



Astronomia di posizione e Tempo

Giuseppe Cutispoto

INAF – Osservatorio Astrofisico di Catania

giuseppe.cutispoto@inaf.it

Versione: 19 luglio 2024

Questa dispensa, distribuita gratuitamente, non vuole rappresentare un testo organico, ma più semplicemente presentare alcune informazioni utili alla risoluzione dei problemi dei Campionati Italiani di Astronomia.

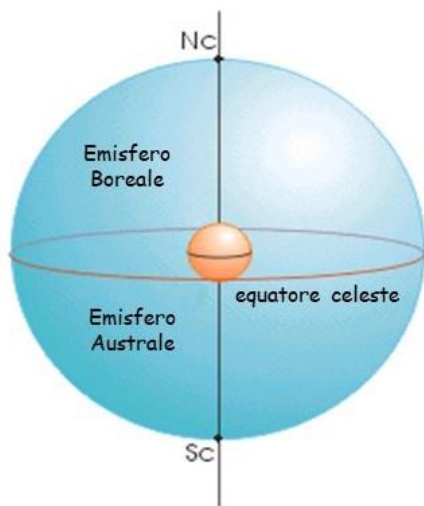
Nella dispensa non si fa distinzione né tra le categorie dei partecipanti né tra le tre fasi della competizione. Un'indicazione su quali parti ogni studente deve considerare per la propria preparazione può essere ricavata incrociando i contenuti della dispensa con il syllabus (<http://www.campionatiastromia.it/syllabus/>).

La dispensa contiene immagini e informazioni prelevate da siti web pubblici. L'autore ritiene che nessuna immagine sia protetta da copyright, in caso contrario saranno prontamente rimosse e/o le fonti correttamente citate.

Indice

La Sfera Celeste	2	Tempo Solare ed Equazione del Tempo	11
Le costellazioni	3	Tempo Solare, Tempo Civile e Fusi Orari	12
Nomi delle stelle e cataloghi	4	Analemma	12
Le coordinate astronomiche	5	Tempo Solare e Tempo Siderale	13
Coordinate Altazimutali	5	Tempo Universale	13
Coordinate Equatoriali	5	I Calendari	14
Eclittica e punto γ	6	Il Giorno Giuliano (JD)	14
Coordinate Orarie e Tempo Siderale	6	Appendice 1 - Le stelle più luminose	15
Visibilità delle stelle	7	Appendice 2 - Distanza di cerchio massimo	15
Moto annuo e visibilità del Sole	8	Appendice 3 - Declinazione del Sole	16
Variazione delle coordinate astronomiche	9	Appendice 4 - Sorgere e tramontare di un	16
Precessione	9	astro	
Rifrazione e depressione dell'orizzonte	10		
Giorno/Anno solare e siderale	11		

La Sfera Celeste

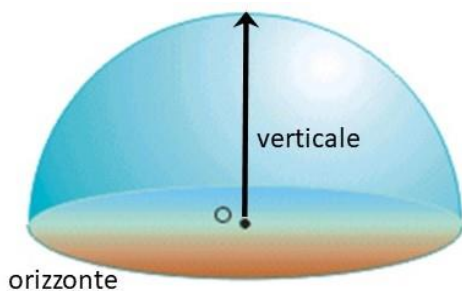


Quando osserviamo il cielo notturno abbiamo la sensazione di trovarci al centro di una cupola semisferica con dimensioni imprecisabili. L'intera volta celeste è quindi una sfera completa, la **Sfera Celeste**, che possiede un moto di rotazione detto moto diurno, con un periodo di circa 23h 56m 4.1s, dovuto in realtà alla rotazione della Terra.

La sfera celeste non ha nessuna realtà fisica, è solo un'illusione dovuta al fatto che non siamo in grado, oltre un certo limite, di valutare visivamente la diversa distanza dei corpi celesti.

Il prolungamento dell'asse terrestre incontra la sfera celeste in due punti: il **Polo Nord** (Nc) e il **Polo Sud** (Sc) celesti. La rotazione della sfera celeste avviene attorno all'asse, chiamato "asse celeste" o "asse del mondo", passante per entrambi i poli; di conseguenza i poli celesti sono gli unici due punti della sfera celeste che restano immobili durante il moto diurno.

In una sfera un **cerchio massimo** è una circonferenza individuata dall'intersezione della superficie della sfera con un piano che passa per il suo centro. In particolare, l'**equatore celeste** è il cerchio massimo che si ottiene dall'intersezione del piano dell'equatore terrestre con la sfera celeste. L'equatore celeste è quindi la proiezione sulla sfera celeste dell'equatore della Terra e ne definisce gli emisferi **boreale** (che contiene il polo nord) e **australe** (che contiene il polo sud).



Gli oggetti visibili in ogni istante sulla sfera celeste dipendono dalle coordinate geografiche dell'osservatore.

Per un osservatore (O) sulla Terra si definisce "**verticale**" la direzione del filo a piombo, ovvero la direzione della forza gravità in quel luogo.

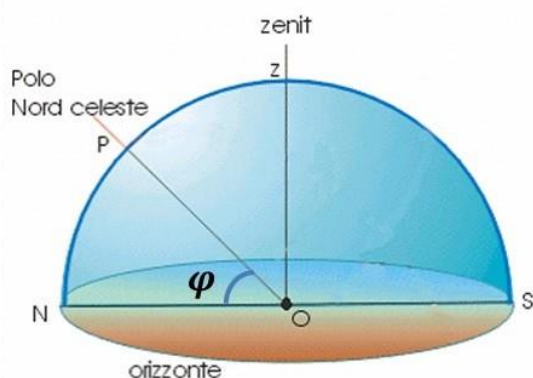
Per ogni osservatore la visibilità dei corpi celesti risulta limitata dall'**orizzonte**, un cerchio massimo sulla sfera celeste di cui riportiamo tre definizioni:

Orizzonte astronomico (detto anche vero, razionale o matematico): è l'intersezione della Sfera celeste con il piano perpendicolare alla verticale dell'osservatore e passante per il centro della Terra.

Orizzonte apparente: è l'intersezione della sfera celeste con il piano perpendicolare alla verticale dell'osservatore e passante per l'osservatore; date le dimensioni della Terra rispetto a quelle della sfera celeste, coincide in pratica con l'orizzonte astronomico.

Orizzonte reale: dipende dall'altezza dell'osservatore rispetto al livello del mare (depressione dell'orizzonte) e dalla rifrazione dell'atmosfera (che fa variare l'altezza degli oggetti celesti); è l'orizzonte che vede realmente un osservatore.

Nei problemi di astronomia di posizione si fa riferimento in genere all'orizzonte astronomico; se però si vogliono considerare gli effetti dovuti all'altezza sul livello del mare dell'osservatore o quelli dovuti all'atmosfera della Terra, si farà riferimento all'orizzonte reale.



Le intersezioni della verticale con la sfera celeste sono dette:

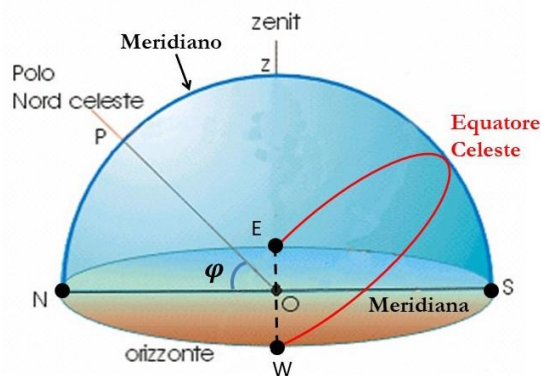
Zenit (quella visibile all'osservatore)

Nadir (quella non visibile all'osservatore)

In generale, da una qualunque posizione sulla Terra, solo uno dei due poli celesti risulta visibile; la sua posizione nel cielo dipende unicamente dalla latitudine (φ) dell'osservatore. Nell'emisfero Boreale risulta visibile il Polo Nord celeste, la cui distanza dall'orizzonte (altezza) cresce all'aumentare della latitudine del luogo di osservazione. Solo all'equatore entrambi i poli della sfera celeste risultano osservabili (entrambi all'orizzonte). Al Polo Nord e al Polo Sud il polo celeste visibile coincide con lo Zenit.

Per una data posizione sulla Terra e per una data ora, gli oggetti visibili cambiano nel corso dell'anno a causa del moto di rivoluzione della Terra intorno al Sole.

Infine, su tempi scala molto lunghi, gli oggetti visibili in un dato luogo possono cambiare a causa del "moto di precessione" dell'asse terrestre e del "moto proprio" delle stelle.



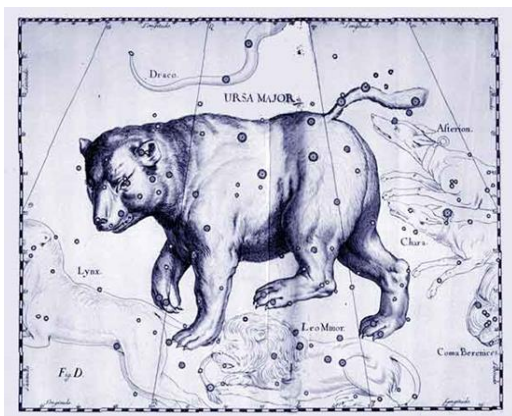
Il cerchio massimo passante per i due poli celesti, lo Zenit e il Nadir viene detto “**Meridiano Celeste**” (o “Meridiano del luogo” o più semplicemente “Meridiano”).

L’intersezione tra il piano del Meridiano Celeste e il piano dell’Orizzonte viene detta **Meridiana** (o linea Meridiana)

L’intersezione del Meridiano Celeste (o della Meridiana) con l’Orizzonte definisce i punti cardinali Nord (**N**) e Sud (**S**).

L’intersezione con l’Orizzonte della perpendicolare alla Meridiana passante per l’osservatore definisce i punti cardinali Est (**E**) e Ovest (**W**). I punti cardinali E e W coincidono con l’intersezione tra l’equatore celeste e l’orizzonte.

Le costellazioni



Fin dall’antichità gli astronomi hanno associato tra di loro le stelle visibili sulla sfera celeste formando le **costellazioni**.

Oggi l’Unione Astronomica Internazionale (IAU) riconosce 88 costellazioni e ogni punto del cielo appartiene a una sola di esse.

Le costellazioni non hanno alcuna realtà fisica: sono formate da stelle solo prospetticamente vicine tra di loro, ma che nella realtà possono trovarsi a distanze molto diverse da noi.

Il nome delle costellazioni si abbrevia con tre lettere partendo dal nome in latino, con in maiuscolo la prima lettera più la seconda se il nome della costellazione è composto: Orsa Maggiore = Ursa Maior = UMa; Cane Maggiore = Canis Maior = CMA; Vergine = Virgo = Vir; Cefeo = Cepheus = Cep.

I nomi delle costellazioni visibili dalle latitudini settentrionali derivano dalla tradizione ellenistica (anche se l’origine per molte di esse è sicuramente parecchio più antica) e richiamano quasi sempre figure mitologiche (Pegaso, Andromeda, Orione, Chioma di Berenice). Gran parte delle costellazioni visibili nell’emisfero australe e negli spazi vuoti tra le costellazioni più antiche, sono invece state formate in epoca illuministica; spesso i loro nomi sono legati a invenzioni o strumenti moderni (Orologio, Microscopio, Compasso, Macchina Pneumatica).

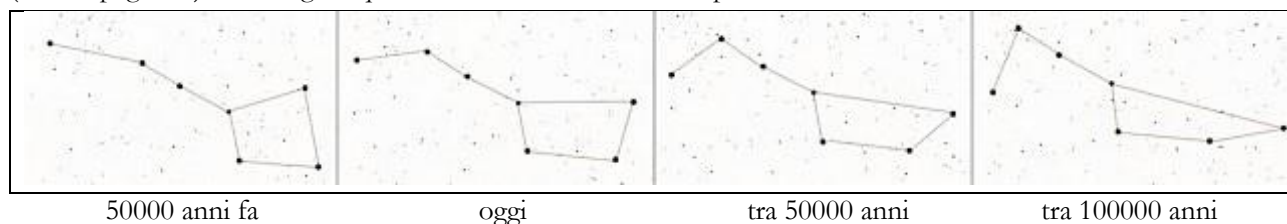
Nel suo cammino apparente lungo la sfera celeste (l’eclittica) il Sole attraversa nel corso dell’anno 13 costellazioni dette dello **Zodiaco** (Ariete, Toro, Gemelli, Cancro, Leone, Vergine, Bilancia, Scorpione, Ofioco, Sagittario, Capricorno, Acquario, Pesci). Le costellazioni zodiacali non vanno confuse con i “segni” usati dall’astrologia. Le costellazioni sono legate al cielo “reale” e hanno quindi forma e dimensioni irregolari. I “segni” sono invece una suddivisione arbitraria dell’eclittica in 12 parti uguali e nulla hanno a che vedere con le stelle, anche a causa della “precessione degli equinozi”. Ad esempio nella nostra epoca il 21 marzo, equinozio di primavera, il Sole si trova in realtà nella costellazione dei Pesci e non nel segno dell’Ariete.

Le tre costellazioni più grandi del cielo sono l’Idra (Hydra = Hya), la Vergine (Virgo = Vir) e l’Orsa Maggiore (Ursa Maior = UMa), che coprono, rispettivamente, aree di 1302, 1294 e 1280 gradi quadrati. Le tre costellazioni più piccole sono la Croce del Sud (Crux = Cru), il Cavallino (Equuleus = Equ) e la Freccia (Sagitta = Sge), che coprono, rispettivamente, aree di 68, 72 e 80 gradi quadrati.

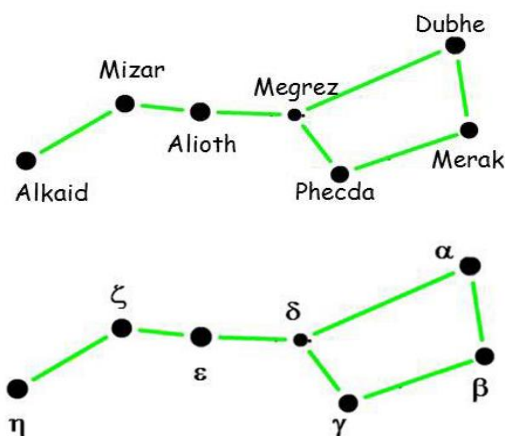
L’area totale della sfera celeste è di circa 41253 gradi quadrati (la sua circonferenza è $C = 360^\circ = 2\pi r$; l’area A vale quindi $A = 4\pi r^2 = C^2/\pi = 360^{\circ 2}/\pi \approx 41253^{\circ 2}$).

Gli “**Asterismi**” sono raggruppamenti di stelle di costellazioni diverse o parti di una costellazione. Tra i più famosi il “Triangolo Estivo”, formato dalle stelle Vega, Deneb e Altair e il “Grande Carro”, formato dalle sette stelle più luminose dell’Orsa Maggiore.

L’aspetto delle costellazioni cambia lentamente nel tempo, a causa del “moto proprio” delle stelle rispetto al Sole (vedere pagina 9). Nella figura qui in basso l’evoluzione dell’aspetto del “Grande Carro” in circa 150000 anni.



Nomi delle stelle e cataloghi



Le stelle più luminose visibili a occhio nudo hanno tutte nomi propri di origine greca o araba (Sirio, Betelgeuse, Capella, Vega, Regolo). Ad esempio i nomi delle sette stelle più luminose dell'Orsa Maggiore sono: Alkaid, Mizar, Alioth, Megrez, Phecda, Merak e Dubhe. Nei cataloghi moderni, che hanno in gran parte dei casi sostituito quelli più antichi, si assegnano dei nomi, quasi sempre dei codici seguiti da un numero, anche a moltissime stelle non visibili a occhio nudo.

Nomenclatura di Bayer.

A parte pochissime eccezioni, la stella più luminosa di una costellazione è chiamata “α” più il genitivo del nome latino della costellazione (α Ursae Majoris = α UMa), la seconda stella più luminosa è detta β, la terza γ e così via.

Nomenclatura di Flamsteed.

Le stelle di una costellazione sono numerate progressivamente da Ovest a Est, più il genitivo del nome della costellazione; ad esempio 51 Pegasi = 51 Peg; 61 Cygni = 61 Cyg.

Cataloghi moderni.

Nei cataloghi più moderni le stelle sono elencate con codici alfanumerici, che fanno riferimento alle loro coordinate. Per esempio il catalogo Henry Draper (HD) elenca le stelle da Ovest a Est, senza riferimento alle costellazioni, da HD 1 a HD 359083. Nei vari cataloghi, oltre alle coordinate a una data epoca, per ogni stella possono essere elencate informazioni quali il tipo spettrale, il moto proprio, la parallasse, la magnitudine.

Cataloghi moderni di uso comune sono:

- Bright Star Catalogue (HR): 11713 oggetti fino alla magnitudine 7.1 (edizione 1983);
- Smithsonian Astrophysical Observatory Catalogue (SAO): 258997 stelle fino alla magnitudine 9;
- Hipparcos e Tycho Catalogue (HIP e TYC): 2539913 stelle fino alla magnitudine 11.5.
- Guide Star Catalogue (GSC): 945592683 stelle fino alla magnitudine 21.
- GAIA Catalogue: è un catalogo in fase di costruzione con i dati in arrivo dal satellite GAIA; l'ultima versione (DR3) contiene dati per 1811709771 stelle; la versione finale (DR5) è attesa per la fine del 2024 - inizio 2025.

Ogni stella può avere ovviamente nomi diversi in cataloghi diversi: Sirio = α CMa = 9 CMa = HD 48915 = HR 2491 = SAO 151881 = HIP 32349 = TYC 5949-2777-1.

Sistemi binari o multipli.

Si aggiunge una lettera maiuscola per distinguere le componenti. Ad esempio Sirio ha una debole compagna, una nana bianca, e le due stelle sono indicate come “Sirio A” e “Sirio B” (similmente negli altri cataloghi α CMa A e α CMa B; HD 48915 A e HD 48915 e così via).

Stelle Variabili.

Lo schema in uso fu introdotto nel 1862 da F.W. Argelander. In ogni costellazione le prime variabili scoperte sono designate con una lettera da R a Z, più il genitivo del nome della costellazione abbreviato. Per le successive variabili si usa un codice a due lettere, partendo da RR fino a RZ, poi da SS fino a SZ per arrivare a ZZ. Si riparte poi da AA fino ad AZ, da BB fino a BZ per finire da QQ fino a QZ. La lettera “J” non viene mai usata per non essere confusa con la “I”. Questo sistema fornisce 334 possibili combinazioni per le variabili in una costellazione, le successive sono indicate con la lettera V seguita da un numero via via crescente. Quindi troveremo designazioni come: R UMa, T CMi, YY Men, AB Dor, AU Mic, BY Dra, II Peg, V711 Tau, V1355 Ori. Fanno eccezione le stelle a cui è stato precedentemente assegnato un nome nel catalogo di Bayer, come ad esempio δ Cep, β Lyr, β Per, a cui non viene assegnato il codice a lettera/e. Infine, è abbastanza comune associare a una variabile il nome della stella “prototipo” di quel tipo di variabilità, come ad esempio di “tipo Mira”, “tipo RR Lyr” o “tipo δ Cep” (queste ultime spesso indicate più semplicemente come Cefeidi).

Novae e Supernovae.

Le Novae sono catalogate in base alla costellazione in cui appaiono e all'anno in cui si manifesta il loro improvviso aumento di luminosità, ad esempio Nova Cyg 1975. Successivamente, viene assegnato un codice di stella variabile. Per esempio Nova Cyg 1975 = V1500 Cyg. Quindi Nova Cyg 1975 e V1500 Cgy sono lo stesso oggetto, ma V1500 Cyg sta a indicare la stella, una variabile di tipo cataclismico, mentre Nova Cyg 1975 sta a indicare l'improvviso aumento di luminosità osservato per quella stella nel 1975.

Le Supernove sono catalogate con il codice SN, l'anno in cui si manifestano e una lettera maiuscola, ma senza riferimento alla costellazione. Ad esempio SN 1987 A è stata la prima supernova osservata nel 1987. Se necessario, esaurite le lettere dell'alfabeto, si passa a un codice con due o più lettere minuscole, ad esempio SN 1997 bs, SN 2021 afsj o SN 2022 hrs.

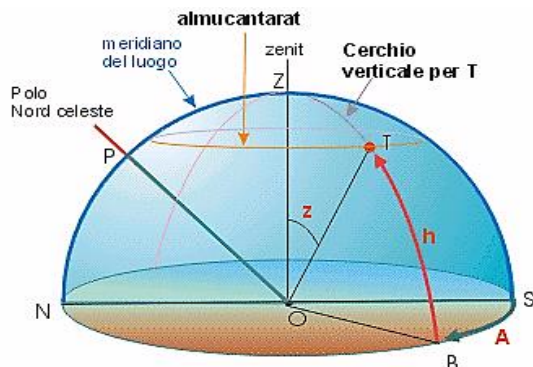
Le coordinate astronomiche

Individuano le posizioni degli oggetti astronomici sulla sfera celeste. Tutti i sistemi di coordinate astronomiche si basano sulla definizione di un **asse**, detto **direzione fondamentale**, e di un **piano fondamentale** ad esso perpendicolare. Entrambi passano per il centro della sfera celeste.

Le coordinate più utilizzate sono le Altazimutali le Equatoriali e le Orarie. Altri importanti sistemi di coordinate, ma di minor uso comune, sono le Eclittiche e le Galattiche.

Coordinate altazimutali (o orizzontali)

La direzione fondamentale è la **verticale del luogo** di osservazione; il piano fondamentale è l'**orizzonte astronomico**. Le coordinate sono l'**Azimuth (A)** e l'**Altezza (h)**.



I **cerchi verticali** sono i cerchi massimi passanti per lo Zenit e il Nadir e sono perpendicolari all'Orizzonte.

Azimut (A): è l'arco di Orizzonte tra il punto Sud e il cerchio verticale passante per l'astro (**T**); è misurato in senso orario ed è compreso tra 0° e 360° .

Altezza (h): è l'arco di cerchio verticale compreso fra l'Orizzonte e l'astro; si conta da 0 a $+90^\circ$ verso lo Zenit e da 0 a -90° verso il Nadir.

La **Distanza Zenitale (z)**: è la distanza dell'astro dallo Zenit ed è compresa tra 0° e 180° ; il suo valore è dato da:

$$z = 90^\circ - h$$

Nell'emisfero boreale il **valore massimo dell'Altezza** di un corpo celeste si ha quando, a causa del moto diurno, il corpo transita al **meridiano in direzione Sud** (culminazione superiore), il **valore minimo dell'Altezza** si ha quando il corpo transita al **meridiano in direzione Nord** (culminazione inferiore).

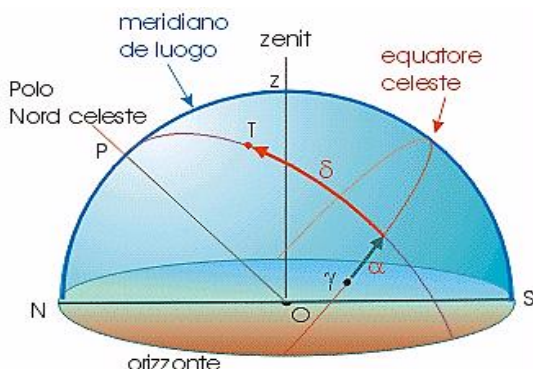
I cerchi minori formati dai punti sulla sfera celeste che hanno uguale altezza (ovvero uguale distanza zenitale) sono detti "cerchi di altezza" o "**almucantarati**".

Primo Verticale. È il cerchio verticale a 90° di azimut dal meridiano celeste. Le sue intersezioni con l'orizzonte definiscono i punti Est e Ovest che, come visto in precedenza, coincidono anche con l'intersezione tra l'equatore celeste e l'orizzonte.

Le coordinate Altazimutali sono facili da misurare, ma sono relative all'osservatore, in quanto dipendono da parametri (Orizzonte, Zenit e Meridiano) tipici della località di osservazione. A causa del moto diurno, le stelle descrivono archi di cerchio che, in generale, non sono paralleli all'orizzonte; quindi i valori di **A** e di **h** variano continuamente nel tempo e in modo non uniforme.

Coordinate equatoriali

La direzione fondamentale è l'**asse di rotazione della Terra**; il piano fondamentale è l'**equatore celeste**. Le coordinate sono l'**Ascensione Retta (α)** e la **Declinazione (δ)**.



I **cerchi orari** (o cerchi meridiani) sono i cerchi massimi passanti per i poli e sono perpendicolari all'equatore celeste; i **paralleli celesti** sono i cerchi minori paralleli all'equatore celeste.

Ascensione retta (α): è l'arco di equatore celeste tra il Punto γ (che verrà successivamente definito) e il cerchio orario passante per l'astro (**T**); viene misurata in senso antiorario ed è compresa tra 0h e 24h

Declinazione (δ): è l'arco di cerchio orario compreso fra l'equatore celeste e l'astro; si conta dall'equatore da 0 a 90° per l'emisfero Boreale e da 0 a -90° per l'emisfero Australe

Quello equatoriale è il sistema di coordinate più utilizzato. Il grande vantaggio rispetto al sistema altazimutale è che i valori di α e δ risultano svincolati dalla posizione dell'osservatore e rimangono costanti nel tempo (vedremo poi entro quali limiti), in quanto il sistema di riferimento è definito a partire dal Punto γ che partecipa al moto diurno.

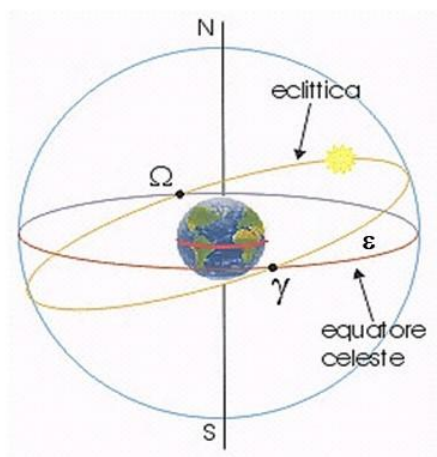
Si definisce **distanza polare (p)** la distanza angolare di un astro dal polo nord celeste; il suo valore è compreso tra 0° e 180° e vale la relazione: $p + \delta = 90^\circ$.

Per trasformare le misure di ascensione retta in angoli basta ricordare che: $24 \text{ h} = 360^\circ$; valgono quindi le relazioni:

$$1 \text{ h} = 15^\circ \quad 4 \text{ m} = 1^\circ \quad 1 \text{ m} = 15' \quad 4 \text{ s} = 1' \quad 1 \text{ s} = 15''$$

Eclittica e punto γ

L'**eclittica** è il percorso apparente del Sole sulla sfera celeste dovuto al moto di rivoluzione della Terra ed è, in altri termini, il cerchio massimo formato dall'intersezione del piano dell'orbita della Terra con la sfera celeste.



L'eclittica interseca l'equatore celeste in due punti (nodi) chiamati: **Punto di Ariete** (o Punto " γ " o **Punto Vernale**, a partire dal quale si misura l'ascensione retta) e **Punto della Bilancia** (o **Punto Ω**). La retta che congiunge i due punti è detta **linea dei nodi**.

Il centro del Sole passa per il Punto γ all'equinozio di Primavera (la declinazione del Sole diventa positiva) e per il Punto della Bilancia all'equinozio d'Autunno (la declinazione del Sole diventa negativa).

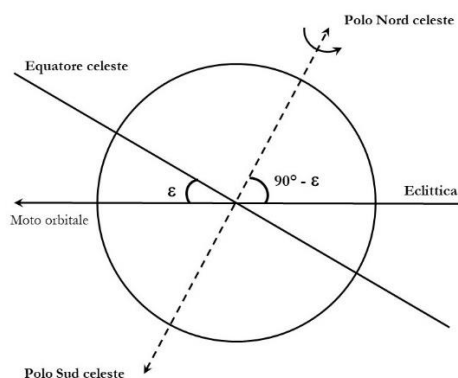
Poiché l'orbita della Terra è ellittica, la velocità con cui il Sole si muove sull'eclittica è variabile. Nel corso di un anno il Sole ha declinazione positiva per circa 187 giorni e declinazione negativa per circa 178 giorni.

La posizione dei punti equinoziali sull'equatore celeste varia lentamente a causa del moto di "precessione" dell'asse terrestre.

L'eclittica non coincide con l'equatore celeste perché il piano dell'equatore terrestre è inclinato rispetto a quello dell'orbita della Terra; l'angolo tra i due piani è chiamato obliquità (ϵ) dell'eclittica. Attualmente il valore dell'obliquità è: $\epsilon = 23^\circ 26'$

Il valore di ϵ oscilla ciclicamente tra circa $22^\circ.5$ e $24^\circ.5$, con un periodo dell'ordine di 41000 anni. Nell'epoca attuale l'obliquità decresce di circa $47''.11/\text{secolo}$

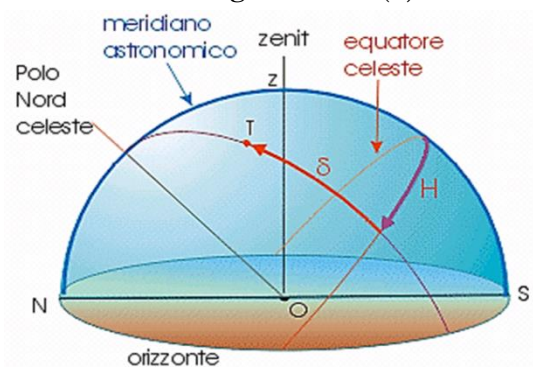
L'asse di rotazione della Terra forma con il piano dell'eclittica un angolo pari a $90^\circ - \epsilon$ e quindi il suo valore attuale è di $66^\circ 34'$.



Le orbite dei pianeti giacciono quasi sullo stesso piano dell'orbita della Terra. L'angolo massimo di inclinazione rispetto all'eclittica si ha per Mercurio, con circa 7° , quello minimo per Urano, con circa 0.8° . L'orbita della Luna è inclinata di circa 5° rispetto all'eclittica.

Coordinate Orarie e Tempo Siderale

La direzione fondamentale è l'**asse di rotazione della Terra**; il piano fondamentale è l'**equatore celeste**. Le coordinate sono l'**Angolo Orario (H)** e la **Declinazione (δ)**.



Angolo Orario (H): è la distanza angolare tra il cerchio orario che passa per l'astro (**T**) e il Meridiano; viene misurato in senso orario ed è compreso tra 0h e 24h

Declinazione (δ): è definita come per il sistema equatoriale.

Questo sistema non partecipa al moto diurno; **H** dipende dalla posizione dell'osservatore e fornisce indicazioni sulla visibilità di un astro. Quando un astro passa al meridiano in direzione sud si ha $H = 0$ h (altezza sull'orizzonte massima), quando passa al meridiano in direzione nord si ha $H = 12$ h (altezza sull'orizzonte minima).

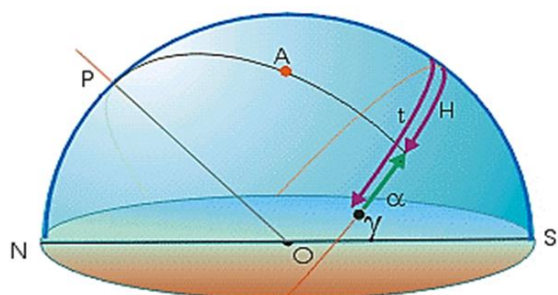
Il **Tempo Siderale (t)** è definito come l'angolo orario del Punto γ . Note l'ascensione retta (α) di un astro (**A**) il suo angolo orario, si determina il tempo siderale dalla relazione:

$$t = \alpha + H$$

Normalmente **t** è noto ed è usato per calcolare l'angolo orario di un astro di cui si conosce α

$$H = t - \alpha$$

Quando una stella passa al meridiano in direzione sud $H = 0$ e quindi $t = \alpha$; ne segue che a ogni istante passano al meridiano in direzione sud le stelle che hanno ascensione retta pari al tempo siderale in quell'istante.



Visibilità delle stelle

La visibilità di una stella dipende dalla sua declinazione (δ) e dalla latitudine (φ) dell'osservatore. Nel seguito assumeremo un osservatore nell'emisfero boreale e faremo riferimento all'orizzonte astronomico. Per le relazioni relative all'orizzonte vero, occorrerà introdurre gli effetti della rifrazione e la depressione dell'orizzonte.

L'altezza sull'orizzonte di una stella è massima (h_{\max}) quando transita al meridiano in direzione sud, mentre è minima (h_{\min}) quando transita al meridiano in direzione nord.

Per l'altezza minima vale sempre la relazione: $h_{\min} = -90^\circ + \varphi + \delta$

Per l'altezza massima si distinguono due casi:

1. se $\varphi > \delta$ la stella culmina più a sud dello zenith e si avrà: $h_{\max} = 90^\circ - \varphi + \delta$
2. se $\varphi < \delta$ la stella culmina più a nord dello zenith, l'altezza in questo caso viene contata a partire dal punto cardinale nord e si avrà: $h_{\max} = 90^\circ + \varphi - \delta$

Da entrambe le formule vediamo che nel caso in cui $\varphi = \delta$ la stella culmina allo zenith e si ha: $h_{\max} = 90^\circ$

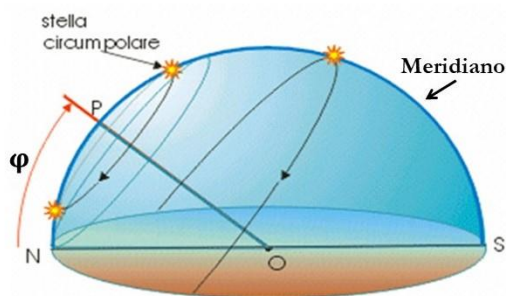
L'altezza massima ($h_{\max-E}$) e minima ($h_{\min-E}$) dell'equatore celeste ($\delta = 0^\circ$) è data dalle relazioni:

$$h_{\max-E} = 90^\circ - \varphi \quad h_{\min-E} = -90^\circ + \varphi$$

Per l'altezza massima ($h_{\max-P}$) e minima ($h_{\min-P}$) del polo celeste ($\delta = 90^\circ$) si ha:

$$h_{\max-P} = h_{\min-P} = \varphi$$

quindi altezza massima e minima coincidono: il polo celeste resta immobile durante il moto diurno.



Una stella si dice **circumpolare** se nel corso del moto diurno non tramonta mai, ovvero se la sua altezza è sempre $h \geq 0$.

Dalla relazione che fornisce l'altezza minima ricaviamo che in una località a latitudine φ una stella sarà circumpolare se ha declinazione:

$$\delta \geq 90^\circ - \varphi$$

Una stella si dice **anti-circumpolare** se nel corso del moto diurno non sorge mai, ovvero se la sua altezza è sempre $h < 0$.

Dalla relazione che fornisce l'altezza massima ricaviamo che in una località a latitudine φ una stella sarà anti-circumpolare se ha declinazione:

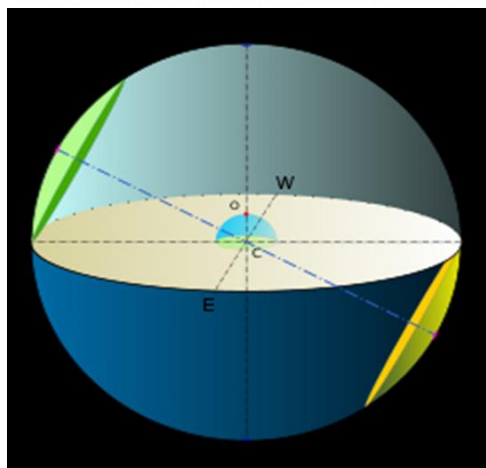
$$\delta < \varphi - 90^\circ$$

Una stella si dice **occidua** se nel corso del moto diurno sorge e tramonta, ovvero se la sua altezza può essere sia $h < 0$ che $h > 0$.

Dalle due relazioni precedenti si ricava che in una località a latitudine φ una stella risulta occidua se la sua declinazione è compresa nell'intervallo:

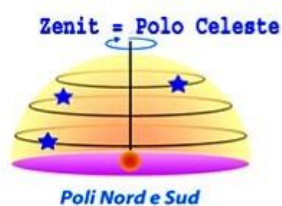
$$90^\circ - \varphi > \delta \geq \varphi - 90^\circ$$

In ogni località avremo quindi stelle sempre osservabili (quelle più vicine al polo celeste visibile, area in verde in figura), stelle mai osservabili (quelle più vicine al polo celeste non visibile, area in giallo in figura) e stelle che sorgono e tramontano.



Ad esempio a Catania ($\varphi = 37^\circ 31'$), risultano circumpolari tutte le stelle con $\delta \geq 52^\circ 29'$, anti-circumpolari tutte le stelle con $\delta < 52^\circ 29'$, occidue tutte le stelle con $52^\circ 29' > \delta \geq -52^\circ 29'$.

Posizioni peculiari per la visibilità delle stelle sono il polo nord (e analogamente quello sud) e l'equatore.



Al polo Nord solo le stelle con $\delta > 0^\circ$ sono visibili; tutte le stelle visibili sono anche circumpolari; non esistono stelle occidue.

All'equatore sono visibili stelle con qualsiasi declinazione e tutte come occidue; non esistono stelle circumpolari o anti-circumpolari.



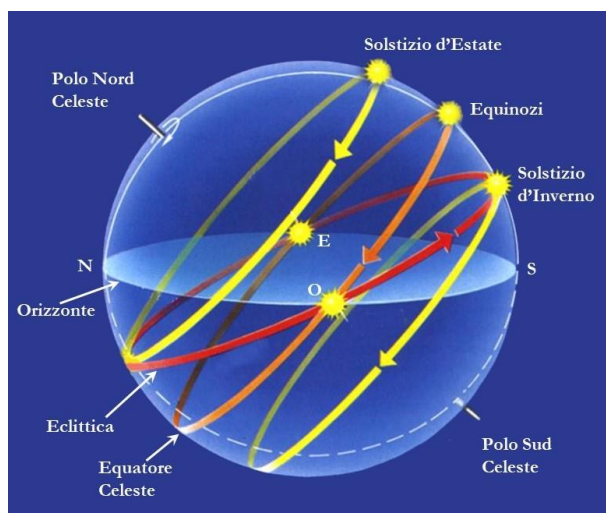
Sommando h_{\max} e h_{\min} di una stella che culmina a nord dello zenith, si ricava la latitudine dell'osservatore:

$$\varphi = \frac{h_{\max} + h_{\min}}{2}$$

Sommando h_{\max} e h_{\min} di una stella che culmina a sud dello zenith, si ricava la sua declinazione:

$$\delta = \frac{h_{\max} + h_{\min}}{2}$$

Moto annuo e visibilità del Sole



Nel corso dell'anno il Sole si sposta lungo l'eclittica da ovest verso est. Poiché attualmente l'eclittica forma con l'equatore celeste un angolo di $23^\circ 26'$, la declinazione del Sole (δ_\odot) e la sua ascensione retta (AR_\odot) variano come mostrato nella seguente tabella:

	δ_\odot	AR_\odot
Equinozio di primavera	0°	0 h
Solstizio d'estate	$+23^\circ 26'$	6 h
Equinozio d'autunno	0°	12 h
Solstizio d'inverno	$-23^\circ 26'$	18 h

Nella figura a sinistra è rappresentata la visibilità del Sole ai solstizi (linee gialle) e agli equinozi (linea arancione) per un osservatore posto a una latitudine di 45°

Agli equinozi la durata del giorno (inteso come numero di ore in cui il Sole è sopra l'orizzonte) è uguale a quella della notte su tutto il pianeta. Il Sole sorge nel punto cardinale Est e tramonta in quello Ovest.

Al solstizio d'estate nell'emisfero boreale avremo il giorno più lungo; il Sole sorge in un punto compreso tra Est e Nord e tramonta in un punto compreso tra Ovest e Nord. Al solstizio d'inverno avremo il giorno più corto; il Sole sorge in un punto compreso tra Est e Sud e tramonta in un punto compreso tra Ovest e Sud. La posizione esatta dei punti di sorgere e tramontare del Sole dipende dal giorno dell'anno e dalla latitudine dell'osservatore. Le stagioni risultano invertite nell'emisfero Australe.

Nell'emisfero boreale l'equinozio di primavera cade tra il 19 e il 21 marzo, il solstizio d'estate tra il 20 e il 21 giugno, l'equinozio d'autunno tra il 22 e il 23 settembre e infine il solstizio d'inverno tra il 21 e il 22 dicembre. Il motivo per cui le date di equinozi e solstizi possono variare è la non esatta corrispondenza tra l'anno civile e l'anno tropico.

L'altezza massima del Sole al meridiano $h_{\max-\odot}$ in una località a latitudine φ varia tra un massimo, che si raggiunge al solstizio d'estate, e un minimo, che si raggiunge al solstizio d'inverno.

Come per le stelle si distinguono due casi:

1. se $\varphi \geq \delta_\odot$ il Sole culmina più a sud dello zenith, o allo zenith, e si avrà: $h_{\max-\odot} = 90^\circ - \varphi + \delta$
2. se $\varphi < \delta_\odot$ il Sole culmina più a nord dello zenith, in questo caso l'altezza viene contata a partire dal punto cardinale nord e si avrà: $h_{\max-\odot} = 90^\circ + \varphi - \delta$

Avremo di conseguenza:

Località	$h_{\max-\odot}$			
	Equinozio di Primavera $\delta_\odot = 0^\circ$	Solstizio d'Estate $\delta_\odot = +23^\circ 26'$	Equinozio d'Autunno $\delta_\odot = 0^\circ$	Solstizio d'Inverno $\delta_\odot = -23^\circ 26'$
Polo Nord ($\varphi = 90^\circ$)	0°	$+23^\circ 26'$	0°	$-23^\circ 26'$
Catania ($\varphi = 37^\circ 31'$)	$52^\circ 29'$	$75^\circ 55'$	$52^\circ 29'$	$29^\circ 03'$
Tropico del Cancro ($\varphi = 23^\circ 26'$)	$66^\circ 34'$	90°	$66^\circ 34'$	$43^\circ 08'$
Equatore ($\varphi = 0^\circ$)	90°	$66^\circ 34'$	90°	$66^\circ 34'$

Quindi all'equatore nel periodo che va dall'equinozio di primavera a quello d'autunno ($\varphi < \delta_\odot$) il Sole culmina oltre lo zenith. Ai tropici il Sole culmina allo zenith solo al solstizio d'estate. Tuttavia, resta per più tempo in prossimità dello zenith ai tropici che all'equatore, perché in prossimità dei solstizi la declinazione del Sole varia molto più lentamente di quanto non accada agli equinozi. Ai poli il Sole rimane al di sotto dell'orizzonte per tutto il tempo in cui la sua declinazione è negativa, cioè dall'equinozio d'autunno a quello di primavera.

Tutte le relazioni precedenti sono ricavate considerando l'orizzonte astronomico e il centro del Sole, che ha però un diametro apparente di circa $32'$. Uno degli effetti più evidenti dovuto alle dimensioni finite del Sole è che al polo nord risulterà visibile, prima dell'equinozio di primavera, a partire da quando la sua declinazione è pari a $-16'$, e fino a quando, dopo l'equinozio d'autunno, la sua declinazione sarà maggiore di $-16'$ (a questo vanno inoltre aggiunti gli effetti descritti nel paragrafo "Rifrazione e depressione dell'orizzonte").

Infine, l'altezza massima al meridiano di un dato luogo di un pianeta o della Luna, si può calcolare con le stesse relazioni usate per il Sole, aggiungendo o sottraendo l'inclinazione della sua orbita rispetto all'eclittica.

Variazione delle coordinate astronomiche

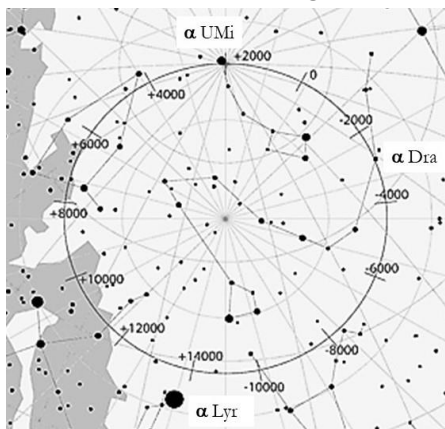
Le coordinate α e δ di un dato oggetto astronomico risultano indipendenti dalla posizione dell'osservatore e dovrebbero quindi rimanere costanti nel tempo. Le osservazioni mostrano invece numerosi effetti che alterano in modo ciclico o continuo il loro valore. Oltre a Precessione e Rifrazione, che verranno trattate a parte, hanno particolare importanza i seguenti effetti:

- **Parallasse Diurna.** È la differenza tra la distanza zenitale di un oggetto osservato dalla superficie della Terra e la distanza zenitale dello stesso oggetto osservato, allo stesso istante, da centro della Terra. Il nome deriva dal fatto che il suo valore varia con periodo uguale al periodo di rotazione della Terra. La parallasse diurna di un oggetto è minima quando esso transita al meridiano superiore e massima quando si trova all'orizzonte (parallasse orizzontale). Se un oggetto transita allo zenith in quell'istante la sua parallasse diurna è nulla. In pratica la parallasse diurna è significativa solo per oggetti del Sistema Solare. Nel caso della Luna il valore medio della parallasse orizzontale è notevole, poiché vale circa $57''$; già per il Sole scende a circa $9''$.
- **Parallasse Annuale.** È uno spostamento periodico della posizione delle stelle, con una traiettoria ellittica sulla sfera celeste, causata dalla rivoluzione della Terra. L'asse maggiore di questa ellisse è sempre parallelo all'eclittica e la sua ampiezza diminuisce all'aumentare della distanza della stella. L'asse minore è massimo se la stella si trova in uno dei poli dell'eclittica, dove l'ellisse diventa una circonferenza; se invece la stella si trova sul piano dell'eclittica, l'asse minore è nullo e l'ellisse degenera in un segmento. La misura dell'angolo di parallasse annua può essere usata per determinare la distanza delle stelle più vicine (si veda anche l'appendice 2 della dispensa "Leggi di Keplero e Gravitazione").
- **Aberrazione della luce** (o astronomica). È dovuta alla rivoluzione della Terra attorno al Sole e al valore finito della velocità della luce (il rapporto tra le due velocità è di circa 10^{-5}). Provoca una variazione periodica nella posizione di tutte le stelle sulla sfera celeste. Come per la parallasse annua, anche in questo caso la traiettoria è un'ellisse, con asse maggiore di circa $41''$ e asse minore che si annulla se la stella si trova sull'eclittica. A differenza della parallasse annua, l'asse maggiore dell'ellisse di aberrazione della luce non dipende dalla distanza ed è uguale per tutte le stelle. La metà del semiasse maggiore dell'ellisse, pari a circa $20''.5$, è detto costante di aberrazione. L'aberrazione della luce è un effetto notevolmente maggiore della parallasse annua e infatti fu scoperto da J. Bradley nel 1728 proprio nei suoi tentativi di misurare la parallasse annua delle stelle.
- **Moto proprio.** È la variazione della posizione di una stella sulla sfera celeste dovuta al suo reale movimento rispetto al baricentro del Sistema Solare (in prima approssimazione il centro del Sole). La causa di questo movimento è la diversa velocità con cui le stelle ruotano attorno al centro della Via Lattea. Il moto proprio è misurato in secondi d'arco per anno. Si tratta di angoli sempre molto piccoli, basti pensare che la stella con il moto proprio maggiore, la "Stella di Barnard", si sposta di $10''.3$ /anno, che equivale a percorrere nel cielo una distanza pari al diametro apparente della Luna in circa 185 anni. Il moto proprio rappresenta la componente "tangenziale" del vettore velocità di una stella rispetto al Sole. Conoscendo la distanza della stella e misurando, con tecniche spettroscopiche, la componente "radiale", si può infine ricavare il suo moto reale rispetto al Sole.

La Precessione

La **precessione degli equinozi** è dovuta un movimento della Terra che fa cambiare in modo lento, ma continuo, l'orientamento del suo asse di rotazione rispetto alla sfera celeste con un periodo di circa 25780 anni (detto Anno Platonico o Grande Anno).

Se la Terra fosse una sfera perfetta il suo asse di rotazione non subirebbe effetti perturbativi dovuti alle forze gravitazionali dei corpi vicini; ma la Terra ha la forma di un ellissoide appiattito e le forze gravitazionali del Sole e della Luna agiscono sulla "sporgenza equatoriale" cercando di riportarla sul piano dell'eclittica. Il risultato è che l'asse terrestre effettua una rotazione attorno alla verticale, simile a quella di una trottola, con i poli della sfera celeste che si muovono lungo una circonferenza.



La precessione fu scoperta da Ipparco nell'anno 130 a.C., confrontando le sue osservazioni con quelle fatte nel 290 a.C. dagli astronomi di Alessandria d'Egitto.

Attualmente il polo nord celeste si trova a circa $38'$ dalla **Stella Polare** (α UMi), mentre nel 2830 a.C. si trovava a $10'$ da **Thuban** (α Dra). In futuro la stella più brillante che assumerà il ruolo di polare, tra circa 12000 anni, sarà **Vega** (α Lyr).

A causa della precessione le posizioni del Punto γ e del Punto della Bilancia si spostano lungo l'eclittica di circa $50''.3$ /anno e quindi in circa 70 anni ogni equinozio anticipa di un giorno. Come vedremo tener conto di questa differenza è importante nella compilazione dei calendari e nelle regole per stabilire gli anni bisestili.

Sempre a causa della precessione degli equinozi, nell'epoca attuale, il punto γ si trova nella costellazione dei Pesci, e non più nell'Ariete, e ci resterà fino a circa l'anno 2700.

Gli astronomi devono quindi conoscere l'**epoca** a cui le coordinate di un oggetto vengono riferite. Durante la maggior parte del XX secolo è stata usata l'epoca 1950.0, mentre oggi si usa l'epoca 2000.0 (a volte abbreviata in J2000), che indica le coordinate di un oggetto all'1 gennaio 2000. Nei cataloghi si trovano le coordinate delle stelle e l'epoca a cui sono riferite. Per puntare correttamente i telescopi occorre applicare a detti valori un fattore correttivo, per tener conto della differenza tra l'epoca a cui è riferito il catalogo e la data in cui si effettuano le osservazioni. Una buona approssimazione della variazione in un anno delle coordinate δ e α è:

$$\Delta\delta \approx 50''.3 \cdot \sin \varepsilon \cdot \cos \alpha \approx 20''.0 \cdot \cos \alpha$$

$$\Delta\alpha \approx 50''.3 (\cos \varepsilon + \sin \varepsilon \cdot \sin \alpha \cdot \tan \delta) \approx 46''.2 + 20''.0 (\sin \alpha \cdot \tan \delta)$$

Rifrazione e Depressioni dell'orizzonte

La **rifrazione** è la deviazione della luce (e di tutte le onde elettromagnetiche) rispetto a un percorso rettilineo, dovuta all'atmosfera terrestre. Ha come risultato quello aumentare l'altezza degli oggetti celesti, mostrandoli quindi "più in alto" sull'orizzonte rispetto alla loro posizione vera. Il valore della rifrazione dipende dalle condizioni atmosferiche (temperatura, pressione, ecc.) e può variare notevolmente da notte a notte. Il suo valore è massimo all'orizzonte e si annulla allo zenit. Per la radiazione visibile la rifrazione all'orizzonte vale in media circa 35' (cioè poco più di mezzo grado). Valori approssimati della rifrazione r , in primi, in funzione dell'altezza H sull'orizzonte, in gradi, sono riportati nella tabella a destra.

Per convenzione il sorgere e il tramonto del Sole e della Luna vengono riferiti agli istanti in cui il loro bordo superiore compare o scompare all'orizzonte. Si noti però che all'orizzonte la rifrazione è leggermente maggiore del diametro apparente del Sole e della Luna. Ne segue che quando il disco completo di questi due corpi appare appena sopra l'orizzonte, non sarebbe in realtà visibile se non fosse per la rifrazione.

$H(^{\circ})$	$r (^{\circ})$
0°	35
$0^{\circ}.5$	29
1°	24
3°	14
5°	10
10°	5
20°	3
45°	1
60°	0.5
90°	0



Infatti, al momento dell'alba o del tramonto l'altezza vera del centro del Sole è di circa $-51'$ ($-35'$ per la rifrazione e $-16'$ per il suo semidiametro).

Poiché la rifrazione è di circa 29' a $0^{\circ}.5$ dall'orizzonte, osservato all'alba o al tramonto il Sole appare come "appiattito" di circa 6', pari a 1/5 del suo diametro apparente, come nella figura a sinistra..

A causa delle variazioni giornaliere della rifrazione, i tempi dell'alba e del tramonto del Sole e della Luna sono in genere arrotondati al minuto.

Se un osservatore è posto a un'altezza h sulla superficie della Terra, l'orizzonte osservato (o "reale") risulterà "abbassato" rispetto a quello apparente di una quantità i detta **depressione dell'orizzonte**, che, indicando con R il raggio della Terra, vale:

$$i = \arccos \frac{R}{R+h}$$

a questo valore occorre però aggiungere l'effetto della rifrazione atmosferica. Per valori di altezza piccoli rispetto al raggio della Terra, il valore totale D della depressione dell'orizzonte sarà:

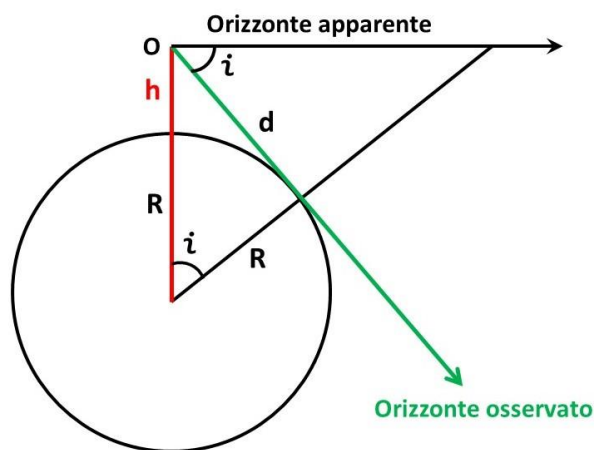
$$D \approx r + i \approx 35' + i$$

Si può facilmente dimostrare che, ignorando l'effetto della rifrazione atmosferica, la distanza d dell'orizzonte per un osservatore posto alla quota h vale:

$$d = \sqrt{h(2R+h)}$$

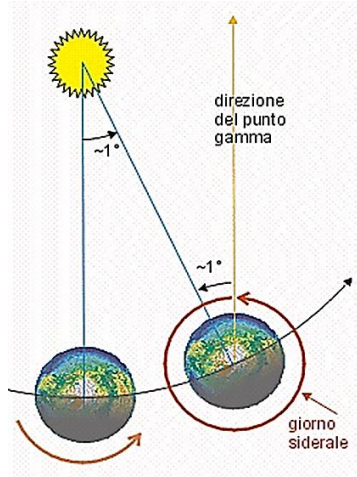
Una relazione approssimata che include la rifrazione, valida fino ad altezze di circa 8 km, e quindi applicabile in pratica a tutte le elevazioni terrestri, è la seguente:

$$d \text{ (km)} \approx 122 \sqrt{h \text{ (km)}}$$



Giorno/Anno solare e siderale

Il giorno è l'intervallo di tempo che intercorre tra due passaggi consecutivi al meridiano di un astro o di un punto sulla sfera celeste. Se l'astro è il Sole, due suoi passaggi consecutivi al meridiano definiscono il **giorno solare vero**; se il riferimento è il Punto γ due suoi passaggi consecutivi al meridiano definiscono il **giorno siderale**.



Giorno solare medio: la lunghezza del giorno solare vero non è costante. Ciò è dovuto alla velocità variabile con cui la Terra si muove lungo la sua orbita e al fatto che vediamo il Sole muoversi sull'eclittica e non sull'equatore celeste; ne segue che l'ascensione retta del Sole non varia in modo costante. Gli astronomi hanno quindi definito un corpo fittizio detto **Sole Medio**, che si muove lungo l'equatore celeste con velocità costante, a partire dal quale vengono calcolati il **giorno solare medio** e il **tempo solare medio**. Un giorno solare medio ha una durata di 24h (= 1440 minuti = 86400 s).

Giorno siderale: è il tempo impiegato dalla Terra per completare una rotazione attorno al proprio asse; attualmente vale circa 23h 56m 4.1s (≈ 86164.1 s). È più breve del giorno solare perché mentre ruota attorno a se stessa la Terra percorre, nello stesso senso, anche un tratto dell'orbita attorno al Sole. La conseguenza è il moto del Sole rispetto alle stelle, antiorario per un osservatore nell'emisfero boreale, con una velocità di poco meno di 1° /giorno.

Si definisce **Anno Siderale** il periodo orbitale della Terra, ovvero il tempo necessario affinché il Sole torni nella stessa posizione rispetto alle stelle. La sua durata è di 365.25636 giorni solari medi.

Si definisce **Anno Tropico** il tempo fra due solstizi o due equinozi consecutivi. La sua durata è di 365.24219 giorni solari medi. L'Anno Tropico è più corto dell'Anno Siderale (di circa 0.01417 giorni ≈ 20.4 minuti) a causa del moto di precessione degli equinozi, che fa spostare il punto γ in direzione opposta al moto di rivoluzione della Terra di circa $50.3''$ /anno (ovvero di 1° in circa 71.6 anni).

Tempo Solare ed Equazione del Tempo

Il **Tempo Solare Medio** (T_M) è definito come l'angolo orario (h_M) del centro del Sole Medio aumentato di 12 ore, in modo che ogni giorno cominci alla mezzanotte, ovvero al momento del passaggio del Sole Medio alla culminazione inferiore:

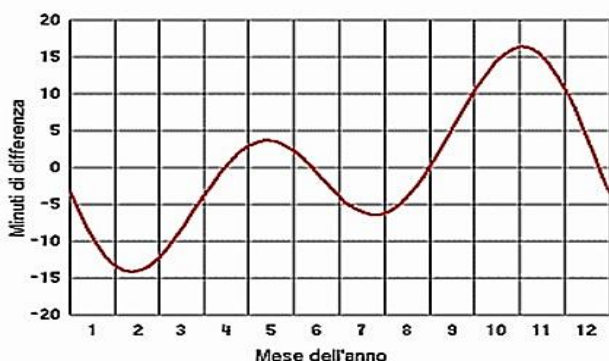
$$T_M = h_M + 12h$$

Il **Tempo Solare Vero** (T_V) è definito come l'angolo orario (h_V) del centro del Sole vero aumentato di 12 ore:

$$T_V = h_V + 12h$$

La differenza tra tempo solare vero e tempo solare medio è detta **Equazione del Tempo (ET)** ed equivale alla differenza di angolo orario tra il Sole vero e il Sole Medio:

$$ET = T_V - T_M = h_V - h_M$$



Nel calcolo del valore di ET concorrono effetti dovuti all'eccentricità dell'orbita terrestre e all'inclinazione dell'eclittica sull'equatore celeste.

Un valore positivo di ET vuol dire che il Sole vero è "più avanti" del Sole Medio; quindi passa per primo al meridiano.

Il valore di ET oscilla tra un minimo di circa -14.4 m intorno al 12 febbraio a un massimo di circa $+16.4$ m intorno al 3 novembre. Il valore di ET si annulla quattro volte all'anno, intorno al 15 aprile, 15 giugno, 1 settembre e 25 dicembre.

In prima approssimazione il valore di ET si può ricavare da grafici come quello mostrato qui sopra; per stime più precise si possono consultare apposite tabelle o pagine con calcolatori on-line come quello di N. Scarper presente su: <https://eratostene.vialattea.net/astrocalc/sole1.html>

In alcuni testi è possibile trovare l'equazione del tempo definita come $ET = T_M - T_V$. In questo caso si troverà un grafico del tutto simile a quello mostrato qui sopra, ma speculare rispetto all'asse delle ascisse, ovvero con i valori di ET di segno opposto (il 12 febbraio il valore sarà di $+14.4$ minuti, mentre il 3 novembre sarà di -16.4 m).

Tempo Solare, Tempo Civile e Fusi Orari

Il Tempo Solare Medio e il Tempo Solare Vero sono "tempi locali", poiché dipendono dall'angolo orario osservato o calcolato per il Sole. Considerando un qualsiasi punto sulla Terra in cui si osserva in un certo istante il Sole passare al meridiano, il passaggio sarà avvenuto prima per le località situate più a est e avverrà dopo per quelle situate più ad ovest.

Per le necessità civili fu deciso di introdurre, dall'1 novembre 1884, una suddivisione convenzionale della superficie terrestre in 24 parti dette **Fusi Orari**, ognuna con un'estensione di 15° in longitudine. Per ogni fuso orario viene definito il **Tempo Civile** (T_C), o legale o medio del fuso, che è il tempo solare medio del meridiano centrale del fuso. Questo tempo è deciso per legge ed è valido per tutte le località all'interno di un dato fuso orario.

Il primo fuso orario è centrato sulla longitudine $\lambda = 0^\circ$, che corrisponde al cosiddetto "Meridiano di Greenwich"; i fusi orari successivi sono centrati sui meridiani con longitudine multipla di 15° . Ai 24 fusi orari iniziali così definiti se ne sono successivamente aggiunti altri, fino ai 39 esistenti oggi (vedere figura nel capitolo "Tempo Universale"). Ciò è possibile perché sono stati introdotti fusi orari che si discostano dal precedente di 30 o di 45 minuti.

Per confrontare il tempo solare medio con il tempo civile, dobbiamo tener conto del valore della differenza ($\Delta\lambda$) tra la longitudine a cui si trova l'osservatore e quella del meridiano centrale del fuso orario. Questa differenza, trasformata in tempo ($\Delta\lambda_T$), andrà sottratta se ci troviamo a est del meridiano centrale (il Sole passa al meridiano locale prima) e sommata se ci troviamo a ovest del meridiano centrale (il Sole passa al meridiano locale dopo):

$$T_M = T_C \pm \lambda_T$$

Poiché ogni fuso orario si estende fino a $7^\circ 30'$ a Est e fino a $7^\circ 30'$ a Ovest rispetto al meridiano centrale, e poiché 1° in longitudine equivale a 4 m in tempo ($24\text{h}/360$), tra il tempo solare medio e il tempo civile la differenza può arrivare fino a 30m. In pratica però i confini dei fusi orari risultano irregolari, in quanto seguono i confini degli stati. Quindi in alcuni stati la differenza massima tra tempo solare medio e tempo civile può essere maggiore o minore di 30m.

Per confrontare il tempo solare vero con il tempo civile dobbiamo tener conto anche dell'equazione del tempo:

$$T_V = T_M + ET = T_C \pm \lambda_T + ET$$

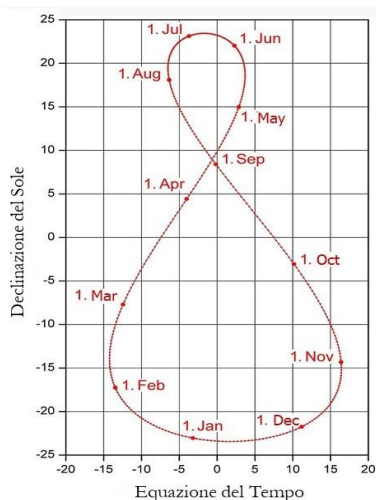
Infine, occorre ricordare che in buona parte dell'anno molti stati adottano l'ora legale, che aumenta (ΔT), tipicamente di un'ora, il tempo civile rispetto a quello solare. In detti periodi dell'anno, in Italia in genere dall'ultima domenica di marzo all'ultima di ottobre, valgono quindi le relazioni:

$$T_M = T_C \pm \lambda_T - \Delta T$$

$$T_V = T_M + ET = T_C \pm \lambda_T + ET - \Delta T$$

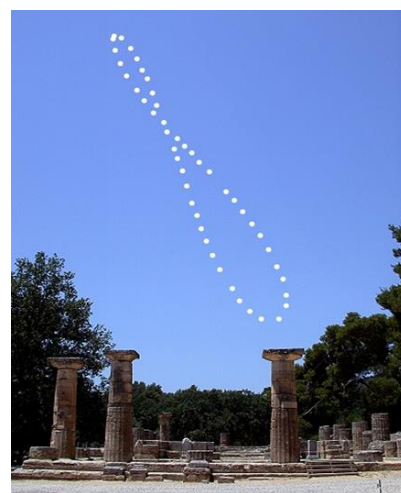
Per evidenti motivi di praticità, si è convenuto che la data civile cambia alla mezzanotte del tempo civile di un dato fuso orario.

Analemma



Una visualizzazione degli effetti dovuti alla variabilità del moto apparente del Sole è l'Analemma, la figura che si ottiene riportando la posizione del Sole nei diversi giorni dell'anno alla stessa ora, tipicamente il mezzogiorno di tempo solare medio.

La coordinata verticale corrisponde alla declinazione del Sole nelle varie date, la coordinata orizzontale, Sole "in anticipo" o "in ritardo" rispetto al Sole Medio, è dovuta alla diversa velocità con cui la Terra percorre la sua orbita.



L'inclinazione rispetto all'orizzonte dell'Analemma dipende dalla latitudine di osservazione. Si può ottenere l'Analemma sovrapponendo delle pose fatte alla stessa ora per un anno con una camera puntata nella stessa direzione, come mostrato nella foto in alto a destra

Tempo Solare e Tempo Siderale

Dopo un anno solare il numero di giorni siderali trascorsi è pari al numero di giorni solari più uno:

$$365.25636 \text{ giorni solari} = 366.25636 \text{ giorni siderali.}$$

da cui ricaviamo la durata del giorno siderale:

$$\text{Giorno Siderale} = 24\text{h} \cdot \frac{365.25636}{366.25636} = 24\text{h} \cdot 0.99726967 = 23\text{h } 56\text{m } 4.1\text{s}$$

La costante

$$K = \frac{365.25636}{366.25636} = 0.99726967$$

permette di convertire gli intervalli di tempo siderale in intervalli di tempo solare medio

La costante

$$H = \frac{1}{K} = \frac{366.25636}{365.25636} = 1.00273780$$

permette di convertire gli intervalli di tempo solare medio in intervalli di tempo siderale (ad esempio 24 ore di tempo solare = 24h 3m 56.5s di tempo siderale).

La differenza ΔT tra l'ora locale, solare o siderale, a due diverse longitudini misurata allo stesso istante è pari alla differenza di longitudine ($\Delta \lambda$) trasformata in tempo ($\Delta \lambda_T$):

$$\Delta T = \Delta \lambda_T = \frac{24 \text{ h} \cdot \Delta \lambda}{360}$$

Nel caso di osservazioni dello stesso fenomeno, ad esempio il passaggio al meridiano, a istanti diversi si distingue il caso delle stelle da quello del Sole, ciò in quanto la durata del giorno siderale è diversa da quella del giorno solare. Nel caso di una stella si ha:

$$\Delta \lambda = \frac{360^\circ \cdot \Delta T}{\text{Giorno siderale}} \approx \frac{360^\circ \cdot \Delta T}{23\text{h } 56\text{m } 4.1\text{s}}$$

Nel caso del Sole si ha:

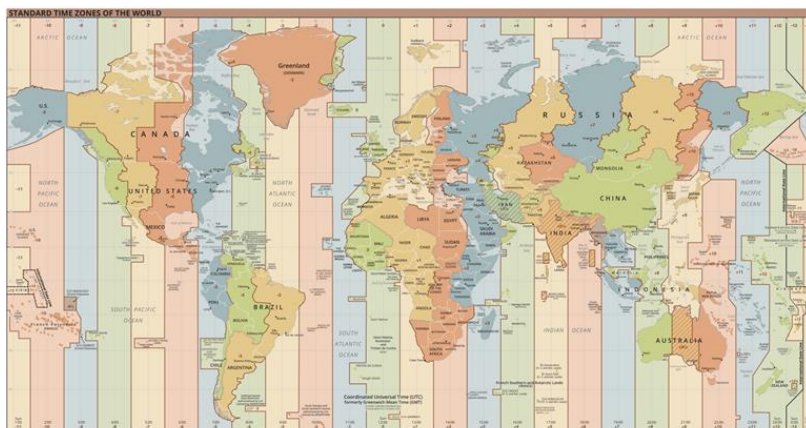
$$\Delta \lambda = \frac{360^\circ \cdot \Delta T}{\text{Giorno solare medio}} \approx \frac{360^\circ \cdot \Delta T}{24\text{h}}$$

Tempo Universale

L'ora locale è funzione della longitudine, ma gli astronomi hanno la necessità di riferire le loro osservazioni a un tempo comune. Per risolvere questo problema è stato introdotto il Tempo Universale (UT = GMT), definito come il tempo solare medio del Meridiano di Greenwich. Tutte le osservazioni astronomiche sono quindi riportate in UT. Il tempo solare medio in una data località a longitudine λ è legato all'UT dalla relazione:

$$T_M = UT \pm \lambda$$

con λ che ha segno positivo a est di Greenwich e segno negativo a ovest di Greenwich.



<https://commons.wikimedia.org/w/index.php?curid=22556731>

Ad esempio, se non è in vigore l'ora legale, quando sono le 15:00 UT del 16 febbraio, ad Auckland, che si trova a UT + 12, sono le 03:00 del 17 febbraio; invece se sono le 04:00 UT del 16 febbraio a Los Angeles sono le 20:00 del 15 febbraio. Per i poli viene adottata per convenzione l'UT al polo nord e UT + 12 al polo Sud.

Nell'immagine a sinistra sono mostrati i 39 fusi orari attualmente in uso.

L'ora civile di un determinato fuso orario si indica con UT \pm N

Il fuso orario di cui fa parte l'Italia è UT + 1 (quindi alle 12:00 UT in Italia saranno le 13:00), mentre Los Angeles si trova nel fuso UT - 8 (quindi le 12:00 UT corrispondono alle 04:00 a Los Angeles).

Quando la correzione implica un'ora successiva o precedente la mezzanotte, l'ora locale si riferisce al giorno dopo o a quello prima.

I Calendari

Il calendario in uso in gran parte del mondo occidentale è di tipo solare e si basa sull'**Anno Tropic** (≈ 365.24219 giorni solari medi ≈ 365 g, 5h, 48m, 45s). Un Anno Tropic comprende un ciclo completo di stagioni.

L'**Anno Civile** adotta invece un numero intero di giorni, 365, e deve quindi aggiungere periodicamente i giorni che si accumulano sommando la differenza con l'Anno Tropic.

Nel tempo sono stati adottati diversi metodi per tener conto di questa differenza.

Calendario Giuliano. Fu introdotto da Giulio Cesare nel 46 A.C.; un anno ha una durata di 365 giorni e ogni 4 anni si aggiunge un giorno (il 29 febbraio). Questa correzione è però eccessiva (di 11 minuti e 14s) e l'equinozio rimane quindi "indietro" rispetto all'Anno Tropic di circa un giorno ogni 128 anni.

Calendario Gregoriano. Fu introdotto nel 1582 da papa Gregorio XIII stabilendo che:

1. in quell'anno al 4 ottobre seguisse il 15 ottobre, per compensare la differenza accumulata;
2. un anno ha una durata di 365 giorni e ogni 4 anni si aggiunge un giorno (il 29 febbraio), ma non sono più considerati bisestili gli anni secolari non divisibili esattamente per 400 (ovvero 1600 bisestile; 1700, 1800 e 1900 non bisestili; 2000 bisestile...). In questo modo la correzione in eccesso è di soli 26 secondi e si accumulerà quindi un errore di un giorno solo dopo 3323 anni.

Diversi altri calendari sono usati in alcuni stati, in alternativa o insieme a quello gregoriano, soprattutto per motivi religiosi o liturgici.

In tutti i calendari si assegna agli anni un numero progressivo. Nei calendari gregoriano e giuliano la numerazione inizia dalla data di nascita di Gesù. Gli anni successivi a tale evento sono denominati "dopo Cristo", in sigla d.C.; gli anni precedenti "avanti Cristo", in sigla a.C. Va notato che non esiste l'anno zero; infatti all'anno 1 a.C. segue l'anno 1 d.C.

In astronomia viene utilizzato l'**Anno Giuliano**, che vale esattamente 365.25 giorni solari medi ($= 31557600$ s). Va notato che il termine "giuliano" si riferisce al fatto che la durata di questo intervallo di tempo è uguale al valore medio dell'anno giuliano. L'anno giuliano è quindi solo una unità di tempo e non è utilizzato per la definizione di calendari.

L'anno giuliano è usato nel calcolo della lunghezza dell'anno luce (**al**), definito come la distanza che la luce percorre nel vuoto in un anno giuliano:

$$1 \text{ al} = 31557600 \cdot 10^7 \text{ s} \cdot 299792 \frac{\text{km}}{\text{s}} \approx 9.4607 \cdot 10^{12} \text{ km}$$

Il Giorno Giuliano (JD)

Il Giorno Giuliano (in inglese Julian Day, comunemente abbreviato in JD) è un sistema introdotto dagli astronomi per fornire un riferimento che superi le difficoltà di datazione che scaturiscono da differenti calendari e cronologie storiche ed è il numero di giorni trascorsi dalle 12:00 UT dell'1 gennaio 4713 a.C. Con questo sistema si può calcolare il tempo trascorso tra due eventi con una semplice sottrazione.

Va notato che il JD cambia alle 12:00 UT, questo assicurava, almeno in Europa, che il Giorno Giuliano non cambiasse nel corso di una notte di osservazioni.

Per calcolare il valore esatto del JD in un dato istante si opera come segue. Supponiamo di conoscere che il 14 marzo 2020 alle ore 12:00 di UT si aveva $\text{JD} = 2458923$; il valore del JD in quella data alle 21h 53m 35s si ottiene aggiungendo al valore intero una quantità pari a:

$$\frac{h-12}{24} + \frac{m}{1440} + \frac{s}{86400} = \frac{9}{24} + \frac{53}{1440} + \frac{35}{86400} = 0.4122$$

Quindi il Giorno Giuliano il 14 marzo 2020 alle 21h 53m 35s era pari a: $\text{JD} = 2458923.4122$

In rete esistono molti programmi che consentono il calcolo esatto del valore del JD; tra questi uno di facile uso si trova alla pagina: <https://www.agopax.it/Archaeoastronomy%20Program/Calcolo%20JD/Programma.html>

Infine, per tener conto del moto della Terra intorno al Sole è stato introdotto l'**Heliocentric Julian Day** (HJD). La correzione per passare da JD a HJD dipende dalla posizione dell'oggetto osservato nel cielo. La correzione è nulla per gli oggetti posti nei poli dell'eclittica e massima per gli oggetti sull'eclittica, dove può arrivare a 16m 38s, ovvero al tempo che impiega la luce per attraversare l'orbita della Terra. Per un corretto confronto dei tempi delle osservazioni occorre utilizzare l'HJD.

Appendice 1 - Le stelle più luminose

	Nome	Catalogo Bayer	m_v	V	C	D (al)
1	Sirio	α CMa	-1.46			8.58
2	Canopo	α Car	-0.74			310
3	Rigel Kent	α Cen	-0.27	Y	Y	4.35
4	Arturo	α Boo	-0.05			37
5	Vega	α Cyr	0.03	Y		25
6	Capella	α Aur	0.08	Y	Y	42
7	Rigel	β Ori	0.13	Y		860
8	Prozione	α CMi	0.34			11
9	Achernar	α Eri	0.46	Y		140
10	Betelgeuse	α Ori	0.50	Y		640
11	Agena	β Cen	0.61			390
12	Altair	α Aql	0.76			17
13	Acrux	α Cru	0.76	Y		320
14	Aldebaran	α Tau	0.86	Y		65
15	Antares	α Sco	0.96	Y		600
16	Spica	α Vir	0.97	Y		260
17	Polluce	β Gem	1.14			34
18	Fomalhaut	α PsA	1.16			25
19	Deneb	α Cyg	1.25	Y		2600
20	Mimosa	β Cru	1.25	Y		350
21	Regolo	α Leo	1.39			77
22	Adhara	ϵ CMa	1.50			430
23	Shaula	λ Sco	1.62			700
24	Castore	α Gem	1.62		Y	52
25	Gacrux	γ Cru	1.64			88

Nella tabella a sinistra sono riportate alcune informazioni sulle 25 stelle più luminose del cielo.

Oltre al nome proprio è riportata la classificazione di Bayer e la magnitudine apparente visuale m_v fuori dall'atmosfera.

La presenza di variabilità fotometrica è indicata con il simbolo **Y** nella colonna **V** (in questo caso la magnitudine in tabella è il valore medio osservato).

La presenza di una compagna visuale è riportata con il simbolo **Y** della colonna **C** (in questo caso la magnitudine in tabella è la combinazione delle magnitudini delle due componenti).

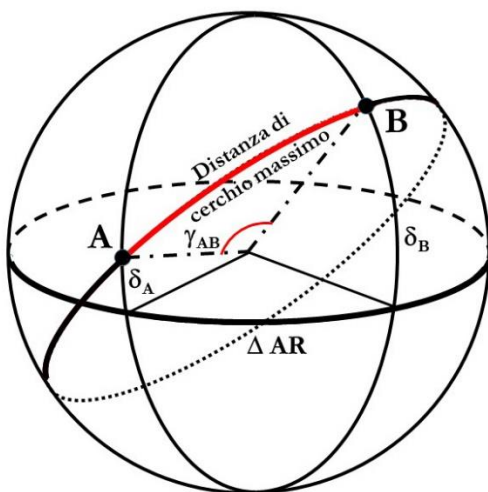
Nell'ultima colonna della tabella è riportata la distanza **D** dal Sole espressa in anni luce.

La stella Vega è stata usata per fissare il sistema di magnitudini astronomiche e le era stato assegnato il valore $m_v = 0$

Successivamente però è stata scoperta una sua debole variabilità.

La stella più luminosa del cielo è Sirio, mentre la stella più luminosa dell'emisfero nord del cielo è Arturo. Si deve però sempre tener conto che la magnitudine osservata è affetta dagli effetti dell'assorbimento atmosferico.

Appendice 2 - Distanza di cerchio massimo (ortodromia)



La distanza minima tra due punti posti sulla superficie di una sfera, detta anche ortodromia, è data dalla lunghezza dell'arco del cerchio massimo che passa per i due punti.

Nel caso della sfera celeste, possiamo calcolare solo la distanza angolare. Consideriamo allora due punti A e B con coordinate equatoriali AR_A , AR_B , δ_A e δ_B e con

$$\Delta AR = |AR_A - AR_B| \leq 12h$$

Calcoliamo la differenza di ascensione retta in gradi:

$$k = \frac{360^\circ \cdot \Delta AR}{24 h}$$

La distanza angolare γ_{AB} tra i due punti vale:

$$\gamma_{AB} = \arccos (\cos k \cdot \cos \delta_A \cdot \cos \delta_B + \sin \delta_A \cdot \sin \delta_B)$$

Nota la distanza angolare, possiamo ricavare la distanza di cerchio massimo **d** per due punti A e B sulla superficie di una sfera di raggio R. Infatti tra distanza angolare γ e distanza di cerchio massimo vale la relazione:

$$\gamma : 360^\circ = d : 2 \pi R$$

da cui ricaviamo:

$$d = \frac{2 \pi R}{360^\circ} \cdot \gamma \simeq \frac{R}{57^\circ \cdot 296} \cdot \gamma$$

Distanze sulla superficie della Terra

Consideriamo il caso di due punti A e B sulla superficie della Terra, le cui coordinate (longitudine e latitudine) siano: Lon_A , Lon_B , Lat_A e Lat_B e con $\Delta \text{Lon} = |\text{Lon}_A - \text{Lon}_B| \leq 180^\circ$. Vale la relazione:

$$d(\text{km}) \simeq \frac{R_{\text{Terra}}}{57^\circ \cdot 296} \cdot \gamma_{AB} \simeq 111.3 \cdot \arccos (\cos \Delta \text{Lon} \cdot \cos \text{Lat}_A \cdot \cos \text{Lat}_B + \sin \text{Lat}_A \cdot \sin \text{Lat}_B)$$

Appendice 3 - Declinazione del Sole

A causa dell'inclinazione dell'eclittica sull'equatore celeste, la declinazione del Sole (δ_\odot) varia in modo non uniforme nel corso dell'anno, in particolare più rapidamente agli equinozi e più lentamente ai solstizi. Una buona approssimazione del suo valore si ottiene dalla relazione:

$$\delta_\odot = 23^\circ 26' \cdot \sin \left(360^\circ \frac{N + 284}{365} \right)$$

dove **N** è il numero di giorni trascorsi dall'inizio dell'anno, che, indicando con M il mese e con D il giorno del mese, si ricava dalle relazioni:

$$N = \text{int} \left(\frac{275 \cdot M}{9} \right) - 2 \text{int} \left(\frac{M+9}{12} \right) + D - 30 \quad \text{per gli anni ordinari}$$

$$N = \text{int} \left(\frac{275 \cdot M}{9} \right) - \text{int} \left(\frac{M+9}{12} \right) + D - 30 \quad \text{per gli anni bisestili}$$

Con buona approssimazione il giorno dell'anno si può ricavare interpolando i dati della seguente tabella, dove per ogni mese è indicato il giorno dell'anno corrispondente a metà mese (ovvero alla data del 15)

Gen	Feb	Mar	Apr	Mag	Giu	Lug	Ago	Set	Ott	Nov	Dic
15	46	74	105	135	166	196	227	258	288	319	349

Anche per il calcolo della declinazione del Sole esistono in rete dei programmi di facile uso.

Appendice 4 - Sorgere e tramontare di un astro

Per un osservatore posto a latitudine φ , la declinazione (δ), l'altezza sull'orizzonte (h), l'azimut (**A**) e l'angolo orario (**H**) di un oggetto celeste sono legate dalle seguenti relazioni:

$$\sin h = \sin \delta \cdot \sin \varphi + \cos \delta \cdot \cos \varphi \cdot \cos H \quad \sin \delta = \sin h \sin \varphi - \cos h \cos \varphi \cos A$$

L'angolo orario di un astro ad altezza h è dato dalla relazione:

$$\cos H = - \frac{\sin \delta \cdot \sin \varphi}{\cos \delta \cdot \cos \varphi} + \frac{\sin h}{\cos \delta \cdot \cos \varphi} = - \tan \delta \cdot \tan \varphi + \frac{\sin h}{\cos \delta \cdot \cos \varphi}$$

Quindi se $h = 0$ (sorgere o tramontare di un astro) avremo:

$$H = \pm \arccos (-\tan \delta \cdot \tan \varphi)$$

Con il valore negativo (prima del meridiano) per il sorgere e positivo (dopo il meridiano) per il tramontare. Se è nota l'ascensione retta (α) dell'astro potremo calcolare il tempo siderale (t) dalla relazione:

$$t = \alpha + H$$

Per una precisione più accurata dobbiamo considerare la rifrazione dell'atmosfera. Quindi al momento in cui un astro sorge la sua altezza vera sarà $h \simeq -35'$. Nel caso di una sorgente estesa occorre considerare anche le sue dimensioni angolari (per esempio nel caso del Sole al momento del sorgere e tramontare avremo $h \simeq -51'$).

L'Azimut di un astro ad altezza h è dato dalla relazione:

$$\cos A = - \frac{\sin \delta}{\cos h \cdot \cos \varphi} + \frac{\sin h \cdot \sin \varphi}{\cos h \cdot \cos \varphi}$$

Quindi se $h = 0$ (sorgere o tramontare) avremo:

$$A = \pm \arccos \left(- \frac{\sin \delta}{\cos \varphi} \right)$$

Nota: Nelle relazioni che consentono di calcolare altezza e azimut al sorgere o tramontare, un argomento dell' \arccos il cui valore assoluto è maggiore di 1 esprime la circostanza di un astro che non sorge o non tramonta mai ed è quindi circumpolare o anti-circumpolare per l'osservatore.