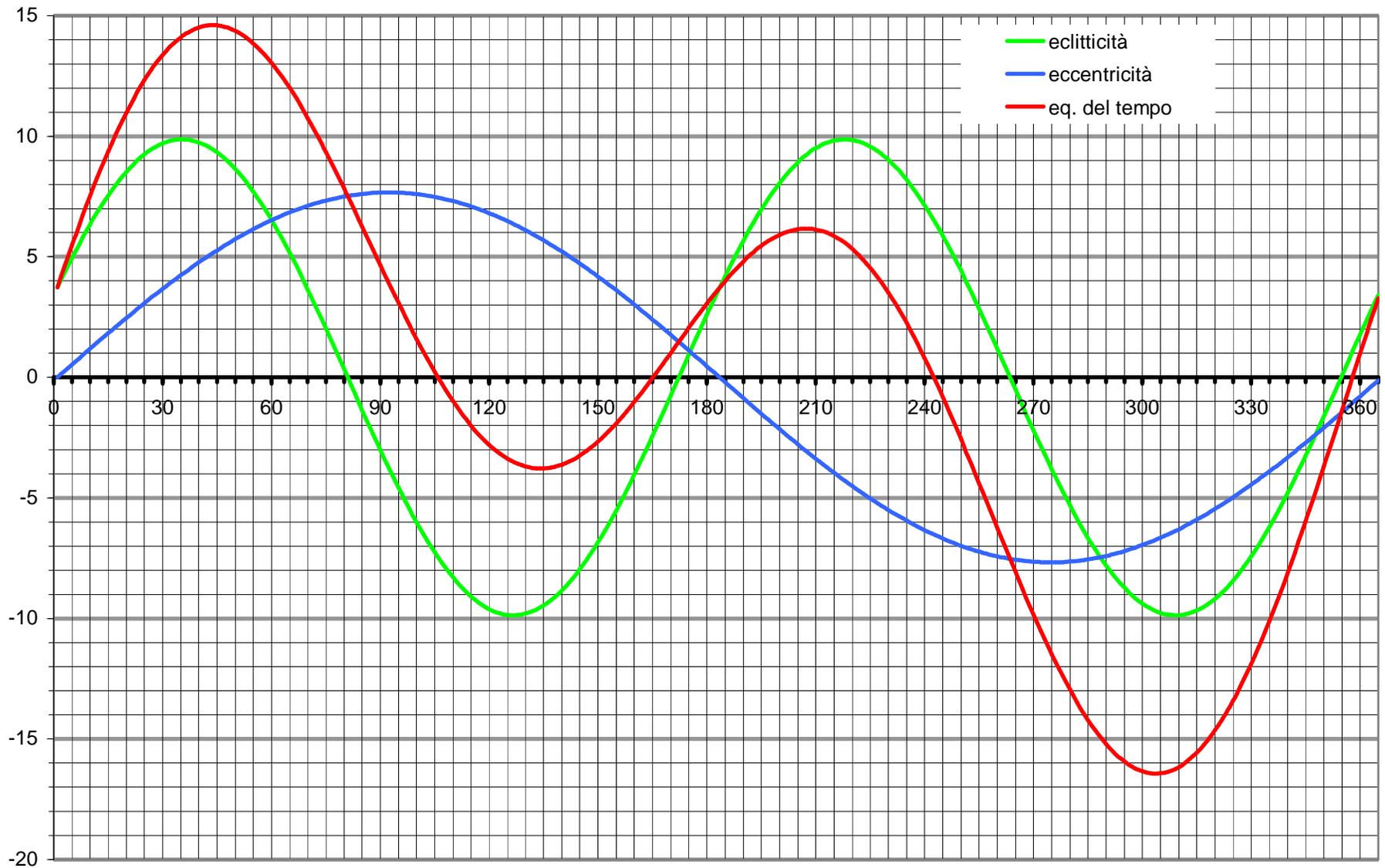
In molti calcoli si può utilizzare l'approssimazione:

$$E = -9,87 \sin [2g (N - 81)] + 7,67 \sin [g (N - 1)]$$

Dove E è espressa in minuti, $g = 360^\circ/365$ se gli angoli sono espressi in gradi, oppure $g = 2\pi/365$ se gli angoli sono espressi in radianti.

N è il numero del giorno, per esempio: $N = 1$ per il 1° gennaio, $N = 2$ per il 2 gennaio e così via.

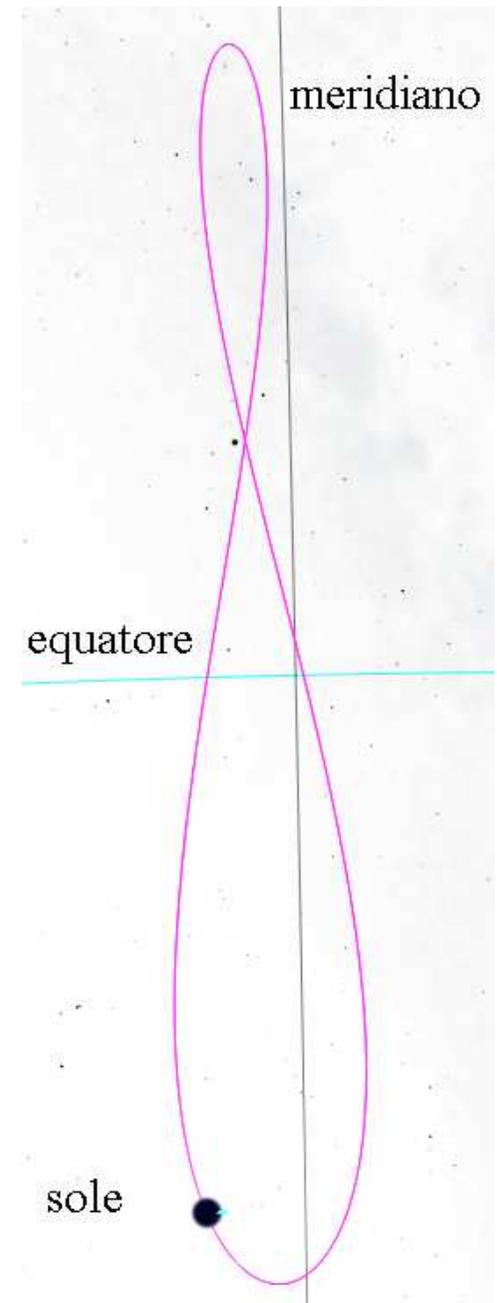
Equazione del tempo



Equazione del tempo

L'equazione del tempo arriva ad un valore massimo in anticipo di circa 14 minuti verso metà febbraio, ad un valore massimo in ritardo di circa 16 minuti nei primi giorni di novembre; in queste due epoche dunque il Sole sarà in meridiano rispettivamente alle 12h 14m e alle 11h 44m di tempo medio.

La stessa equazione si annulla 4 volte all'anno, e precisamente a metà aprile, metà giugno, al principio di settembre ed a Natale, nelle quali epoche dunque il Sole passerà in meridiano alle 12h precise di tempo medio.



Tempo locale

Il tempo siderale, il tempo solare vero ed il tempo solare medio, dipendendo dal meridiano del luogo di osservazione, sono tutti tempi locali.

Se si confrontano infatti due orologi, ambedue a tempo siderale o medio, di due località diverse si trova che le loro indicazioni differiscono.

La differenza è uguale alla differenza delle longitudini geografiche dei due luoghi.

Reciprocamente si può dunque determinare la differenza di longitudine di due luoghi confrontando le indicazioni relative allo stesso istante di due orologi che si trovano nei due luoghi.

I due orologi devono segnare lo stesso tempo, ma è indifferente che essi segnino tempo siderale o tempo medio.

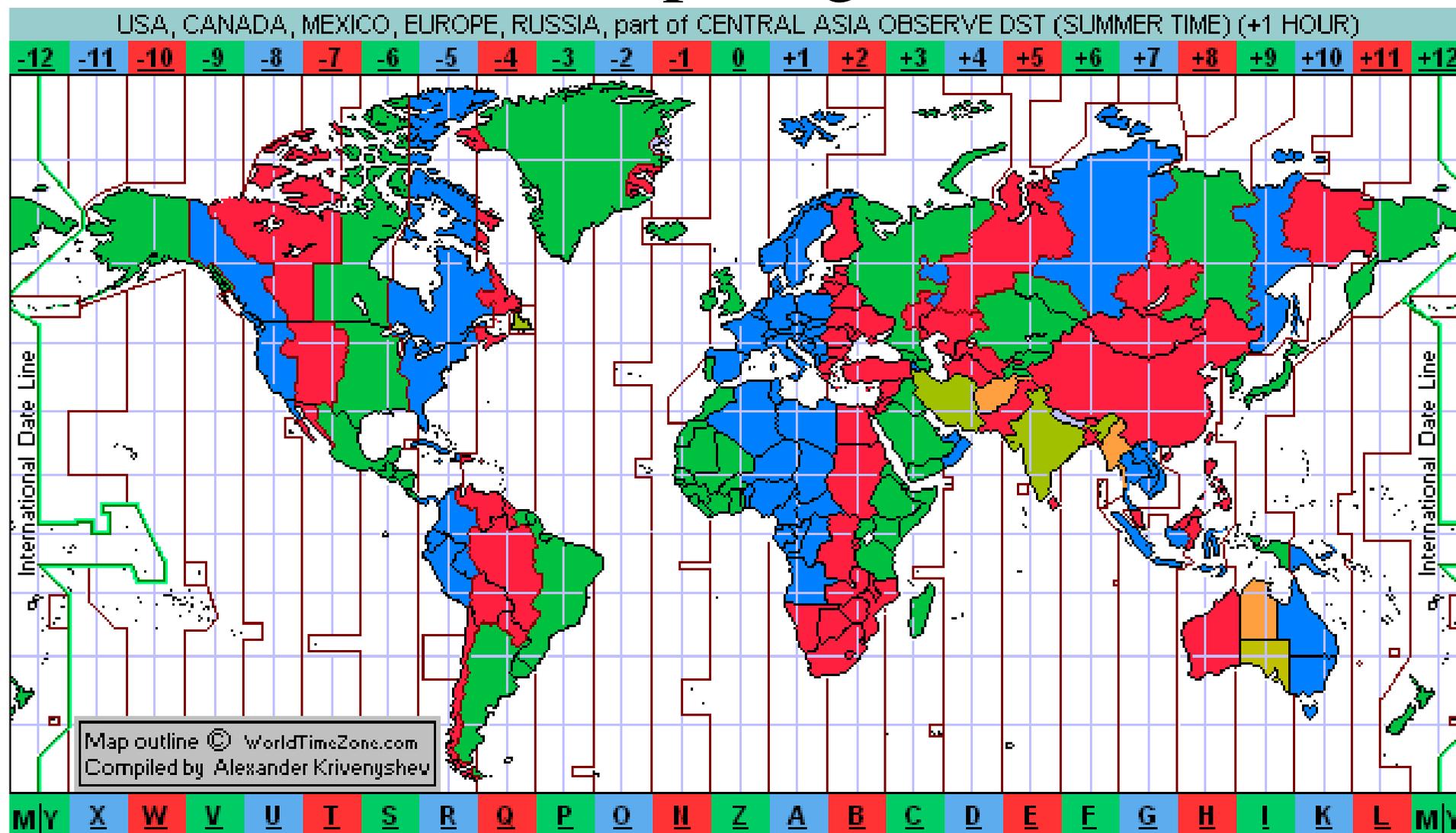
Tempo legale

I diversi tempi locali complicano lo scambio di informazioni tra due luoghi; si è quindi stabilito un tempo comune per intere regioni, in base a convenzioni e leggi apposite: il *tempo legale*.

Stabilisce l'ora che devono segnare tutti gli orologi di un paese o regione rispetto a quella di riferimento fissata a Greenwich.

La convenzione ora adottata dal maggior numero degli stati è quella dei cosiddetti *fusi orari*.

Tempo legale



Si divide la superficie terrestre in 24 fusi limitati da meridiani distanti di 15° e si assume come tempo comune del fuso quello del meridiano di mezzo; per convenienza ogni stato adotta l'ora del fuso nel quale si trova la maggior parte del suo territorio.

Tempo legale

In teoria il tempo locale può differire dal tempo del fuso al più di mezza ora.

Tutti gli orologi dei luoghi che adottano questo sistema differiscono di un numero esatto di ore, e segnano in uno stesso istante lo stesso minuto e lo stesso secondo.

Il punto di partenza in questa convenzione è il meridiano di Greenwich. Il tempo medio di questo meridiano viene chiamato *tempo universale (UT)*.

In ogni istante esso è l'angolo orario del Sole medio a Greenwich più 12h.

Il giorno universale comincia alla mezzanotte media di Greenwich.

Il tempo civile per l'Europa centrale, TMEC (Tempo Medio Europa Centrale) è
 $TMEC = UT + 1$.

Dal 1916 alcuni stati hanno introdotto per ragioni economiche e di pubblico interesse l'*ora estiva*, stabilendo un anticipo di 60 minuti esatti sull'ora civile (detta anche, erroneamente, ora solare) per un certo periodo dell'anno dalla primavera all'autunno.

Per noi si ha **$TMEC (estivo) = UT + 2$** .

Tempo legale

La differenza di longitudine fra due luoghi terrestri viene a coincidere con la differenza dei tempi siderali, o dei tempi solari veri, o infine dei tempi solari medi dei due luoghi, corrispondenti ad un medesimo istante.

Il tempo locale differisce dal tempo civile di una quantità uguale alla longitudine del luogo rispetto al meridiano centrale del fuso corrispondente, la quale evidentemente differisce di un numero intero di ore dalla longitudine da Greenwich.

Questo tempo è detto la *costante locale* e deve dunque essere aggiunta (col segno) al tempo locale per ottenere il *tempo legale*.

Il dipartimento di Fisica dell'Università di Camerino è situato a $-52^m 16^s$ da Greenwich, quindi il suo tempo locale (siderale, solare vero o solare medio) anticipa rispetto a quello di Greenwich di $52^m 16^s$ (siderale, vero o medio) siccome il tempo locale di Camerino è quello del primo fuso, cioè dell'Europa centrale, che anticipa di un'ora su quello di Greenwich, la costante locale per Camerino $+7^m 44^s$.

Tempo legale

All'istante della culminazione del Sole vero sono sempre le 12h di tempo solare vero.

In tempo locale medio saranno le

12h + l'equazione del tempo

perciò in tempo legale saranno le

12h + l'equazione del tempo + la costante locale.

A Camerino per esempio il 12 aprile 2012 il Sole culmina

$$7\text{m } 44\text{s} + 1\text{m } 02\text{s} = 8\text{m } 46\text{s}$$

dopo le 12h di TMEC, cioè quando i nostri orologi segnano 12h 8m 46s.

Tempo legale

La differenza dei tempi locali e dei tempi di zona ha per conseguenza il fenomeno del cambiamento di data.

Se per esempio da noi gli orologi segnano le 17 ore, immaginando di andare col pensiero verso oriente incontreremo luoghi i cui tempi anticipano sempre più e ad un certo punto arriveremo in una regione che avrà le ore 5 del mattino successivo; andando invece verso occidente incontreremo paesi che sono indietro rispetto al nostro orologio e quando arriveremo alla regione di prima troveremo nuovamente le 5 del mattino, ma questa volta del mattino dello stesso giorno nostro.

La detta regione, a 12h di longitudine da noi, dovrebbe dunque avere contemporaneamente due date.

Si conviene di porre un limite di data, intorno al quale gli orologi segnano la stessa ora, ma le date da una e dall'altra parte del meridiano limite differiscono di un giorno.

Come meridiano è stato scelto quello opposto a Greenwich, cioè il meridiano di longitudine 180° o 12h (occidentale od orientale).

Anno siderale e anno tropico

Il tempo impiegato dal Sole fittizio a percorrere l'intera eclittica rispetto ad un punto fisso di questa si chiama *anno siderale*.

La durata è di 365,2563631 giorni solari medi

Si chiama *anno tropico* l'intervallo di tempo che trascorre fra due successivi passaggi del Sole fittizio (e quindi anche del Sole medio) all'equinozio di primavera o, più in generale, l'intervallo di tempo durante il quale la longitudine (ed anche l'ascensione retta) del Sole cresce di 360° .

Poiché questo equinozio si sposta sull'eclittica di $50''{,}26$ in un anno tropico nel verso contrario al moto annuo del Sole, l'anno tropico è più breve dell'anno siderale e precisamente del tempo che il Sole impiega a percorrere sull'eclittica un arco di $50''{,}26$ e poiché in un anno esso percorre

$360^\circ = 1\,296\,000''$, la durata dell'anno tropico sarà di

$$365,2563631 \cdot \frac{1296000 - 50,26}{1296000} = 365,2421981$$

giorni solari medi.

Annus fictus o anno besseliano

A causa di una lentissima variazione della precessione, questo valore diminuirà col tempo, ma occorrono parecchi secoli prima che esso vari di 1 secondo.

L'istante di inizio dell'anno tropico è arbitrario, ma una volta fissato, determina un punto della eclittica dove avverrà l'inizio di ogni anno tropico indipendentemente da qualunque tempo locale.

Per ragioni pratiche esso si deve scostare il meno possibile dall'inizio dell'anno civile; gli astronomi fanno coincidere l'inizio astronomico con l'istante in cui la longitudine del Sole fittizio è esattamente 280° o 18h 40m.

La differenza tra questo istante e l'inizio dell'anno civile può raggiungere al più un giorno.

L'anno tropico così definito prende il nome di *annus fictus* o *anno besseliano* [da di Bessel (1784 – 1846)].

Il suo inizio si indica con l'aggiungere uno zero come cifra decimale al numero dell'anno, per esempio 2012,0, e si rappresenta pure in frazione decimale di anno un qualunque tempo nel corso di un anno besseliano, per esempio 2012,23.

Anno anomalistico

Quando si studia il moto del Sole sul piano dell'eclittica rispetto alla Terra, si assume un sistema polare avente il polo nel centro della Terra e l'asse polare coincidente con la direzione del perigeo.

La coordinata *anomia* è l'angolo che la direzione del Sole forma con la direzione del perigeo e per tale motivo si chiama *anno anomalistico* l'intervallo di tempo nel quale l'anomia del Sole varia di 360° , cioè l'intervallo di tempo compreso tra due successivi passaggi del Sole al perigeo.

Questo punto dell'orbita solare non è però fisso fra le stelle, né rispetto all'equinozio di primavera.

Il suo movimento è diretto e l'anno anomalistico è più lungo dell'anno siderale e dell'anno tropico.

Lo spostamento è di $61',89$ e perciò l'anomia del Sole cresce di $360^\circ - 61',89$ in $365,2421981$ giorni medi; si calcola facilmente da ciò che per completare i 360° occorrono $0,0174428$ giorni in più dell'anno tropico per cui l'anno anomalistico risulta di $365,2596409$ giorni solari medi.

Anno civile o anno giuliano

Sia l'inizio, sia la durata dell'anno tropico presentano nella pratica degli inconvenienti a causa delle frazioni di giorno delle quali si dovrebbe tenere conto.

Accanto all'anno tropico fu adottato un altro anno, convenzionale, detto *anno civile*, che incomincia sempre col principio esatto di un giorno medio e quindi deve essere composto di un numero intero di giorni, e lascia sempre l'equinozio approssimativamente alla stessa data.

Poiché l'anno tropico ha 365,242198094 giorni medi, si vede che si può ottenere una prima approssimazione prendendo gli anni di 365,25 giorni e facendo gli anni comuni di 365 giorni ed intercalando ogni quattro anni in giorno in più.

L'anno col giorno in più è detto *bisestile*.

Tale regola venne fissata da Giulio Cesare e perciò questo anno viene chiamato *anno giuliano*.

Anno civile o anno giuliano

Quattrocento anni giuliani comprendono

$$365,25 \cdot 400 = 365 \cdot 400 + 100 \quad \text{giorni medi}$$

Invece di

$$365,2421981 \cdot 400 = 146096,87924 = 365 \cdot 400 + 96,87924 \quad \text{giorni medi}$$

Ogni 400 anni è necessario eliminare un po' più di tre giorni.

Tale disposizione fu emanata da Gregorio XIII, il quale nel 1582, oltre che far seguire al 4 ottobre il 15 ottobre per portare nuovamente la data dell'equinozio di primavera al 21 marzo, stabilì che tutti gli anni divisibili per 100, che secondo il calendario giuliano dovrebbero essere anni bisestili, fossero anni comuni e soltanto quelli divisibili per 400 rimanessero bisestili.

Il calendario così riformato, e che utilizziamo ancora oggi, fu detto *gregoriano*.

***MA ANCHE COSI' LE COSE NON RITORNANO PERFETTAMENTE E SONO
NECESSARI ULTERIORI AGGIUSTAMENTI***

Anno civile o anno giuliano

La differenza di $0,0078019$ giorni = $11\text{m } 14,08416\text{ s}$ tra l'anno tropico e quello giuliano ha per conseguenza che l'equinozio di primavera, anche dopo il ciclo di 4 anni, non cade allo stesso istante del 21 marzo, ma – essendo l'anno giuliano più lungo – anticipa gradatamente dell'intervallo di $0,0078019 \cdot 4 = 0,0312076$ giorni medi (in 4 anni consecutivi).

In conseguenza i tempi siderali e tutte le longitudini del Sole, come pure le ascensioni rette di questo aumentano gradatamente dopo ogni ciclo di 4 anni di circa $112'' = 7,5\text{ s}$ in media, corrispondenti al cammino del Sole nell'intervallo suddetto di $0,0312076$ giorni, ciò comporta circa 3m in un secolo.

Questo avanzo continua finché non interviene secondo il calendario gregoriano un secolo non bisestile che interrompe la serie dei cicli quadriennali regolari e fa ritornare l'equinozio all'istante di 4 secoli addietro (mentre il secolo bisestile; come il 2000, non interrompe la serie).

Data giuliana

Finora abbiamo parlato della cronologia basata sul periodo del Sole, non di quella basata sulla Luna, che ha soltanto importanza storica.

Accanto a questi periodi viene però molto usato per gli scopi astronomici e storici anche un computo a giorni, continuato senza interruzioni a partire dal mezzogiorno medio a Greenwich del 1° gennaio dell'anno 4713 a.C. (data anteriore a qualsiasi evento storico).

Si definisce *data giuliana* di un istante (secondo Giuseppe Scaligero, 1540 – 1609, che introdusse questo computo nel secolo XVI) il numero di giorni interi e frazione di giorno trascorsi dalla predetta origine fino all'istante in questione.

Così ad esempio la data giuliana della mezzanotte (medio Greenwich) del 31 dicembre 2010 è 2455562,5, quella del mezzogiorno (le 14.00 locali) del 12 aprile 2012 è 2456030.

Data giuliana

Si definiscono anche:

Il **giorno giuliano eliocentrico** (Heliocentric Julian Day, **HJD**):
identico al giorno giuliano, ma riferito al sistema di riferimento del Sole, e perciò può differire dal giorno giuliano normale fino a 16 minuti, cioè il tempo necessario alla luce per attraversare l'orbita della Terra.

Il giorno giuliano è a volte chiamato giorno giuliano geocentrico per distinguerlo da quello eliocentrico.

Il **giorno giuliano cronologico**, introdotto da Peter Meyer, in cui il punto iniziale è posto alla mezzanotte del 1° gennaio 4713 a.C., ma nel fuso orario locale invece che UTC.

La differenza tra mezzogiorno e mezzanotte significa che occorre aggiungere 0,5 al giorno giuliano per ottenere quello cronologico.

Inoltre, utilizzare il fuso orario locale costringe a tener conto della differenza di ore tra il Tempo Universale e il fuso considerato, nonché dell'ora legale estiva, se applicabile.

Gli utilizzatori del giorno giuliano cronologico chiamano l'altro giorno giuliano astronomico.

Data giuliana

Si definiscono anche:

Il **giorno giuliano modificato** (**MJD**), introdotto dallo Smithsonian Astronomical Observatory nel 1958 per registrare l'orbita dello Sputnik, è definito in termini di giorni giuliani come segue:

$$MJD = JD - 2400000,5$$

Lo spostamento di 0,5 significa che il MJD inizia e finisce alla mezzanotte del Tempo Universale, anziché a mezzogiorno. Il giorno MJD 1 coincide con il 17 novembre 1858.

Il **giorno giuliano ridotto**, (**RJD**) utilizzato anche dagli astronomi, conta i giorni dallo stesso inizio del MJD, ma a partire dal mezzogiorno UTC, ed è quindi definito come:

$$RJD = JD - 2400000$$

Il giorno RJD 1 inizia quindi a mezzogiorno del 16 novembre 1858 e finisce a mezzogiorno del 17.

Data giuliana

Si definiscono anche:

Il **giorno giuliano troncato** (**TJD**) che fu introdotto dalla NASA per il programma spaziale. Inizia il 24 maggio 1968.

Poiché questo conteggio ha superato i numeri a quattro cifre il 10 ottobre 1995, alcuni adesso contano il TJD iniziando da quella data, per poter mantenere un numero a quattro cifre. Può essere definito come:

$$TJD = JD - 2440000,5$$

oppure come:

$$TJD = (JD - 0,5) \bmod 1000$$

Il **giorno giuliano di Dublino** è usato dai programmatori di computer, e conta i giorni a partire dal 1° gennaio 1900 (MJD 15021).

RIFRAZIONE
ABERRAZIONE
PRECESSIONE
NUTAZIONE

Perturbazioni delle coordinate celesti

Le osservazioni astronomiche sono fatte prevalentemente dalla superficie della Terra.

Ciò comporta un insieme di effetti dei quali è necessario tener conto per correggere le posizioni osservate degli astri e risalire così alle posizioni reali.

Questi effetti sono essenzialmente di due tipi:

quelli collegati con il fatto che le osservazioni sono alterate dalla presenza dell'atmosfera terrestre

quelli collegati con il moto e le perturbazioni che la Terra subisce in conseguenza della presenza del Sole, della Luna e dei pianeti.

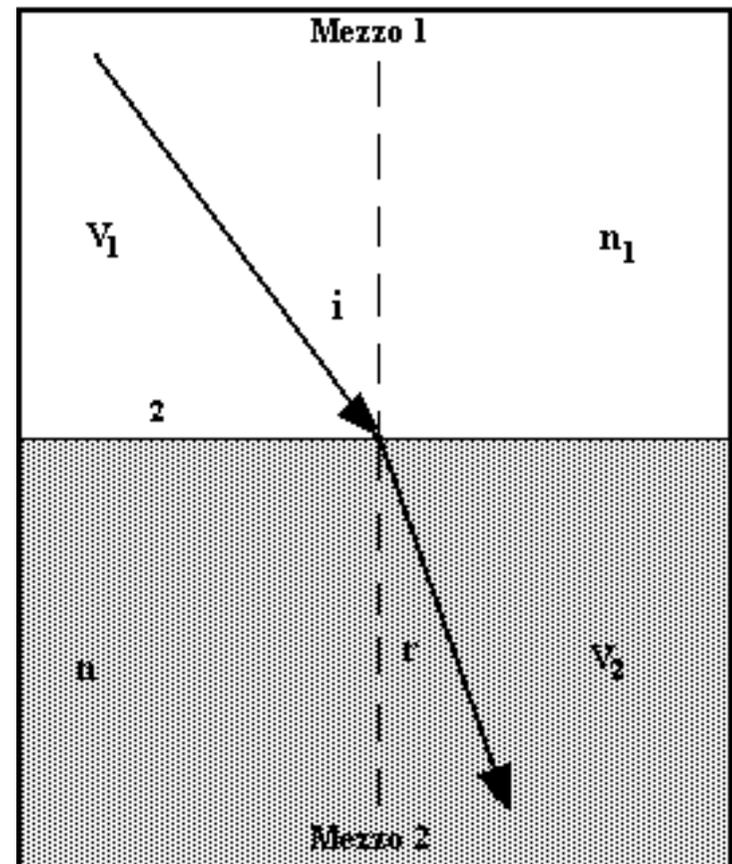
Un ulteriore effetto è connesso con il fatto che la direzione di osservazione, dipende dalla posizione dell'osservatore sulla superficie terrestre e dalla posizione della Terra sulla sua orbita attorno al Sole.

Rifrazione atmosferica

Il fenomeno della rifrazione ha influenza sull'osservazione da terra degli oggetti celesti a causa della presenza dell'atmosfera terrestre che, oltre ad assorbire la radiazione, ne devia la traiettoria.

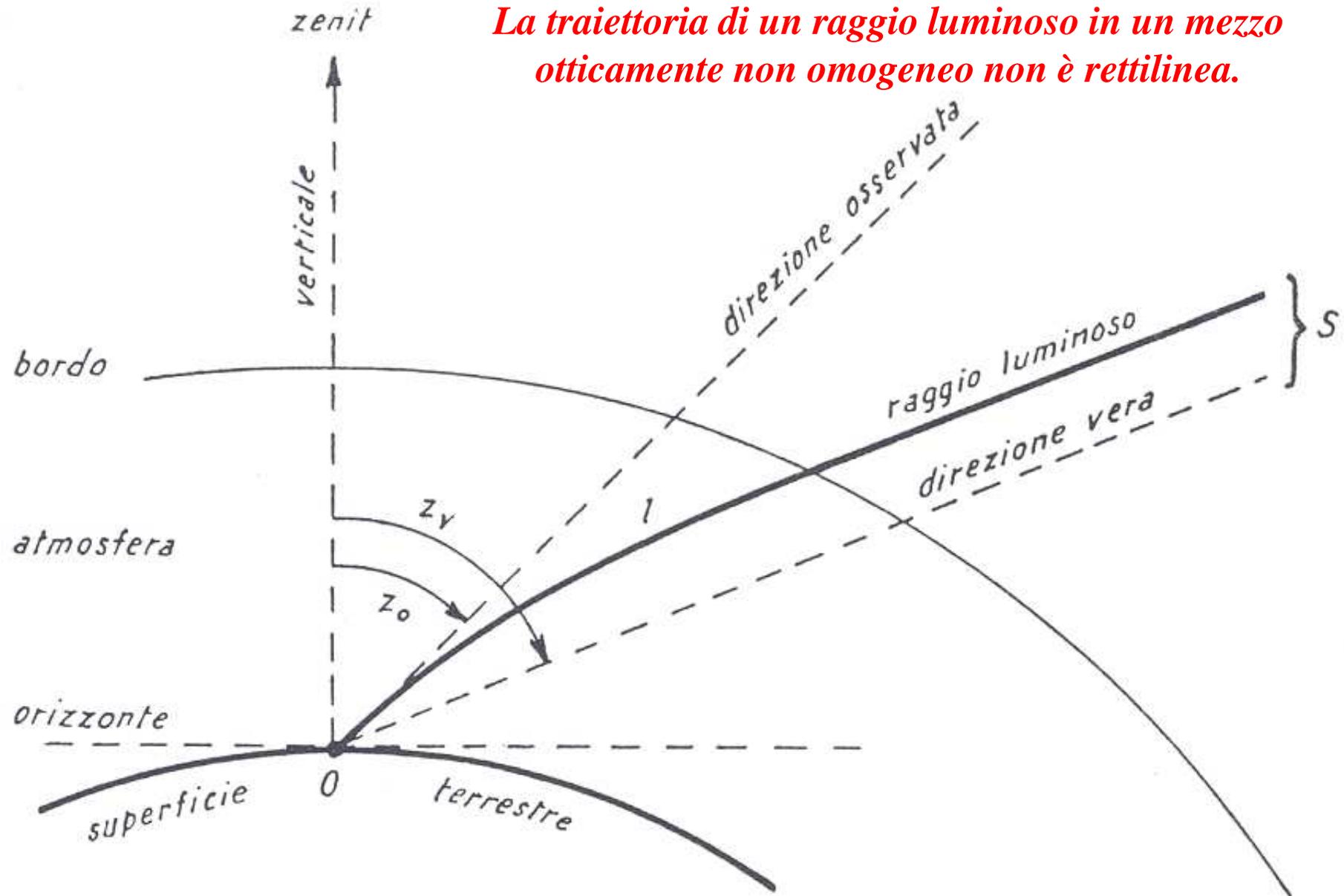
Le leggi della rifrazione impongono che i raggi incidente e rifratto giacciono nello stesso piano e che tra gli angoli di incidenza e di rifrazione sussista la relazione

$$\frac{\text{sen } i}{\text{sen } r} = \frac{n_2}{n_1} = n_{1,2}$$

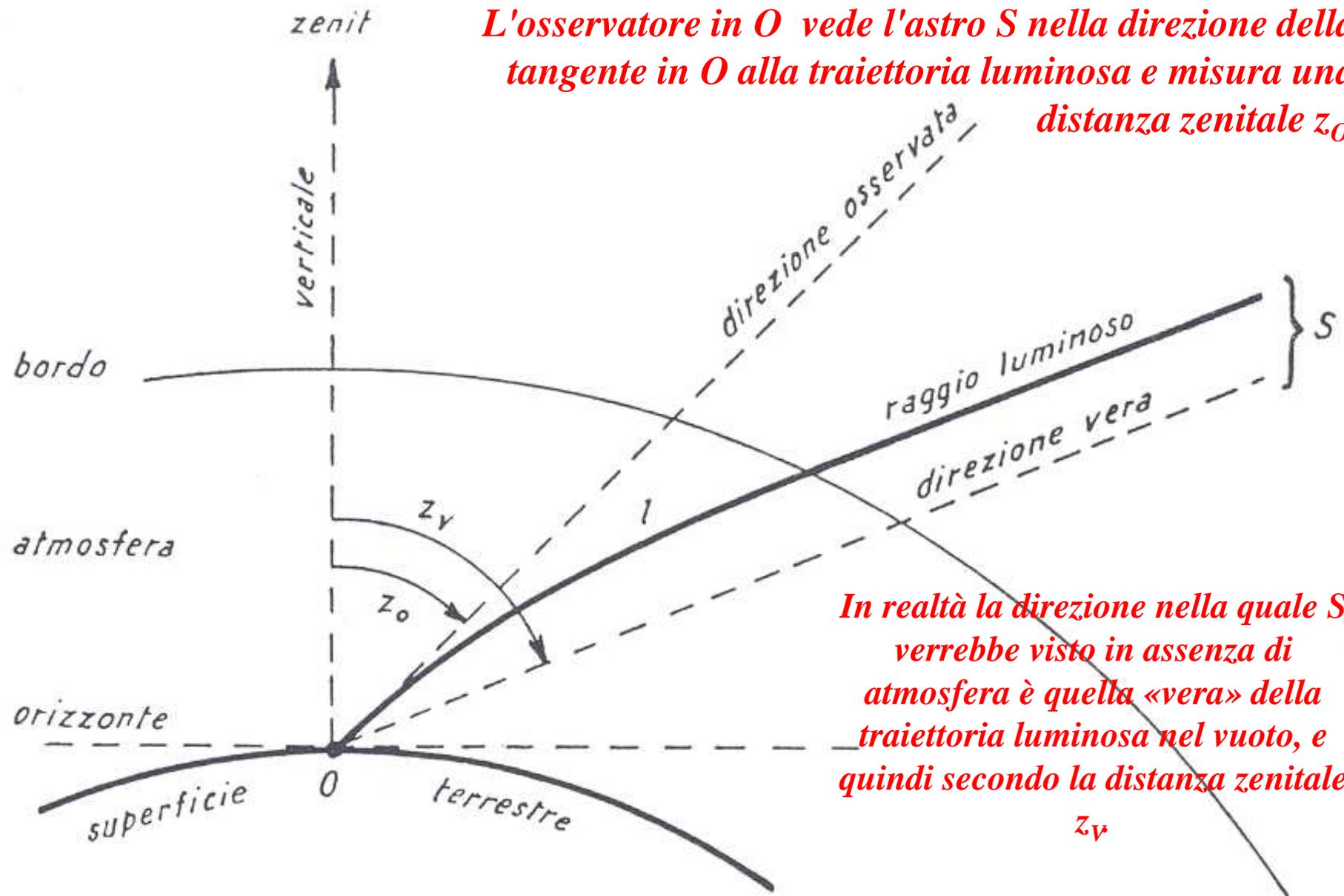


Rifrazione atmosferica

La traiettoria di un raggio luminoso in un mezzo otticamente non omogeneo non è rettilinea.



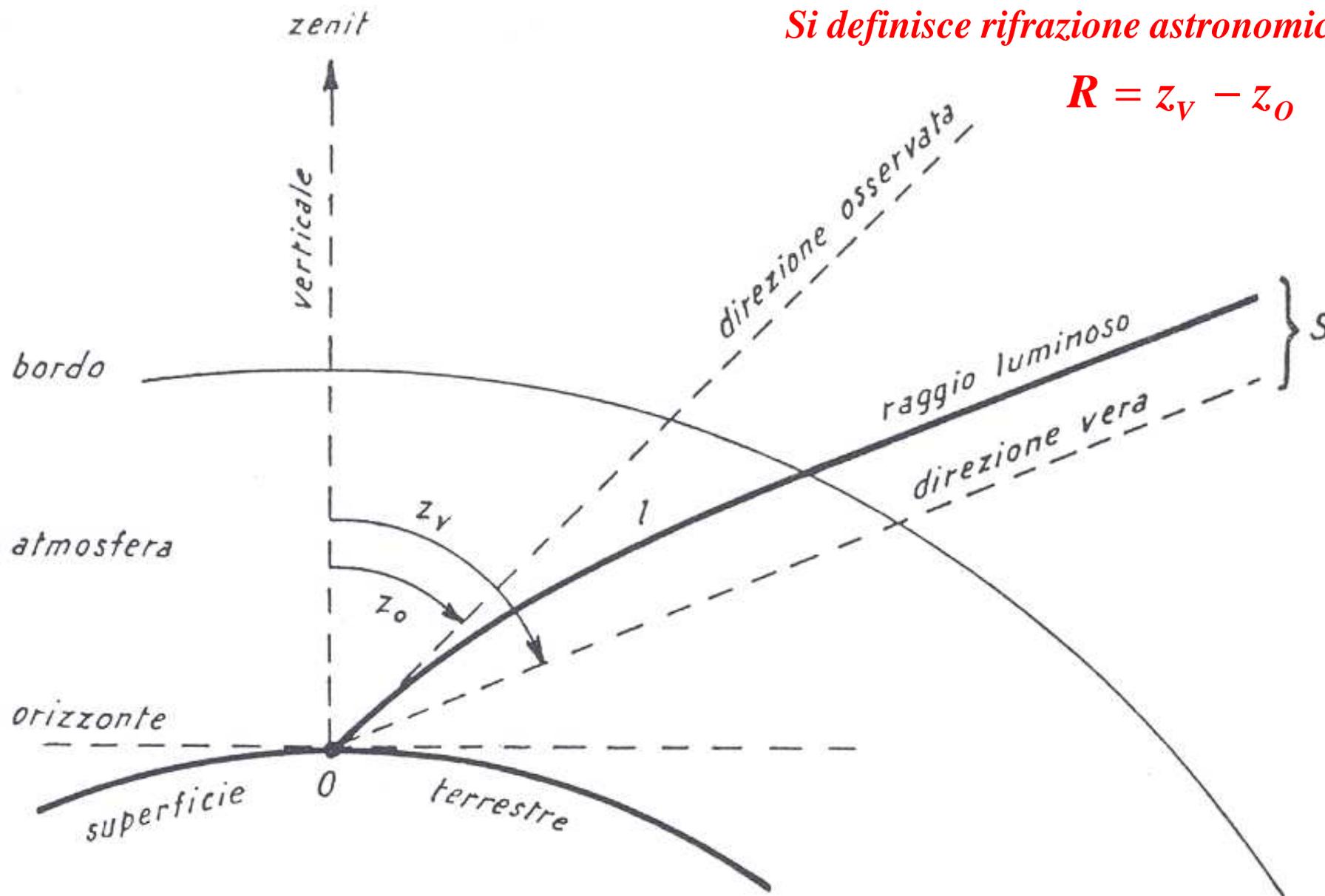
Rifrazione atmosferica



Rifrazione atmosferica

Si definisce rifrazione astronomica

$$R = z_v - z_o$$



Rifrazione atmosferica

R dipende dalle condizioni dell'atmosfera terrestre (estensione, costituzione, ecc.) e dall'inclinazione dei raggi luminosi.

$R = 0$ per gli astri allo zenit, poiché allora i raggi luminosi attraversano perpendicolarmente gli strati atmosferici.

Non tratteremo la teoria generale, valida per qualunque distanza zenitale, perché alquanto complicata e poco utile perché di norma le osservazioni vengono fatte per distanze zenitali piccole.

Ciò permette di ottenere significative semplificazioni.

In generale, dalla definizione di R si ha

$$R = \int_l dz$$

l'integrazione è lungo la traiettoria luminosa l dalla base al bordo superiore dell'atmosfera.

Rifrazione atmosferica

Data la forma quasi sferica della Terra e la limitata estensione dell'atmosfera terrestre possono essere introdotte le seguenti ipotesi semplificatrici:

la costituzione dell'atmosfera ha una simmetria sferica,

la densità è una funzione continua del raggio.

Ciò comporta che per la rifrazione un astro risulta spostato solo in altezza e non in azimut.

Poiché l'indice di rifrazione è una funzione decrescente della distanza degli strati atmosferici dal suolo, la traiettoria luminosa è una curva con la concavità rivolta verso il basso.

Traiettoria di un raggio di luminoso

La rifrazione:

*alza apparentemente gli astri sull'orizzonte (tanto più quanto maggiore è la loro distanza zenitale)
deforma i dischi apparenti del Sole e della Luna.*

La rifrazione è massima sull'orizzonte e raggiunge 35' circa.

Il Sole e la Luna appaiono sorgere prima e tramontare dopo rispetto al verificarsi degli stessi due eventi in ideali condizioni di assenza di atmosfera.



Rifrazione atmosferica

Alcune ipotesi sullo stato fisico dell'atmosfera terrestre (equilibrio idrostatico, gas perfetto, ecc.) consentono di affrontare il problema della rifrazione per distanze zenitali minori di 75° e di arrivare a formulare per R uno sviluppo in serie dipendente dalla tangente della distanza zenitale osservata al suolo con coefficienti dello sviluppo dipendenti dalle condizioni fisiche (pressione, temperatura, ecc.) nel luogo di osservazione.

Per distanze zenitali superiori a 75° intervengono anche le variazioni di densità e di temperatura nell'atmosfera.

In generale si dispone di tavole di rifrazione calcolate per condizioni ottimali di temperatura e di pressione ($T = 0^\circ\text{C}$, $p = 1013$ millibar) e dalle quali si possono calcolare i valori della rifrazione all'istante e nel luogo di osservazione.

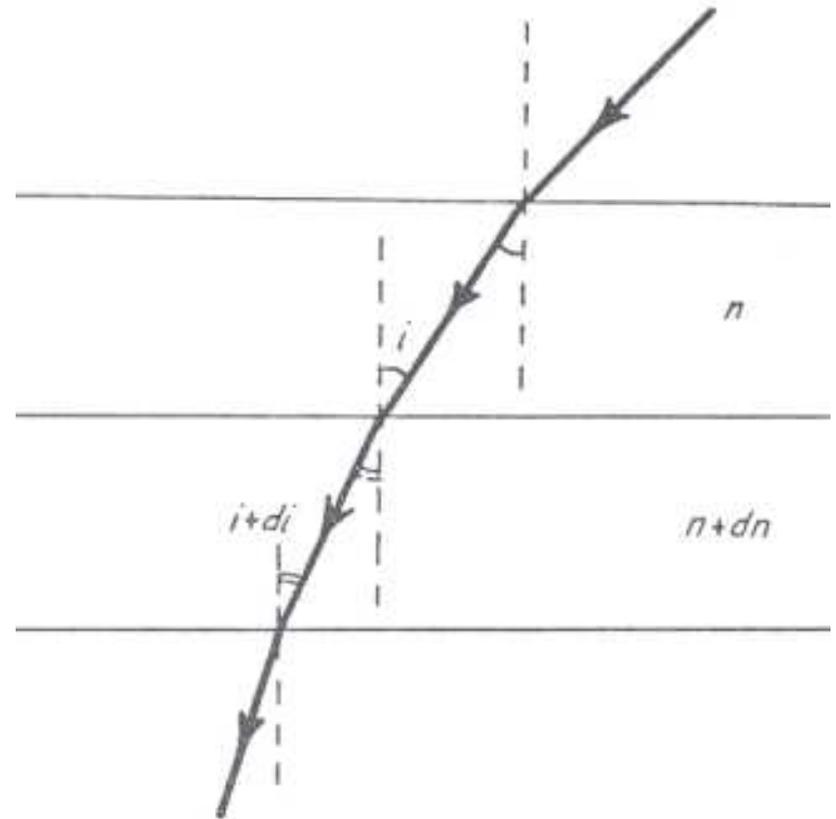
La rifrazione aumenta al diminuire della temperatura e all'aumentare della pressione perché allora la densità aumenta e aumenta l'indice di rifrazione.

Rifrazione per piccole distanze zenitali

Per distanze zenitali minori di 10° si può assumere che gli strati atmosferici siano piani e paralleli.

Tra due strati infinitesimi contigui sussiste allora la relazione di invarianza:

$$(n + dn) \operatorname{sen}(i + di) = n \operatorname{sen} i$$



Se n_0 è l'indice di rifrazione assoluto nel posto di osservazione (ed è uguale ad 1 quello relativo al bordo superiore dell'atmosfera, che confina con il vuoto), posto $i = z_0$ al suolo ed $i = z_v$ al bordo atmosferico si ha

$$n_0 \operatorname{sen} z_0 = \operatorname{sen} z_v = \operatorname{sen}(R - z_0) = \operatorname{sen} R \cos z_0 + \cos R \operatorname{sen} z_0$$

Rifrazione per piccole distanze zenitali

Trascurando i termini del secondo ordine in R negli sviluppi delle funzioni trigonometriche di R si arriva all'espressione finale

$$R = (n_0 - 1) \tan z_0$$

La rifrazione si può quindi calcolare utilizzando solo i valori al suolo dell'indice di rifrazione e della distanza zenitale.

Indicativamente per $\lambda = 550$ nm ed in condizioni normali si può prendere $n_0 = 1,003$, si ottiene:

$$R'' = 60'' \tan z_0$$

Rifrazione atmosferica

Poiché la rifrazione altera l'altezza degli oggetti celesti sull'orizzonte, le coordinate celesti dedotte dalle osservazioni devono essere corrette e, viceversa, la posizione osservata di un astro sulla sfera celeste non può coincidere con quella corrispondente alle coordinate celesti «vere» dell'astro.

Nelle eclissi totali di Luna la luce solare radente la superficie terrestre viene deviata per effetto della rifrazione atmosferica cosicché il cono di oscuramento completo prodotto dalla presenza della Terra viene accorciato e si estende fino a circa $40 R_T$ ($R_T = 6371 \text{ km}$) soltanto.

La Luna, che dista dalla Terra in media circa $60 R_T$ risulta quindi debolmente illuminata dalla luce solare di maggiori lunghezze d'onda, che sono quelle meno deviate e meno assorbite dall'atmosfera terrestre.



Rifrazione atmosferica

Fissata la lunghezza d'onda λ , il valore dell'indice di rifrazione è dato dalla legge di Gladstone-Dale:

$$n - 1 = k\rho$$

ρ è la densità. Considerando l'atmosfera come un gas perfetto di pressione P , temperatura T e peso molecolare μ , vale l'equazione di stato:

$$\rho = \frac{\mu P}{RT}$$

Si ha
$$n - 1 = k' \frac{P}{T}$$

In condizioni standard ($P_0 = 760$ mmHg, $T_0 = 0^\circ\text{C} = 273$ K), nel visibile
$$n - 1 \simeq 78,7 \cdot 10^{-6} \frac{P}{T}$$

$$R'' \simeq 60'' 4 \frac{(P / 760)}{(T / 273)} \tan z_o \quad (P \text{ in mmHg, } T \text{ in kelvin})$$

Rifrazione atmosferica

Una formula più completa: Owens (1967)

$$n(t, P) - 1 = \left[n(15,760) - 1 \right] \frac{P(1,049 - 0,0157t) \cdot 10^{-6}}{720,883(1 + 0,03661t)}$$

t è in gradi centigradi

Rifrazione atmosferica

La variazione della rifrazione atmosferica con la quota dipende essenzialmente dai gradienti verticali di temperatura, mentre sono meno importanti quelli di pressione.

Il vento porta continuamente attraverso il cammino ottico, bolle d'aria in cui sono presenti variazioni di temperatura di pochi centesimi di grado, che sono sufficienti a causare piccole rifrazioni accidentali al raggio luminoso.

Sono anche nocive le differenze di temperatura sulle varie strutture che circondano il telescopio; è molto importante tenere tali strutture il più possibile isoterme, e alla stessa temperatura dell'aria esterna.

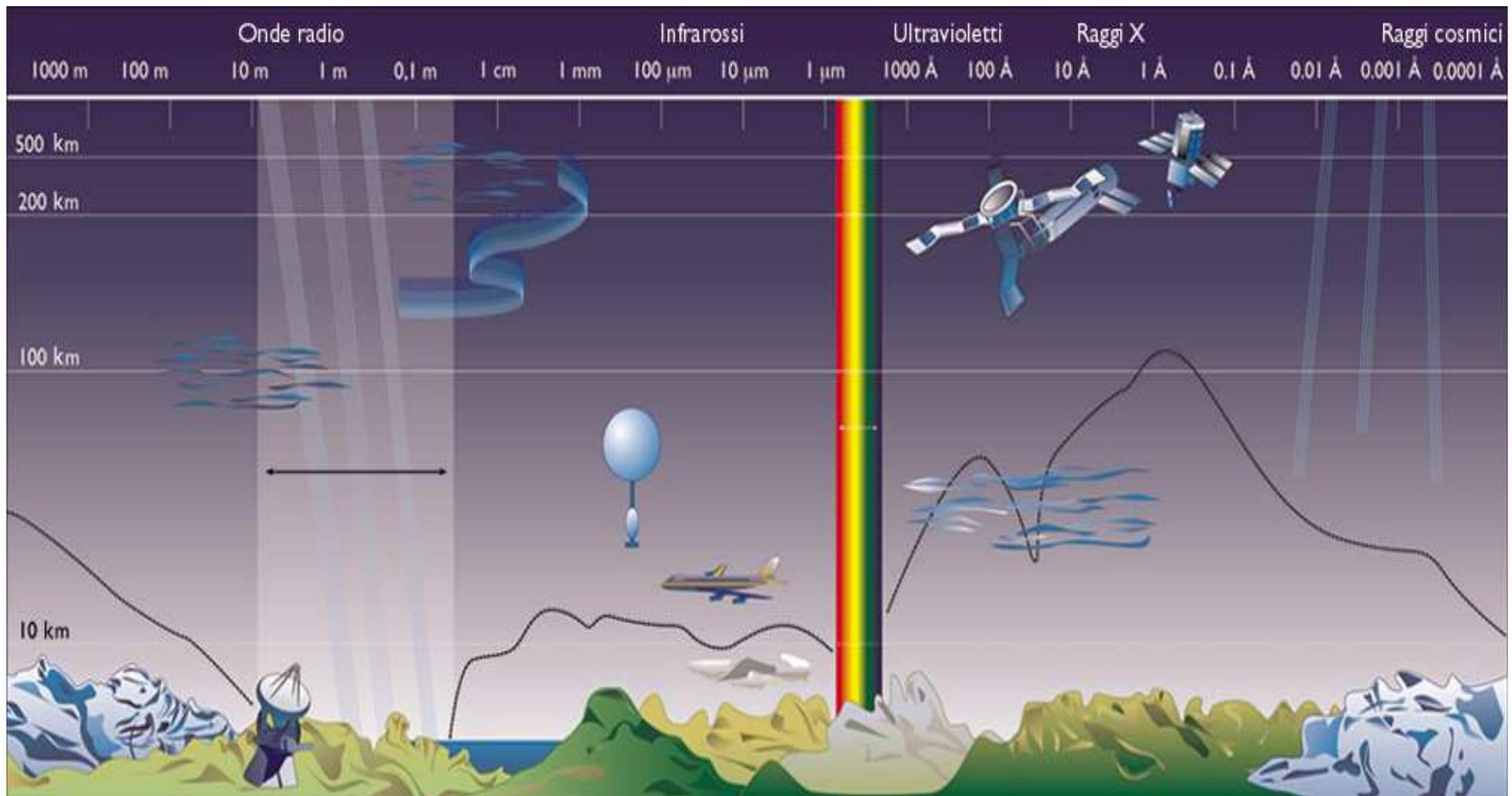
$$\frac{dn}{dq} = k' \frac{P}{T^2} \left(-\mu \frac{g}{R} - \frac{dT}{dq} \right)$$

La costante g/R vale circa 3,4 k/1000 m.

Estinzione, scintillazione, seeing

L'atmosfera terrestre diffonde e assorbe le radiazioni elettromagnetiche in modo più o meno completo a seconda della lunghezza d'onda della radiazione incidente.

L'atmosfera è trasparente tra 300 nm e 1000 nm circa e nelle onde radio da 5 mm a 50 m circa.



Estinzione, scintillazione, seeing

Per correggere le osservazioni si deve tener conto della diffusione e dell'assorbimento atmosferico .

Ciò viene conseguito valutando, alle varie distanze zenitali osservate, l'estinzione media in funzione della corrispondente massa di aria attraversata dalla luce ed espressa in unità della massa di aria attraversata allo zenit (**riduzione allo zenit**).

Per effetto di fluttuazioni spaziali e temporali nelle proprietà strutturali dell'atmosfera terrestre, in genere causate da moti turbolenti e di insieme dell'aria, l'indice di rifrazione risulta variabile ed i raggi luminosi provenienti da una stella vengono assorbiti e deviati in diversa misura in istanti diversi.

Ciò determina il fenomeno della **scintillazione** nel quale possono distinguersi tre aspetti:

scintillazione dinamica;
scintillazione cromatica;
scintillazione parallattica.

Estinzione, scintillazione, seeing

La **scintillazione dinamica** provoca variazioni dell'intensità luminosa; la **scintillazione cromatica** dà luogo ad un cambiamento di colore della sorgente luminosa; la **scintillazione parallattica** causa una variazione (dell'ordine di 1") della posizione apparente dell'oggetto osservato.

In conseguenza dei tre effetti l'oggetto osservato appare tremolare e mutare di splendore e di colore.

Oggi la qualità delle immagini viene indicata con il nome di **seeing** (dall'inglese «vedere») convenendo di designare così tutto quell'insieme di fenomeni che hanno rilevanza nell'osservazione degli oggetti celesti.

Il seeing è determinato dagli strati più bassi (e più densi) dell'atmosfera.

Estinzione, scintillazione, seeing

Per comprendere l'effetto del seeing è utile prendere in considerazione, come esempio, un caso ideale.

Assumiamo che la sorgente osservata sia puntiforme e che le ottiche del rivelatore non incidano sulla qualità dell'immagine.

In assenza di atmosfera il rivelatore osserverebbe la sorgente puntiforme; mentre in presenza di una massa d'aria, l'immagine della sorgente risulterebbe avere un'estensione superficiale con una densità di fotoni che decrescerebbe dal centro dell'immagine della sorgente verso l'esterno.

Estinzione, scintillazione, seeing

Per comprendere questo effetto di sparpagliamento dei fotoni dobbiamo pensare che un rivelatore, come un telescopio, ottiene l'immagine di un oggetto attraverso esposizioni più o meno lunghe, che gli permettono di accumulare la luce proveniente dalla sorgente.

Durante la posa le condizioni degli strati del cono di atmosfera che si trova tra la sorgente puntiforme e la superficie del rivelatore cambiano di frequente. Tali variazioni corrispondono ad un cambiamento dell'indice di rifrazione, che influisce sulla traiettoria dei raggi di luce e quindi sui punti della superficie del rivelatore dove i raggi incideranno.

Ai fini pratici, la turbolenza atmosferica ha l'effetto di spostare rapidamente (dell'ordine dei millisecondi) l'immagine della sorgente sul rivelatore. Quanto l'immagine venga spostata dipende dalla turbolenza: più gli strati di atmosfera saranno turbolenti maggiore sarà lo spostamento.

Estinzione, scintillazione, seeing

L'immagine mostra cosa si vede con un telescopio quando si osserva una stella a grandi ingrandimenti (immagine in negativo).

Il telescopio impiegato ha un diametro di $7r_0$.

Da notare come la stella paia frantumarsi in molti punti (noti come speckle [macchioline]), è un effetto della nostra atmosfera.

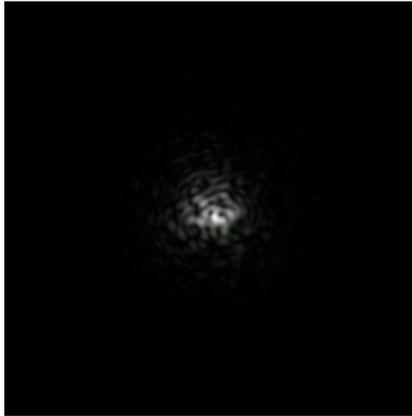
Le varie tecniche appartenenti allo speckle imaging cercano di ricreare l'immagine dell'oggetto così come era prima di essere disturbata dall'atmosfera.

Estinzione, scintillazione, seeing

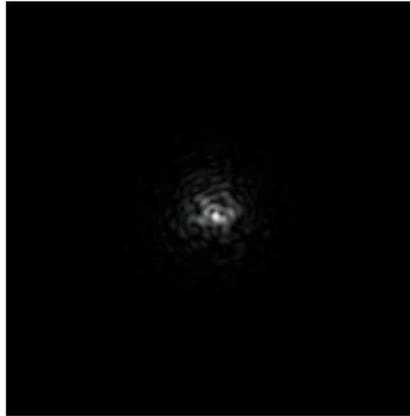
Scala di Antoniadi:

SEEING I	La visibilità è perfetta, l'immagine è stabile e non trema.
SEEING II	Buona visibilità, i tremolii si alternano con momenti di calma.
SEEING III	Visione mediocre, si percepiscono lunghi tremolii dell'immagine.
SEEING IV	Visibilità scarsa, l'immagine trema a lungo.
SEEING V	Visibilità pessima, le vibrazioni sono continue e non cessano.

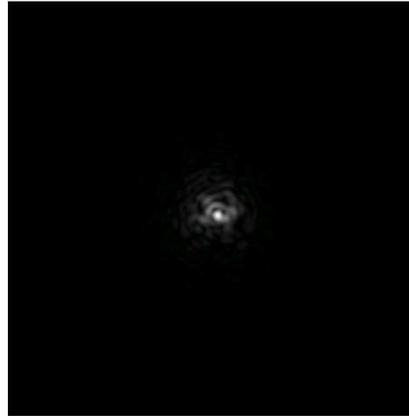
Scala Pickering



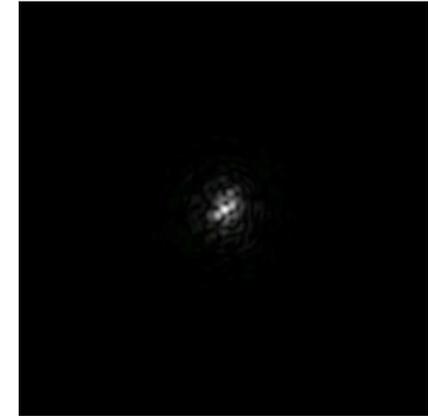
1



2



3



4



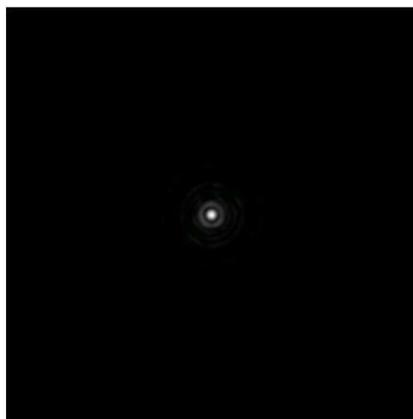
5

1	Immagine pessima: l'immagine della stella è 2 volte il diametro del 3° anello di diffrazione.
2	Immagine molto cattiva: L'immagine della stella occasionalmente è 2 volte il diametro del terzo anello.
3	Immagine cattiva: l'immagine della stella ha circa lo stesso diametro del terzo anello di diffrazione; è più luminosa al centro
4	Immagine appena sufficiente: disco di Airy spesso visibile archi degli anelli di diffrazione qualche volta visibili
5	Immagine discreta: visibile il disco di Airy e gli archi degli anelli con una certa continuità.

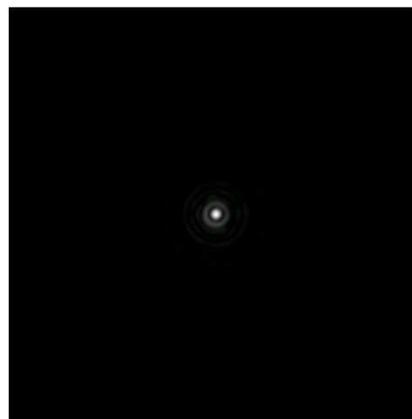
ScalaPickering



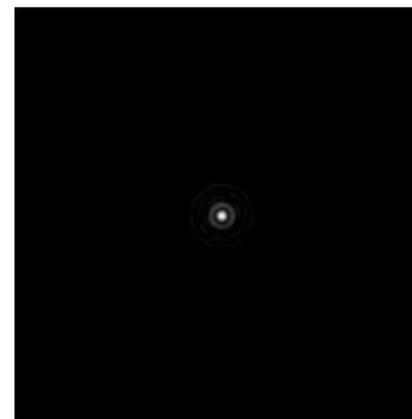
6



7

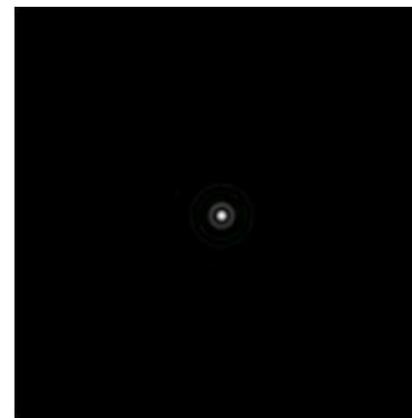


8



9

6	Immagine buona: il disco di Airy è sempre visibile e sono visibili costantemente piccoli archi
7	Immagine molto buona: disco qualche volta nettamente definito, si vedono gli anelli come lunghi archi o cerchi completi
8	Immagine ottima: disco sempre nettamente definito, anelli visibili come lunghi archi o cerchi completi, sempre in moto
9	Immagine quasi perfetta: la parte interna della figura di diffrazione è stazionaria, la parte esterna occasionalmente
10	Immagine perfetta: tutta la figura di diffrazione è ferma



10

Estinzione, scintillazione, seeing

Il *seeing* è definito come la larghezza a metà altezza (FWHM *Full Width at Half Maximum*) dell'immagine prodotta sul piano focale da una sorgente puntiforme.

La funzione che descrive come i vari raggi di luce si sono distribuiti sulla superficie del rivelatore è detta funzione di sparpagliamento dei punti o PSF (dall'inglese Point Spread Function).

Tale distribuzione viene spesso rappresentata, per semplicità, con una funzione gaussiana. Esistono altre funzioni analitiche che possono riprodurre meglio la PSF reale delle sorgenti, un esempio è dato dalla funzione di Moffat :

$$PSF(r) = \frac{\beta - 1}{\pi \cdot \alpha^2} \left[1 + \left(\frac{r}{\alpha} \right)^2 \right]^{-\beta} \quad FWHM = 2\alpha \sqrt{2^{1/\beta} - 1}$$

con α e β da determinare.

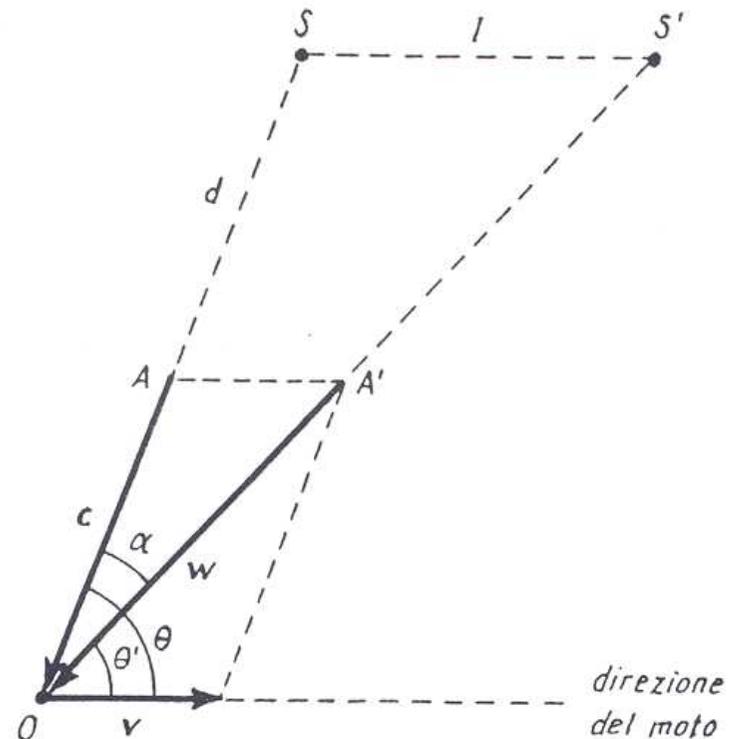
Se $\beta \rightarrow \infty$ la funzione di Moffat tende ad una gaussiana.

Aberrazione

Il fenomeno dell'aberrazione è interpretabile con il fatto che la luce si propaga con una velocità finita.

In una interpretazione classica la velocità (relativa) della luce di una stella osservata dalla Terra può essere calcolata mediante la composizione della velocità (assoluta) della luce e della velocità di trascinamento della Terra.
moderna.

Un approccio rigoroso implicherebbe l'utilizzo di concetti relativistici e porterebbe ad una correzione dei risultati classici al massimo di $0,0005''$ quantità molto piccola, ma non trascurabile nelle misurazioni di alta precisione dell'astronomia moderna.



Aberrazione

$$l = \frac{vd}{c} \quad \theta - \theta' = \alpha \quad \text{angolo di aberrazione}$$

Dal teorema dei seni nel triangolo OSS' si ha

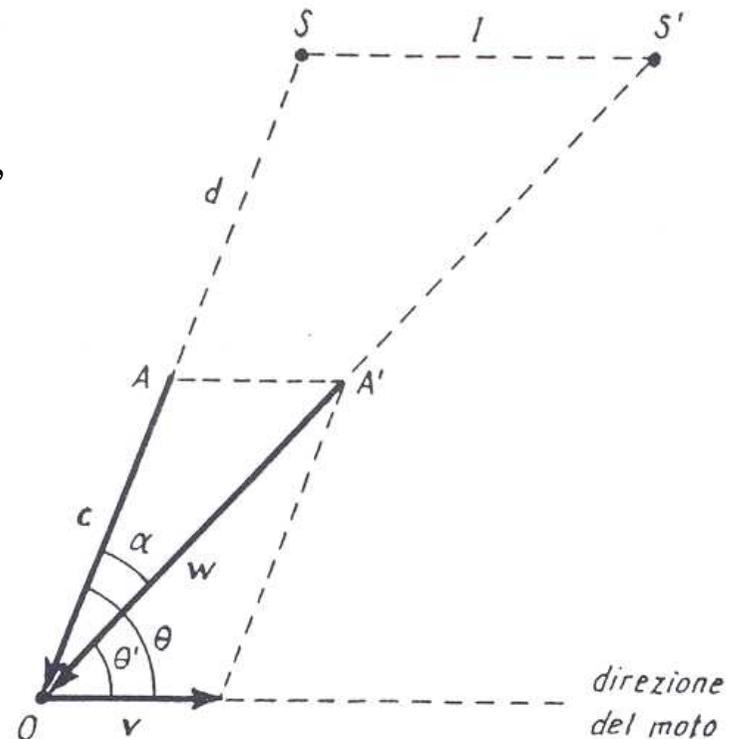
$$\frac{\text{sen}\alpha}{l} = \frac{\text{sen}\theta'}{d}$$

Da cui, essendo $v \ll c$, e quindi $\text{sen}\alpha = \alpha$,

$$\alpha = \frac{l}{d} \text{sen}\theta' = \frac{v}{c} \text{sen}\theta'$$

Posto $k = 206265 v/c$ e sostituendo θ' con θ , α piccolo, si può esprimere α in secondi d'arco:

$$\alpha'' = k \text{sen}\theta$$



Aberrazione

Il moto di rotazione della Terra attorno al suo asse, quello di rivoluzione della Terra attorno al Sole e il moto del Sole nello spazio concorrono al fenomeno globale fornendo ciascuno una componente specifica; si hanno così nell'ordine le **aberrazioni diurna, annua e secolare**.

Nel caso dell'aberrazione diurna ν descrive in un giorno il piano equatoriale celeste. Il valore minimo di θ è quindi uguale alla declinazione dell'astro osservato; inoltre, indicando con R_0 il raggio equatoriale terrestre e con v_0 la velocità all'equatore, si ha per la costante di aberrazione diurna

$$k = 0,32'' \cos \varphi$$

Aberrazione

Nel caso dell'aberrazione annua \mathbf{v} descrive in un anno il piano dell'eclittica e il valore minimo di θ rappresenta allora la latitudine eclittica β dell'astro osservato.

Se si assume che l'orbita terrestre sia circolare, la velocità orbitale è costante (circa 30 km/s) per cui $k = 20,63''$; se invece consideriamo dell'esatta forma dell'orbita della Terra attorno al Sole per la costante di aberrazione si avrebbe $k = 20,50''$.

Nel corso di un anno, al moto orbitale della Terra attorno al Sole corrisponde una rotazione di \mathbf{v} e quindi di S' attorno ad S (OS è infatti la direzione nella quale l'astro sarebbe visto dal Sole).

La circonferenza descritta da S' ha raggio uguale ad l , a cui corrisponde una dimensione angolare uguale a k .

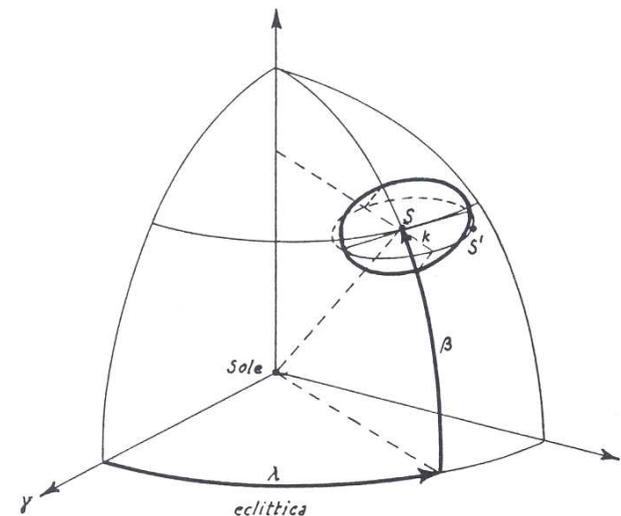
Aberrazione

In realtà, però, l'osservatore vede la circonferenza (che è in un piano parallelo all'eclittica) proiettata sul piano tangente in S alla sfera celeste e quindi vede un'ellisse di semiasse maggiore uguale a k e di semiasse minore uguale a $k \sin \beta$;

il semiasse maggiore è parallelo al piano dell'eclittica, il centro dell'ellisse rappresenta la posizione effettiva della stella.

Mentre quindi il semiasse maggiore è uguale per tutte le stelle, quello minore dipende dal parallelo eclittica dell'astro rimanendo però sempre indipendente dalla distanza della stella. L'ellisse tende ad una circonferenza per le stelle prossime al polo dell'eclittica e degenera in un segmento per le stelle sul piano eclittica.

L'aberrazione annua costituisce un'altra prova del moto orbitale della Terra attorno al Sole.



Aberrazione

L'aberrazione secolare è collegata con il moto del Sole nello spazio; poiché questo moto è praticamente rettilineo e uniforme per intervalli di tempo anche molto estesi, la composizione delle velocità della luce e dell'osservatore dà luogo a spostamenti uguali e paralleli per tutte le stelle senza introdurre alcuna variazione temporale nelle direzioni di osservazione e quindi nelle posizioni vere delle stelle.

L'aberrazione secolare non ha rilevanza pratica.

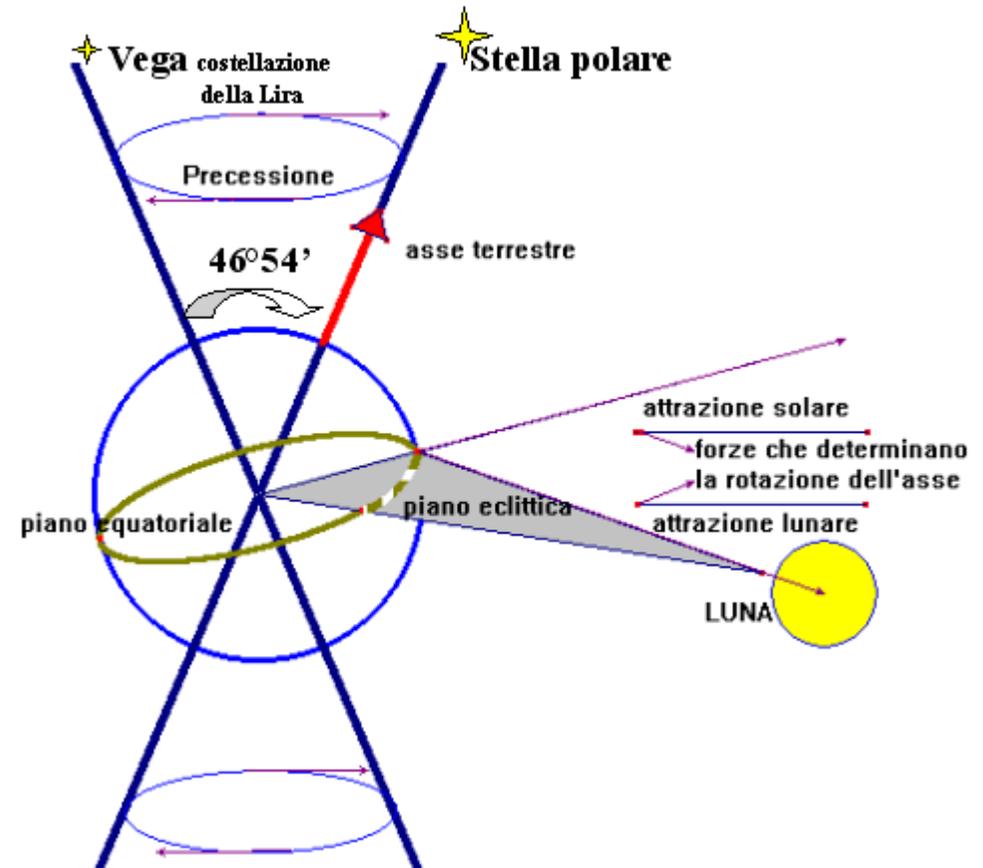
Nella determinazione delle posizioni planetarie infine si deve considerare anche l'**aberrazione planetaria** che è collegata con il fatto che se Δt (*tempo-luce*) è l'intervallo di tempo impiegato dalla luce a percorrere la distanza tra la posizione effettiva del pianeta e la Terra, la posizione osservata al tempo t corrisponde in realtà alla posizione effettivamente occupata dal pianeta al tempo $t - \Delta t$.

Il tempo-luce per il Sole è di circa 8 minuti, per Plutone (alle quadrature) va da un minimo di circa 4 ore ad un massimo di circa 7 ore; per le stelle il tempo-luce è molto maggiore ma questo tipo di aberrazione non può essere determinato perché i moti assoluti delle stelle non sono in genere noti, contrariamente a quanto avviene per i pianeti ai quali possono applicarsi gli sviluppi della meccanica celeste.

Precessione e nutazione

I sistemi di coordinate e alcune nozioni fin qui fornite presuppongono che i piani fondamentali di riferimento corrispondenti all'equatore e all'eclittica (ed i corrispondenti assi) siano fissi nello spazio.

In realtà ciò non avviene a causa delle perturbazioni indotte dalle attrazioni gravitazionali del Sole e della Luna sul rigonfiamento equatoriale terrestre e di quelle dovute alla presenza dei pianeti, i moti di rotazione e di rivoluzione della Terra presentano complicazioni che determinano una variazione temporale di alcuni elementi di riferimento, in particolare sia la giacitura dell'equatore che la giacitura dell'eclittica variano nel tempo rispetto ad una giacitura fissa.



Precessione e nutazione

In generale l'effetto combinato della rotazione di un corpo attorno a se stesso e della presenza di una perturbazione agente sul medesimo corpo dà luogo alla comparsa di un moto rotatorio dell'asse di rotazione del corpo. È questo ad esempio il caso del moto di una trottola in rotazione: non appena l'asse di rotazione della trottola si discosta dalla verticale, mentre la trottola continua a ruotare attorno a se stessa, l'asse di rotazione inizia a sua volta a ruotare attorno alla verticale per effetto dell'azione della gravità terrestre.

Il fenomeno prende il nome di precessione e nel caso della Terra comprende i due aspetti di precessione **luni-solare** e di precessione **planetaria**.

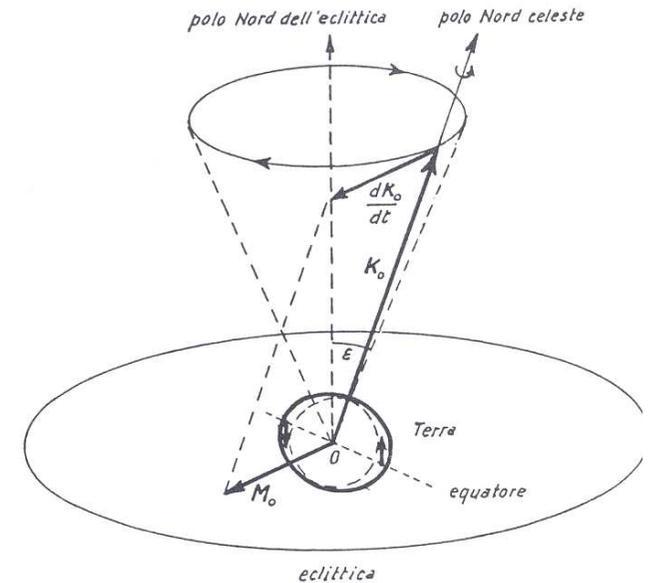
Il primo effetto fu scoperto nel II secolo a.C. da Ipparco.

Lo stesso Ipparco dedusse, correttamente, che ciò doveva addebitarsi ad uno spostamento del punto γ in verso retrogrado in conseguenza di una rotazione del piano equatoriale rispetto al piano eclittica.

Questo a sua volta non rimane fisso nello spazio a causa dell'effetto delle perturbazioni planetarie sul moto orbitale della Terra attorno al Sole.

Precessione

La precessione luni-solare dipende dall'attrazione gravitazionale della Luna e del Sole sul rigonfiamento equatoriale terrestre; la Terra può infatti essere schematizzata come un ellissoide rotondo schiacciato ai poli con semiasse equatoriale maggiore di circa 21 km del semiasse polare.



A causa dell'obliquità dell'eclittica rispetto all'equatore celeste, Sole e Luna muovendosi rispettivamente sulla e in prossimità dell'eclittica agiscono sul rigonfiamento equatoriale terrestre con un'attrazione gravitazionale risultante, tenuto conto delle forze centrifughe, in una coppia di forze dirette perpendicolarmente al piano eclittica .

La parte secolare (a lungo periodo) può essere ottenuta considerando il valore annuo medio del momento delle forze di attrazione del Sole e della Luna.

È possibile dimostrare che questo momento ha un'intensità costante ed è diretto verso il punto γ ; il momento angolare di rotazione della Terra (e l'asse di rotazione terrestre) è quindi sollecitato a muoversi in verso retrogrado perpendicolarmente al piano individuato dall'asse dell'eclittica e dall'asse stesso di rotazione.

Precessione

Lo spostamento del punto γ per effetto della precessione luni-solare avviene con una velocità angolare di 50,39" all'anno e un periodo di rivoluzione che risulta quindi uguale a 25.800 anni circa (**anno platonico**).

Il punto γ , che ai tempi di Ipparco si trovava nella costellazione dell'Ariete (da cui il simbolo γ dato al punto vernale) si trova ora nella costellazione dei Pesci; il polo Nord, che attualmente cade in prossimità della stella Polare, tra 14.000 anni circa si troverà in vicinanza della stella Vega che sarà la stella polare dell'epoca.

La precessione luni-solare è dovuta per i 2/3 circa della sua entità alla Luna e per il restante 1/3 al Sole.

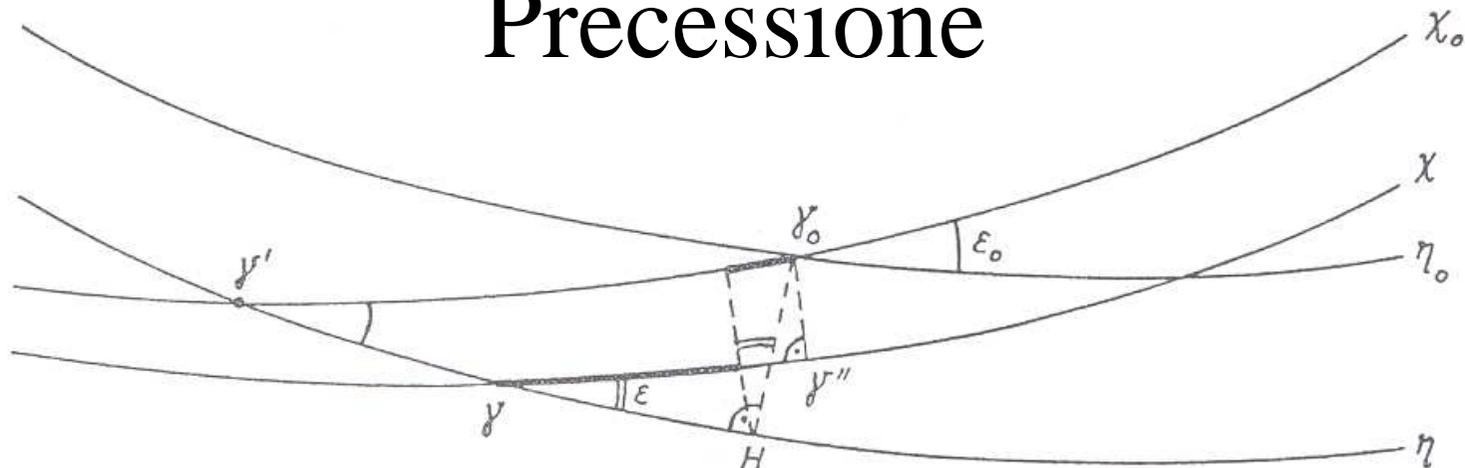
Precessione

La presenza dei pianeti del Sistema Solare, che si muovono su orbite inclinate rispetto all'eclittica, produce delle perturbazioni gravitazionali sul moto orbitale della Terra provocando uno spostamento della giacitura dell'orbita terrestre (e quindi dell'eclittica e dei relativi poli) rispetto ad una prefissata giacitura.

Il fenomeno prende il nome di **precessione planetaria** e si manifesta con una lenta variazione periodica, con periodo uguale a 40 000 anni circa, dell'obliquità dell'eclittica (riferita ad una fissata posizione dell'equatore celeste) e con un conseguente spostamento del punto γ .

L'obliquità dell'eclittica varia tra circa 22° e $24,3^\circ$; all'inizio del 2000 valeva $23^\circ 26' 21,45''$ e attualmente sta decrescendo di circa $0,47''$ all'anno, di conseguenza il punto γ si sposta sull'equatore celeste in verso diretto di circa $0,11''$ all'anno.

Precessione



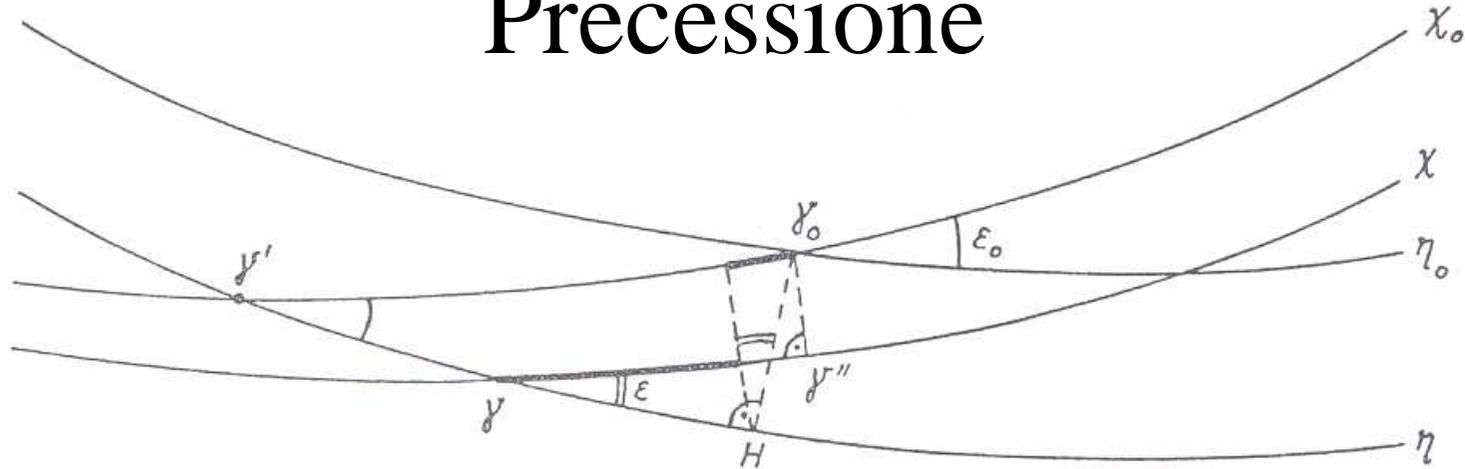
Gli effetti della precessione luni-solare e di quella planetaria sono di diversa entità, e di segno opposto; la loro composizione dà luogo ad una precessione generale nella quale sia l'equatore celeste che l'eclittica si spostano nel tempo rispetto ad una data configurazione iniziale.

Siano η_0 e χ_0 le posizioni iniziali dell'equatore e dell'eclittica e γ_0 la posizione iniziale del punto vernale e η , χ e γ le posizioni dopo un anno.

Sia H il piede della perpendicolare abbassata da γ_0 sull'equatore η .

Lo spostamento dell'equatore da η_0 a η (e del punto vernale da γ_0 a γ') è dovuto alla sola precessione luni-solare, mentre lo spostamento dell'eclittica da χ_0 a χ (e del punto vernale da γ' a γ) è dovuto solo alla precessione planetaria.

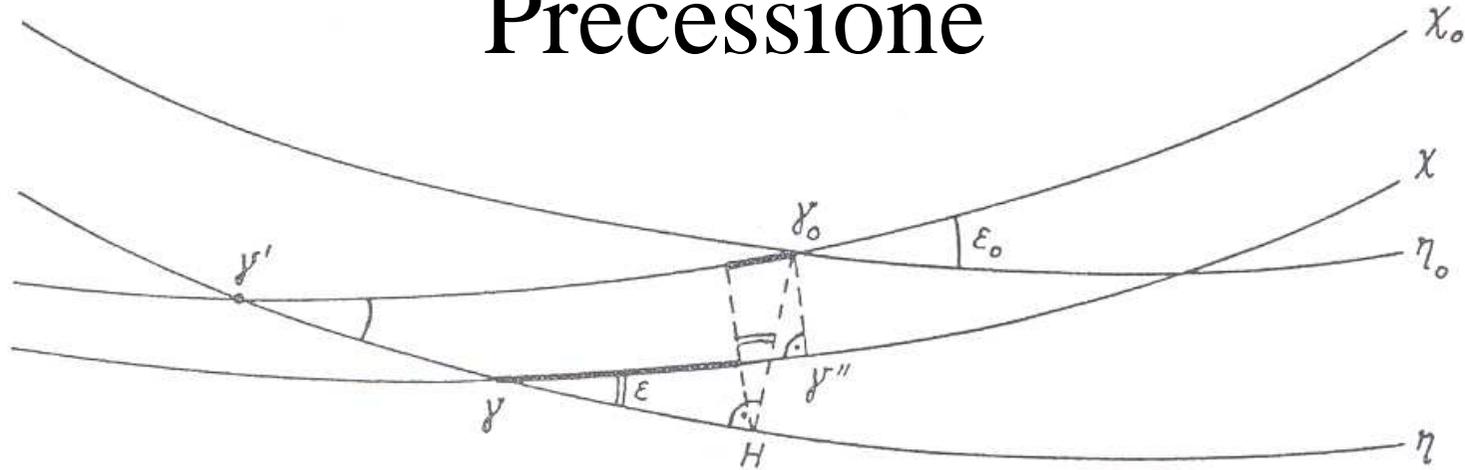
Precessione



Per effetto della precessione generale, approssimando i triangoli sferici con triangoli piani, si ottengono per la precessione generale in ascensione retta m e per la precessione generale in declinazione n

$$\begin{cases} m = |\gamma H| = |\gamma' H| - |\gamma' \gamma| = |\gamma' \gamma_0| \cos \epsilon_0 - |\gamma' \gamma| = 46,12 (''/\text{anno}) \\ n = |\gamma_0 H| = |\gamma' \gamma_0| \sin \epsilon_0 = 20,04 (''/\text{anno}) \end{cases}$$

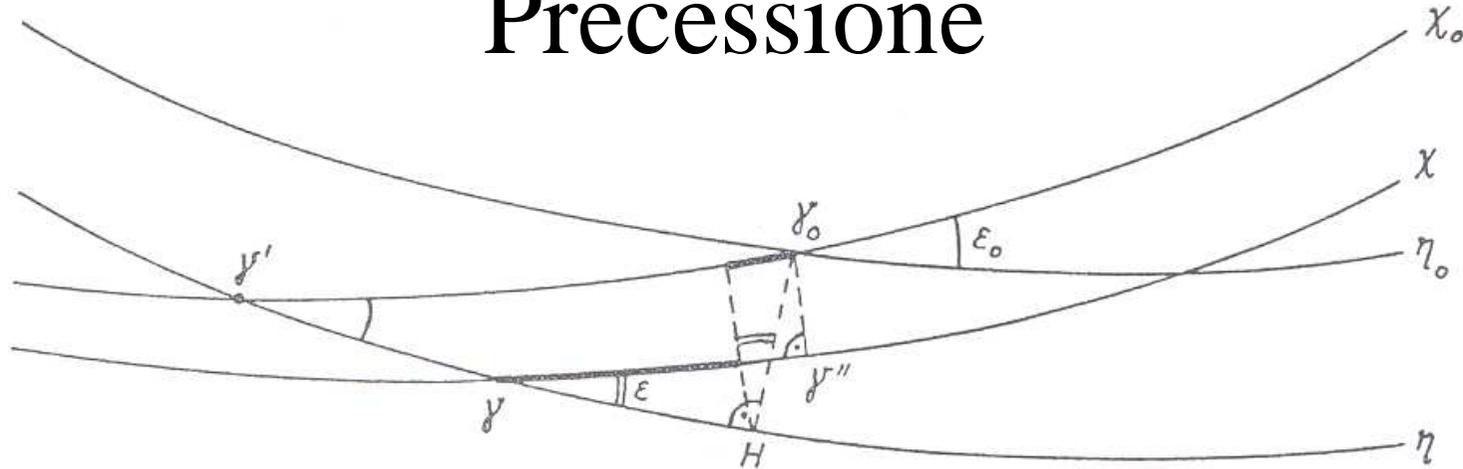
Precessione



La precessione generale in longitudine eclittica p e la precessione generale in latitudine eclittica q (praticamente trascurabile) risultano date da

$$\begin{cases} p = |\dot{\gamma}'' \dot{\gamma}| = m \cos \epsilon_0 + n \sin \epsilon_0 = 50,29 \text{ (\"/ anno)} \\ q = |\dot{\gamma}'' \dot{\gamma}_0| = n \cos \epsilon_0 - m \sin \epsilon_0 = 0,04 \text{ (\"/ anno)} \end{cases}$$

Precessione



In realtà, in conseguenza di piccole variazioni collegate con la precessione luni-solare e con la precessione planetaria, m ed n variano lentamente nel tempo e quindi anche p e q non rimangono costanti; al presente si ha

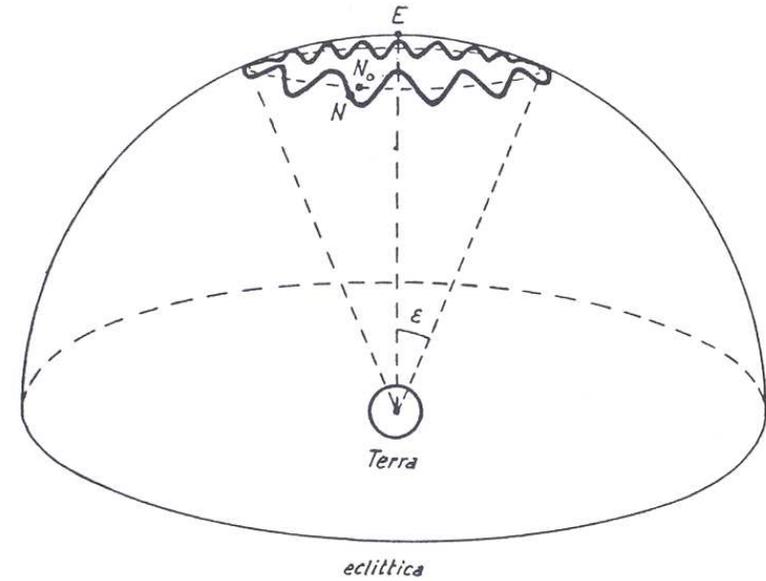
$$p = (50,2910 + 0,0002t) (''/\text{anno})$$

Essendo t il numero di anni tropici contati a partire dall'inizio del 1900.

La posizione del polo Nord celeste corrispondente al moto del polo per effetto della precessione generale si designa come **polo medio**; corrispondentemente si parla di **equatore medio**, di **eclittica media**, di **obliquità media** e di **equinozio medio** per i vari elementi considerati.

Nutazione

Il piano dell'orbita lunare attorno alla Terra non coincide con il piano dell'eclittica e l'angolo formato dai due piani, pur rimanendo prossimo a 5° circa, nel tempo cambia in modo rilevante la giacitura del piano orbitale lunare.



Per effetto di queste variazioni il momento della quantità di moto di rotazione della Terra non ruota uniformemente attorno all'asse dell'eclittica ma si muove in modo più complicato; corrispondentemente il moto del polo Nord celeste sulla sfera celeste non è uniforme ed esattamente circolare ma avviene con un'oscillazione periodica che lo porta ad avvicinarsi e ad allontanarsi periodicamente dal polo Nord dell'eclittica.

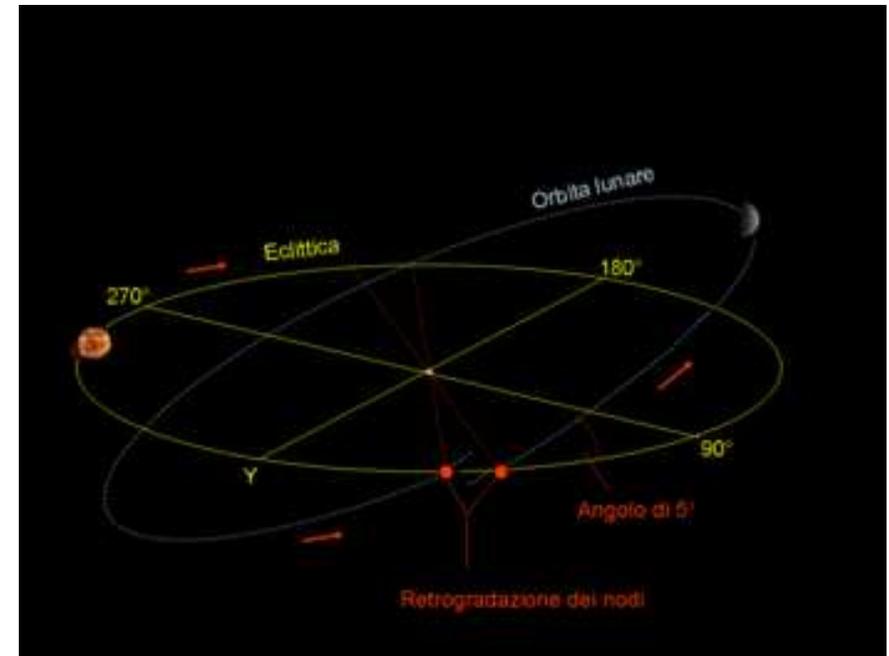
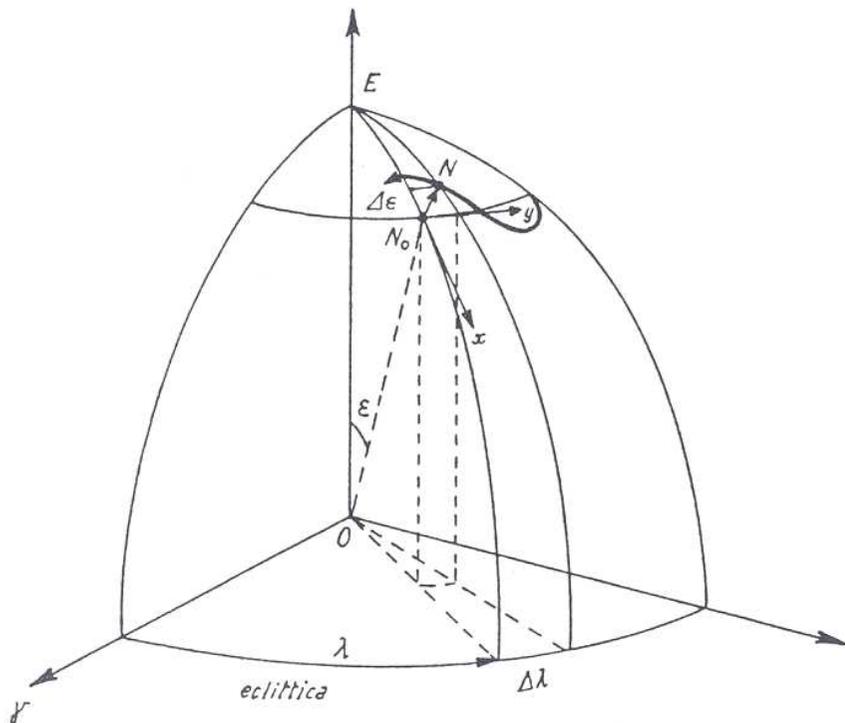
Il fenomeno, che prende il nome di **nutazione** (dal latino «oscillare»), fu scoperto da J. Bradley nel 1748 e causa ovviamente una corrispondente oscillazione dell'equatore celeste rispetto all'eclittica.

Nutazione

Il termine principale è dovuto alla retrogradazione dei nodi dell'orbita lunare.

La perturbazione lunare determina infatti una periodicità della nutazione di 18,6 anni circa, che è proprio il periodo della retrogradazione dei nodi.

Per effetto di questa oscillazione la posizione del **polo Nord vero** differisce dalla posizione del **polo Nord medio**.



Nutazione

Mentre il polo medio descrive sulla sfera celeste una circonferenza attorno al polo dell'eclittica, il polo vero descrive una traiettoria ondulata con oscillazioni periodiche in longitudine eclittica (**nutazione in longitudine**) e in obliquità dell'eclittica (**nutazione in obliquità**) date (all'inizio del 2000) da

$$\begin{cases} \Delta\lambda = -17,20'' \operatorname{sen}\Omega \\ \Delta\varepsilon = 9,20'' \operatorname{cos}\Omega \end{cases}$$

nelle quali Ω rappresenta la longitudine del nodo ascendente dell'orbita lunare sull'eclittica.

La nutazione causa dunque una variazione della posizione del punto vernale e dell'obliquità dell'eclittica.

Il polo Nord vero descrive un'ellisse (di nutazione) rispetto al polo Nord medio

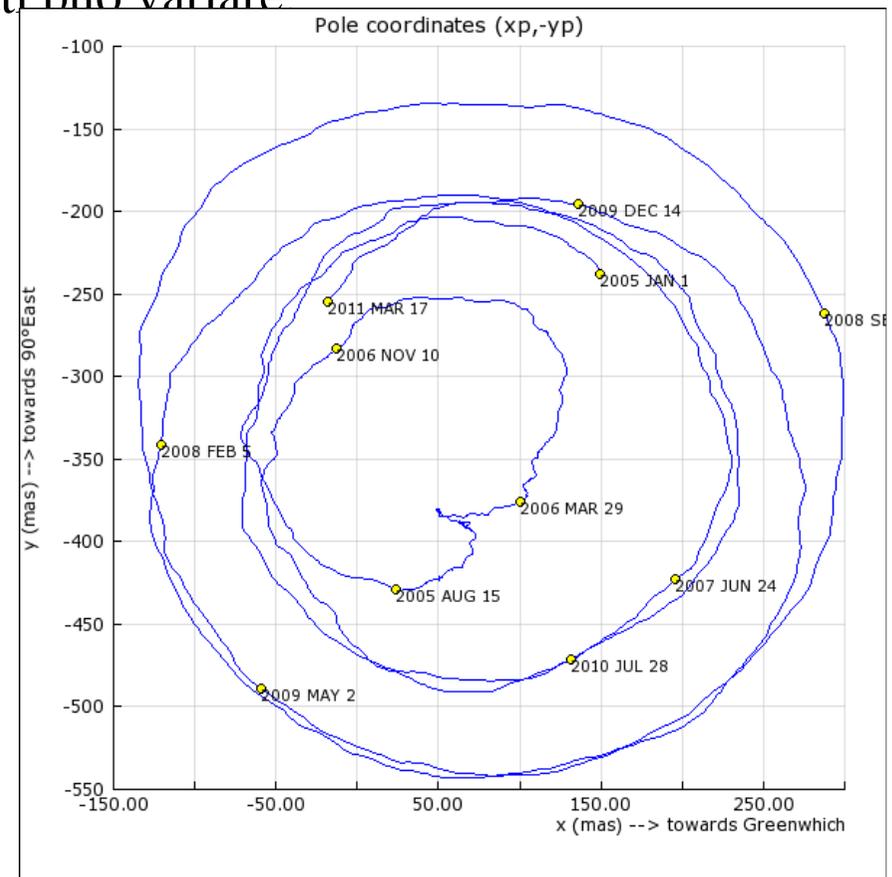
$$\left(\frac{x}{9,20''}\right)^2 + \left(\frac{y}{6,84''}\right)^2 = 1$$

Polodia

La **polodia** (dal greco antico πόλος «perno, asse» e ὁδός «percorso, traiettoria») è il movimento dei poli rispetto alla superficie terrestre. Con lo stesso termine si indica anche la curva descritta da ciascuno dei due poli sulla superficie terrestre.

La causa è dovuto al fatto che la Terra non è assimilabile a un corpo rigido, la distribuzione delle masse al suo interno infatti può variare:

- per moti convettivi in seno alla porzione liquida del nucleo terrestre;
- per moti delle placche tettoniche che si manifestano con i terremoti;
- per i moti delle maree, dei ghiacciai e di altre masse considerevoli.



Polodia

Quando enormi masse si ridistribuiscono entro il volume della Terra, l'asse di istantanea rotazione terrestre tende a sovrapporsi a un asse principale di inerzia.

La reazione giroscopica induce un movimento conico dell'asse di rotazione: infatti la polodia ha caratteristico andamento a spirale nello stesso senso della rotazione terrestre; la spira viene percorsa con un periodo non rigorosamente costante di circa 433 giorni (periodo di Chandler)

Secondo recenti ricerche tale moto è da ascrivere principalmente alle variazioni fisiche (temperatura, salinità, pressione) a carico delle profondità degli oceani.

Le curve descritte dai due poli Nord e Sud non sono simmetriche rispetto al centro di rotazione terrestre (cioè al punto dell'asse di rotazione equidistante dai poli), ma restano comunque contenute entro un cerchio di non più di 20 m di diametro salvo cataclismi epocali.

Sembra che la polodia presenti altre periodicità: una di breve periodo (diurna) e una di lungo periodo (secolare).

La deflessione gravitazionale della luce

C'è un altro effetto legato alla propagazione della luce che solo negli ultimi decenni è stato preso in considerazione, è la deflessione gravitazionale della luce.

Prevista già da Newton , è stata risistemata da Einstein nella teoria della relatività generale.

Fu misurata da Eddington nel 1919 nel corso di un'eclisse solare.

L'angolo di deflessione dovuto al Sole ha l'espressione

$$\vartheta = \frac{4GM_{\odot}}{c^2 d}$$

Dove ϑ è misurato in radianti e d è la distanza minima del raggio dal centro del Sole.

In vicinanza del bordo la deflessione prevista è di 1,75'' e decresce in funzione dell'elongazione, riducendosi a 0,004'' a 90° dal Sole.

Tuttavia con tecniche di radiointerferometria anche un angolo così piccolo è misurabile con buona precisione, così che oggi la previsione di Einstein è verificata, anche a grandi angoli, entro l'1%. In ogni caso, per misure abbastanza accurate, accanto agli altri effetti, è necessario tenere conto anche della deflessione gravitazionale.

PARALLASSI

MAGNITUDINI

Parallassi

Le stelle, Sole escluso, sono tutte a così grandi distanze da apparirci puntiformi anche se osservate con i più potenti telescopi.

Il problema delle distanze è fondamentale per la descrizione della struttura della Galassia, e più in generale dell'Universo, e della determinazione delle proprietà intrinseche degli oggetti celesti.

Per la determinazione delle distanze è stato pertanto introdotto l'angolo di parallasse: l'angolo sotto il quale uno stesso oggetto «vede» due punti distinti.

Le diverse posizioni dell'osservatore, e quindi la lunghezza della «base» dai cui estremi vengono fatte le osservazioni per la misura dell'angolo di parallasse, sono collegate al moto di rotazione terrestre (*parallasse diurna*), o di rivoluzione della Terra attorno al Sole (*parallasse annua*), o di traslazione del Sole e del sistema planetario rispetto a gruppi di stelle vicine (*parallassi secolare e statistica*).

Il passaggio dalla parallasse alla distanza è poi immediato se è nota la lunghezza della base; ciò consente anche l'introduzione di un'appropriata unità di misura per le distanze, oltre a quelle già note.

Parallassi

La grande distanza delle stelle, anche di quelle più vicine al Sole, comporta che a velocità spaziali (eliocentriche) anche cospicue corrispondano velocità angolari (moti propri) piccole. A ciò è essenzialmente dovuta l'apparente immobilità relativa delle stelle sulla sfera celeste; solo dopo un intervallo di tempo sufficientemente lungo gli spostamenti delle stelle diventano apprezzabili. La velocità spaziale può essere decomposta nella *velocità radiale* (lungo la visuale dell'osservatore) e nella *velocità trasversa* (tangenzialmente alla sfera celeste).

Le velocità radiali possono essere ottenute dallo spostamento delle righe spettrali causato dal moto relativo della sorgente rispetto all'osservatore (effetto Doppler).

Il passaggio dai moti propri alle velocità trasverse non è in genere fattibile per molte stelle risultando possibile solo per quelle per le quali sono note le parallassi quindi la distanza. Si tratta delle stelle più vicine per le quali possono essere determinate anche le velocità peculiari, che sono riferite all'insieme di stelle considerato, e rispetto al quale può essere individuato lo stesso moto del Sole.

Per effetto del moto solare le velocità osservate delle stelle contengono una componente dovuta alla velocità di trascinamento del Sole.

Parallassi

Nell'approssimazione che i moti peculiari delle stelle di un gruppo siano distribuiti completamente a caso si ha che il moto apparente delle stelle avviene mediamente nella direzione esattamente opposta a quella del moto solare.

Risulta possibile introdurre la parallasse secolare di gruppi di stelle basandosi soltanto sulle componenti tangenziali della velocità di trascinamento del Sole e, con sviluppi simili, definire la parallasse statistica.

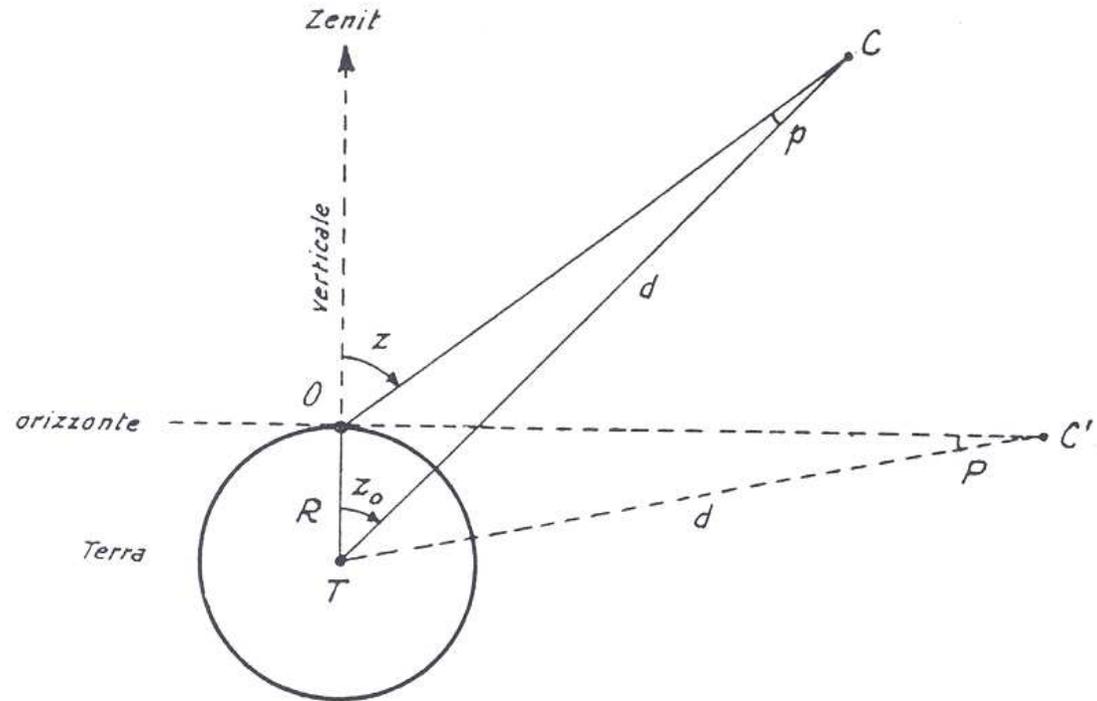
Esistono gruppi (ammassi) con stelle che rimangono a distanze reciproche piccole e sono quindi fisicamente legate dalla mutua attrazione gravitazionale. Se, in particolare, le velocità (vettoriali) sono le stesse per tutte le stelle del gruppo si parla di ammassi in moto o di correnti stellari; per essi si può introdurre la parallasse di gruppo sfruttando il fatto che le stelle appaiono muoversi tutte verso uno stesso punto della sfera celeste (determinato dalla comune direzione delle velocità).

Lo studio della distribuzione spaziale e della cinematica delle stelle vicine al Sole permette di avviare a soluzione il problema della determinazione della costituzione delle regioni dello spazio a noi più prossime.

Parallasse trigonometrica

La prima misura di parallasse trigonometrica fu fatta da F. W. Bessel nel 1838.

Sia O un osservatore sulla superficie terrestre e C un corpo celeste a distanza d dal centro T della Terra; si definisce **parallasse diurna** di C per l'osservatore O , l'angolo p formato dalle due direzioni di osservazione topocentrica (da O) e geocentrica (da T) del corpo C . Se z è la distanza zenitale topocentrica di C (e z_0 quella geocentrica) ed R è il raggio della Terra, dal teorema dei seni applicato al triangolo TOC si ha



$$p = \frac{R \cdot \text{sen} z}{d}$$

Parallasse trigonometrica

La parallasse diurna di un oggetto celeste viene determinata effettuando l'osservazione dell'oggetto ad uno stesso istante da parte di due osservatori terrestri distanti, o da parte di uno stesso osservatore in tempi successivi, quando per effetto della rotazione terrestre la direzione della visuale sia variata sufficientemente.

Operativamente si fa ricorso a varie tecniche osservative dipendenti anche dall'oggetto interessato.

La parallasse diurna è diversa da zero solo per oggetti nell'ambito del sistema solare ed è massima per la Luna (circa 1°). Per la sua determinazione occorre tener conto anche della forma non sferica della Terra.

Per distanze maggiori la direzione di osservazione è praticamente la stessa qualunque sia la posizione dell'osservatore sulla superficie terrestre; per avere direzioni diverse si deve ricorrere al moto di rivoluzione della Terra attorno al Sole.

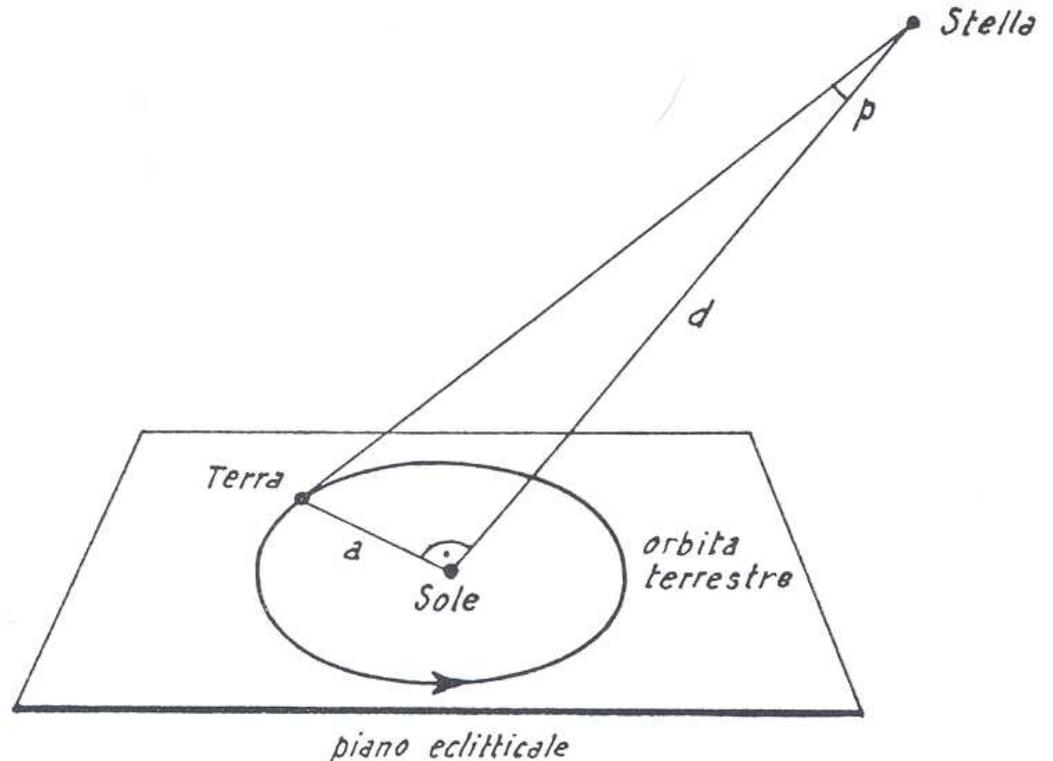
Parallasse annua

Si assume che la Terra si muove attorno al Sole secondo un'orbita circolare di raggio uguale alla distanza media a e sia p l'angolo sotto il quale il raggio dell'orbita terrestre è visto ortogonalmente da una stella alla distanza d dal Sole.

Questo angolo è per definizione la parallasse annua della stella.

$$a = d \tan p \approx d \cdot p$$

$$d = \frac{206265''}{p''} a$$



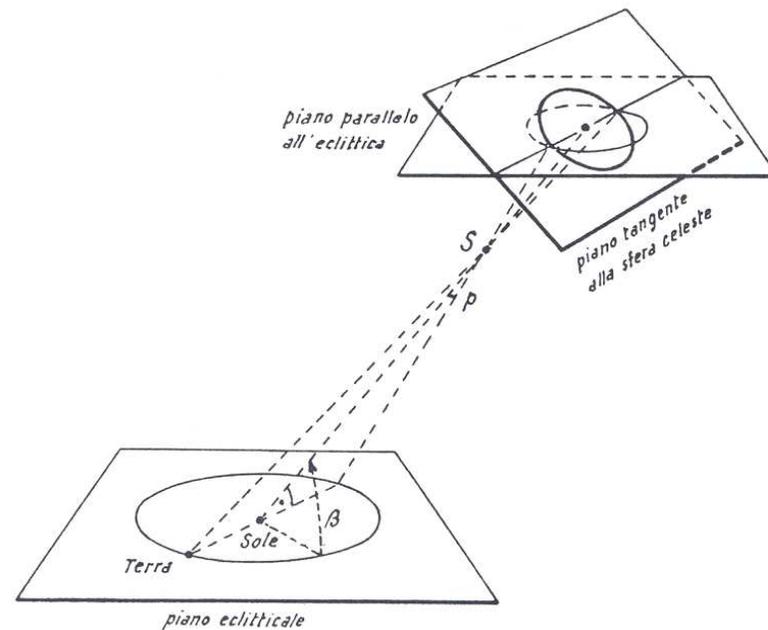
Parallasse annua

La definizione di parallasse trigonometrica è concettualmente semplice, tuttavia la sua effettiva determinazione è molto elaborata e le osservazioni devono essere estremamente accurate.

Nel caso della parallasse annua, a distanza di sei mesi la Terra viene a trovarsi in due punti opposti della sua orbita e vengono prese due immagini della regione di cielo di interesse.

Da esse è possibile ottenere gli spostamenti apparenti delle stelle più vicine rispetto a quelle di sfondo che, essendo a distanze maggiori, risultano praticamente fisse.

Metodi di riduzione abbastanza elaborati consentono poi di passare dagli spostamenti relativi sulle lastre agli angoli di parallasse e quindi alle distanze.

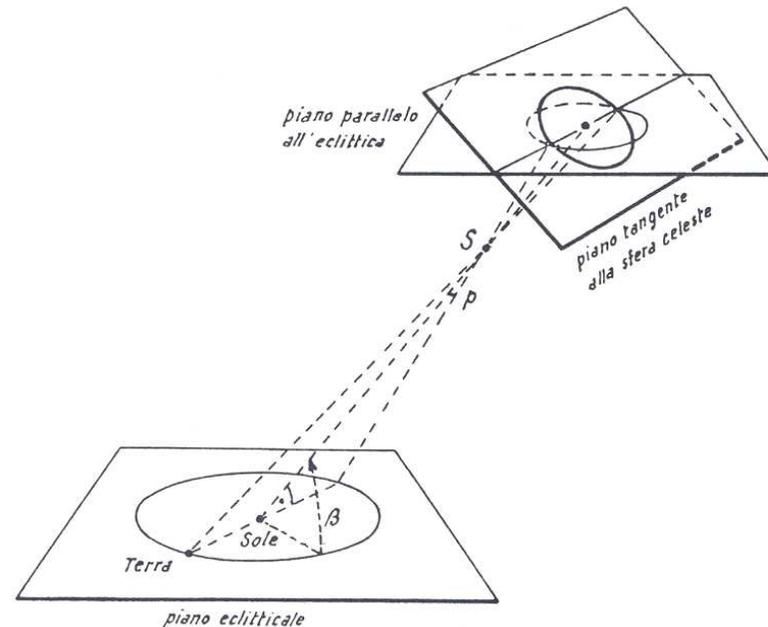


Parallasse annua

Le osservazioni vanno fatte su intervalli di tempo di più anni per separare la parallasse dal moto proprio.

Come la parallasse diurna varia nel corso di un giorno a causa della rotazione terrestre, così l'angolo collegato alla parallasse annua varia nel corso di un anno a causa della rivoluzione terrestre.

La diversità della direzione secondo la quale una stessa stella è vista dalla Terra fa sì che per proiezione la stella appaia descrivere un'ellisse (detta **ellisse di parallasse**) sul piano tangente alla sfera celeste.



Il semiasse maggiore dell' ellisse ha una dimensione angolare uguale alla parallasse annua p , quello minore è uguale a $p \sin \beta$ con β latitudine eclittica della stella.

I semiassi dipendono dalla distanza e variano da stella a stella.

La parallasse annua, come l'aberrazione annua, costituisce una prova del moto orbitale della Terra attorno al Sole.

Unità di misura delle distanze

L'unità di misura delle distanze più frequentemente utilizzata nel sistema solare è l'**unità astronomica** (UA) definita come la distanza media tra il Sole e la Terra e pari a $1,486 \cdot 10^{11}$ m.

Per via trigonometrica l'unità astronomica sarebbe calcolabile direttamente una volta che venisse misurata la parallasse diurna del centro del disco solare, ma ciò non si può fare con la desiderata precisione a causa della difficoltà di localizzare tale centro.

Si fa uso di metodi indiretti basati sulla determinazione delle parallassi diurne di corpi del sistema solare e sulla conoscenza delle loro orbite. A questo scopo si sono calcolate le distanze assolute di pianetini e pianeti dalla Terra misurando le rispettive parallassi, che sono ovviamente tanto più precise quanto più ravvicinati sono i passaggi, e utilizzando come base di partenza una distanza accuratamente misurata sulla superficie terrestre.

Unità di misura delle distanze

Alcuni pianetini sono particolarmente indicati; essi si avvicinano alla Terra più di qualsiasi pianeta, appaiono puntiformi e le loro posizioni rispetto alle stelle di sfondo sono più facilmente misurabili. Così, ad esempio, il ripetuto avvicinamento di Eros e di Amor alla Terra è stato sfruttato per misure di questo genere. Lo stesso metodo è stato applicato a Marte e Venere.

Sono stati escogitati anche altri metodi, che vanno dalla determinazione delle modalità del transito dei pianeti inferiori (in particolare Venere) sul disco solare alla misura delle perturbazioni indotte dal Sole sul moto della Luna, dalla determinazione della distanza della Luna, di pianeti e pianetini tramite eco radar alla misura della velocità orbitale della Terra dedotta dall' effetto Doppler sulle righe spettrali di stelle osservate a varie epoche dell' anno.

Il risultato attualmente accettato per la parallasse orizzontale solare è 8,79".

Unità di misura delle distanze

Per distanze molto maggiori di quelle degli oggetti del sistema solare si ricorre alla definizione di unità più grandi, che danno luogo a misure di distanza più maneggevoli.

La distanza in corrispondenza della quale è $p = 1''$ risulta uguale a $206265a = 3,086 \cdot 10^{16}$ m. Questa lunghezza prende il nome di **parsec** (pc); essa rappresenta la distanza dalla quale il semiasse maggiore dell'orbita della Terra (1UA) è visto ortogonalmente sotto l'angolo di un secondo d'arco.

È molto frequente l'uso dei multipli del parsec: il chiloparsec (kpc), il megaparsec (Mpc) e il gigaparsec (Gpc).

Se si misurano le distanze in parsec è allora

$$d = \frac{1}{p''}$$

Unità di misura delle distanze

Un'altra unità di misura è l'anno-luce (a.l. o l.y.) che corrisponde alla distanza percorsa dalla luce nel vuoto (alla velocità di 299 792 458 m/s) in un anno tropico.

Un anno-luce equivale quindi a $9,4605 \cdot 10^{15}$ m e si ha pertanto
 $\text{pc} = 3,2616 \text{ a.l.}$

Le parallassi delle stelle non superano 1"; la stella a noi più vicina è Proxima Centauri (componente di un sistema triplo di stelle comprendente α Centauri) che ha una parallasse di 0",76 corrispondente ad 1,31 pc, ovvero a 4,28 a.l.

Unità di misura delle distanze

Le migliori misure di parallasse sono state effettuate dalla missione spaziale Hipparcos, acronimo di High Precision Parallax Collecting Satellite (Satellite per ottenere parallassi ad alta precisione).

Il satellite è stato ideato e costruito, sotto la supervisione dell'ESA, da un consorzio industriale costituito dalla Matra Marconi Space (Francia) e dall'Alenia Spazio (Italia).



Il progetto era dedicato alla misura delle parallassi stellari e del moto proprio delle stelle. Il satellite è stato utilizzato per misurare la distanza di 2 milioni e mezzo di stelle, situate fino a 150 parsec. Il progetto fu proposto nel 1980 e il satellite fu lanciato il 18 agosto 1989. Il satellite è stato spento il 17 agosto 1993.

Il programma di lavoro era diviso in due parti: l'esperimento Hipparcos, il cui obiettivo era di misurare i parametri astrometrici di circa 120.000 stelle con una precisione da 2 a 4 miliardesimi di secondo, e l'esperimento Tycho, la misura delle proprietà astrometriche e di fotometria in due colori di 400.000 stelle ad una precisione leggermente inferiore.

Unità di misura delle distanze

Il Catalogo Hipparcos finale (120.000 stelle con risoluzione di 1 milliarcsec) e il Catalogo Tycho finale (più di un milione di stelle con risoluzione di 20-30 milliarcsec e fotometria a 2 colori) furono completati nell'agosto del 1996, e pubblicati dall'ESA nel giugno del 1997.

I dati dei due cataloghi sono stati utilizzati per realizzare il Millennium Star Atlas (Atlante Stellare del Millennio): un atlante di tutto il cielo, comprendente un milione di stelle fino alla magnitudine 11 dai dati Hipparcos, più circa 10.000 oggetti non stellari. Sebbene poco appariscente, il lavoro di Hipparcos è di importanza fondamentale: senza misure accurate di posizione e soprattutto di distanza non si può fare astrofisica.

La parallasse stellare è l'unico metodo diretto per misurare le distanze delle stelle: tutti gli altri, come le candele standard, sono metodi indiretti e incerti che si basano sulla parallasse per essere calibrati correttamente.

Unità di misura delle distanze

Attualmente è in fase di preparazione la missione GAIA (Global Astrometric Interferometer for Astrophysics) un satellite sviluppato dall'Agenzia Spaziale Europea la cui missione consiste nella compilazione di un catalogo di circa un miliardo di stelle fino alla magnitudine 20.

L'obiettivo principale della missione è l'effettuazione di misure astrometriche di altissima precisione.

Il satellite determinerà la posizione esatta di ogni stella in tempi diversi durante la durata operativa prevista (cinque anni).

Misurerà il moto proprio con una precisione variabile tra 20 e 200 microarcosecondi, rispettivamente per stelle di magnitudine 15 e 20. Sfruttando l'effetto della parallasse calcolerà anche la distanza di ognuna delle stelle, con una precisione maggiore di quella di Hipparcos.

La sonda effettuerà anche misure fotometriche a diverse lunghezze d'onda e in diversi periodi temporali degli oggetti, e sarà in grado di determinarne la velocità radiale.

Unità di misura delle distanze

Il lancio è previsto per il 2013, e il satellite occuperà il punto lagrangiano L2 del sistema Sole-Terra.

Gaia creerà una mappa tridimensionale molto precisa della porzione di Galassia vicina a noi, e una mappa meno accurata ma comunque dettagliata del resto. La mappa comprenderà sia la posizione che i movimenti delle stelle, in modo da poter studiare l'evoluzione della Galassia.

Questa analisi delle stelle fornirà dei dati fondamentali per risolvere dei problemi importanti vertenti l'origine, la struttura e la storia evolutiva della Galassia.



Unità di misura delle distanze

L'altissima risoluzione ottica degli strumenti a bordo di GAIA permetterà anche l'identificazione di eventuali pianeti extrasolari: si stima che entro il termine della missione, previsto per il 2020, sarà possibile individuare circa 8000 pianeti extrasolari e circa 1000 sistemi solari; il pianeta più piccolo individuabile da GAIA è uno con massa pari a quella di Giove, cioè 300 volte quella della Terra, e con periodo orbitale fino a 10 anni.

Alla massima distanza osservabile (200 parsec) GAIA potrà individuare pianeti di 2-3 masse gioviane distanti tra 2 e 4 unità astronomiche dalla loro stella, mentre a distanze intorno a 25 parsec sarà possibile individuare pianeti di massa simile a quella di Saturno (95 masse terrestri) a distanza compresa tra 1 e 4 unità astronomiche.

Magnitudine

La *magnitudine apparente* (m) di una stella, pianeta o di un altro oggetto celeste è una misura della sua luminosità rilevabile dal punto d'osservazione (tipicamente dalla Terra).

Maggiore è la luminosità dell'oggetto celeste minore è la sua magnitudine.

Poiché ad esempio un oggetto estremamente luminoso può apparire molto debole se si trova ad una grande distanza, questa misura non indica la luminosità intrinseca dell'oggetto celeste, che viene invece espressa con il concetto di *magnitudine assoluta* (M).

Magnitudine

La scala con cui sono misurate le magnitudini affonda le sue radici nella pratica ellenistica di dividere le stelle visibili ad occhio nudo in sei magnitudini (IPPARCO).

Le stelle più luminose erano dette di prima magnitudine ($m = +1$) e così via fino alla sesta magnitudine ($m = +6$), al limite della visione umana ad occhio nudo.

Questo metodo di indicare la luminosità delle stelle fu reso popolare da Tolomeo nell'Almagesto. Il sistema prendeva in considerazione solo le stelle, e non considerava la Luna, il Sole o altri oggetti celesti non stellari.

Nel 1856, Pogson formalizzò il sistema definendo una stella di prima magnitudine come una stella che fosse 100 volte più luminosa di una stella di sesta magnitudine. Perciò, una stella di prima magnitudine si trova ad essere $100^{1/5} = 2,512\dots$ volte più luminosa di una stella di seconda.

Magnitudine

Originariamente la scala di Pogson fu fissata assegnando alla stella Polare una magnitudine di 2.

Gli astronomi hanno in seguito scoperto che la Polare è leggermente variabile, pertanto oggi viene usata come riferimento la stella Vega.

Il sistema moderno non è più limitato a sei magnitudini: oggetti molto luminosi hanno magnitudini negative, per esempio Sirio ha una magnitudine apparente posta tra -1,44 e -1,46.

La scala moderna include la Luna e il Sole.

La Luna piena è di magnitudine -12, il Sole raggiunge la magnitudine -26,7.

Il Telescopio Spaziale Hubble e il Telescopio Keck hanno registrato stelle di magnitudine +30.

Magnitudine

La magnitudine apparente in una determinata banda x dello spettro elettromagnetico è definita tramite la formula di Pogson:

$$m_x = m_{RIF} - 2.5 \log \frac{F_x}{F_{RIF}}$$

dove F_x è il flusso osservato nella banda x , e m_{RIF} e F_{RIF} sono la magnitudine e il flusso nella stessa banda di un oggetto di riferimento.

Più un oggetto è debole più la sua magnitudine è alta.

La scala è logaritmica: quindi il rapporto fra le luminosità di due oggetti corrisponde alla differenza delle loro magnitudini. Per esempio, una differenza di 3,2 significa che un oggetto è circa 19 volte più luminoso di un altro ($100^{3,2/5} = 19,054607\dots$)

La natura logaritmica della scala è dovuta al fatto che l'occhio umano ha esso stesso una risposta logaritmica.

Magnitudine

La **magnitudine assoluta** (detta anche luminosità assoluta) è la magnitudine apparente (m) che un oggetto avrebbe se si trovasse ad una distanza dall'osservatore di 10 parsec o 1 Unità Astronomica a seconda del tipo di oggetto (stellare/galattico o corpo del Sistema solare).

È una misura della luminosità intrinseca di un oggetto, senza tener conto delle condizioni in cui si trova l'osservatore.

Più un oggetto è intrinsecamente luminoso, più la sua magnitudine assoluta è numericamente bassa, anche negativa. Ogni grado della scala corrisponde ad un incremento (o decremento) pari a $100^{1/5}$.

Nel definire la magnitudine assoluta, è necessario specificare il tipo di radiazione elettromagnetica che viene misurata. Se ci si riferisce al totale dell'energia emessa, il termine corretto è **magnitudine bolometrica**.

Se si considera lo spettro del visibile si parla di **magnitudine assoluta visuale**.

Magnitudine

Nota la magnitudine apparente (m) e la distanza (d) dell'oggetto espressa in parsec la magnitudine assoluta M si ricava da:

$$M = m + 5 - 5 \log d$$

Nell'astronomia stellare e galattica la distanza standard è di 10 parsec (circa 3.26 anni luce o 3.1×10^{13} km).

Per gli oggetti molto vasti come le galassie ci si riferisce ad un oggetto di pari luminosità intrinseca ma di aspetto puntiforme.

Molte stelle visibili ad occhio nudo hanno magnitudini assolute che sarebbero capaci di formare ombre da una distanza di 10 parsec:

Rigel (- 6,7), Deneb (- 8,5), Betelgeuse (- 5,6).

Per confronto, Sirio ha una magnitudine assoluta di 1,4 e il Sole ha una magnitudine assoluta di circa 4,5.

Magnitudine di alcune stelle

Nome	Magnitudine apparente	Magnitudine assoluta	Luminosità (Sole =1)
Eta Carinae (Massimo del 1843)	-0,8	-20,26	55.000.000
Eta Carinae (attuale)	tra 3,9 e 10,5	-12,1	5.500.000
Alnilan	1,70	-9,2	380.000
Deneb	1,25	-8,73	250.000
Rigel	0,12	-8,03	67.000-100.000
Betelgeuse	0,58	-5,14	135.000
Alnitak	1,79	-7,8	100.000
Mintaka	2,23	-7,6	87.000
Antares	0,92	-7,2	60.000
Spica	1,00	-5,6	14.000
Canopo	-0,62	-5,53	12.900
Bellatrix	1,64	-4,75	6.300
Stella Polare	1,97	-3,6	2.200
Regolo	1,35	-1,6	350
Aldebaran	0,85	-0,63	140
Arturo	-0,04	-0,31	110
Capella	0,08	0,4	55
Castore	1,98	0,5	50
Vega	0,00	0,58	47
Polluce	1,14	0,7	42
Sirio	-1,46	1,4	22
Alpha Centauri A	-0,01	4,38	1,4
Sole	-26,8	4,75	1,00

