

Capitolo 2

SISTEMI DI RIFERIMENTO ASTRONOMICI

L'immagine del cielo che ci viene offerta dall'osservazione è bidimensionale, proiettata su una superficie sferica di dimensioni molto grandi con la Terra al centro. Le stelle appaiono fissate su questa superficie, tutte alla stessa distanza, senza alcun effetto di prospettiva, e descrivono delle traiettorie curve da est verso ovest (Fig. 2.1). Tuttavia è ben noto che questa immagine non è corretta: gli oggetti celesti sono distribuiti in uno spazio tridimensionale, la mancanza di prospettiva è semplicemente dovuta all'enorme distanza dalla Terra a cui essi si trovano, tanto che all'osservatore terrestre appaiono tutti "all'infinito". Per la definizione della direzione in cielo in cui individuare gli astri e per la descrizione dei loro moti diurni e annui è tuttavia sufficiente fare riferimento alla descrizione bidimensionale: la superficie su cui si vedono proiettati gli astri viene chiamata *sfera celeste* e su di essa si debbono tracciare dei sistemi di riferimento opportuni. In analogia con le coordinate usate per definire la posizione sulla superficie della Terra, anche per la sfera celeste si utilizzano latitudini e longitudini; in pratica occorre individuare l'equivalente di un equatore (o di due poli) e di un meridiano zero. Si dovrà cioè individuare un piano che passi per il centro della sfera celeste e la intersechi in un cerchio massimo che la divide in due emisferi. Una delle coordinate indicherà la distanza angolare da questo piano (*latitudine*). La seconda coordinata sarà la distanza angolare tra i piani meridiani, perpendicolari all'equatore, passanti uno per l'oggetto considerato e l'altro per un punto fisso sull'equatore (*longitudine*).

Per effettuare calcoli sui moti ed eventualmente per trasformare le coordinate tra diversi sistemi di riferimento è necessario usare le regole della trigonometria sferica. Nel seguito ne verrà dato qualche esempio. Le tecniche per definire quantitativamente e con grande precisione posizioni e moti degli astri sono molto raffinate e fanno parte delle specializzazioni dell'astronomia chiamate *astrono-*

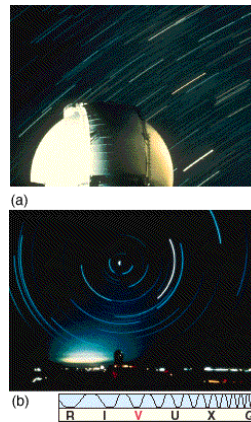


Fig. 2.1: Moti giornalieri delle stelle viste da una latitudine intorno ai 45° : (a) stelle che non si elevano molto sull'orizzonte, (b) stelle circumpolari, prossime al polo nord celeste

mia fondamentale e astrometria.

2.1 Il sistema di coordinate orizzontali o altazimutali

Il sistema di riferimento più naturale per un osservatore terrestre è quello legato all'ambiente circostante: la posizione di un astro in cielo può essere individuata dalla sua elevazione sull'orizzonte e dalla sua direzione relativamente a quelli che chiamiamo i punti cardinali locali. Passando ad una definizione quantitativa diremo che il cerchio massimo di riferimento è l'*orizzonte*, cioè il cerchio secondo cui il piano tangente alla Terra nel punto di osservazione interseca la sfera celeste; il polo di questo piano, definito dall'intersezione della normale al suolo con la sfera celeste sopra l'osservatore, è detto *zenit*. La stessa normale individua anche un polo al disotto dell'osservatore che viene detto *nadir*. Cerchi massimi che passano per zenit e nadir sono detti *verticali*, perché intersecano normalmente l'orizzonte.

Il moto del Sole durante il giorno e delle stelle durante la notte segue traiettorie curve che li porta a sorgere in un punto dell'orizzonte a est, salire fino ad una elevazione massima che prende il nome di *culminazione*, per poi ridiscendere e tramontare ad ovest. Il verticale a cui tutti gli astri culminano è chiamato *meridiano* e individua sull'orizzonte le direzioni del sud e del nord.

Le coordinate angolari usate per definire la posizione sulla sfera celeste di un astro sono: l'*altezza* o elevazione a , l'angolo misurato a partire dall'orizzonte lungo il verticale che passa per l'oggetto, e l'*azimut* A , l'angolo del verticale dell'oggetto rispetto ad un verticale fisso prescelto. L'altezza varia tra -90° e

+90°, positiva per posizioni al di sopra dell'orizzonte (lo zenit è a 90°) e negativa al di sotto dell'orizzonte (il nadir è a -90°). A volte si usa anche la distanza zenitale, z , cioè l'angolo $z = 90^\circ - a$. Il verticale fisso a partire da cui si misura l'azimut è il meridiano e gli angoli sono misurati dal punto sud in senso orario da 0° a 360° (Fig. 2.2). Dalla figura 2.3 è chiaro come ambedue le coordinate

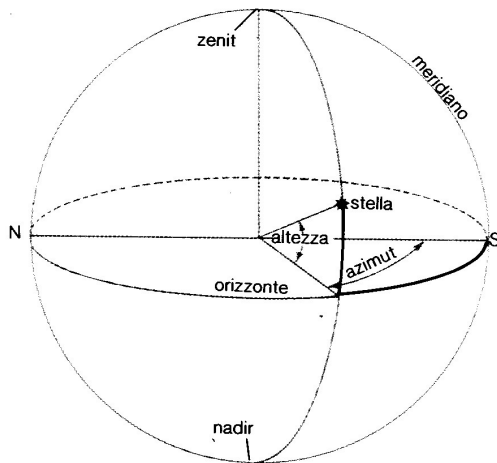


Fig. 2.2: Il sistema di coordinate orizzontali o altazimutali

cambiano durante il moto diurno degli astri. La difficoltà maggiore di questo sistema di riferimento con le relative coordinate sta nell'essere strettamente locale, in quanto ogni osservatore ha il proprio orizzonte. Queste coordinate non possono essere alla base di un catalogo celeste generale.

2.2 Il sistema equatoriale

La direzione dell'asse di rotazione terrestre rimane praticamente costante su tempi dell'ordine di alcuni anni (in realtà esistono i fenomeni della precessione e nutazione), e corrispondentemente è costante anche il piano equatoriale ad esso perpendicolare. L'intersezione del piano equatoriale con la sfera celeste è l'*equatore celeste* e rappresenta il cerchio massimo del sistema di riferimento equatoriale. L'estensione dell'asse terrestre interseca la sfera nei *poli celesti* nord e sud, per cui è anche detto asse polare. La Stella Polare si trova a circa 1° dalla posizione del polo nord. Il cerchio meridiano passa sempre per il polo nord (Fig. 2.4). Tutti i piani passanti per l'asse polare, detti *piani meridiani*, intersecano normalmente l'equatore.

L'angolo di elevazione di un astro rispetto all'equatore si chiama *declinazione* δ , e non cambia durante il moto diurno perché questo moto è sempre una traiettoria circolare intorno al polo (è la figura speculare della rotazione terrestre).

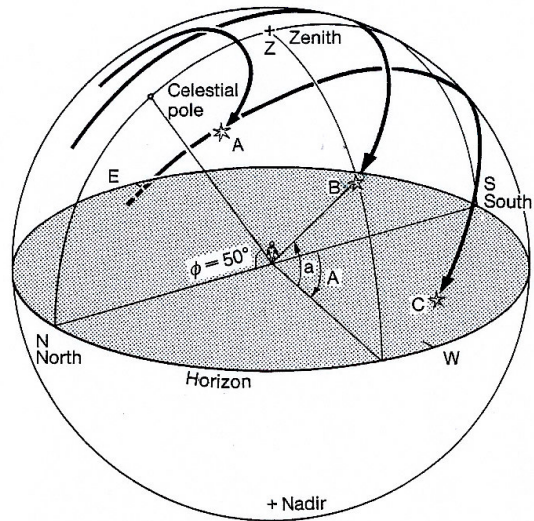


Fig. 2.3: Moti apparenti delle stelle

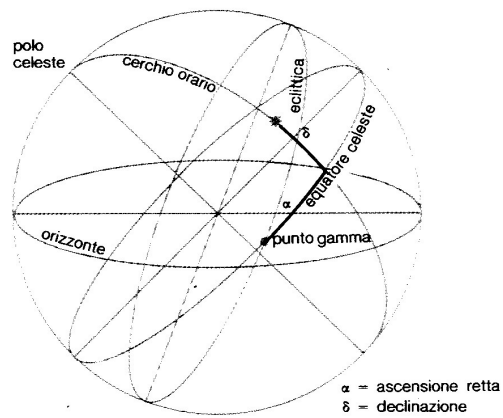


Fig. 2.4: Il sistema di coordinate equatoriali

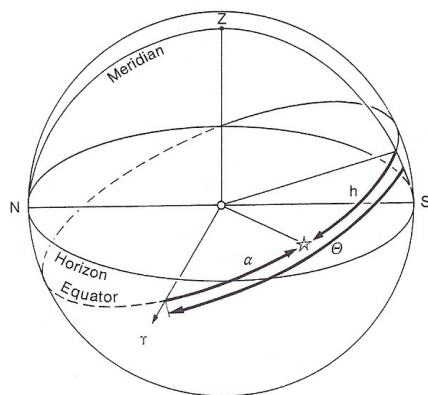


Fig. 2.5: Relazione tra tempo siderale, angolo orario, ascensione retta

Per definire la seconda coordinata è necessario fissare un punto sull'equatore a cui tutti gli osservatori possano riferirsi. Poiché la traiettoria annua del Sole interseca l'equatore celeste agli equinozi, per convenzione si è scelto come punto di riferimento fisso il cosiddetto punto Υ , corrispondente alla posizione del Sole sull'equatore all'equinozio di primavera; originariamente era un punto nella costellazione dell'Ariete, ma si muove lungo l'intero equatore con periodo di 26.000 anni per effetto della precessione degli equinozi. La seconda coordinata del sistema è quindi l'angolo tra il punto Υ e il punto d'intersezione del piano meridiano su cui si trova l'astro con l'equatore misurato in verso antiorario: questa coordinata è chiamata ascensione retta, α oppure R.A. Queste coordinate non dipendono dalla posizione dell'osservatore terrestre e quindi sono quelle normalmente usate per mappe e cataloghi.

Come vedremo più avanti discutendo i telescopi, molti di essi usano una montatura chiamata appunto equatoriale, in cui uno degli assi secondo cui possono ruotare è scelto parallelo all'asse di rotazione terrestre, detto anche asse orario: infatti ruotando il telescopio intorno a questo asse si può compensare la rotazione apparente del cielo e mantenerlo quindi puntato su una direzione fissa. L'altro asse è perpendicolare al precedente e viene chiamato asse di declinazione, perché ruotando intorno ad esso si cambia la declinazione del puntamento. Mentre l'angolo di declinazione può essere letto direttamente sulla ghiera di questo asse, la misura dell'ascensione retta dipende dal conoscere la direzione del punto Υ che naturalmente ha un moto apparente come tutti gli astri. Poiché però possiamo definire localmente il meridiano locale possiamo introdurre un angolo intermedio misurato appunto rispetto ad esso in verso orario, il cosiddetto *angolo orario*. L'angolo orario di un astro varia regolarmente nel tempo per il moto della Terra, in particolare l'angolo orario del punto Υ viene chiamato *tempo siderale*, Θ . Dalla figura 2.5 si vede immediatamente che va la

relazione:

$$\Theta = h + \alpha \quad (2.1)$$

dove h è l'angolo orario dell'astro da osservare. Angolo orario e ascensione retta sono dunque legati a misure di tempo per cui in genere sono misurati in ore, minuti, secondi: 1 ora = 15°, 1 minuto = 15 arcominuti, 1 secondo = 15 arcosecondi. Pertanto con un catalogo che dia l'ascensione retta e un orologio che misuri il tempo siderale, gli astronomi possono ottenere l'angolo orario degli astri. Viceversa, puntando una stella nota e misurandone l'angolo orario e sommandolo all'ascensione retta letta sui cataloghi, si ottiene il tempo siderale. Ricordiamo che un orologio siderale corre più veloce di un orologio solare di 3min 56.56sec al giorno per il moto di rivoluzione della Terra intorno al Sole.

La trigonometria sferica permette di ricavare le relazioni tra le coordinate dei sistemi altazimutale ed equatoriale. Chiamando ϕ la latitudine geografica del punto di osservazione, si ottiene (vedi appendice):

$$\begin{aligned} \sin h \cos \delta &= \sin A \cos a \\ \cos h \cos \delta &= \cos A \cos a \sin \phi + \sin a \cos \phi \\ \sin \delta &= -\cos A \cos a \cos \phi + \sin a \sin \phi \end{aligned} \quad (2.2)$$

Con queste relazioni si possono calcolare facilmente le stelle visibili da una data latitudine e il loro sorgere e tramontare.

2.3 Altri sistemi di coordinate

Un sistema di riferimento usato in passato è stato quello delle *coordinate eclittiche*, il cui cerchio massimo è l'*eclittica*, cioè la traiettoria apparente annua del Sole. Il sistema è utile per descrivere i moti dei corpi del sistema solare. In tale sistema l'equatore celeste è inclinato di un angolo fisso $\varepsilon = 23^\circ 26'$, detto *obliquità dell'eclittica*, che interseca nel punto Υ dell'equinozio di primavera e in un corrispondente punto dell'equinozio d'autunno (Fig. 2.6). Le coordinate del sistema sono la *latitudine eclittica* β , distanza angolare dal piano dell'eclittica, e la *longitudine eclittica* λ , misurata in verso antiorario a partire dal punto Υ . Riportiamo di seguito le trasformazioni dalle coordinate equatoriali alle eclittiche:

$$\begin{aligned} \sin \lambda \cos \beta &= \sin \delta \sin \varepsilon + \cos \delta \cos \varepsilon \sin \alpha \\ \cos \lambda \cos \beta &= \cos \delta \cos \alpha \\ \sin \beta &= \sin \delta \cos \varepsilon - \cos \delta \sin \varepsilon \sin \alpha \end{aligned} \quad (2.3)$$

Per la rappresentazione delle stelle della Via Lattea è invece usato il sistema delle *coordinate galattiche*, in cui il cerchio massimo di riferimento è dato dall'intersezione con la sfera celeste del piano dove, come si può direttamente osservare in cielo, sono concentrate le stelle della Via Lattea stessa: in particolare, poiché le stelle sono in realtà distribuite su di un disco, si sceglie un piano

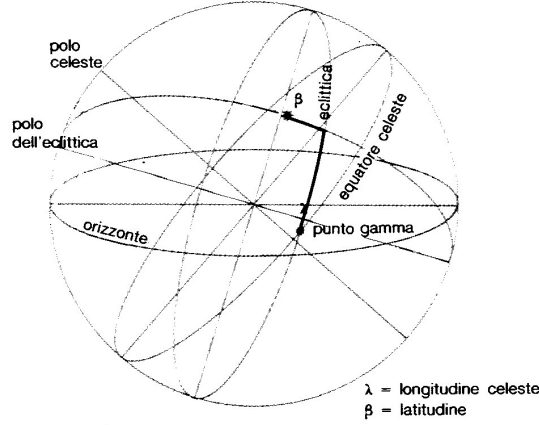


Fig. 2.6: Sistema di coordinate eclittiche

parallelo passante per il centro del Sole. Il piano galattico è inclinato di $69,2^\circ$ sull'equatore celeste. La *longitudine galattica* l è l'angolo eliocentrico misurato in verso antiorario dalla direzione del centro della Via Lattea nel Sagittario ($\alpha = 17\text{h } 42.4\text{min}$, $\delta = -28^\circ 55'$); la *latitudine galattica* b è la distanza angolare dell'elevazione dal piano della Via Lattea, positiva a nord, negativa a sud (Fig. 2.7).

Per lo studio della distribuzione delle galassie su grande scala è spesso usato il sistema delle *coordinate supergalattiche*, in cui il cerchio massimo è definito dal *piano supergalattico* su cui, come notato da De Vaucouleurs nel 1953, sono concentrate la maggior parte delle galassie vicine (ammassi della Vergine, Grande Attrattore e Perseo-Pesci). Questo piano è inclinato di 83.68° rispetto al piano galattico. Le coordinate sono la *longitudine supergalattica SGL* e la *latitudine supergalattica SGB* in analogia alle coordinate galattiche, dove il punto zero della longitudine è dato dall'intersezione tra i piani galattico e supergalattico. Il polo nord del piano supergalattico si trova alle coordinate equatoriali $\alpha = 18.9\text{h}$ e $\delta = +15.7^\circ$ e il punto zero a $\alpha = 2.82\text{h}$ e $\delta = +59.5^\circ$.

2.4 Perturbazioni e variazioni delle coordinate

Vari effetti dinamici e atmosferici influenzano la misura delle coordinate degli astri e comportano una continua revisione dei cataloghi. Questi effetti sono essenzialmente dovuti al fatto che noi osserviamo il cielo da un sistema fisico, la Terra, che, oltre a ruotare su stesso dando origine al moto diurno, si muove rispetto al Sole, che a sua volta si muove all'interno della Via Lattea, la quale si muove rispetto alle altre galassie. Inoltre le nostre osservazioni sono ancora in gran parte fatte al di sotto della coltre atmosferica che diffonde la radiazione

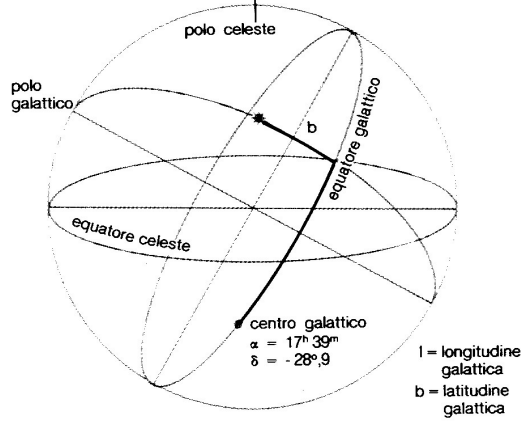


Fig. 2.7: Sistema di coordinate galattiche

dei corpi esterni e quindi perturba la direzione di arrivo dei segnali.

I più importanti effetti dovuti alla dinamica del moto della Terra sono la precessione e la nutazione; il moto del Sole intorno alla Via Lattea e della Via Lattea attraverso il sistema delle galassie, pur essendo molto veloci, determinano variazioni solo su tempi molto lunghi, dell'ordine delle decine di milioni di anni e possono essere trascurati. Effetti legati alla fisica locale sono invece la parallasse e l'aberrazione e la rifrazione atmosferica.

2.4.1 Precessione

I corpi del sistema solare sono concentrati sul piano dell'eclittica ed esercitano una forza di attrazione gravitazionale differenziale sul rigonfiamento equatoriale della Terra che è inclinato rispetto al piano. Ne nasce un momento torcente, dovuto principalmente al Sole e alla Luna, che dà origine ad una *precessione* dell'asse di rotazione terrestre e del suo piano equatoriale. Pertanto la precessione comporta una variazione della posizione del punto Υ , intersezione tra equatore celeste ed eclittica; in particolare l'equinozio di primavera anticipa di 50 arcosecondi ogni anno, corrispondente ad un intero giro sull'eclittica con periodo di 26.000 anni.

Poiché le coordinate equatoriali, usate nei cataloghi, dipendono dalla definizione del punto Υ , esse varieranno nel tempo. In particolare la precessione aumenta le longitudini eclittiche λ di 50 arcosecondi all'anno, e corrispondentemente variano la declinazione e l'ascensione retta secondo le seguenti formule:

$$\begin{aligned} d\alpha &= d\lambda (\sin \alpha \sin \varepsilon \tan \delta + \cos \varepsilon) \\ d\delta &= d\lambda \sin \varepsilon \cos \alpha \end{aligned} \quad (2.4)$$

I cataloghi danno quindi le coordinate per una data epoca, e devono essere

aggiornati per $d\lambda = 50''$ ogni anno.

2.4.2 Nutazione

L'orbita lunare è inclinata rispetto all'eclittica, per cui il suo piano orbitale compie una precessione, che risulta avere un periodo di 18.6 anni. Questo effetto comporta una perturbazione della precessione terrestre con lo stesso periodo, detta *nutazione*. L'effetto è ancora quello di cambiare la longitudine e anche l'obliquità dell'eclittica: si calcola che le variazioni sono molto più piccole di quelle dovute alla precessione. In genere questo effetto può essere trascurato nei cataloghi. In Fig. 2.8 si mostra schematicamente l'effetto complessivo della precessione e della nutazione sul moto dell'asse terrestre.

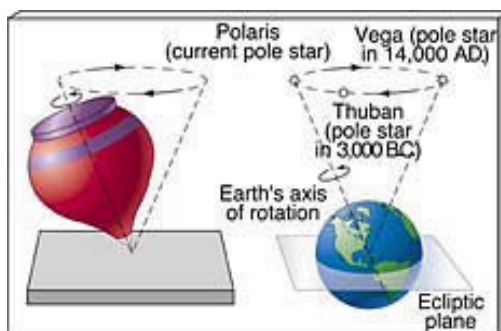


Fig. 2.8: Precessione dell'asse di rotazione terrestre

2.4.3 Parallasse

Osservando un oggetto vicino da posizioni differenti, lo vedremo proiettato sullo sfondo in direzioni differenti. La differenza angolare tra queste direzioni prende il nome di *parallasse*. In astronomia la direzione in cui sono visti gli astri vicini sullo sfondo delle stelle lontane (le stelle cosiddette fisse) è differente per diverse posizioni sulla Terra (Fig. 2.9): per due osservatori agli antipodi sull'equatore, separati quindi dal diametro terrestre, la parallasse della Luna è di ben $57'$, quella del Sole di $8.79''$. I cataloghi riportano le coordinate come sarebbero misurate dal centro della Terra.

Poiché la parallasse diminuisce all'allontanarsi dell'oggetto, la parallasse può essere usata per valutarne la distanza: è quanto ci permettono di fare i nostri occhi nella visione stereoscopica. Per avere una parallasse cospicua anche per oggetti relativamente lontani occorre compiere osservazioni da punti molto distanti, aumentando cioè la linea di base: è quanto non possiamo fare con i nostri occhi che danno appunto una visione stereoscopica solo a distanze relativamente piccole perché la linea di base è solo di 7 cm circa. Per l'astronomia le linee di

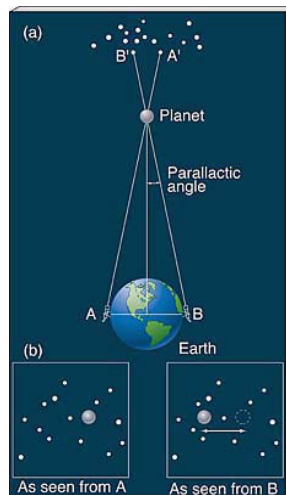


Fig. 2.9: Parallasse

base sono le dimensioni della Terra e dell'orbita intorno al Sole: si parla di parallasse diurna nel primo caso e di parallasse annua nel secondo. Come vedremo più avanti, le parallasse diurne permettono di misurare le distanze all'interno del sistema solare, le parallasse annue le distanze di alcune stelle relativamente vicine. Anche gli "occhi" dell'astronomo sono troppo vicini per avere una visione stereoscopica dell'Universo profondo.

2.4.4 *Aberrazione della luce*

Poiché la velocità della luce è finita, un osservatore in moto vedrà gli oggetti spostati nella direzione del suo moto per effetto della composizione delle velocità (Fig. 2.10). Questo fenomeno prende il nome di *aberrazione della luce* e quantitativamente è dato da

$$a = \frac{v}{c} \sin \theta \quad (2.5)$$

dove v è la velocità dell'osservatore, c la velocità della luce e θ è l'angolo tra la direzione del moto dell'osservatore e la direzione di vista reale dell'oggetto. Il moto di rivoluzione della Terra comporta un effetto di aberrazione che sarà soprattutto consistente per oggetti perpendicolari al piano dell'eclittica: il valore massimo, detto *costante di aberrazione*, è $21''$. L'aberrazione dovuta alla rotazione terrestre è molto più piccola, circa $0.3''$.

2.4.5 *Rifrazione atmosferica*

La luce proveniente dagli astri viene rifratta attraversando l'atmosfera terrestre, per cui la direzione osservata differisce dalla direzione effettiva di una quantità

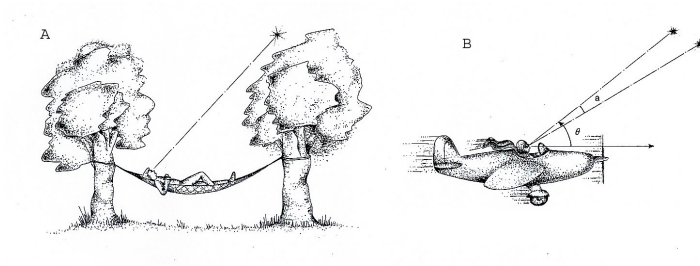


Fig. 2.10: Aberrazione della luce: (A) osservatore a riposo; (B) osservatore in moto

che dipende dalle condizioni dell'atmosfera lungo la linea di vista, in particolare dalla temperatura e dalla pressione. Un'esatta valutazione della perturbazione non è quindi ottenibile, tuttavia se ne può avere una buona approssimazione nel limite di osservazioni non troppo lontane dallo zenit locale: in tal caso l'atmosfera può essere modellata come una serie di strati piani di indici di rifrazione diversi (Fig. 2.11). Se z è l'angolo tra la direzione reale rispetto allo zenit e ζ quella apparente (in arrivo all'osservatore al livello del suolo) si ha che per ogni strato vale la legge di rifrazione, per cui:

$$\begin{aligned} \sin z &= n_k \sin z_k \\ \dots & \dots \\ n_2 \sin z_2 &= n_1 \sin z_1 \\ n_1 \sin z_1 &= n_0 \sin \zeta \end{aligned}$$

e quindi

$$\sin z = n_0 \sin \zeta \quad (2.6)$$

Usando l'angolo di rifrazione $R = z - \zeta$, nel limite in cui esso sia piccolo si può scrivere:

$$n_0 \sin \zeta = \sin(R + \zeta) = \sin R \cos \zeta + \cos R \sin \zeta \approx R \cos \zeta + \sin \zeta$$

da cui

$$R = (n_0 - 1) \tan \zeta \quad (2.7)$$

Dall'osservazione si ottiene $(n_0 - 1) \approx 58.2''$. La rifrazione è nulla allo zenit e quindi cresce rapidamente. Quando le osservazioni siano fatte vicino all'orizzonte, ovviamente la curvatura dell'atmosfera diventa importante e in realtà permette di evitare la divergenza nella formula ora ottenuta. Si hanno comunque effetti di rifrazione consistenti, raggiungendo valori fino a $35'$ che sono le dimensioni apparenti del Sole (Fig. 2.12): quando il Sole è veramente tramontato, a noi appare ancora visibile sopra l'orizzonte. I cataloghi forniscono tabelle per tener conto di questi effetti.

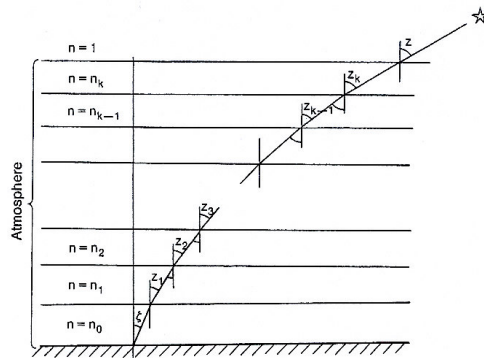


Fig. 2.11: Rifrazione atmosferica nel limite a strati piani paralleli

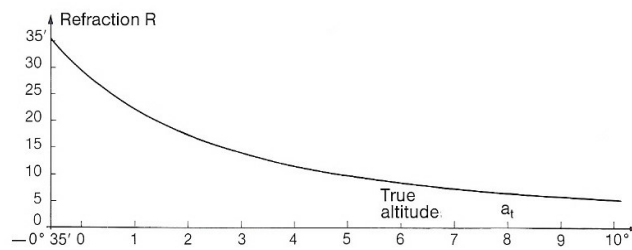


Fig. 2.12: Angolo di rifrazione a differenti elevazioni sull'orizzonte