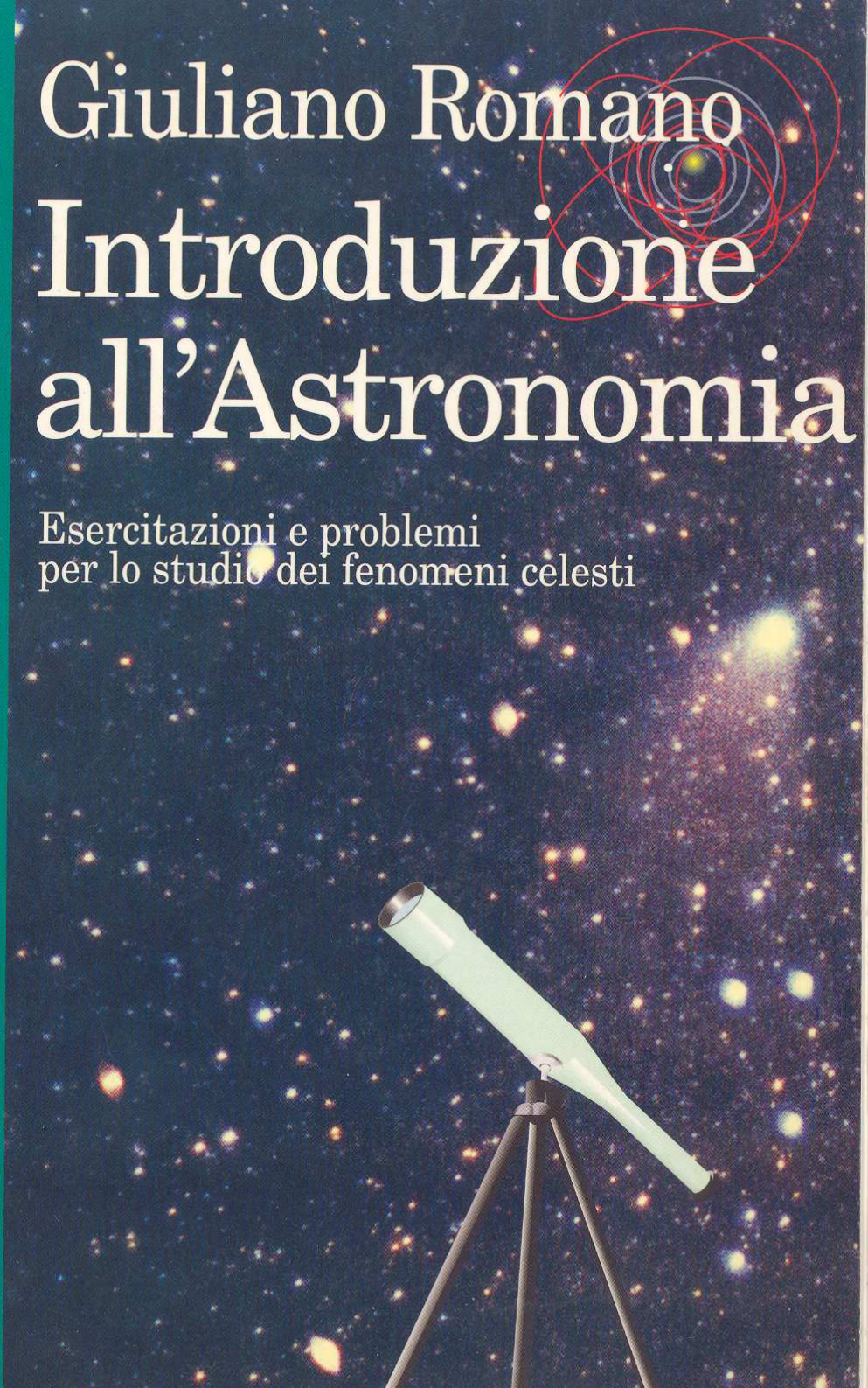
MUZZIO BIBLIOTECA

Giuliano Romano

Introduzione all'Astronomia

Esercitazioni e problemi
per lo studio dei fenomeni celesti



M U Z Z I O B I B L I O T E C A

Giuliano Romano

Introduzione all'astronomia

Esercitazioni e problemi per lo studio dei fenomeni celesti

Franco Muzzio Editore

Giuliano Romano, docente di Storia dell'astronomia all'Università di Padova, ha insegnato cosmologia per vent'anni. Oltre ad occuparsi di stelle variabili, di quasar e di archeoastronomia, ha dedicato buona parte del suo tempo alla divulgazione astronomica attraverso articoli, conferenze e corsi di aggiornamento. È autore dei volumi Evoluzione delle stelle *(Canova),* Archeoastronomia italiana *(Cleup),* Il Sole e il tempo *(Sit).*

Redazione di Susanna Fabris
Redazione tecnica di Massimiliano Muzzio

Seconda edizione: giugno 1993
ISBN 88-7021-666-7

© 1985, 1993 franco muzzio & c. editore spa
Via Makallè 73, 35138 Padova
Tutti i diritti sono riservati

Presentazione

Oggi quando si parla di Astronomia si pensa subito ai buchi neri, ai quasar, alla grande esplosione dell'Universo. Si dimentica facilmente che per millenni l'Universo era formato solo dalla Terra (al centro), dal Sole e dai pianeti, racchiusi, poco più in là, dal cielo delle stelle fisse oltre il quale si entrava nell'Empireo.

Escludendo la sfera delle stelle, che l'astronomia moderna ha mandato in frantumi insieme a quelle che portavano i pianeti, tutto il mondo antico si riduce unicamente al sistema solare: una parte infinitesima della Galassia nella quale ci troviamo che, a sua volta, è solo una dei tanti milioni sparse per l'Universo. Tuttavia, per quanto piccolo, il sistema solare è anche quella parte dell'Universo in cui ci è dato di vivere, quella che possiamo studiare meglio perché è più vicina, che dobbiamo conoscere sempre più esattamente per calibrare gli strumenti d'indagine con i quali affrontiamo poi il mondo galattico ed extragalattico.

Questo piccolo mondo vicino, anche osservato solo a occhio nudo, ci permette di impadronirci di un'astronomia di base attraverso la quale misuriamo il tempo, spieghiamo fenomeni come le fasi lunari e le eclissi o ritroviamo in cielo una remota galassia invisibile a occhio nudo sapendo dove puntare il telescopio. Ma c'è di più. I moti apparenti sulla sfera celeste del Sole, della Luna, dei pianeti, bene osservati e giustamente interpretati, ci svelano le distanze, le posizioni e i moti reali di questi corpi nello spazio, facendoci giungere a costruire il

moderno sistema del mondo, copernicano, e a rivelarci le leggi che lo governano.

La maggior parte di coloro che volano direttamente ai "grandi temi" dell'Astrofisica e della Cosmologia ignorano o dimenticano questa Astronomia di base che regge tutto l'edificio della conoscenza dell'Universo. Così anche i libri si moltiplicano sviluppando quasi esclusivamente questi temi, spesso riducendo la trattazione a una esposizione di dati raggiunti, punto di partenza per sviluppare teorie affascinanti fino alla vertigine.

Questo libro spazia nel campo opposto, richiamando quella parte dell'Astronomia che tutti possono affrontare a occhio nudo, con strumenti modesti e col ragionamento. Non fa piovere dall'alto sul lettore i risultati di scoperte fantasmagoriche ottenuti con gli strumenti più potenti e le tecniche più raffinate, ma lo aiuta a diventare protagonista. Insegna a diventare abili interpreti e utenti di ciò che si vede in cielo, servendosi delle conoscenze acquisite. Infatti, dopo una prima parte in cui vengono ricordate nozioni fondamentali e riassunti i più recenti risultati, il libro presenta ben 174 problemi (con soluzione) e 59 esercitazioni che aiutano il lettore a chiarirsi questioni che si era già poste e a fargli scoprire possibilità che non sospettava di avere così a portata di mano. Non tutti sanno, per esempio, come costruirsi rapidamente da soli un atlante fotografico celeste contenente stelle fino alla 9ª magnitudine (cioè 16 volte più deboli di quelle al limite della visibilità a occhio nudo) con una comune macchina fotografica. Questo libro lo insegna. E siccome l'autore sa di rivolgersi a persone che non hanno le possibilità strumentali dei grandi osservatori (studenti, professori, astrofili con molta passione ma pochi mezzi) incomincia con l'insegnare come si misurano gli angoli servendosi solo delle mani.

Procedendo di questo passo, spiega come si possono risolvere tanti problemi con strumenti rudimentali o col solo ragionamento. Sono problemi pratici, come quello di trovare per quante ore è esposta al Sole la facciata della propria casa, o culturali, come scoprire in quale stagione iniziò il viaggio di Ulisse leggendo il X libro dell'*Odissea*. Molti eccitano la fantasia dandoci quasi l'illusione di vivere su altri mondi come quelli, di trovare come si presentano e quanto durano i giorni su Urano o come vivremmo un giorno su Mercurio.

Mi sono necessariamente limitato a poche citazioni. E sono convinto che, quando il lettore avrà finito di risolvere i problemi proposti, sarà diventato abbastanza abile da trovarne e risolverne altri nuovi. Saprà insomma destreggiarsi nel cielo come un vecchio lupo di mare in mezzo ai flutti, prendendo coscienza direttamente del fatto che anche la Terra, in fondo, non è che un grosso vascello che naviga nello spazio cosmico.

Paolo Maffei

Prefazione dell'autore

Nato da un corso di aggiornamento per insegnanti medi, questo libro illustra le più elementari nozioni di astronomia e contiene un certo numero di esercitazioni pratiche e teoriche e di problemi accessibili agli insegnanti di scuola media, agli studenti di liceo, agli astrofili e in generale a tutti coloro che intendono approfondire le conoscenze sull'argomento.

Il libro tratta di astronomia classica, che comprende sia l'astronomia sferica che quella teorica, non l'astrofisica che è solo marginalmente sfiorata quando si accenna al Sole e ai pianeti. Questa parte dell'astronomia forse non è attraente quanto l'astrofisica, tuttavia costituisce il fondamento di tutta la scienza del cielo e non può essere assolutamente ignorata specialmente dai nostri studenti di scuola media e dagli astrofili.

Il testo si divide in due parti: la prima contiene alcuni richiami schematici delle più fondamentali nozioni di astronomia, di quelle nozioni cioè che sono utili per affrontare la seconda parte del volume, la quale propone un certo numero di esercitazioni, sia pratiche che teoriche, alcune questioni e numerosi problemi.

Per la comprensione del testo e per la risoluzione dei problemi e delle esercitazioni sono sufficienti elementari nozioni di algebra; solo in qualche caso si fa ricorso alla trigonometria, ma sempre in modo assai discreto ed elementare.

Quasi tutti i problemi quindi possono essere affrontati dagli studenti di scuola media qualunque sia il corso da essi seguito. Certe

esercitazioni che richiedono solo il disegno potrebbero essere svolte con profitto addirittura nelle scuole medie inferiori e potrebbero costituire un ottimo approccio all'astronomia.

In ogni caso è necessario tener presente che, dato il carattere del libro, le esercitazioni, i problemi e le questioni non possono che affrontare i vari temi da un punto di vista molto elementare.

Le soluzioni sono sempre indicate tra parentesi alla fine del testo del problema o dell'esercitazione e talvolta viene indicato anche l'avvio alla soluzione se non addirittura il procedimento completo.

Maggio 1984

Prefazione alla seconda edizione

In questa seconda edizione sono state aggiornate alcune parti del testo, specialmente quelle relative ai dati ottenuti sugli ultimi pianeti esplorati dalle sonde Voyager. S'è creduto opportuno inoltre aggiungere delle pagine riguardati il metodo per il tracciamento di alcuni quadaranti solari orizzontali e la costruzione di un semplice apparato utile per disegnare un quadrante su una superficie qualunque, e un nuovo capitolo sulle caratteristiche dei più semplici strumenti d'osservazione e sul loro impiego. Si tratta di nozioni che oggi sono necessarie per tutti coloro, studenti e appassionati, che intendono iniziare lo studio del cielo.

Maggio 1993

Indice

Parte I Cenni di Astronomia 1

1 **Introduzione** 3
1.1 Le sezioni coniche 1.2 Ellisse 1.3 Parabola 1.4 Iperbole 1.5 Alcuni richiami di geometria

2 **Coordinate sferiche** 13
2.1 La sfera celeste 2.2 Punti cardinali, moto del Sole, eclittica 2.3 La Terra e la sfera celeste 2.4 La sfera celeste 2.5 Sistema orario 2.6 Il moto della Terra 2.7 Sistema equatoriale 2.8 Sistema eclitticale 2.9 Coordinate galattiche 2.10 La Terra e le coordinate terrestri

3 **Misura del tempo** 43
3.1 Giorno solare vero e tempo vero 3.2 Giorno solare medio e tempo medio 3.3 Fusi orari e tempo civile 3.4 Alcune conseguenze 3.5 Tempo locale 3.6 Tempo delle effemeridi 3.7 L'anno 3.8 La data giuliana

4 **Precessione e nutazione** 61
4.1 Precessione e nutazione 4.2 Aberrazione della luce

5 **Il moto del Sole e della Luna** 67
5.1 Il moto del Sole 5.2 Il moto della Luna

6 **Le eclissi** 79
6.1 Le eclissi 6.2 Limiti dell'eclisse 6.3 Il saros o periodo delle eclissi 6.4 Le occultazioni

7 **Il moto apparente dei pianeti** 87

8 **Le leggi di Keplero** 93
8.1 Le leggi di Keplero 8.2 La legge di Titius e Bode

9 **Gli elementi orbitali dei pianeti** 97

10 La legge di Newton 103
11 Distanze e dimensioni dei corpi celesti 109
11.1 Introduzione 11.2 Parallasse diurna 11.3 Parallasse annua 11.4 Distanze nel sistema solare 11.5 Diametri dei corpi celesti
12 Alcuni strumenti di misura 115
12.1 Il fotometro 12.2 Micrometro filare 12.3 Lo spettrografo 12.4 L'effetto Doppler
13 Il Sole 121
13.1 Il Sole 13.2 Condizioni fisiche al centro del Sole 13.3 L'attività del Sole
14 Caratteristiche fisiche dei pianeti 131
14.1 Mercurio 14.2 Venere 14.3 Luna 14.4 Marte 14.5 Gli asteroidi 14.6 Giove 14.7 Saturno 14.8 Urano 14.9 Nettuno 14.10 Plutone 14.11 Le comete 14.12 La luce zodiacale 14.13 I meteoriti

Parte II ESERCITAZIONI, QUESTIONI, PROBLEMI 153

15 Misure di angoli 155
16 Astronomia sferica 163
17 Il tempo 173
18 Le meridiane 183
19 L'astrolabio 207
20 Il globo celeste 213
21 Antichi metodi elementari per la misura del raggio terrestre 219
22 La Luna 227
23 La determinazione delle distanze dei pianeti dal Sole 251
24 Le leggi di Keplero: esercitazioni e problemi 257
25 Il moto dei pianeti 275
26 Esercitazioni e problemi sui pianeti 289
27 La parallasse 315
28 Il Sole 319
29 Piccoli strumenti per l'osservazione del cielo 327
29.1 Considerazioni generali 29.2 Il binocolo 29.3 Le caratteristiche dei cannocchiali 29.4 Uso delle mappe mensili

Bibliografia 365

Indice analitico 367

Parte I

CENNI DI ASTRONOMIA

1 Introduzione

1.1 Le sezioni coniche

Le sezioni coniche, studiate fin dall'antichità, sono curve le cui applicazioni hanno fondamentale importanza in astronomia. Ne daremo ora la definizione e alcune proprietà.

Consideriamo un doppio cono, cioè una figura formata da due coni posti in modo che il vertice e gli assi siano in comune e le basi siano opposte tra loro (figura 1.1).

Sezionando la figura con dei piani si ottengono curve chiamate *coniche* o *sezioni del cono*.

Tagliando il cono con un piano perpendicolare al suo asse, si ottiene, come sezione, una *circonferenza* la quale può degenerare in un punto (come si dice in termini matematici) se il piano passa per il vertice del cono. Tagliando invece il cono con un piano obliquo, si ottiene come sezione una curva ovale chiamata *ellisse*. Se il piano è parallelo a una delle generatrici del cono, la sezione che si ottiene è una curva detta *parabola*, che può degenerare in due rette sovrapposte quando il piano giace su una delle generatrici del cono stesso. Infine tagliando il doppio cono con un piano parallelo al suo asse si ottengono due curve distinte, una per ogni cono, che insieme formano la cosiddetta *iperbole*, la quale, di conseguenza, è formata da due rami. L'iperbole degenera in due rette che si intersecano sul vertice del doppio cono, quando il piano che lo taglia giace sull'asse.

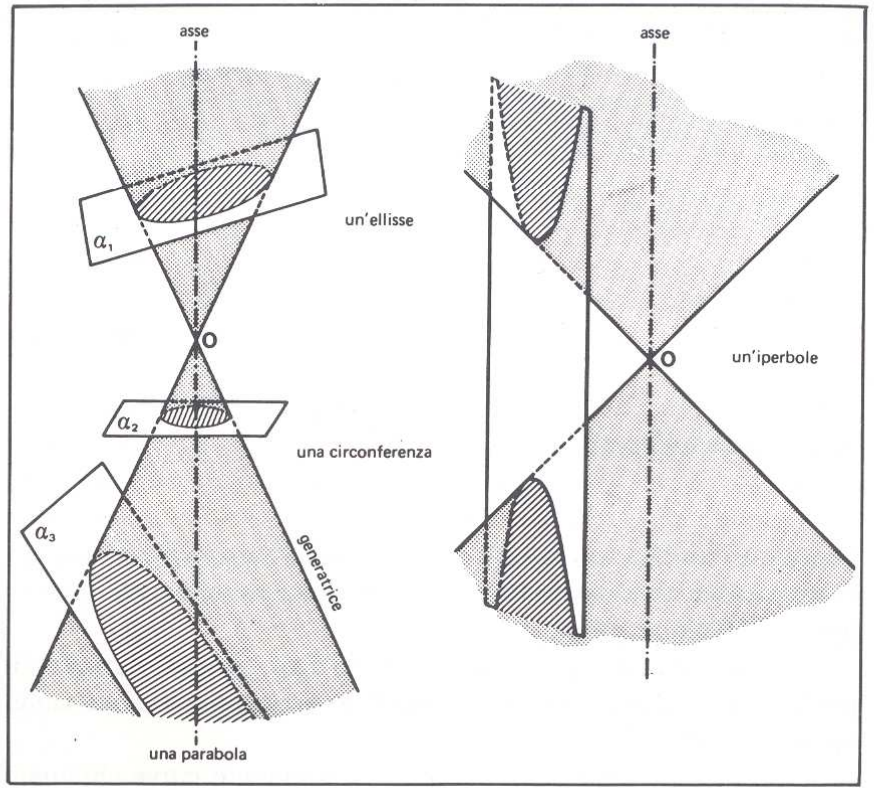


Fig. 1.1

Le sezioni coniche dunque sono:

- il cerchio
- l'ellisse
- la parabola
- l'iperbole.

I corpi celesti, sotto l'azione gravitazionale di una massa centrale, e trascurando le reciproche attrazioni, si muovono lungo orbite le cui forme sono sezioni coniche. Il tipo di conica dipende dalle condizioni iniziali del moto del corpo.

Lo studio delle coniche ha avuto come progenitore il matematico Apollonio di Perge, nella seconda metà del III secolo a.C., proprio nel pieno dello sviluppo della cultura ellenistica alessandrina, cioè nell'età d'oro della matematica greca. Apollonio, che era anche astronomo, espose le sue scoperte sulle coniche nei famosi "otto libri sulle coniche" dei quali solamente sette ci sono pervenuti, grazie alle traduzioni arabe. Apollonio fu anche uno dei primi che applicò la teoria degli epicicli per spiegare il moto dei pianeti, teoria poi sviluppata da Ipparco e da Tolomeo.

Le sezioni coniche sono definite geometricamente nel seguente modo:

il luogo geometrico dei punti le cui distanze da un punto fisso, detto fuoco, e da una retta fissa, detta direttrice, stanno in un dato rapporto è una ellisse o una parabola o una iperbole se questo rapporto, che si dice eccentricità, è rispettivamente inferiore, uguale o superiore a uno.

Se *e* è l'eccentricità (figura 1.2) si può dire che:

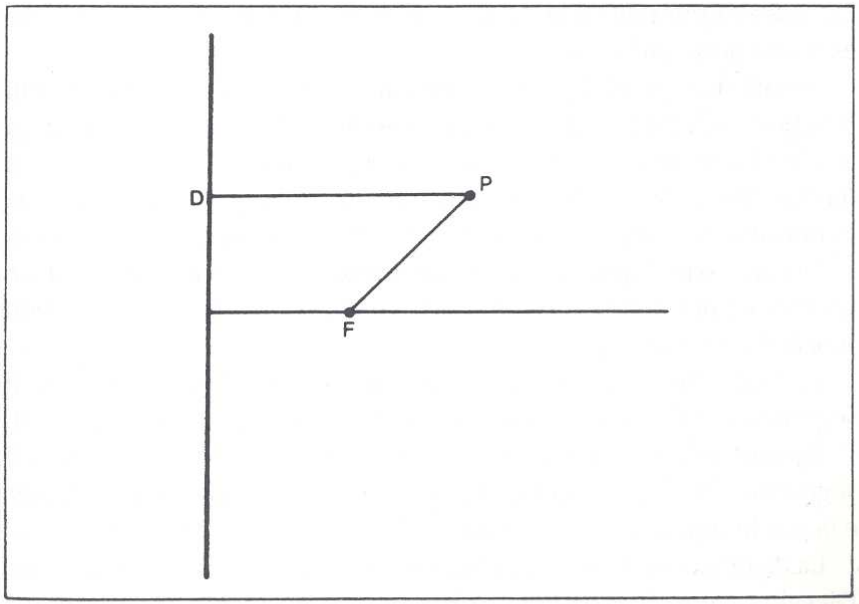


Fig. 1.2

nell'ellisse $e = \frac{PF}{PD} < 1$

nella parabola $e = \frac{PF}{PD} = 1$

nell'iperbole $e = \frac{PF}{PD} > 1$

Lasciando da parte il cerchio, che è ben noto, richiamiamo ora alcune proprietà delle coniche e il procedimento geometrico per costruirle.

1.2 *Ellisse*

La costruzione dell'ellisse può essere fatta nel modo seguente (ne esistono però anche altri).

Fissati due punti F′ e F″, detti *fuochi*, si prenda un filo la cui lunghezza sia $2a$ e si uniscano i due estremi in modo da formare un anello chiuso. Si disponga tale filo attorno ai due fuochi, materializzati da due spilli, e lo si tenga ben teso con una penna; quando si gira la penna attorno ai due fuochi questa è costretta a descrivere una ellisse.

La curva si può quindi definire nel seguente modo: *l'ellisse è il luogo geometrico dei punti la cui somma delle distanze da due punti fissi detti fuochi è costante* ($2a$).

La linea che congiunge i due fuochi taglia l'ellisse in A e in B. Il segmento AB dicesi asse maggiore e la sua lunghezza è $2a$ (figura 1.3).

Il punto di mezzo O tra i due fuochi, si chiama *centro dell'ellisse*. Il segmento HK perpendicolare ad AB condotto per O dicesi *asse minore* e la sua lunghezza si indica con $2b$.

La distanza tra il centro O e uno dei due fuochi si indica con $c = ae$. Dicesi eccentricità e dell'ellisse il rapporto

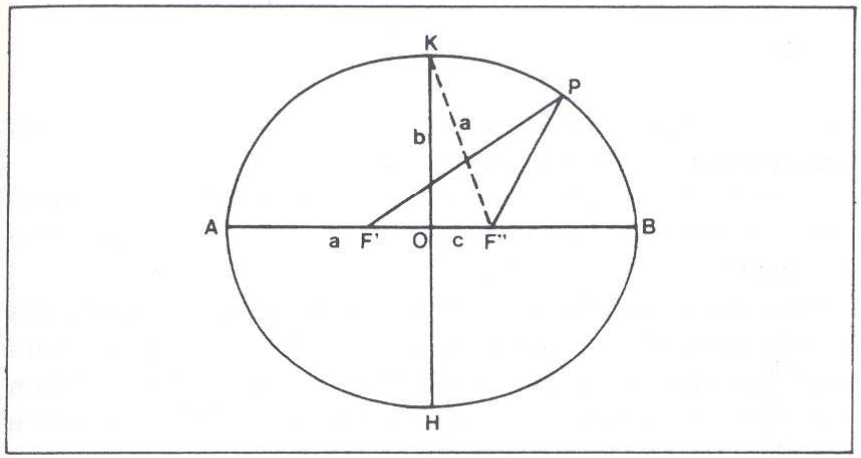


Fig. 1.3

$$e = \frac{c}{a}$$

Poiché dalla figura si ottiene $c = \sqrt{a^2 - b^2}$ si ha anche:

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

Nell'ellisse, l'eccentricità è sempre minore di uno perché $a > c$.

La distanza $AF'' = a + c = a\left(1 + \frac{c}{a}\right) = a\left(1 + e\right)$

La distanza $BF'' = a - c = a\left(1 - \frac{c}{a}\right) = a\left(1 - e\right)$

La geometria analitica mostra che l'equazione polare delle coniche riferita al fuoco è:

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

con p = ordinata al fuoco, v = anomalia e r = raggio vettore.

1.3 Parabola

La parabola è il luogo geometrico dei punti equidistanti da una retta fissa detta direttrice e da un punto fisso detto fuoco.

Si considerino la retta DO (direttrice) e il punto F (fuoco), disposti come è indicato nella figura 1.4. Tutti i punti tali che PD = PF, giacciono sulla parabola.

Per tracciare la parabola in modo continuo basta poggiare una riga sulla direttrice; poi, sul vertice A di una squadra, si fissa il capo di un filo, di cui l'altra estremità è vincolata al fuoco. Tenendo teso il filo con una penna in *P* e traslando la squadretta lungo la riga, la penna è costretta a descrivere una parabola.

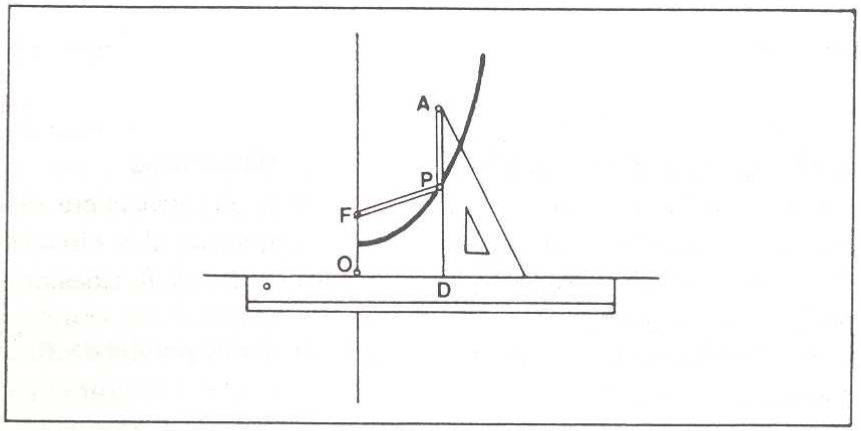


Fig. 1.4

1.4 Iperbole

Questa curva si può anche definire nel seguente modo:

l'iperbole è il luogo geometrico dei punti la cui differenza delle distanze da due punti fissi detti fuochi è costante (2*a*).

I due fuochi siano F′ e F″, equidistanti da O che è il centro della curva. Nella figura 1.5: PF′ – PF″ = 2*a*.

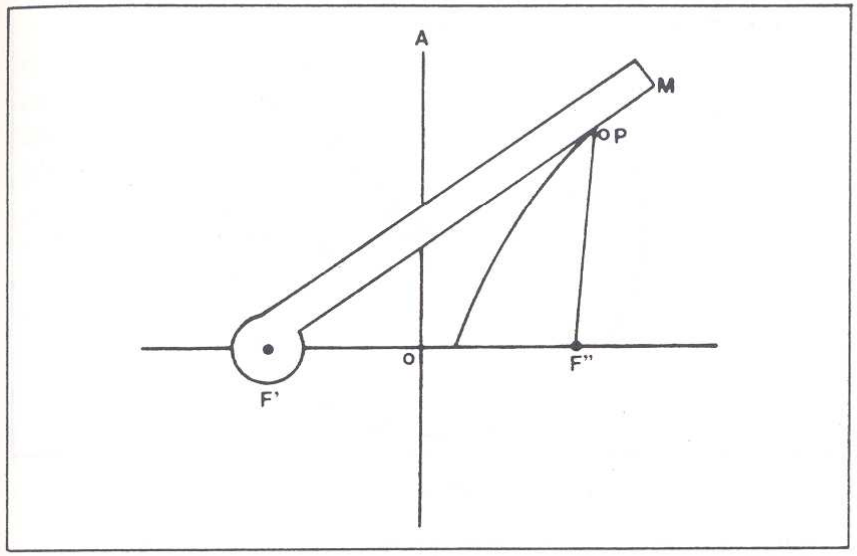


Fig. 1.5

Come si può verificare, l'iperbole ha due rami simmetrici rispetto all'asse OA perpendicolare a F′ F″.

Per costruire a tratto continuo l'iperbole si può procedere nel seguente modo: si fissino due punti F′ e F″; si imperni un'asta in uno di essi, per esempio F′ e all'estremo M dell'asta si fissi un filo inestensibile, la cui lunghezza sia 2*a*; l'estremo libero del filo sia fissato al fuoco F″. Una penna, sempre aderente all'asta, tenga teso il filo. Ruotando l'asta attorno a F′ la penna è costretta a descrivere una iperbole.

1.5 Alcuni richiami di geometria

Consideriamo una circonferenza di centro O e raggio OA = *d* e un angolo α che sottende l'arco AB. Se α è piccolo, è piccola anche la differenza tra l'arco AB e la sua corda che è lunga *D*. È conveniente pertanto, quando sia soddisfatta tale condizione, sostituire all'arco AB la corda D corrispondente (figura 1.6).

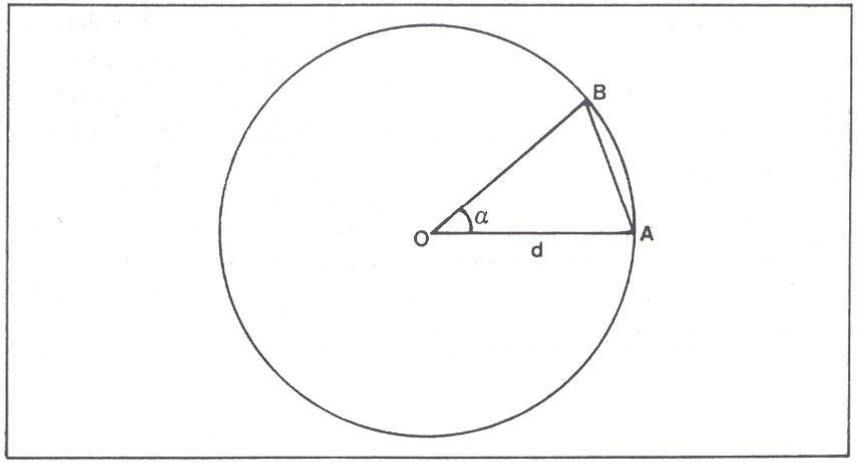


Fig. 1.6

Dalla geometria si sa che la lunghezza dell'arco è data da:

$$180°: \pi d = \alpha°: \mathrm{AB}$$

da cui:
$$\mathrm{AB} = \frac{\pi \alpha° d}{180°} = \frac{\alpha° d}{57°,29}$$

dove d è il raggio e AB l'arco.

Esprimendo l'angolo in secondi e ponendo AB = D si ha:

$$\mathrm{D} = \frac{\pi \alpha''}{648000} d = \frac{\alpha''}{206265} d$$

Una immediata conseguenza di questa espressione è il fatto che un oggetto sferico posto a una distanza d pari a 206.265 volte il suo diametro D è visto da un osservatore sottendere l'angolo di un secondo.

In astronomia, si ha spesso a che fare con angoli piccoli, inferiori al grado; per le ragioni poc'anzi esposte, quando non sia richiesta una grande precisione, è conveniente sostituire al seno di un angolo, l'arco corrispondente, in tal modo i calcoli vengono molto facilitati.

Gli angoli possono essere misurati in ore, minuti e secondi di tempo anziché in gradi. Ciò è particolarmente utile in astronomia. La corrispondenza tra i due tipi di unità di misura si ottiene ricordando che 360° equivalgono a 24 ore; un'ora quindi equivale a 15°, un minuto a 15′ e un secondo a 15″ d'arco.

2 *Coordinate sferiche*

Un sistema di riferimento su una superficie sferica, visto da un osservatore posto nel suo centro O, è definito da:

- una direzione fondamentale OA che, uscente da O, individua i punti A e A′ sulla superficie (poli) (figura 2.1);
- dal piano ad essa perpendicolare passante per O e che individua un cerchio massimo sulla superficie sferica (equatore).

Sul cerchio massimo viene fissata l'origine B degli archi e il loro senso di percorrenza.

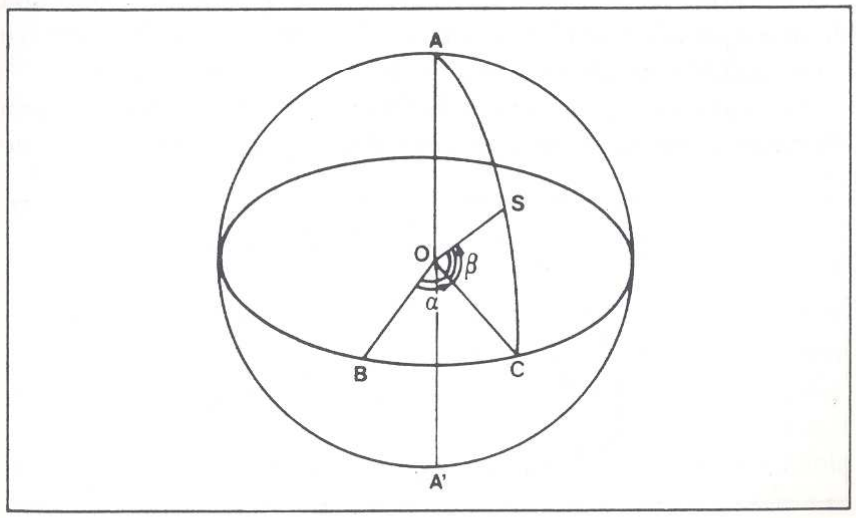


Fig. 2.1

La posizione di un punto S sulla superficie della sfera è individuata nel modo seguente: per A si fa passare un cerchio massimo che tocca S e che interseca l'equatore nel punto C. Le coordinate sferiche pertanto sono:

- l'arco BC, oppure l'angolo α, contato nel verso positivo predeterminato;
- l'arco CS, oppure l'angolo β, del cerchio massimo passante per A e per S. Il suo segno è pure predeterminato.

2.1 *La sfera celeste*

Guardando il cielo sereno si ha la sensazione di essere al centro di una grande semisfera, azzurra se vista di giorno, sulla quale si manifestano tutti i fenomeni celesti. Tale cupola emisferica immaginaria viene chiamata *volta celeste* (figura 2.2).

Convenzionalmente, la volta celeste si rappresenta come una superficie semisferica il cui raggio è assunto arbitrario, centrata sull'osservatore O e vista dall'esterno.

Se la Terra fosse trasparente, la volta celeste apparirebbe come una sfera completa; quella che viene chiamata la *sfera celeste*. Anch'essa è centrata sull'osservatore, supposto fisso al centro della Terra.

Per individuare un oggetto sulla sfera celeste, cioè per fissare una direzione uscente dall'osservatore O, sono necessarie due coordinate

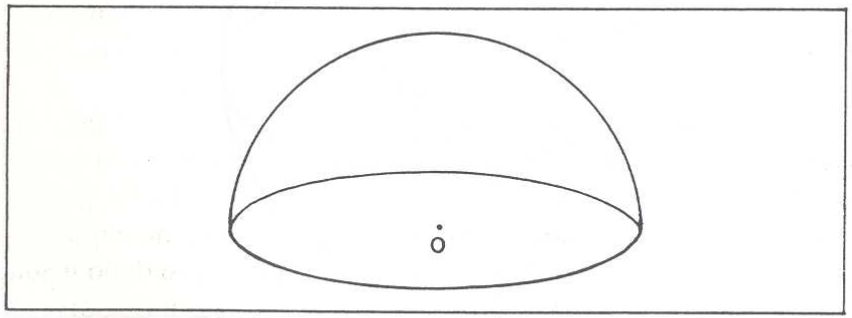


Fig. 2.2

stabilite in un particolare sistema di riferimento.

I sistemi di coordinate astronomiche sono:

- sistema altazimutale o orizzontale
- sistema orario
- sistema equatoriale
- sistema eclitticale
- sistema galattico.

2.2 *Punti cardinali, moto del Sole, eclittica*

Il Sole al mattino sorge a oriente, descrive un arco sulla volta celeste e a metà giornata, a mezzogiorno, raggiunge la massima altezza sull'orizzonte, poi ridiscende tramontando verso occidente.

La lunghezza dell'ombra proiettata da un'asta verticale, detta *gnomone*, varia durante la giornata e a mezzogiorno raggiunge il suo valore minimo. La direzione individuata dall'ombra in quell'istante indica sul piano orizzontale la *linea meridiana*.

La meridiana nel nostro emisfero individua la direzione del punto cardinale sud (S) verso il Sole e del nord (N) dalla parte opposta.

La perpendicolare alla meridiana passante per O e giacente sul piano orizzontale individua, a sinistra di chi guarda il sud, il punto cardinale est (E) e dalla parte opposta l'ovest (W).

Tutti i corpi celesti sembrano muoversi sulla sfera celeste da oriente a occidente, come se questa ruotasse attorno a un punto P, il *polo celeste*, o meglio attorno a un asse OP detto *asse del mondo* (figura 2.4).

Il Sole si muove tra le stelle, le prove principali di questo fenomeno sono:

A. Se si osserva una stella che sorge pochi istanti prima del Sole (*sorgere eliaco*) si può vedere che, col passare dei giorni, essa leva sempre in anticipo rispetto al Sole. È come se l'astro del giorno, rispetto alla stella si muovesse verso oriente. Il fenomeno opposto si può constatare nel caso di un astro che tramonta poco dopo il Sole (*tramonto eliaco*): l'astro sembra avvicinarsi di giorno in giorno al Sole.

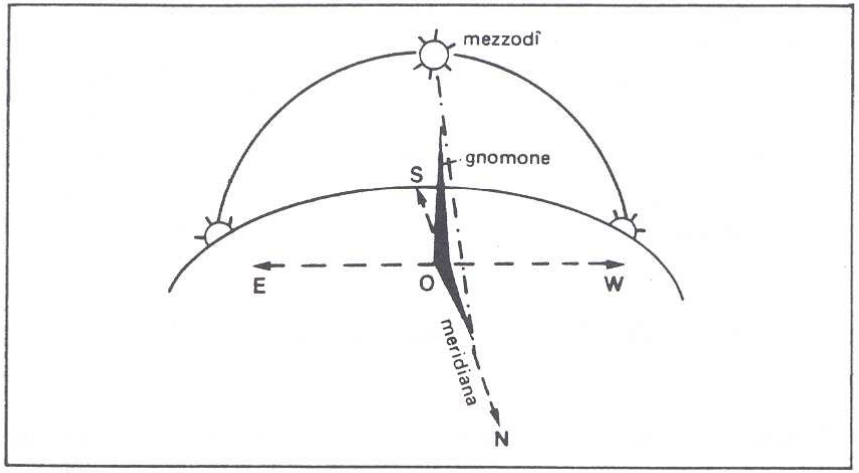


Fig. 2.3

B. Osservando di notte sempre nella stessa direzione, verso sud, e alla stessa ora, si vede che le stelle progressivamente, di giorno in giorno, si spostano verso ovest. Ciò significa che il Sole si muove nel senso opposto.

Il Sole durante l'anno descrive sulla sfera celeste un cerchio massimo chiamato *eclittica*. Il nome deriva dal fatto che la Luna viene a trovarsi su questo cerchio durante le eclissi.

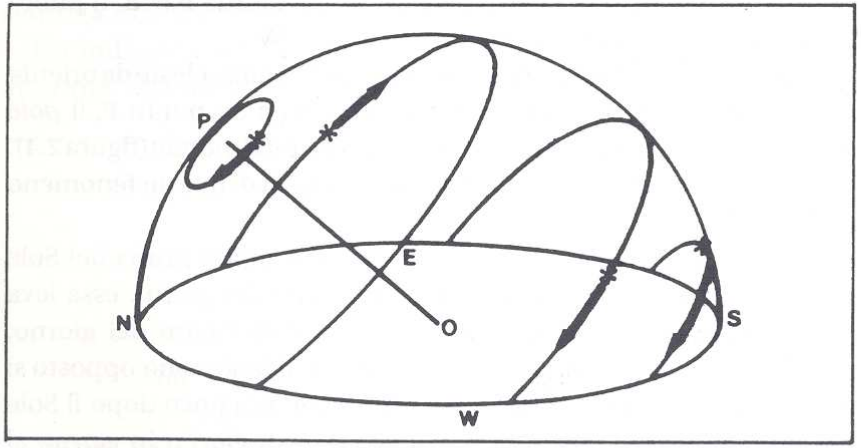


Fig. 2.4

2.3 *La Terra e la sfera celeste*

La Terra T, al centro della sfera celeste (figura 2.5), ruota attorno al suo asse $P_N P_S$ in senso antiorario, per un osservatore in piedi sul polo nord. Per la relatività del moto lo stesso osservatore vede ruotare la sfera celeste in senso opposto.

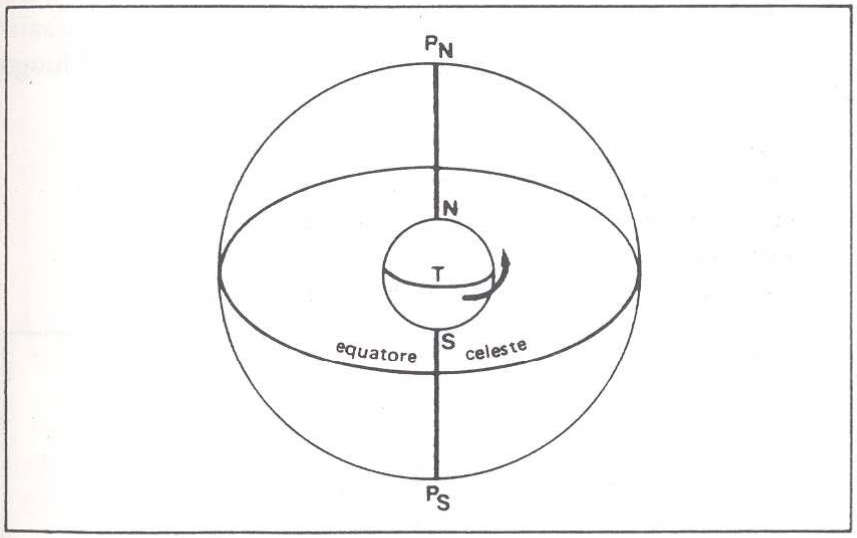


Fig. 2.5

La direzione dell'asse terrestre individua sulla sfera celeste due punti, il *polo nord* (P_N) e il *polo sud* (P_S) celesti. Il piano dell'equatore terrestre interseca la sfera celeste secondo un circolo massimo detto *equatore celeste*.

Se non sarà specificato diversamente, d'ora in poi si considererà sempre un osservatore posto sull'emisfero boreale.

2.4 *La sfera celeste*

Sulla Terra, supposta sferica, la gravità agisce con una forza diretta verso il centro del pianeta. Tale direzione, materializzata dal filo a piombo, definisce la *verticale*. La direzione e il piano fondamentale in questo sistema di coordinate sono rispettivamente:

– La *verticale* passante per l'osservatore O, la cui direzione individua sulla sfera celeste lo *zenit* Z, sopra la testa, e il *nadir*, sotto ai piedi.

– Il *piano orizzontale* perpendicolare alla verticale in O, materializzato dalla superficie di un liquido in quiete. Detto piano taglia la sfera celeste secondo un cerchio chiamato *orizzonte apparente* (figura 2.6).

L'*orizzonte astronomico*, praticamente coincidente con l'apparente, è invece il cerchio determinato sulla sfera celeste dal piano passante per il centro della Terra e perpendicolare alla verticale del luogo considerato.

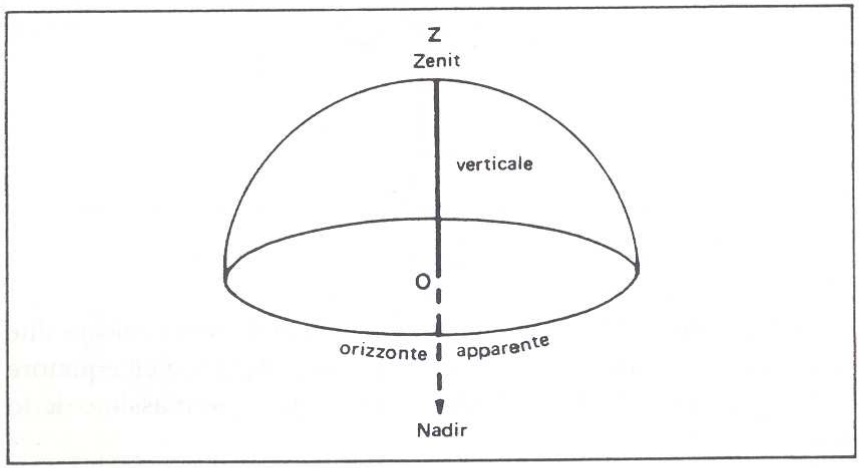


Fig. 2.6

Coordinate altazimutali

Sulla sfera celeste siano stati individuati il polo celeste P e lo zenit Z. Il piano verticale passante per O, P e Z, individua sulla sfera celeste il *meridiano astronomico* e sul piano orizzontale la meridiana già vista in precedenza.

Il meridiano viene diviso in due parti dall'asse PO: il *meridiano superiore*, contenente Z, e l'*inferiore* (figura 2.7).

Si chiamano *piani verticali* quelli che giacciono sulla verticale. Essi individuano sulla sfera celeste i *cerchi verticali*. Tra questi è importante il *primo verticale*, quello che passa per i punti E e W.

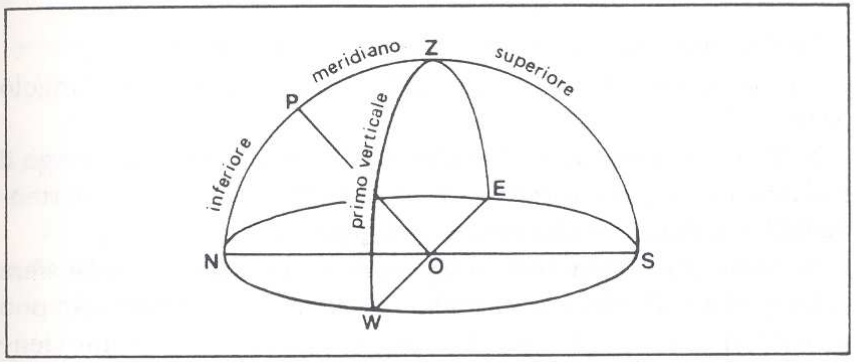


Fig. 2.7

Per individuare un punto A sulla sfera celeste bisogna tracciare un cerchio massimo passante per lo zenit Z e per A; esso interseca l'orizzonte in B.

Le due coordinate sono:

– l'*azimut* A_z, cioè l'angolo S O B, o l'arco SB, misurato da sud verso ovest, in senso orario, da 0° a 360° (figura 2.8);

– l'*altezza h*, cioè l'angolo BOA o l'arco BA contato da 0° a 90° partendo dall'orizzonte verso Z (figura 2.8).

I punti posti sotto l'orizzonte hanno altezza negativa.

In marina e in geodesia l'azimut si misura partendo da nord in senso orario. Si dicono *almucantarat* i cerchi minori formati dai punti che hanno uguale altezza.

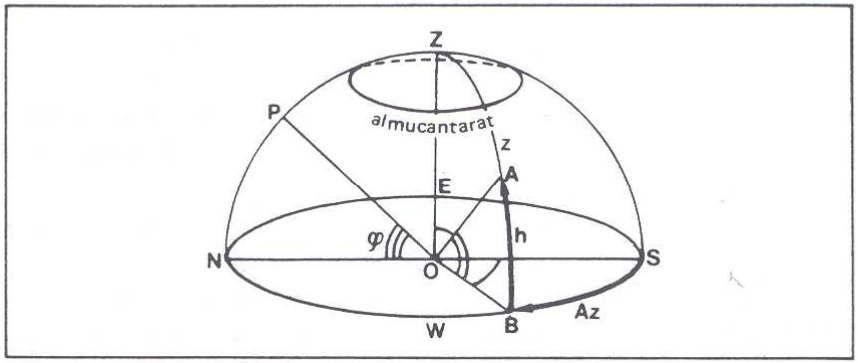


Fig. 2.8

La *distanza zenitale z* è l'arco ZA uguale a 90° – *h*.

Dicesi *latitudine astronomica* φ l'altezza del polo, cioè l'angolo NOP.

Sulla Terra la latitudine è la distanza angolare, misurata lungo il meridiano, compresa tra l'osservatore O e l'equatore, contata partendo dall'equatore, positiva verso nord, negativa verso sud.

Se immaginiamo la Terra trasparente posta al centro della sfera celeste, che è di grandezza infinita, dato che il raggio terrestre può essere in questo caso del tutto trascurato, l'orizzonte apparente viene a coincidere con quello astronomico. Nella figura 2.9 per necessità di cose ciò non accade, tuttavia si può osservare che la latitudine geografica φ = ETO è uguale a quella astronomica NTP.

La distanza zenitale del polo P viene chiamata *colatitudine*: (90 – φ).

A causa della rotazione della sfera celeste gli astri nascono a oriente e tramontano a occidente; alcuni, quelli vicini al polo celeste P, e la cui distanza dal polo (*distanza polare*) è minore della latitudine, non tramontano mai: essi si dicono *circumpolari*.

Osservazioni

Se l'osservatore si alza da Terra, il suo orizzonte si abbassa (*depressione dell'orizzonte*) (figura 2.10).

Dicesi *orizzonte reale* o *sensibile* quello che realmente si vede.

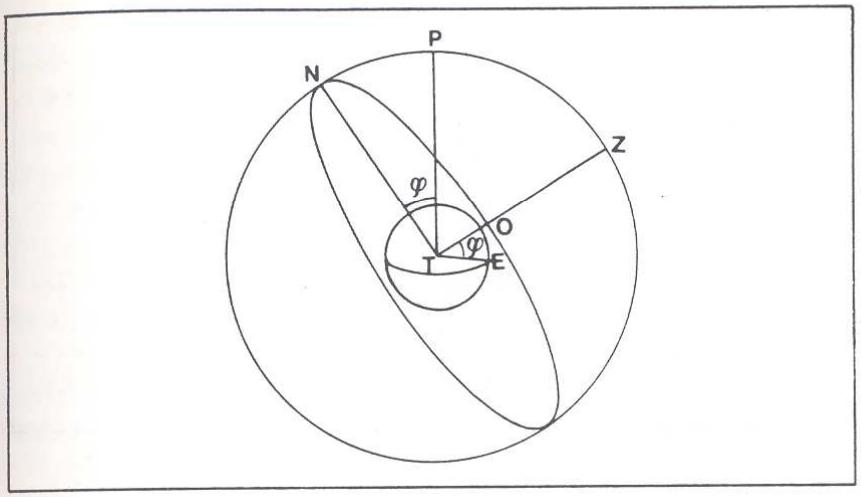


Fig. 2.9

Questo può essere ridotto a un punto se l'osservatore si eleva a distanza infinita dal corpo celeste che lo ospitava.

La rifrazione, che l'atmosfera determina sulla luce proveniente dagli astri, provoca una variazione dell'altezza sull'orizzonte. I valori medi Δh che vanno sottratti all'altezza vera *h*, a causa di questo fenomeno, sono:

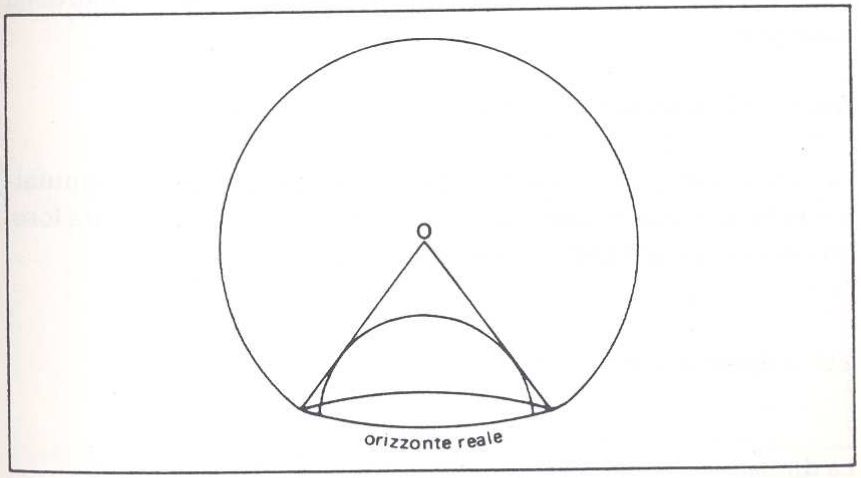


Fig. 2.10

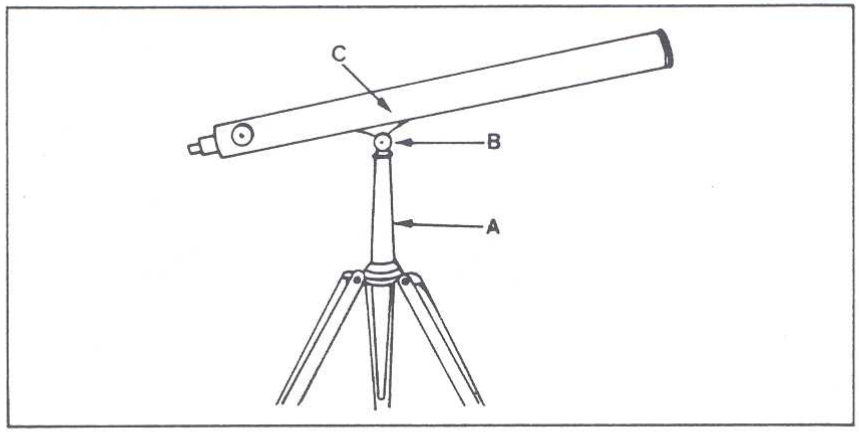


Fig. 2.11

h	0°	5°	10°	20°	30°	40°	50°
Δh	36′,6	10′,2	5′,5	2′,7	1′,7	1′,2	0′,8

La levata e il tramonto di un astro, a causa della rifrazione, si vedono rispettivamente prima e dopo di quanto accadrebbe se non ci fosse questo fenomeno. Il tempo durante il quale il Sole sta sopra l'orizzonte, per esempio, è maggiore di quello calcolato senza tener conto della rifrazione.

Strumenti a montatura altazimutale

Un telescopio o un radiotelescopio si dicono montati altazimutalmente se possono ruotare attorno a due assi perpendicolari tra loro, uno dei quali sia verticale (figura 2.11).

2.5 *Sistema orario*

La direzione e il piano fondamentale in questo sistema sono:
- l'*asse del mondo* OP;

- il *piano equatoriale*, cioè il piano passante per O e perpendicolare all'asse OP. Esso determina sulla sfera celeste un cerchio massimo detto *equatore celeste*.

La latitudine è quindi la distanza zenitale dell'equatore misurata lungo un meridiano.

L'equatore interseca il cerchio dell'orizzonte nei punti E e W e attraversa il meridiano nel punto M detto *mezzocielo*.

I cerchi massimi passanti per P diconsi *cerchi orari*. Uno di essi è il *meridiano* NPZMS.

Sia sulla sfera celeste un punto A del quale si vuole stabilire la posizione. Per A si fa passare un cerchio orario che interseca in B l'equatore celeste. Le coordinate di A sono:
- l'*angolo orario H*, cioè l'angolo che PAB forma col meridiano PZM (o l'arco MB). Esso si conta in ore, da 0 a 24, in senso orario, cioè negativo, per un osservatore boreale O.
- la *declinazione* δ o D, cioè l'angolo BOA o l'arco BA. Si conta da 0° a 90° partendo dall'equatore; positiva verso il polo nord celeste (in corrispondenza del polo nord terrestre), negativa verso sud.

Si chiama *parallelo celeste* il cerchio minore i cui punti hanno tutti la stessa declinazione (figura 2.12).

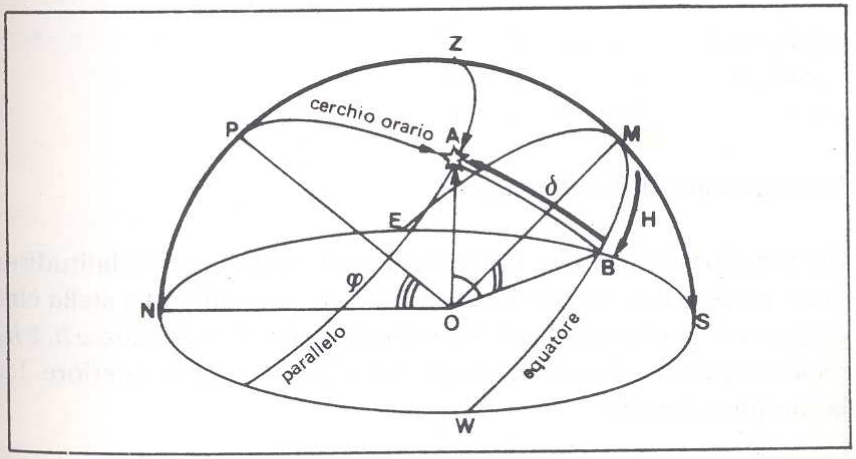


Fig. 2.12

Durante la giornata, le coordinate altazimutali di un punto fisso sulla sfera celeste variano ambedue; nel sistema orario invece cambia solo l'angolo H.

Dicesi *culminazione superiore* o *inferiore* il passaggio di un astro rispettivamente al meridiano superiore o all'inferiore.

Il moto diurno, per un osservatore boreale che guarda a sud, si svolge in senso retrogrado o negativo, cioè secondo le lancette dell'orologio.

L'*arco diurno* è la porzione di parallelo celeste che il Sole descrive sopra l'orizzonte; l'altra porzione dicesi *arco notturno.*

Le stelle circumpolari hanno $\delta > 90° - \varphi$; non sono invece mai visibili quelle per le quali $\delta < -(90° + -\varphi)$.

Un astro posto sull'equatore descrive un arco sopra l'orizzonte lungo quanto quello descritto sotto l'orizzonte.

Un astro di declinazione positiva, per un osservatore boreale, descrive sopra l'orizzonte un arco maggiore di quello descritto sotto l'orizzonte; viceversa se la sua declinazione è negativa.

Le coordinate orarie di alcuni punti fondamentali, visti dall'emisfero boreale, sono:

punto sud	$H =$	0^h;	$\delta = -(90° - \varphi)$
punto ovest	$H =$	6^h;	$\delta = 0°$
punto nord	$H =$	12^h;	$\delta = 90° - \varphi$
punto est	$H =$	18^h;	$\delta = 0°$
zenit	$H =$	0^h;	$\delta = \varphi$

Determinazione della latitudine

Un metodo concettualmente semplice per determinare la latitudine di un luogo è il seguente (figura 2.13). Consideriamo una stella circumpolare, per esempio la Polare; di essa si misurino le altezze h_1 e h_2 rispettivamente alla culminazione superiore e a quella inferiore. La latitudine è data da:

$$\varphi = \frac{h_1 + h_2}{2}$$

Conoscendo la latitudine φ di un dato luogo boreale si può calcolare ogni giorno la declinazione $\delta_\odot$ del Sole misurando la sua altezza $h_\odot$ a mezzodì, quando passa in meridiano. Si ha infatti:

$$\delta = h + \varphi - 90°$$

Questa espressione fornisce anche la massima altezza a cui giunge un astro di declinazione δ:

$$h = \delta - \varphi + 90°$$

2.6 *Il moto della Terra*

La Terra compie una rotazione completa attorno al suo asse NS in un *giorno siderale.*

La Terra ruota attorno al Sole con un periodo detto *anno sidereo,* muovendosi in senso antiorario rispetto a un osservatore boreale.

L'asse di rotazione della Terra è inclinato di circa 23°,5 (23°27′) rispetto alla normale al piano della sua orbita intorno al Sole. La sua orientazione, in prima approssimazione può ritenersi pressoché fissa.

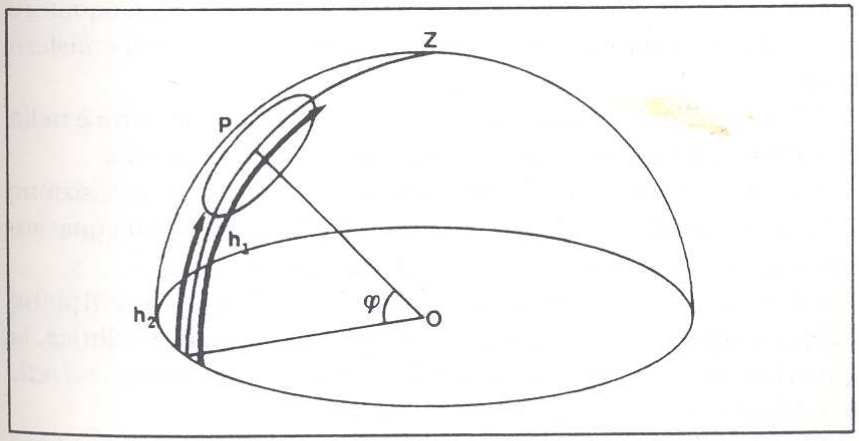


Fig. 2.13

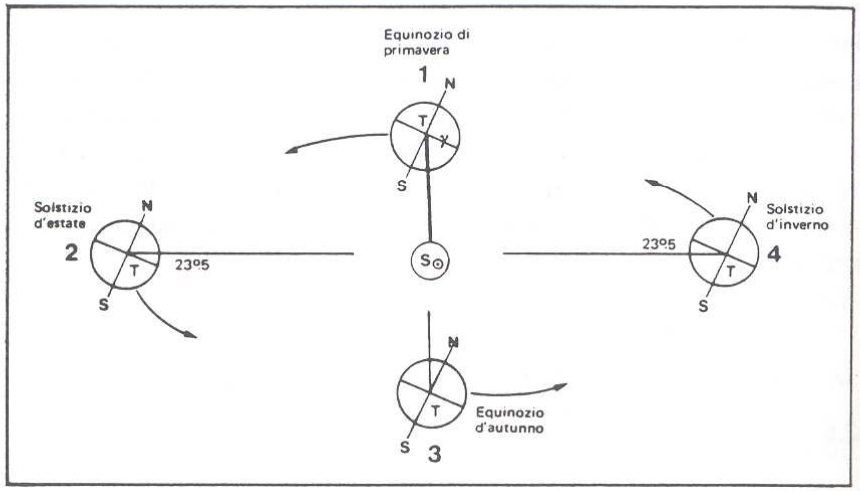


Fig. 2.14

La figura 2.14 illustra il movimento della Terra.

All'*equinozio di primavera* (attorno al 22 marzo) la Terra si trova nella posizione 1. Il raggio vettore Terra-Sole ($TS_\odot$) interseca l'equatore.

Al *solstizio estivo* (attorno al 21-22 giugno) la Terra è nella posizione 2. Il vettore $TS_\odot$ forma un angolo di 23°,5 col piano dell'equatore terrestre, toccando la superficie della Terra in punti dell'emisfero boreale.

All'*equinozio di autunno* (attorno al 23 settembre) la Terra è nella posizione 3. Il raggio vettore $TS_\odot$ incontra ancora l'equatore.

Al *solstizio invernale* (attorno al 22 dicembre) la Terra è nella posizione 4. Il raggio vettore $TS_\odot$ forma un angolo di 23°,5 col piano dell'equatore toccando la superficie della Terra nell'emisfero australe.

In figura 2.15 è illustrata la Terra al centro della sfera celeste. Il piano della sua orbita interseca la sfera celeste sul cerchio dell'eclittica, la quale incontra l'equatore celeste nel *punto gamma* (punto γ o *vernale* o d'*Ariete*) e nel punto ♎ o della *Bilancia* (*Libra*).

L'eclittica è inclinata rispetto all'equatore di un angolo ε, detto *obliquità dell'eclittica*, che è di circa 23°,5 (figura 2.15).

Dalle varie posizioni della Terra illustrate nella figura precedente si nota che il Sole, visto dalla Terra, all'equinozio di primavera passa per il punto gamma ($\delta = 0°$), poi la sua declinazione, prima rapidamente, quindi più lentamente, aumenta fino a raggiungere il valore $\delta = +23°,5$ al solstizio estivo. Intorno a questa data la variazione giornaliera della declinazione è piccola; tutto avviene come se il Sole fosse diventato quasi stazionario nel suo movimento di allontanamento dall'equatore (solstizio). All'equinozio d'autunno l'astro passa per il punto della Bilancia ($\delta = 0°$) e la sua declinazione d'ora in poi assume valori negativi e varia rapidamente. L'astro quindi raggiunge al solstizio invernale $\delta = -23°,5$ per ritornare all'equinozio di primavera dopo che è trascorso un anno dall'inizio del ciclo.

Visto da un osservatore posto sul polo nord della Terra, il Sole si muove sull'eclittica in senso antiorario.

Conseguenze

Sulla volta celeste locale (per un osservatore boreale) in corrispondenza dei seguenti valori della declinazione si manifestano i fenomeni sotto elencati.

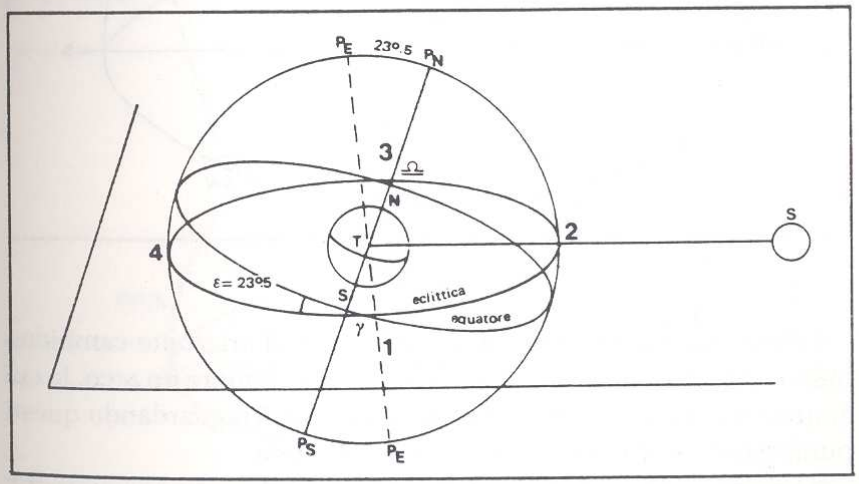


Fig. 2.15

1. Per $\delta_\odot = -23°,5$ e attorno a questo valore, l'arco diurno descritto dal Sole è piccolo; vi sono quindi poche ore di luce e inizia la stagione invernale (figura 2.16).
2. Per $\delta_\odot = 0°$; il Sole si trova sull'equatore. Durante la giornata rimane teoricamente sopra l'orizzonte per 12 ore (equinozio). Sorge a est e tramonta a ovest.
3. Per $\delta_\odot = +23°,5$ e attorno a questo valore, l'arco diurno descritto dal Sole è grande. Il giorno è più lungo della notte. Inizia l'estate.
4. Per $\delta_\odot = 0°$; si ripete la situazione descritta precedentemente. Inizia l'autunno.

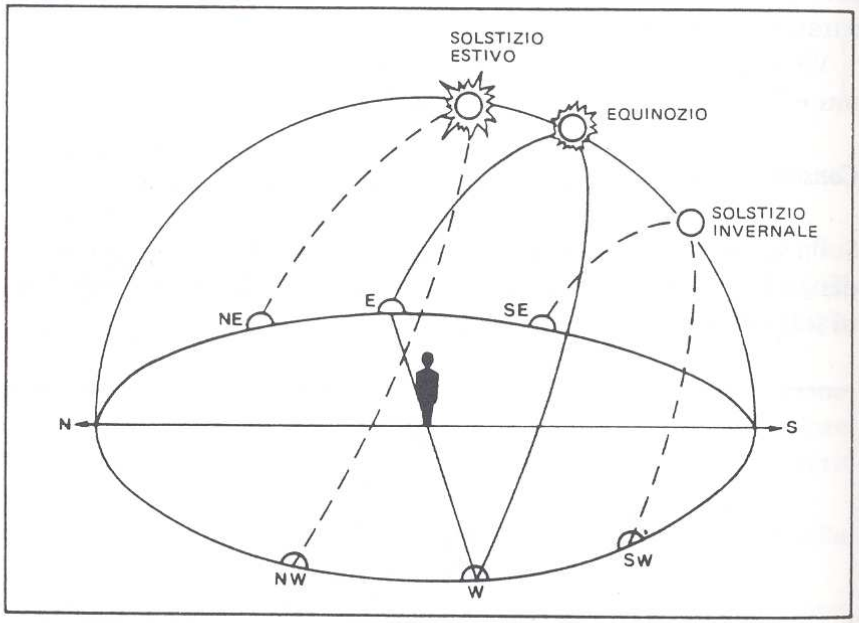


Fig. 2.16

I punti di levata e di tramonto del Sole sull'orizzonte cambiano quindi di giorno in giorno descrivendo sull'orizzonte un arco, la cui ampiezza cambia con la latitudine del luogo. Traguardando questi punti si potrebbe fissare un calendario naturale.

Al *circolo polare artico* ($\varphi = +66°,5$) si notano i seguenti fenomeni:
1. Agli equinozi ($\delta_\odot = 0°$), a mezzodì l'altezza del Sole è $h_\odot = 23°,5$.

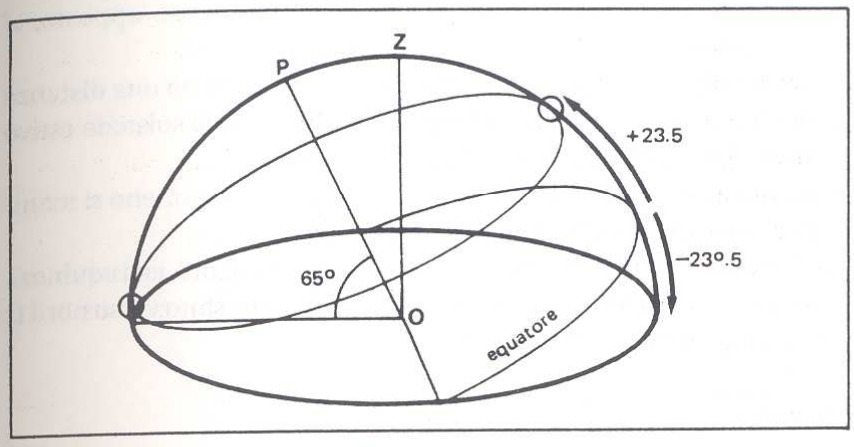


Fig. 2.17

2. Al solstizio estivo ($\delta_\odot = +23°,5$), a mezzodì $h_\odot = 23°,5 + 23°,5 = 47°$. A mezzanotte $h_\odot = 0°$; il Sole quindi sfiora l'orizzonte. Vi sono 24 ore di luce (figura 2.17).
3. Al solstizio invernale ($\delta_\odot = -23°,5$), a mezzodì $h_\odot = 23°,5 - 23°,5 = 0°$. Il Sole quindi sfiora l'orizzonte con il suo centro. La notte dura quasi 24 ore, e verso il mezzodì vi è una breve apparizione di metà Sole (a parte fenomeni di rifrazione).

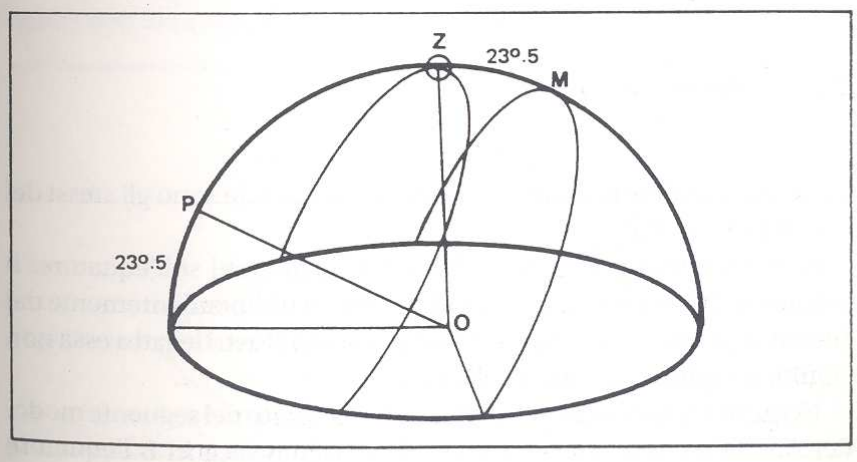


Fig. 2.18

Una fenomenologia analoga si manifesta, nel senso opposto, al circolo polare antartico.

Al *tropico del Cancro* ($\varphi = +23°,5$) il mezzocielo M ha una distanza zenitale pari a 23°,5. Il Sole quindi passa allo zenit al solstizio estivo quando $\delta_\odot = +23°,5$ (figura 2.18).

Al *tropico del Capricorno* ($\varphi = -23°,5$) lo stesso fenomeno si manifesta al solstizio invernale ($\delta_\odot = -23°,5$).

All'equatore ($\varphi = 0°$) il Sole passa allo zenit, a mezzodì, agli equinozi. Al solstizio estivo il Sole a mezzogiorno si trova spostato verso nord (z = 23°,5) e a quello invernale verso sud.

Crepuscolo

Il Sole illumina gli alti strati dell'atmosfera anche quando si trova alcuni gradi sotto l'orizzonte.

Il *crepuscolo astronomico*, al mattino, inizia quando il Sole ha un'altezza $h_\odot = -18°$; allora scompaiono le stelle di sesta magnitudine, quelle che appena si scorgono a occhio nudo in una notte serena senza Luna.

Il *crepuscolo civile* inizia, al mattino, dopo quello astronomico, quando $h_\odot = -6°$; allora scompaiono le stelle di prima magnitudine.

Lo stesso accade al tramonto in successione inversa.

2.7 *Sistema equatoriale*

L'asse e il piano principale nel sistema equatoriale sono gli stessi del sistema precedente.

Il punto gamma costituisce l'origine degli archi sull'equatore. Il sistema in tal modo è legato alla sfera celeste indipendentemente dal suo moto attorno alla Terra. Le coordinate degli astri legati a essa non cambiano quindi nell'arco dell'anno.

Un punto A sulla sfera celeste viene individuato nel seguente modo. Per A si fa passare un cerchio orario che interseca in B l'equatore (figura 2.19). Le coordinate equatoriali di A sono:

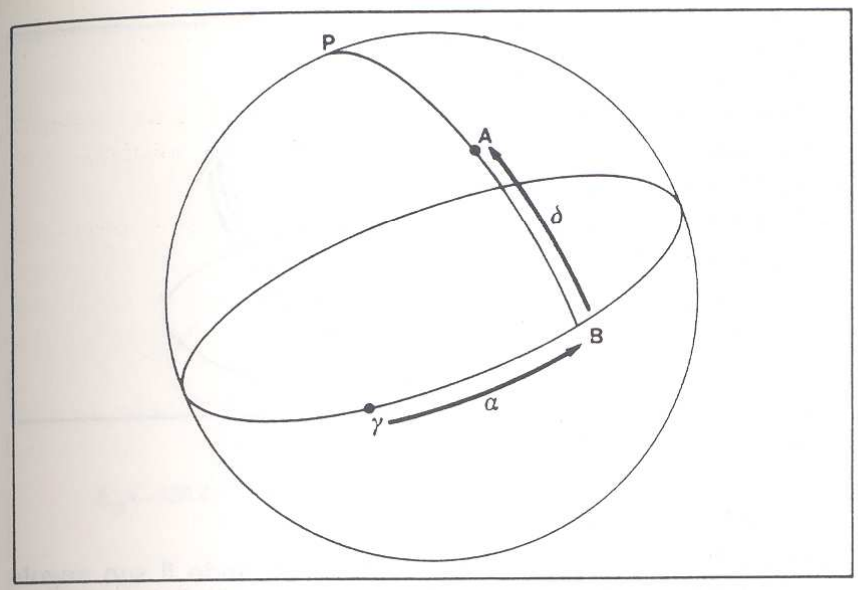


Fig. 2.19

- l'*ascensione retta* AR o α: cioè l'angolo, misurato in ore, da 0 a 24, in senso positivo (antiorario) dal punto γ verso B;
- la *declinazione* D o δ (definita come nel sistema precedente).

Si dice *tempo siderale* t l'angolo orario del punto gamma (figura 2.20).

Poiché l'angolo orario H di un astro si conta in senso contrario a quello dell'ascensione retta α vi è la relazione:

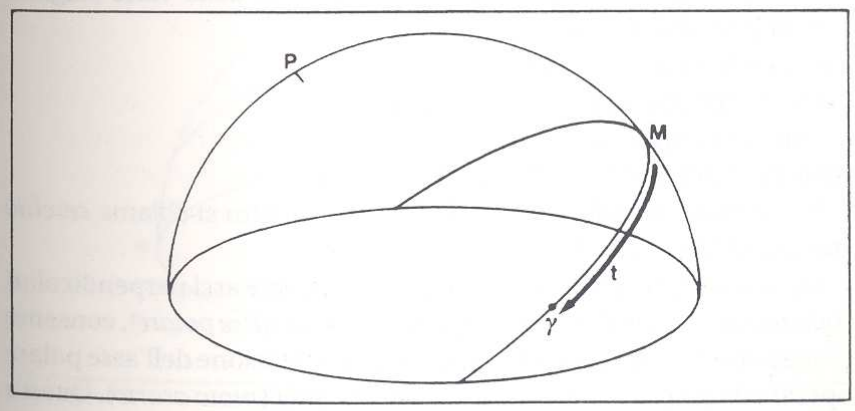


Fig. 2.20

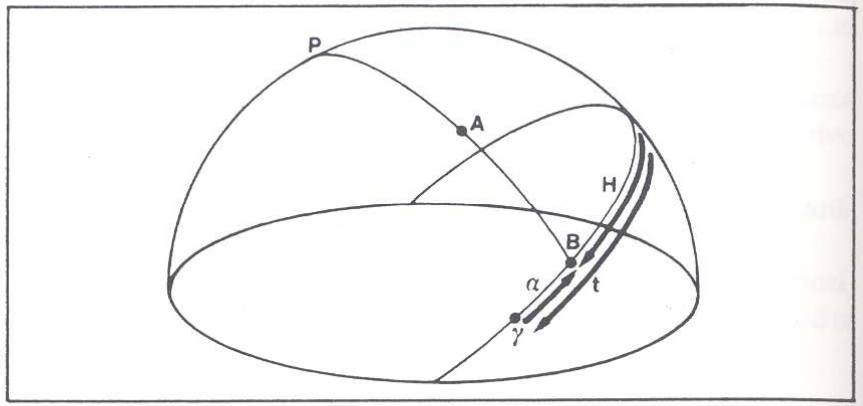


Fig. 2.21

$t = \alpha + H$

Nota l'ascensione retta di una stella, misurando il suo angolo orario, si trova subito il tempo siderale (figura 2.21).

Osservando il transito di un astro al centro del campo di un telescopio capace di ruotare solo lungo il meridiano superiore, si può determinare l'ascensione retta leggendo, contemporaneamente, il tempo siderale *t*. Infatti essendo al meridiano $H = 0°$ si ha:

$$\alpha = t$$

Le coordinate equatoriali del Sole all'inizio delle varie stagioni (figura 2.22) sono le seguenti:
Primavera (21 marzo) $AR = 0^h$; $D = 0°$
Estate (22 giugno) $AR = 6^h$; $D = +23°,5$
Autunno (23 settembre) $AR = 12^h$, $D = 0°$
Inverno (22 dicembre) $AR = 18^h$; $D = -23°,5$.

Un telescopio montato nel modo appena detto si chiama *cerchio meridiano* (figura 2.23).

Un telescopio capace di ruotare attorno a due assi perpendicolari tra loro, uno dei quali è diretto sul polo celeste (*asse polare*), consente di seguire il moto degli astri con la semplice rotazione dell'asse polare operata da un preciso movimento a orologeria (*moto orario*). Questo tipo di *montatura* si dice *equatoriale* (figura 2.24).

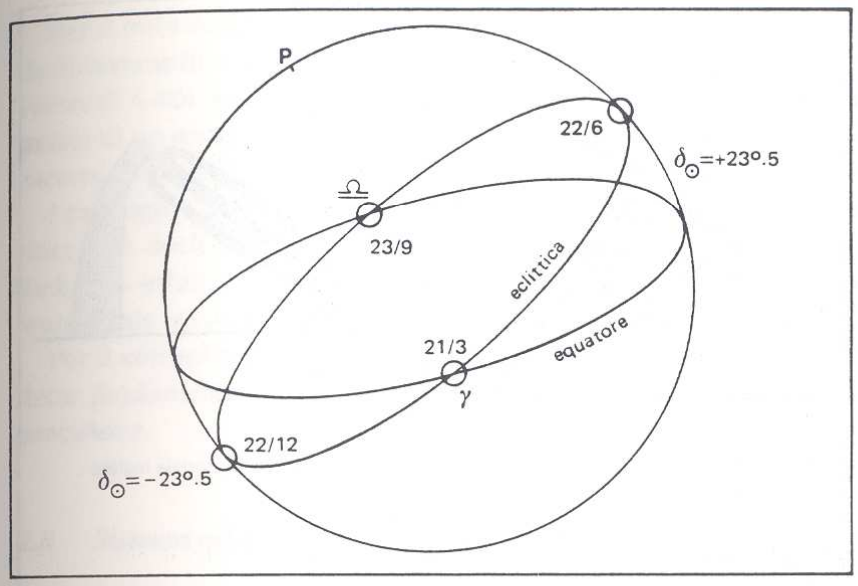


Fig. 2.22

I due assi di rotazione si chiamano: *asse orario* o *polare* quello puntato sul polo celeste, *asse di declinazione* l'altro.

Due cerchi graduati, ben tarati, posti sui due assi consentono di

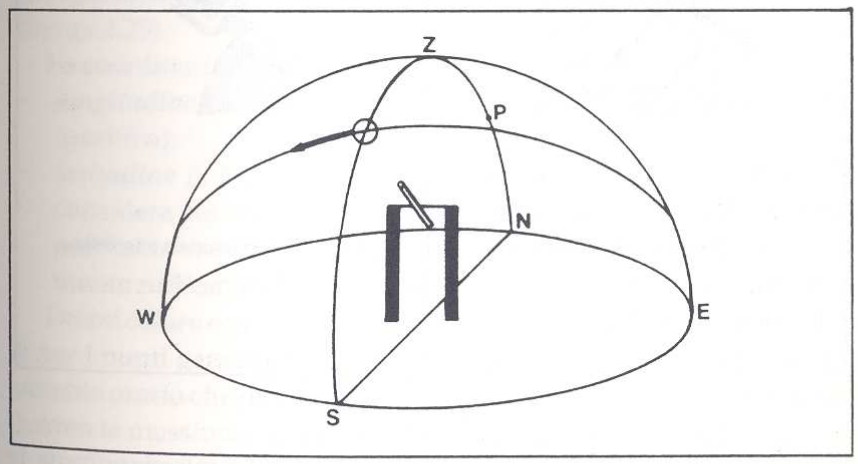


Fig. 2.23

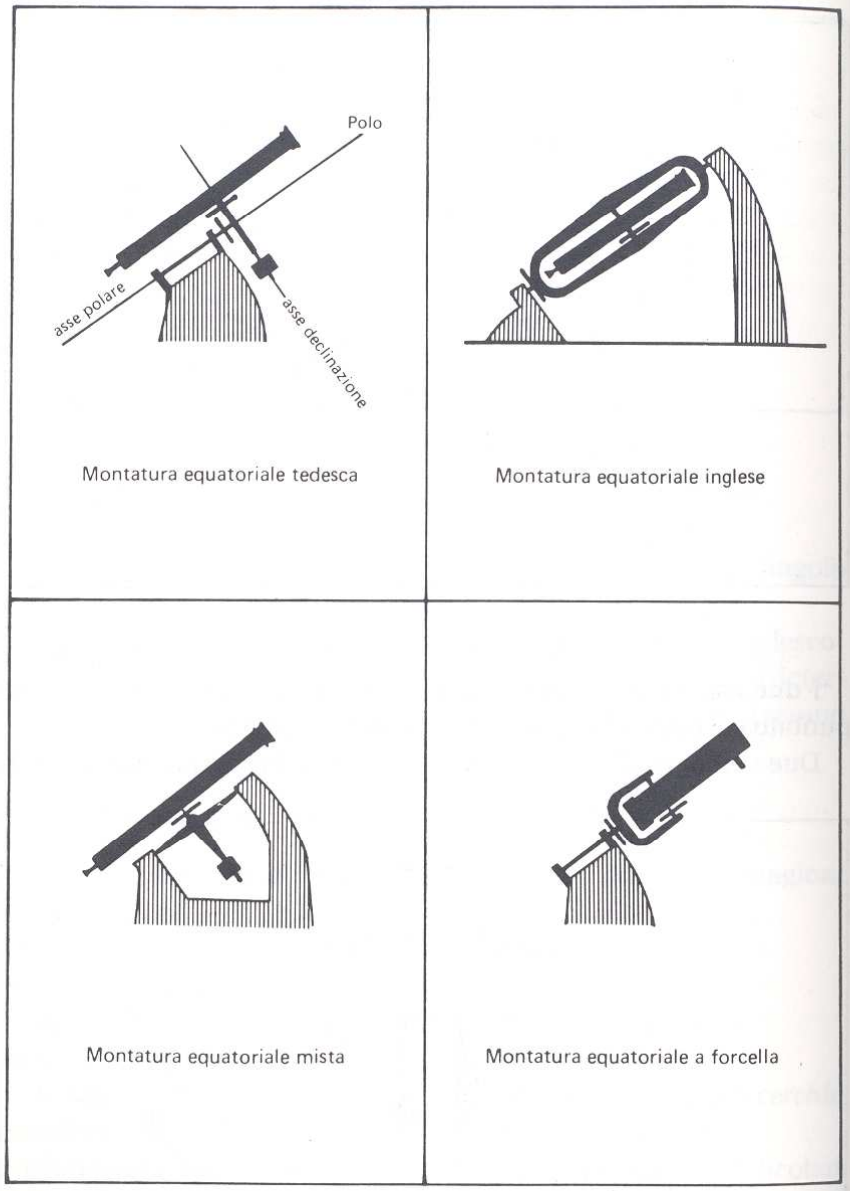


Fig. 2.24

puntare il telescopio su un qualunque astro del quale siano note le coordinate equatoriali α e δ.

Per il puntamento basta ruotare lo strumento attorno all'asse di declinazione fino a che sul cerchio graduato corrispondente si legge il valore di δ. Poi, letto su un orologio il tempo siderale t, si ruota l'asse orario di un angolo $H = t - \alpha$ che si legge sul cerchio graduato delle ascensioni rette, il cui zero è in corrispondenza del meridiano locale.

I cataloghi che elencano gli oggetti celesti riportano l'ascensione retta e la declinazione dei vari astri, stabilita per un certo anno. Vedremo infatti che le coordinate equatoriali cambiano, seppure lentamente, a causa del fenomeno della precessione degli equinozi.

Per il controllo del tempo siderale vengono utilizzate certe *stelle* dette *fondamentali* le cui posizioni sono determinate con grande precisione.

2.8 *Sistema eclitticale*

Il sistema eclitticale è fondamentale per lo studio dei moti planetari che si svolgono in prossimità dell'eclittica.

Il piano e l'asse fondamentale sono rispettivamente il *piano dell'eclittica* e la sua perpendicolare, la quale individua, sulla sfera celeste, i *poli dell'eclittica* $P_E P_E'$ (boreale quello che ha $\delta > 0$; australe l'altro) (figura 2.25).

Le coordinate eclitticali sono:

- *longitudine* λ: contata dal punto γ, da 0° a 360°, in senso antiorario (positivo);
- *latitudine* β: è l'arco compreso tra l'eclittica e l'astro A, che si considera sul cerchio massimo passante per i poli dell'eclittica e per l'astro stesso. La latitudine viene contata da 0° a 90°, positivamente nell'emisfero nord dell'eclittica, negativamente nell'altro.

Dicesi *coluro equinoziale* il cerchio orario che passa per i poli celesti e per i punti gamma e della Bilancia. Il *coluro solstiziale* invece è il cerchio orario che passa per i poli celesti e per i punti dell'eclittica che hanno la massima e la minima declinazione (figura 2.26).

Dodici costellazioni (gruppi di stelle) disposte lungo l'eclittica formano lo *zodiaco* o fascia degli animali.

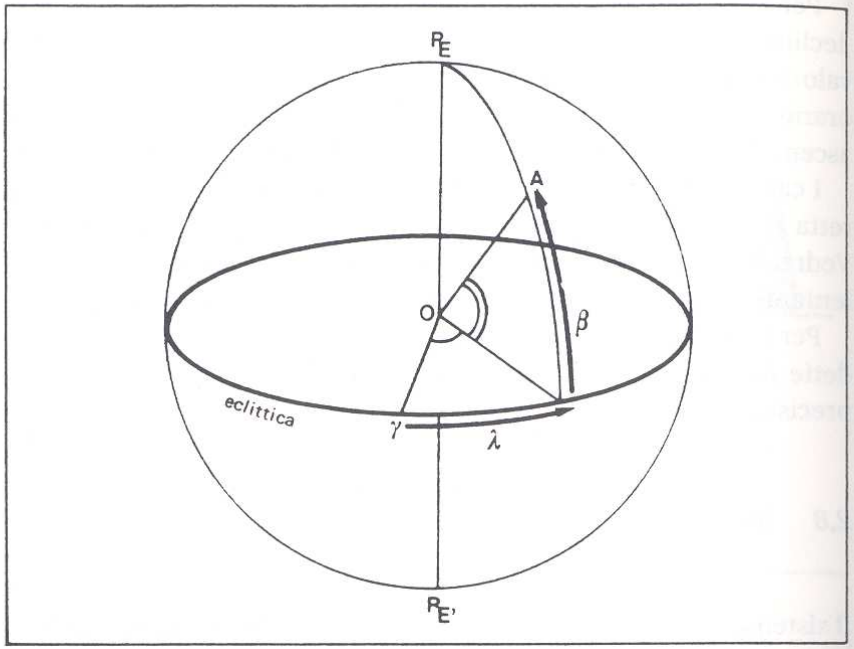


Fig. 2.25

Gli antichi avevano stabilito una zona, estesa in latitudine per 8°,5 ai lati dell'eclittica, divisa in 12 parti eguali. Queste costituivano le caselle dei *segni zodiacali*, che iniziavano dal punto gamma stabilito all'epoca di Ipparco (130 a.C.). Da allora, nonostante la precessione degli equinozi, la posizione dei segni è rimasta la stessa. Tali segni vengono utilizzati anche oggi in astrologia.

2.9 *Coordinate galattiche*

Le coordinate galattiche sono legate strettamente al sistema stellare al quale apparteniamo: la *Galassia*.

La Galassia è un enorme insieme di stelle, gas, polveri e corpi solidi, di forma discoidale. Al centro vi è un rigonfiamento, il *bulbo*, formato

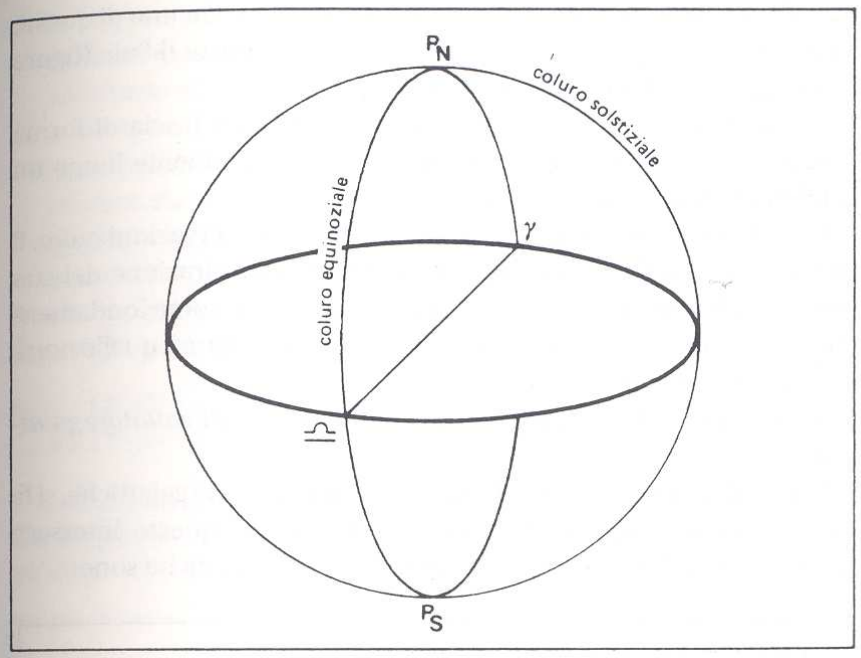


Fig. 2.26

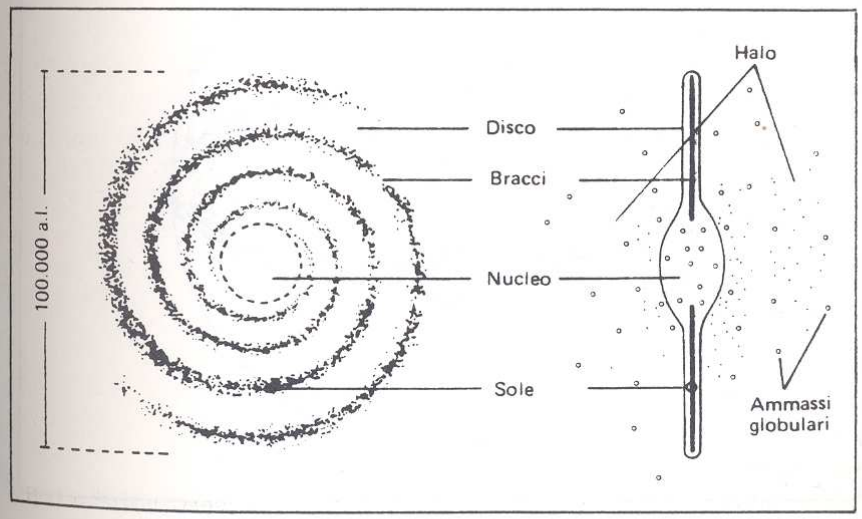


Fig. 2.27

da stelle; da questo partono alcuni *bracci di spirale*. Su uno di questi, a circa tre quarti dal centro verso la periferia, è posto il Sole (figura 2.27), una delle tante stelle dei bracci.

La Galassia, vista dalla Terra, appare come una fascia di forma irregolare, la *Via Lattea*, che la circonda completamente lungo un cerchio massimo (figura 2.28).

Determinato esattamente, specialmente con osservazioni radio, il piano mediano della Via Lattea e individuata la direzione del suo centro C_G, si sono assunti questo piano e il suo asse come fondamentali. L'asse individua sulla sfera celeste i due *poli galattici*, quello nord, a declinazione positiva, e quello sud.

Il piano della Galassia interseca la sfera celeste sull'*equatore galattico*.

Per individuare un astro A nel sistema di coordinate galattiche, si fa passare un cerchio massimo per i poli e per A; questo interseca l'equatore galattico nel punto B. Le coordinate galattiche sono:

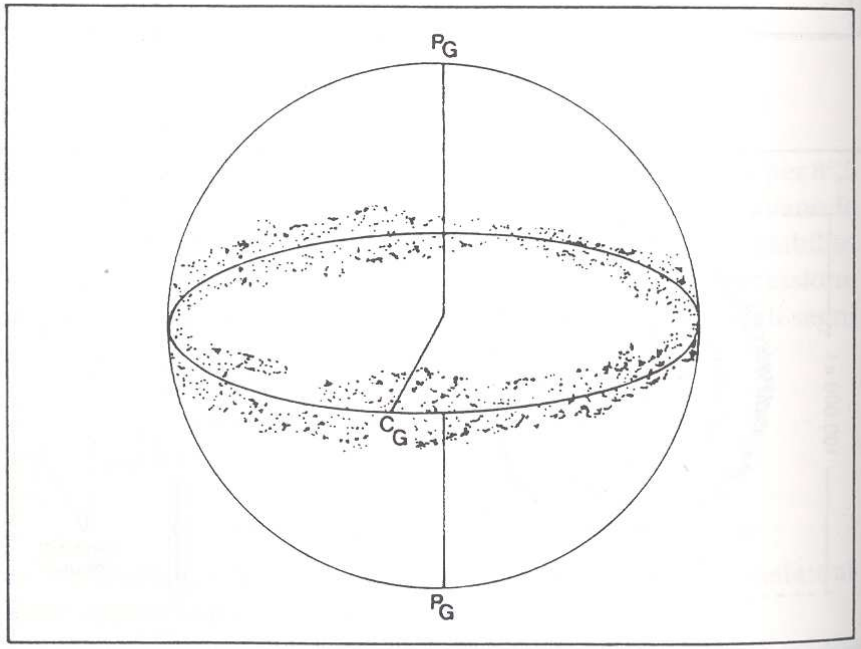


Fig. 2.28

- la *longitudine l* che misura l'angolo C_GOB: essa è contata partendo dalla direzione del centro galattico C_G, da 0° a 360°, in senso antiorario per un osservatore posto con i piedi sul piano galattico e con la testa rivolta al polo nord galattico (figura 2.29);
- la *latitudine b* che è l'arco compreso tra l'astro A e il punto B, contato da 0° a 90° gradi in senso positivo nell'emisfero nord galattico, negativo nell'altro.

Le coordinate equatoriali del centro galattico C_G e del polo nord, fissate convenzionalmente nel 1958 dall'Unione Astronomica Internazionale, sono all'equinozio 1950:

$P_G\ \alpha = 12^h\,49^m;\ D = +27°,4$
$C_G\ \alpha = 17^h\,42^m,4;\ D = -28°,9$

Utilizzando la trigonometria sferica si possono trovare le formule che consentono il passaggio da uno qualunque dei sistemi ora visti all'altro.

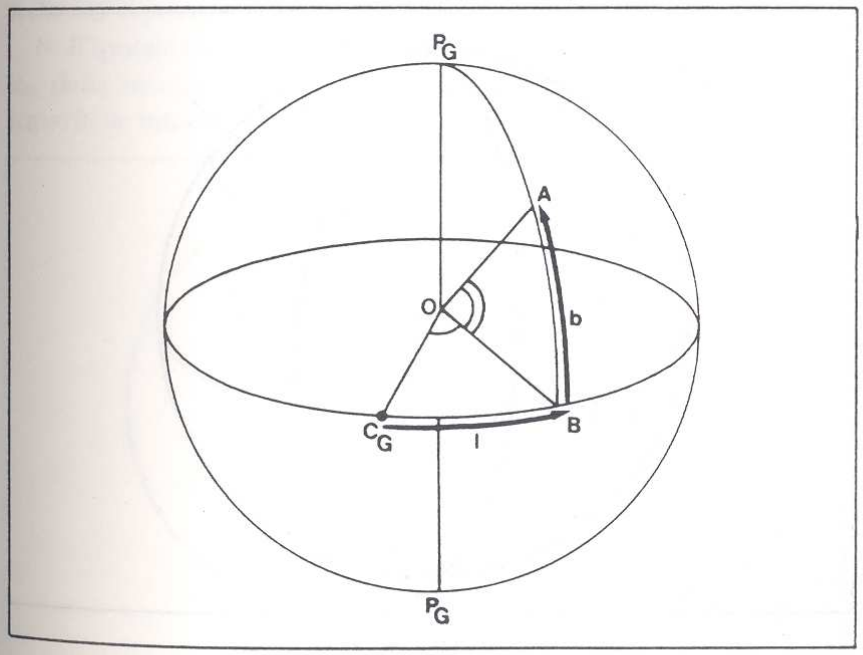


Fig. 2.29

2.10 La Terra e le coordinate terrestri

Supponiamo, in prima approssimazione, che la Terra sia sferica.

Nel sistema di coordinate terrestri il piano fondamentale è l'equatore terrestre mentre l'asse principale è quello di rotazione.

È stato fissato convenzionalmente come riferimento il meridiano passante per l'*Osservatorio di Greenwich* (GW): il *primo meridiano.*

Le coordinate di un punto O sulla superficie della Terra sono:

- la *latitudine geografica* φ che è l'angolo compreso tra la verticale del luogo e il piano dell'equatore. I suoi valori vanno da 0° a 90°, positivi nell'emisfero boreale, negativi nell'altro (figura 2.30).
- la *longitudine geografica* λ che è l'angolo compreso tra il meridiano passante per il luogo dato e il primo meridiano. Si conta da 0 a 180 gradi in senso positivo verso ovest, negativo verso est*. Spesso è utile misurare la longitudine in ore anziché in gradi.

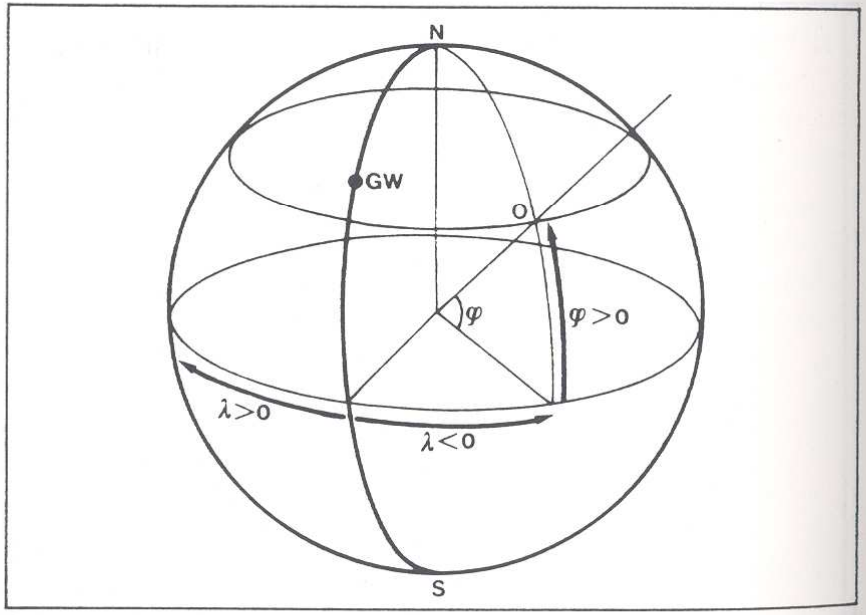


Fig. 2.30

* Dal 1984 i segni delle longitudini sono stati cambiati.

I punti di uguale latitudine si trovano su un cerchio minore detto *parallelo terrestre.*

I punti di uguale longitudine stanno invece su uno stesso *meridiano terrestre.*

Poiché la Terra ruota da ovest verso est la sfera celeste sembra ruotare in senso opposto.

Consideriamo un luogo A a oriente di B; ambedue siano posti per semplicità sullo stesso parallelo. La differenza di longitudine sia $\Delta\lambda$. A causa della rotazione terrestre un astro passa prima per il meridiano di A e poi per quello di B (figura 2.31).

Nello stesso istante, una stella in direzione S sia vista da A e da B rispettivamente sotto gli angoli orari H_1 e H_2. Dalla figura si ha:

$$\Delta\lambda = H_1 - H_2$$

La differenza tra gli angoli orari di una stella fornisce dunque la differenza di longitudine tra i due luoghi. Per questa ragione la longitudine si esprime spesso in ore anziché in gradi.

Nell'ipotesi che la Terra sia sferica, si può determinare il suo raggio $R_\oplus$, dalla misura della lunghezza l dell'arco di un grado sulla sua superficie; infatti:

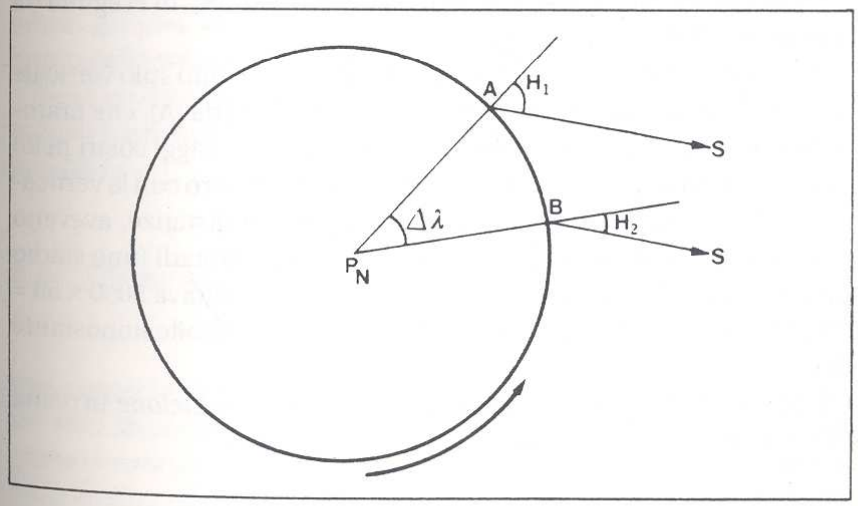


Fig. 2.31

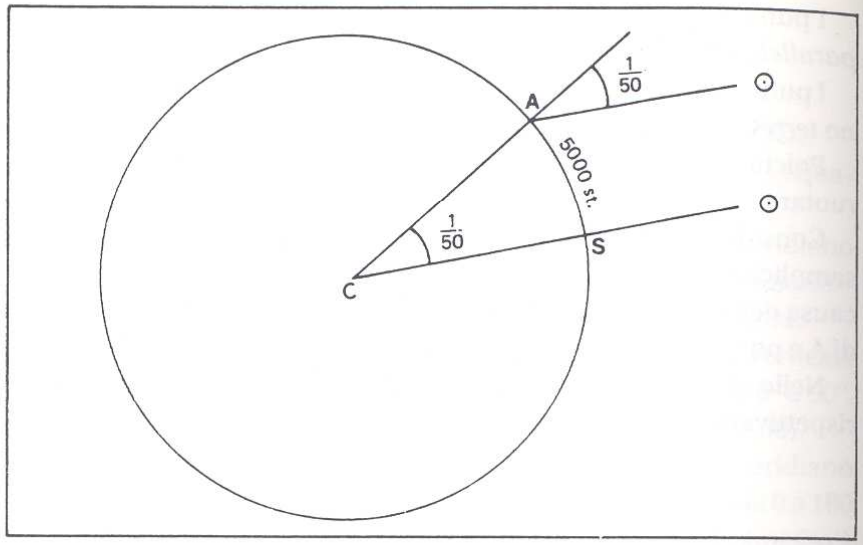


Fig. 2.32

$$R_{\oplus} = \frac{180° \, l}{\pi}$$

Una tra le prime misurazioni del raggio terrestre $R_{\oplus}$, fu eseguita da Eratostene (276-195 a.C.) (figura 2.32).

A Siene (S) (Assuan), in Egitto, al solstizio estivo, uno stilo verticale non produce ombra a mezzodì mentre ad Alessandria (A), che Eratostene credeva fosse posta sullo stesso meridiano, i raggi solari nello stesso istante formano un angolo di 1/50 di angolo giro con la verticale. Poiché i *bematisti*, che misuravano a passi le distanze, avevano stimato che la distanza tra le due città fosse di 5000 stadi (uno stadio era pari a 157,5 m), la circonferenza della Terra risultava $5000 \times 50 =$ 250.000 stadi (39.375 km), valore abbastanza attendibile nonostante gli errori.

La forma della Terra somiglia a un *ellissoide di rivoluzione*, in realtà è una superficie più complessa chiamata *geoide*.

3 *Misura del tempo*

Nell'ipotesi che il moto di rotazione della Terra sia uniforme, possiamo assumere il moto terrestre come riferimento per la misura di intervalli di tempo valutando l'angolo che un punto dato sulla sfera celeste, ad esempio il punto gamma, descrive in un tempo prefissato.

Il periodo che la Terra impiega per compiere una rotazione completa è detto *giorno siderale* ed è l'intervallo di tempo intercorrente tra due passaggi consecutivi di una stella, oppure del punto gamma, sullo stesso meridiano.

Il giorno siderale, che è diviso in 24 ore, inizia con il passaggio del punto gamma sul meridiano mentre il *tempo siderale t* è l'angolo orario dello stesso punto. In un'ora la Terra ruota di 15 gradi.

Se in un dato istante, per esempio, l'ora siderale è 6^h, vuol dire che in quel momento passano in meridiano le stelle che hanno $AR = 6^h$; perché $t = \alpha$.

3.1 *Giorno solare vero e tempo vero*

Due consecutivi passaggi del Sole sullo stesso meridiano definiscono un altro importante intervallo di tempo, quello che viene chiamato *giorno solare vero*. Il *tempo solare vero* invece è l'angolo orario del Sole aumentato però di 12 ore (figura 3.1). Il giorno solare infatti inizia con il passaggio dell'astro al meridiano inferiore, cioè a mezzanotte.

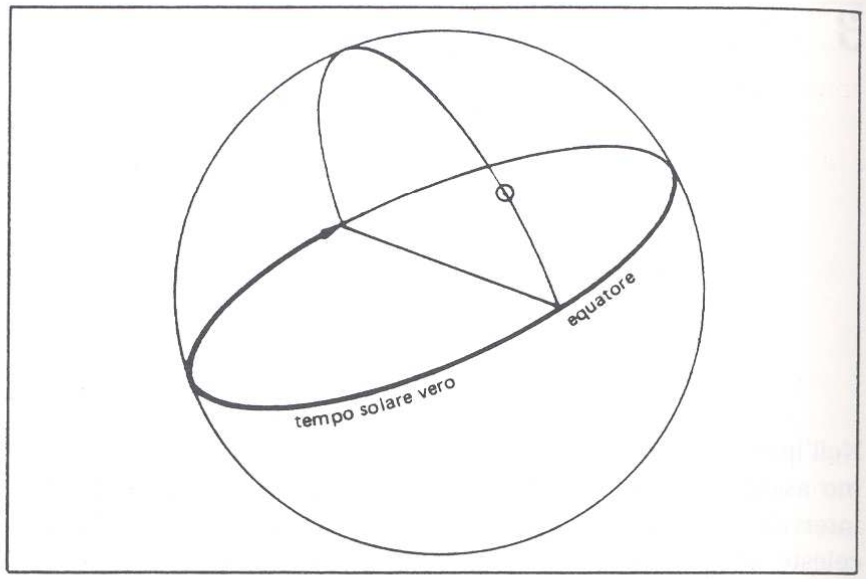


Fig. 3.1

Consideriamo un osservatore A (figura 3.2) che vede il Sole passare in meridiano. Trascorso un giorno siderale, cioè dopo che la Terra ha fatto un giro completo su se stessa, l'osservatore viene a trovarsi in A', in una posizione cioè dalla quale vede che il Sole non è ancora passato in meridiano; l'astro infatti deve ancora descrivere in cielo circa un grado.

Il giorno solare vero è dunque più lungo di quello sidereo.

La differenza è data dal tempo che il Sole impiega per descrivere sulla volta celeste un angolo uguale a quello che la Terra compie in un giorno nel suo moto di rivoluzione attorno al Sole. Poiché il Sole impiega un anno, cioè 365,25 giorni, per compiere un giro completo attorno all'eclittica, in un giorno descrive 360/365,25 = 0,985626 gradi. La Terra, nella sua rotazione, compie quest'angolo in 0,985626/15 = 0,0657084 ore, cioè in 3 minuti e 56,55 secondi; questo intervallo di tempo rappresenta perciò la differenza tra il giorno solare e quello sidereo.

Il giorno solare vero non è costante; esso varia continuamente per due ragioni: la prima perché il Sole non si muove sull'equatore ma

sull'eclittica, e la seconda perché la velocità della Terra sulla sua orbita non è costante — la traiettoria della Terra infatti, come vedremo, è una ellisse.

Per la suddetta ragione gli orologi meccanici non possono misurare il tempo solare vero; solo le meridiane sono regolate su di esso.

3.2 *Giorno solare medio e tempo medio*

Il tempo civile, quello di uso comune, non può quindi essere regolato con il moto del Sole. È necessario introdurre un nuovo tipo di tempo che sia basato su un giorno medio di lunghezza sempre costante.

Per definire il cosiddetto *tempo medio*, in modo che non vi sia un grande disaccordo con il tempo solare vero è necessario introdurre alcune convenzioni.

L'orbita della Terra attorno al Sole è ellittica e il Sole, S, occupa uno dei due fuochi. Per questa ragione l'astro verrà a trovarsi, nell'arco dell'anno, una volta alla minima e una volta alla massima distanza

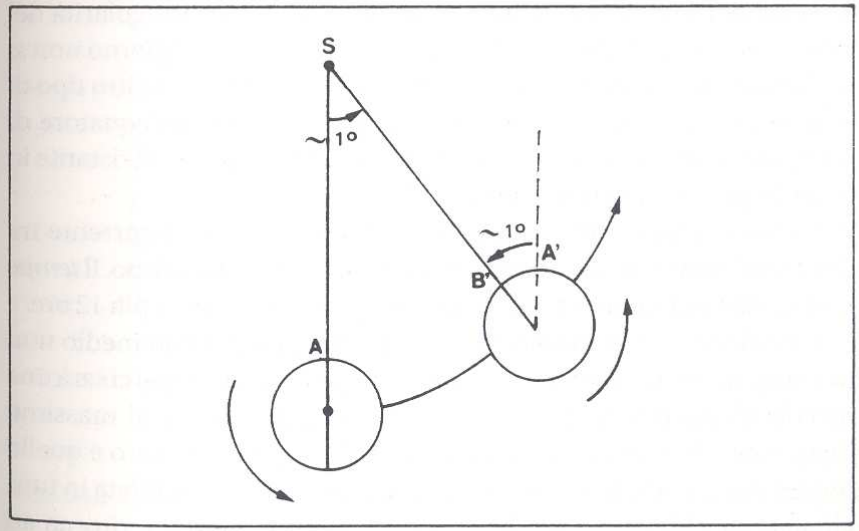


Fig. 3.2

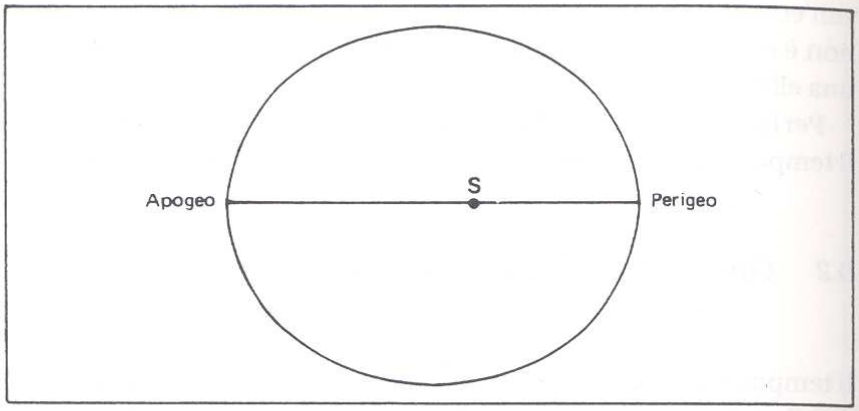


Fig. 3.3

dalla Terra; questi due punti vengono chiamati rispettivamente *perigeo* e *apogeo* (figura 3.3).

Supponiamo che esista un Sole del tutto immaginario, il cosiddetto *Sole fittizio*, che si muove lungo l'eclittica con velocità angolare costante e passa al perigeo assieme al Sole vero. Il tempo che il Sole impiega per tornare al perigeo viene detto *anno anomalistico*. L'introduzione del Sole fittizio elimina l'inconveniente dell'irregolarità del moto sull'eclittica. Per rimediare al fatto che l'astro del giorno non si muove sull'equatore è necessario invece immaginare un altro tipo di Sole ideale, il cosiddetto *Sole medio*, che si muove sull'equatore di moto uniforme e che passa per il punto gamma nello stesso istante in cui transita il Sole fittizio (figura 3.4).

Dicesi *giorno solare medio* l'intervallo di tempo intercorrente tra due consecutivi passaggi del Sole medio sullo stesso meridiano. Il *tempo civile locale* è definito come l'angolo orario del Sole medio più 12 ore.

È evidente, per quanto detto, che il Sole vero e quello medio non passano al meridiano nello stesso istante; tra i due passaggi ci sarà una piccola differenza di tempo che cambia ogni giorno e al massimo raggiunge i 16 minuti. La differenza tra il tempo solare vero e quello medio viene chiamata *equazione del tempo* (ET) ed è tabulata in tutti gli almanacchi. Essa varia lievemente di anno in anno e ritorna ad assumere gli stessi valori ogni quattro anni. Solo quattro volte all'anno

l'equazione del tempo è nulla: a circa metà aprile, a metà giugno, ai primi di settembre e verso Natale. (Vedi tabb. 3.1; 3.2 p. 48-49.)

Quando il Sole medio passa per il meridiano, si ha il mezzogiorno medio (o civile); quando invece il sole ha l'angolo orario pari a 12 ore è la mezzanotte media (o civile).

3.3 *Fusi orari e tempo civile*

I tempi solari e siderali, basati sul passaggio di un astro, in particolare il Sole, sul meridiano del luogo, sono tutti *tempi locali*, relativi cioè ad un dato posto. A mezzogiorno, per esempio, il Sole passa in istanti differenti sui meridiani di due località poste anche a breve distanze tra loro: prima su quella più a est poi su quella più a ovest.

Per uniformare il conteggio del tempo in luoghi abbastanza vicini, entro, per esempio, i confini di una nazione non molto estesa in

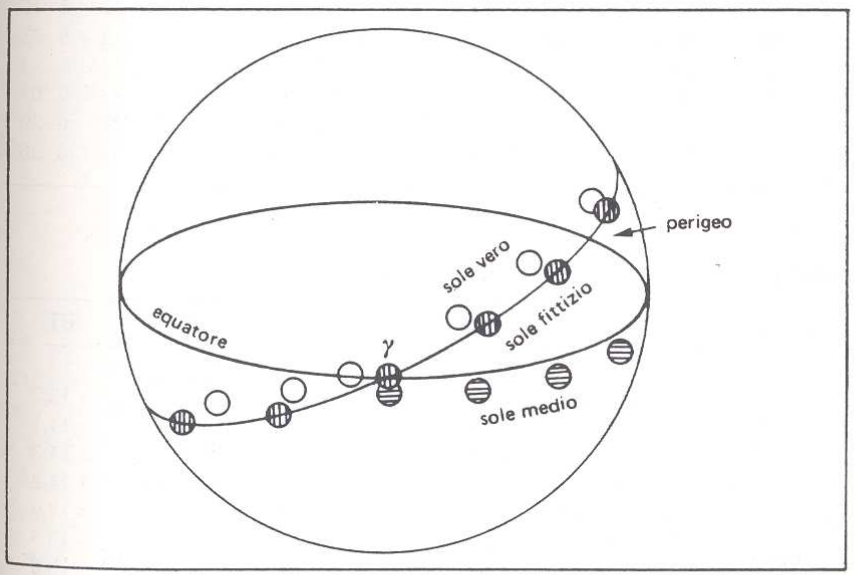


Fig. 3.4

Tabella 3.1 *Tempo siderale a 0^h di TU*

	Data	h	m		Data	h	m		Data	h	m		Data	h	m
Gen.	1	6	40	Apr.	3	12	43	Lug.	4	18	46	Ott.	4	0	49
	5	6	56		7	12	59		8	19	02		8	1	04
	9	7	12		11	13	15		12	19	17		12	1	20
	13	7	28		15	13	31		16	19	33		16	1	36
	17	7	44		19	13	46		20	19	49		20	1	52
	21	7	59		23	14	02		24	20	05		24	2	08
	25	8	15		27	14	18		28	20	21		28	2	23
	29	8	31												
				Mag.	1	14	34	Ago.	1	20	36	Nov.	1	2	39
Feb.	2	8	47		5	14	49		5	20	52		5	2	55
	6	9	02		9	15	05		9	21	08		9	3	11
	10	9	18		13	15	21		13	21	24		13	3	26
	14	9	34		17	15	37		17	21	39		17	3	42
	18	9	50		21	15	52		21	21	55		21	3	58
	22	10	06		25	16	08		25	22	11		25	4	14
	26	10	21		29	16	24		29	22	27		29	4	29
Mar.	2	10	37	Giu.	2	16	40	Set.	2	22	43	Dic.	3	4	45
	6	10	53		6	16	56		6	22	58		7	5	01
	10	11	09		10	17	11		10	23	14		11	5	17
	14	11	24		14	17	27		14	23	30		15	5	33
	18	11	40		18	17	43		18	23	46		18	5	44
	22	11	56		22	17	59		22	0	01		23	6	04
	26	12	12		26	18	14		26	0	17		27	6	20
	30	12	27		30	18	30		30	0	33		31	6	36

Tabella 3.2 *Declinazione del Sole ed equazione del tempo*

	Data	Decl.	ET		Data	Decl.	ET
			m				m
Gen.	1	−23 01	+3,3	Feb.	2	−16 51	+13,7
	5	−22 38	+5,3		6	−15 39	+14,1
	9	−2207	+7,0		10	−14 23	+14,3
	13	−21 30	+8,7		14	−13 04	+14,2
	17	−20 46	+10,1		18	−11 41	+14,0
	21	−19 56	+11,3		22	−10 15	+13,6
	25	−19 00	+12,4		26	−8 46	+13,0
	29	−17 58	+13,1				

	Data	Decl.	ET		Data	Decl.	ET
Mar.	2	−07 15	+12,2	Ago.	1	+18 04	+6,2
	6	−05 43	+11,3		5	+17 01	+6,0
	10	−04 09	+10,4		9	+15 54	+5,5
	14	−02 35	+9,3		13	+14 43	+4,7
	18	−01 00	+8,1		17	+13 28	+4,1
	22	+00 35	+7,0		21	+12 10	+3,1
	26	+02 09	+5,8		25	+10 49	+2,1
	30	+03 43	+4,5		29	+09 25	+1,0
Apr.	3	+05 15	+3,4	Set.	2	+07 58	−0,2
	7	+06 47	+2,2		6	+06 30	−1,6
	11	+08 16	+1,1		10	+05 00	−3,0
	15	+09 43	+0,1		14	+03 28	−4,3
	19	+11 08	−0,8		18	+01 56	−5,8
	23	+12 29	−1,7		22	+00 22	−7,2
	27	+13 47	−2,4		26	−01 11	−8,6
					30	−02 45	−9,9
Mag.	1	+15 02	−2,9				
	5	+16 13	−3,4	Ott.	4	−04 18	−11,2
	9	+17 19	−3,7		8	−05 50	−12,4
	13	+18 21	−3,9		12	−07 21	−13,4
	17	+19 18	−3,7		16	−08 50	−14,4
	21	+20 09	−3,6		20	−10 17	−15,2
	25	+20 56	−3,3		24	−11 42	−15,7
	29	+21 36	−2,8		28	−13 04	−16,2
Giu.	2	+22 10	−2,2	Nov.	1	−14 23	−16,4
	6	+22 38	−1,5		5	−15 38	−16,3
	10	+23 00	−0,7		9	−16 49	−16,2
	14	+23 16	+0,1		13	−17 56	−15,8
	18	+23 24	+0,9		17	−18 57	−15,1
	22	+23 27	+1,7		21	−19 53	−14,2
	26	+23 22	+2,7		25	−20 43	−13,1
	30	+23 11	+3,5		29	−21 28	−11,7
Lug.	4	+22 54	+4,2	Dic.	3	−22 05	−10,2
	8	+22 30	+4,9		7	−22 36	−8,6
	12	+22 00	+5,5		11	−22 59	−6,9
	16	+21 24	+5,9		15	−23 16	−4,9
	20	+20 42	+6,3		19	−23 25	−3,0
	24	+19 54	+6,4		23	−23 26	−1,1
	28	+19 01	+6,4		27	−23 20	+0,9
					31	−23 07	+2,9

longitudine, la Terra è stata convenzionalmente divisa in 24 *fusi orari*, limitati ognuno da due meridiani distanti tra loro 15 gradi, cioè un'ora.

Con il sistema dei fusi orari è stato introdotto il *tempo civile*, chiamato anche *tempo legale* oppure *tempo del meridiano del fuso*. Tutte le località che si trovano entro un dato fuso orario adottano lo stesso tempo di quelle poste sul suo meridiano centrale.

Il *primo meridiano* è quello passante per l'Osservatorio di Greenwich (GW) e il suo tempo medio locale viene detto *tempo universale* TU. L'Europa centrale adotta l'ora del fuso posto 15° a est di GW (*tempo medio dell'Europa centrale*, TMEC), il cui tempo è avanti di un'ora rispetto al TU. Negli Stati Uniti, che sono attraversati da vari fusi orari, così come in Russia, i vari stati componenti la confederazione sono divisi in gruppi, ognuno dei quali adotta l'ora di un determinato fuso, cioè un tempo che viene chiamato *tempo di zona*.

Passando da un fuso all'altro verso est, il tempo civile aumenta di un'ora; diminuisce invece della stessa quantità andando verso ovest.

3.4 *Alcune conseguenze*

Se indichiamo con TS il tempo siderale, con $H_{\odot M}$ l'angolo orario del Sole medio e con $\alpha_{\odot M}$ la sua ascensione retta, sappiamo che tra queste quantità intercorre la relazione:

$$TS = H_{\odot M} + \alpha_{\odot M}$$

Considerando due posizioni del Sole a 24 ore solari medie di distanza tra loro, si ha:

$$TS_1 = H_{\odot M_1} + \alpha_{\odot M_1}$$

e dopo 24 ore

$$TS_2 = H_{\odot M_2} + \alpha_{\odot M_2}$$

la differenza dà:

$$TS_2 - TS_1 = (H_{\odot M_2} - H_{\odot M_1}) + (\alpha_{\odot M_2} - \alpha_{\odot M_1})$$

La prima espressione tra parentesi equivale evidentemente a 24^h.

Lo spostamento angolare diurno del Sole medio sull'equatore, valutato in gradi, è 360/365,25 mentre, espresso in unità di tempo, è 24/365,25 ore; la precedente relazione diventa allora:

$$TS_2 - TS_1 = 24 + 24/365{,}25 = 24^h \frac{366{,}25}{365{,}25}$$

di tempo siderale che corrisponde a 24 ore di tempo medio; in altri termini si può dire che:

24^h di tempo medio $= 24^h \frac{366{,}25}{365{,}25}$ di tempo siderale e quindi:

un giorno solare medio $= 24^h{,}0657084 = 24^h03^m56^s{,}555$ di tempo siderale e viceversa:

un giorno siderale $= 23^h\,56^m\,04^s{,}1$ di tempo solare medio.

Passaggio dal tempo del fuso (t_f) al tempo universale (TU)

Nel passaggio da t_f a TU è necessario aggiungere al primo la longitudine λ del meridiano del fuso espressa in unità di tempo, cioè:

$$TU = t_f + \lambda$$

Ricordiamo che la longitudine è negativa a est di GW e positiva a ovest.

Conversione di un tempo solare medio in siderale

Poiché 24 ore di tempo medio corrispondono a $= 24^h \frac{366{,}25}{365{,}25}$ ore di tempo siderale, T ore di tempo medio corrispondono a

$$T' = T \cdot 24 \frac{366{,}25}{365{,}25} = T \cdot 1{,}00273785$$

di tempo siderale.

Passaggio dal tempo medio (t_f) al tempo siderale locale (TSL)

Negli almanacchi astronomici è indicata l'ora siderale TSG a mezzanotte di Greenwich. Per calcolare l'ora siderale locale si procede nel seguente modo.

L'orologio a tempo medio del fuso segni l'ora t_f. Questa va convertita in tempo universale TU che dovrà essere a sua volta trasformato in unità siderali:

$$TU' = TU \cdot 1{,}00273785$$

TU' pertanto è l'ora di GW in quell'istante di t_f misurata in unità siderali. Ora, poiché a 0^h di GW il tempo siderale era TSG, nell'istante considerato l'ora siderale a GW sarà:

$$TU' + TSG$$

Per ottenere infine l'ora siderale locale TSL basterà sottrarre la longitudine del luogo, cioè:

$$TSL = TU' + TSG - \lambda$$

In definitiva:

$$TSL = TSG + TU' \cdot 1{,}00273785 - \lambda$$

ESEMPIO

In una città italiana la cui longitudine è $-\ 0^h47^m29^s$ qual era l'ora siderale alle 21^h35^m del 10 agosto 1984?

Dall'almanacco si ottiene per il 10 agosto 1984:

$$TSG = 21^h\,14^m\,37^s.$$

Quindi:

$$TSL = 21^h{,}2436111 + 20^h{,}5833333 \cdot 1{,}0027378 + 0^h{,}7913888 - 24^h =$$
$$= 42^h{,}6746870 - 24^h = 18^h40^m28^s$$

Il termine 24^h è stato introdotto per portare il risultato entro le 24 ore. Vorremmo far notare che il tempo siderale in un dato istante dell'anno non è sempre lo stesso ma varia di poco di anno in anno. Se ci si accontenta di un dato approssimato si possono considerare certe tabelle che forniscono valori medi, utili per rapidi calcoli di scarsa precisione (tab. 3.1).

3.5 *Tempo locale*

Dicesi *tempo locale medio* (t_l) il tempo medio regolato sul meridiano del luogo. Per trovare questo tempo è necessario sottrarre al tempo medio del fuso t_f, letto sull'orologio, la differenza $\Delta\lambda$ tra la longitudine λ_f del meridiano centrale del fuso e la longitudine λ_o del luogo, cioè:

$$t_l = t_f + \Delta\lambda$$

ove $\Delta\lambda$ è uguale a $\lambda_f - \lambda_o$.

L'uso di questa espressione apparirà chiaro attraverso i seguenti esempi in uno dei quali, essendo riferito al Sole vero, dovremmo applicare anche l'equazione del tempo (ET).

ESEMPIO

In un certo luogo di longitudine $\lambda_o = -\ 0^h\,48^m\,59^s$ (est) al mezzogiorno letto sull'orologio regolato sul fuso orario ($t_f = 12^h$), quale tempo medio locale corrisponde?

Poiché la longitudine è prossima a 60 minuti, la longitudine del fuso è $\lambda_f = -\ 1^h$; si ha allora $\Delta\lambda = -\ 1^h + 0^h\,48^m\,59^s = -\ 0^h\,11^m\,1^s$ quindi:

$$t_l = 12^h - 0^h\,11^m\,1^s = 11^h\,48^m\,59^s$$

Nello stesso luogo, quando il 20 maggio (ET = -3^m32^s) la meridiana, cioè l'orologio solare, indica il mezzodì che ora segna il nostro orologio regolato invece sul tempo del fuso (t_f)?

$$t_f = t_l - \mathrm{ET} - \Delta\lambda$$

$$t_f = 12^h7^m29^s$$

Per ottenere da una meridiana il tempo medio del fuso, cioè quello degli orologi comuni, bisogna apportare alla lettura t_l una correzione fissa, $\Delta\lambda$, dovuta al fatto che generalmente il luogo non sta sul meridiano del fuso, e una seconda correzione (ET), dovuta all'equazione del tempo, che varia di giorno in giorno:

$$t_f = t_l + \mathrm{ET} - \Delta\lambda$$

3.6 *Tempo delle effemeridi*

Il periodo di rotazione della Terra determinato in base al ritorno sul meridiano locale di un punto fisso sulla sfera celeste è costante solo in prima approssimazione.

Studi di alta precisione hanno mostrato che la velocità di rotazione della Terra subisce delle variazioni. Queste sono di tre tipi:

A. *Secolari*: le maree lunari e solari determinano un progressivo frenamento della rotazione (0,000016 s/anno).

B. *Periodiche* o *stagionali*: gli spostamenti delle masse aeree e marine in corrispondenza di fenomeni stagionali determinano piccole variazioni della durata media del giorno (± 0,001s). La velocità di rotazione in genere è minore in marzo e maggiore in luglio-agosto.

C. *Irregolari*: la loro natura non è ancora ben nota. Possono far variare la lunghezza del giorno di ± 0,004 secondi.

Tali variazioni si riflettono sulle determinazioni delle posizioni del Sole, della Luna e dei pianeti, le quali per questo motivo sembrano cambiare lievemente rispetto a quanto calcolato con la teoria di Newton.

Si è pertanto convenuto di utilizzare una definizione di tempo più regolare basata non sulla rotazione della Terra, ma sui movimenti dei corpi celesti stabiliti dalle effemeridi.

Nel 1960 è stato introdotto perciò il convenzionale *tempo delle effemeridi* con la nuova definizione del *secondo* (1956 – Comitato Internazionale dei Pesi e delle Misure): il secondo, che è 1/86400 di giorno solare medio, è 1/31556925,9747 dell'anno tropico che durava nel 1900, secondo il tempo delle effemeridi, 365,2421988 giorni solari medi.

Per ottenere il tempo delle effemeridi (ET) è necessario correggere il tempo universale (TU) con una quantità ΔT il cui valore viene dato di anno in anno dagli almanacchi:

$$\mathrm{ET} = \mathrm{TU} + \Delta T$$

Per il 1984 $\Delta T = 55$ secondi.

3.7 *L'anno*

Quando si definisce con esattezza la durata dell'anno bisogna precisare un fatto importante. La lunghezza dell'anno, misurata in vari modi, a causa di effetti perturbatori del moto della Terra, non è costante ma varia lentamente. Indicando con T l'intervallo di tempo misurato in secoli dal giorno considerato al 5 gennaio del 1900, le varie lunghezze dell'anno vengono modificate aggiungendo un termine correttivo in T. Ricordiamo che un secolo contiene 36.525 giorni.

Si possono definire vari tipi di anno.

Anno sidereo: è l'intervallo di tempo che il Sole impiega per percorrere l'intera eclittica. È il vero periodo di rivoluzione della Terra. La sua lunghezza è:

$$365^d,25636042 + 0^d,000000111 \cdot T$$

Anno tropico: è l'intervallo di tempo tra due passaggi consecutivi del Sole per il punto gamma, cioè l'equinozio di primavera. Oppure il periodo che impiega il Sole per aumentare la sua longitudine di 360°.

Per la precessione degli equinozi, il punto gamma avanza costantemente di circa 50″,26 l'anno, in senso opposto al moto del Sole. Durante un anno tropico (da *tropos*= ritorno) la Terra non compie una rivoluzione completa; per terminarla, manca ancora il tempo che essa impiega per descrivere i 50″,26. L'anno tropico perciò è più corto di quello sidereo. La sua lunghezza è:

$$365^d,24219879 - 0^d,00000614 \cdot T$$

Poiché questo periodo determina il succedersi delle stagioni, l'anno tropico è quello sul quale si basano tutti i calendari.

Il termine correttivo dipende dal fatto che la precessione degli equinozi varia lentissimamente col tempo; l'anno tropico decresce di 5,36 secondi in un millennio.

L'*anno civile* inizia alla mezzanotte del primo gennaio, tempo civile. L'inizio dell'anno tropico è convenzionalmente fissato (Bessel) al momento in cui la longitudine media del Sole è 280°. L'anno tropico così definito si dice anche *anno besseliano* o *annus fictus*.

In base a questa definizione ci può essere una differenza, variabile ogni anno, tra l'inizio dell'anno civile e di quello tropico; tale differenza può essere al massimo di un giorno.

Spesso si adoperano nei calcoli le frazioni di anno besseliano, per esempio 1985,32.

La lunghezza dell'*annus fictus* è:

$$365^d,24219879 - 0^d,00000786 \cdot T$$

La differenza tra l'inizio dell'anno civile e dell'*annus fictus* è detta *dies reductus* e si indica con k.

Come si è visto, ogni giorno il punto gamma, rispetto al Sole medio, anticipa il suo passaggio al meridiano di 3^m56^s; pertanto in un anno tropico il punto gamma compie una rivoluzione in più di quelle che compie il Sole. I giorni siderei contenuti in un anno tropico sono perciò 366,2422.

Anno anomalistico: è l'intervallo di tempo tra due consecutivi passaggi della Terra al perielio, cioè il periodo che il pianeta impiega per aumentare di 360 gradi la sua anomalia che è l'angolo tra il raggio vettore che congiunge il Sole con la Terra e quello che congiunge il Sole col perielio.

Poiché la posizione del perielio cambia sia rispetto alle stelle che al punto gamma, l'anno anomalistico è più lungo dei precedenti e vale:

$$365^d,25964134 + 0^d,00000304 \cdot T$$

Anno civile: poiché l'anno tropico non contiene un numero intero di giorni e il suo inizio, come abbiamo visto, varia di anno in anno, è conveniente introdurre per uso civile un particolare tipo di anno che comincia all'inizio di un dato giorno medio e che contiene un numero intero di giorni.

L'anno civile conta 365 giorni. Per accordarlo con l'anno tropico, che conta 365,2422 giorni, cioè quasi 365,25, in modo che l'equinozio di primavera inizi sempre circa alla stessa data, si aggiunge ogni quattro anni un giorno (*anno bisestile*). Questa regola fu istituita con la riforma di Giulio Cesare.

L'anno giuliano di 365,25 giorni differisce da quello tropico di $0^d,0078 = 11^m14^s$. A causa di questa differenza, pur con l'aggiunta di un giorno ogni quattro anni, l'equinozio di primavera non cade sempre il 21 marzo; ma anticipa di $0^d,0078 \cdot 4 = 0^d,0312$.

Le ascensioni rette del Sole e il tempo siderale alla stessa data dell'anno cambiano, per questo motivo, col tempo.

3.8 *La data giuliana*

Per evitare le complicazioni che si manifestano quando si deve calcolare il numero di giorni che intercorrono tra due date, Giuseppe Scaligero (1540-1609) ideò un diverso modo per indicare i giorni: la *data giuliana*.

Scaligero convenne di iniziare il conteggio dei giorni dal mezzodì del 1 gennaio del 4712 a.C., una data così lontana che pensava non fosse possibile l'esistenza di osservazioni astronomiche registrate anteriormente. Da quel momento si contano i singoli giorni.

Ogni almanacco porta in corrispondenza della data il giorno giuliano (JD = Julian Day).

Ricordiamo che il giorno giuliano inizia alle ore 12 di TU.

Un esempio: alle 0^h di TU del primo gennaio 1984 il giorno giuliano è 2445700,5.

Dalla tabella 3.3 possono essere dedotte le date giuliane per ogni giorno fino al 2000. L'uso della tabella è illustrato dal seguente esempio.

Si cerchi la data giuliana relativa al 16 novembre 1984 a mezzodì. All'incrocio tra la riga corrispondente al 1984 e la colonna N (novembre), si legge la data 2446005 che corrisponde al giorno 0 del mese di novembre. A questa basta aggiungere 16 per avere la data cercata: 2446021.

Il periodo di validità delle date giuliane è stato fissato dallo Scaligero in 7980 anni.

Tabella 3.3 La data giuliana

anno		G.	F.	M.	A.	M.	G.	L.	A.	S.	O.	N.	D.
1950	2433	282	313	341	372	402	433	463	494	525	555	586	616
1951		647	678	706	737	767	798	828	859	890	920	951	981
1952	2434	012	043	072	103	133	164	194	225	256	286	317	347
1953		378	409	437	468	498	529	559	590	621	651	682	712
1954		743	774	802	833	863	894	924	955	986	*016	*047	*077
1955	2435	108	139	167	198	228	259	289	320	351	381	412	442
1956		473	504	533	564	594	625	655	686	717	747	778	808
1957		839	870	898	929	959	990	*020	*051	*082	*112	*143	*173
1958	2436	204	235	263	294	324	355	385	416	447	477	508	538
1959		569	600	628	659	689	720	750	781	812	842	873	903
1960		934	965	994	*025	*055	*086	*116	*147	*178	*208	*239	*269
1961	2437	300	331	359	390	420	451	481	512	543	573	604	634
1962		665	696	724	755	785	816	846	877	908	938	969	999
1963	2438	030	061	089	120	150	181	211	242	273	303	334	364
1964		395	426	455	486	516	547	577	608	639	669	700	730
1965		761	792	820	851	881	912	942	973	*004	*034	*065	*095
1966	2439	126	157	185	216	246	277	307	338	369	399	430	460
1967		491	522	550	581	611	642	672	703	734	764	795	825
1968		856	887	916	947	977	*008	*038	*069	*100	*130	*161	*191
1969	2440	222	253	281	312	342	373	403	434	465	495	526	556
1970		587	618	646	677	707	738	768	799	830	860	891	921
1971		952	983	*011	*042	*072	*103	*133	*164	*195	*225	*256	*286
1972	2441	317	348	377	408	438	469	499	530	561	591	622	652
1973		683	714	742	773	803	834	864	895	926	956	987	*017

anno		G.	F.	M.	A.	M.	G.	L.	A.	S.	O.	N.	D.
1974	2442	048	079	107	138	168	199	229	260	291	321	352	382
1975		413	444	472	503	533	564	594	625	656	686	717	747
1976		778	809	838	869	899	930	960	991	*022	*052	*083	*113
1977	2443	144	175	203	234	264	295	325	356	387	417	448	478
1978		509	540	568	599	629	660	690	721	752	782	813	843
1979		874	905	933	964	994	*025	*055	*086	*117	*147	*178	*208
1980	2444	239	270	299	330	360	391	421	452	483	513	544	574
1981		605	636	664	695	725	756	786	817	848	878	909	939
1982		970	*001	*029	*060	*090	*121	*151	*182	*213	*243	*274	*304
1983	2445	335	366	394	425	455	486	516	547	578	608	639	669
1984		700	731	760	791	821	852	882	913	944	974	*005	*035
1985	2446	066	097	125	156	186	217	247	278	309	339	370	400
1986		431	462	490	521	551	582	612	643	674	704	735	765
1987		796	827	855	886	916	947	977	*008	*039	*069	*100	*130
1988	2447	161	192	221	252	282	313	343	374	405	435	466	496
1989		527	558	586	617	647	678	708	739	770	800	831	861
1990		892	923	951	982	*012	*043	*073	*104	*135	*165	*196	*226
1991	2448	257	288	316	347	377	408	438	469	500	530	561	591
1992		622	653	682	713	743	774	804	835	866	896	927	957
1993		988	*019	*047	*078	*108	*139	*169	*200	*231	*261	*292	*322
1994	2449	353	384	412	443	473	504	534	565	596	626	657	687
1995		718	749	777	808	838	869	899	930	961	991	*022	*052
1996	2450	083	114	143	174	204	235	265	296	327	357	388	418
1997		449	480	508	539	569	600	630	661	692	722	753	783
1998		814	845	873	904	934	965	995	*026	*057	*087	*118	*148
1999	2451	179	210	238	269	299	330	360	391	422	452	483	513
2000		544	575	604	635	665	696	726	757	788	818	849	879

dal G.C.V.S.

4 *Precessione e nutazione*

4.1 Precessione e nutazione

La Terra è schiacciata ai poli e rigonfia all'equatore. Poiché l'asse di rotazione è inclinato di 23°,5 rispetto alla normale al piano della sua orbita, sul quale giacciono il Sole e in vicinanza di esso anche la Luna, l'attrazione gravitazionale di questi due astri tende a raddrizzare l'asse terrestre. La Terra reagisce dinamicamente a questa azione con un effetto giroscopico per il quale l'asse, pur mantenendo pressoché sempre la stessa inclinazione, descrive un movimento conico attorno alla normale al piano dell'orbita, con un periodo di 25.700 anni; a questo movimento si sovrappone una lievissima oscillazione (figura 4.1).

Il moto principale, quello conico, è detto *precessione lunisolare*; l'altro, che consiste in una piccolissima oscillazione di soli 9″ d'ampiezza e con un periodo di 18,61 anni, è detto *nutazione*.

Per effetto della precessione il punto gamma si sposta progressivamente lungo l'eclittica compiendo un giro completo su di essa in 25.700 anni. In un anno si sposta di 360: 25.700 cioè 50″ (figura 4.2).

Il senso del moto è orario, cioè negativo per un osservatore boreale, quindi contrario al moto apparente del Sole. Il punto gamma si muove perciò contro il Sole e l'equinozio di primavera precede ogni anno l'arrivo dell'astro; da qui è derivato il termine *precessione degli equinozi*.

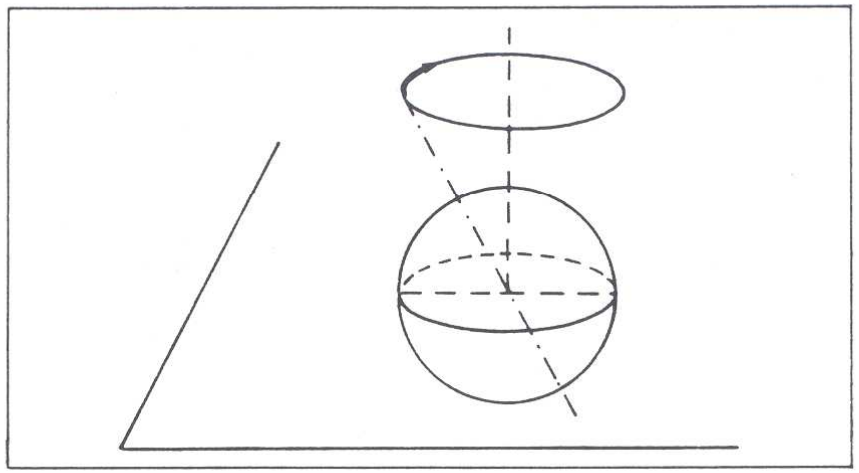


Fig. 4.1

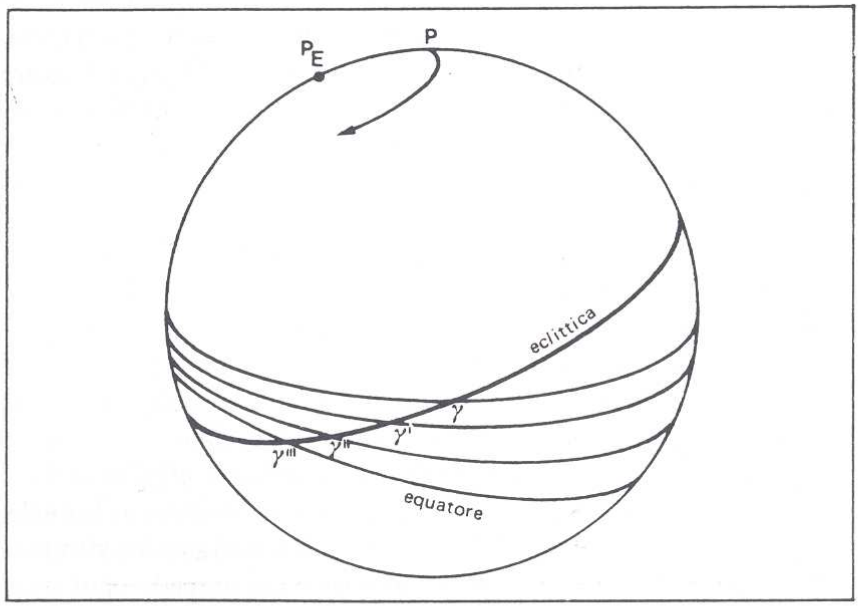


Fig. 4.2

La figura 4.2, ove è illustrata la sfera celeste come fosse centrata sulla Terra in moto attorno al Sole, mostra questo movimento che genera lo spostamento progressivo dell'equatore celeste e quindi del suo relativo polo; quest'ultimo è costretto a muoversi su di un cerchio il cui centro sta sulla normale al piano dell'orbita, vale a dire sul polo dell'eclittica.

In realtà, poiché a causa delle perturbazioni planetarie varia molto lentamente anche la posizione dei poli dell'eclittica, il cerchio descritto dal polo celeste nella precessione non si chiude.

Col passare dei secoli, per il fenomeno della precessione, in vicinanza del polo celeste possono succedersi diverse stelle polari (figura 4.3).

Il movimento di precessione cambia continuamente la longitudine

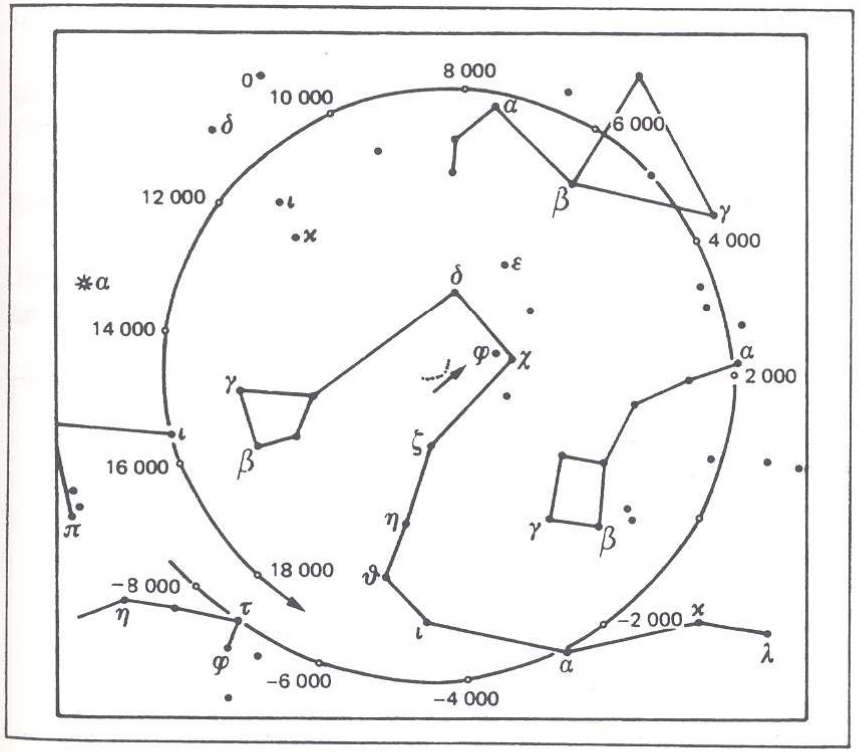


Fig. 4.3

eclitticale ma lascia pressoché intatta la latitudine delle stelle; ambedue le coordinate equatoriali invece mutano.

4.2 *Aberrazione della luce*

La Terra, nella sua rotazione attorno al Sole, a un certo istante t abbia la velocità v; la luce, che giunge a velocità c da un astro S, all'osservatore terrestre sembra invece provenire dalla direzione S′ (figura 4.4).

Ragionando secondo la fisica classica, come aveva fatto Bradley quando scoprì il fenomeno, la velocità della luce si compone con quella della Terra e la risultante dei due vettori è quindi diretta secondo la diagonale del parallelogramma. La stella perciò appare all'osservatore terrestre lievemente spostata rispetto alla sua direzione. Tale spostamento dicesi *aberrazione delle stelle fisse.*

Poiché l'angolo $\alpha'' = SOS'$ è sempre piccolissimo, nel caso in cui SO sia perpendicolare al vettore v si ha con buona approssimazione $c\alpha''/206.265 = v$; cioè $\alpha'' = 206.265\ v/c$.

Essendo $v \cong 30$ km/s si ha $\alpha'' \cong 20''$. Valore che è detto *costante di aberrazione.*

La teoria della relatività applicata al fenomeno dà gli stessi risultati.

Dato che l'orbita della Terra si può considerare circolare, in prima

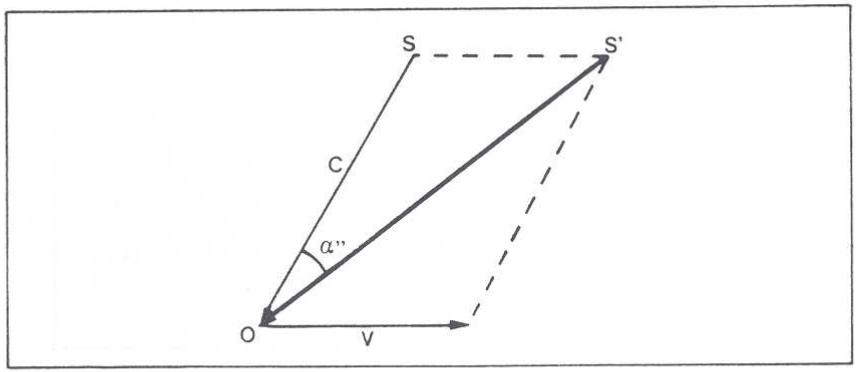


Fig. 4.4

approssimazione, la velocità v è pressoché costante in valore. Ripetendo la considerazione fatta per tutti i punti dell'orbita terrestre, si vede che ogni stella subisce in un anno lo stesso spostamento. Se l'osservatore tenesse conto di tutte le posizioni che una stella assume a causa di questo fenomeno, vedrebbe che essa in un anno descrive una traiettoria chiusa a forma di cerchio, se si trova sul polo dell'eclittica, di una ellisse se è a latitudini intermedie e di un segmento se giace sull'eclittica.

L'orbita per tutte le stelle ha l'asse maggiore pari a 40″,9.

Il fenomeno, scoperto da G. Bradley nel 1725, ha dimostrato per la prima volta con chiarezza la rotazione della Terra attorno al Sole.

5 *Il moto del Sole e della Luna*

5.1 Il moto del Sole

Nel corso dell'anno, il Sole si muove sulla sfera celeste lungo l'eclittica, inclinata di 23°,5 sull'equatore. Il suo moto sull'eclittica procede in senso diretto, cioè antiorario.

Il Sole passa per il punto gamma attorno al 22 marzo, equinozio di primavera, avendo allora longitudine 0°. Poi, col passare del tempo, giunge alla sua massima declinazione positiva (+ 23°,5) attorno al 21 giugno, solstizio d'estate, quando la longitudine è 90°. Più tardi il Sole taglia l'equatore nel punto della Libra, attorno al 23 settembre, quando la sua longitudine è 180° e infine raggiunge la sua minima declinazione (– 23°,5) attorno al 22 dicembre, solstizio invernale, avendo longitudine 270°.

Nel suo movimento il Sole passa di fronte alle seguenti costellazioni zodiacali: Pesci ♓ all'equinozio di primavera, Ariete ♈, Toro ♉, Gemelli ♊, Cancro ♋, Leone ♌, Vergine ♍, Libra ♎, Scorpione ♏, Sagittario ♐, Capricorno ♑, Acquario ♒.

Poiché nel corso dell'anno l'astro del giorno assume declinazioni diverse, il Sole visto da uno stesso luogo della Terra, posto per esempio a latitudini boreali intermedie, percorre sulla volta celeste locale archi diurni di diversa lunghezza: corti in inverno, lunghi in estate.

L'aumento o la diminuzione della temperatura dell'atmosfera non coincide con il momento nel quale l'illuminazione è massima o mini-

ma; l'inerzia termica del suolo e dell'atmosfera fa sì che i giorni più caldi o più freddi si verifichino con un mese o poco più di ritardo. L'inizio e la durata delle stagioni sono specificati nella tabella 5.1.

Tabella 5.1 Stagioni

Stagione	Inizio (circa)	Long. Sole	Durata
Primavera	22 Mar.	0°	$92^{d}\ 21^{h}$
Estate	21 Giu.	90°	$93^{d}\ 14^{h}$
Autunno	23 Set.	180°	$89^{d}\ 18^{h}$
Inverno	22 Dic.	270°	$89^{d}\ 1^{h}$

La diversa lunghezza delle stagioni è dovuta alle seguenti cause.

A. L'orbita della Terra è ellittica; la Terra pertanto, e apparentemente anche il Sole, hanno velocità diverse nei vari periodi dell'anno (figura 5.1).

B. La *linea degli apsidi*, che congiunge il punto dell'orbita più vicino al Sole (*perielio* se è riferito al Sole, *perigeo* se riferito alla Terra) con quello più lontano (*afelio* se è riferito al Sole, *apogeo* se è riferito alla Terra), è inclinata di circa 12° rispetto alla linea dei solstizi.

La Terra, come si vedrà, è più veloce in prossimità del perielio, più lenta attorno all'afelio. Dalla figura 5.1, nella quale l'orbita è esageratamente ellittica, si nota che per un osservatore boreale:

- in inverno, essendo la Terra più veloce, perché vicina al perielio*, descrive l'arco invernale della sua traiettoria in minor tempo (circa 89 giorni).
- in primavera, l'arco descritto dalla Terra nella sua orbita è più lungo del precedente e il moto è più lento. L'arco primaverile viene perciò percorso in un tempo maggiore (circa 92 giorni).
- in estate, vicino all'afelio, essendo il Sole apogeo, la Terra è più lenta e l'arco che descrive è più lungo. L'estate è pertanto la stagione più lunga (circa 93 giorni).
- in autunno, l'arco dell'orbita descritto dalla Terra è più corto e il pianeta è più veloce; l'autunno è più corto dell'estate (circa 89 giorni).

* Vedi la seconda legge di Keplero, pagina 93.

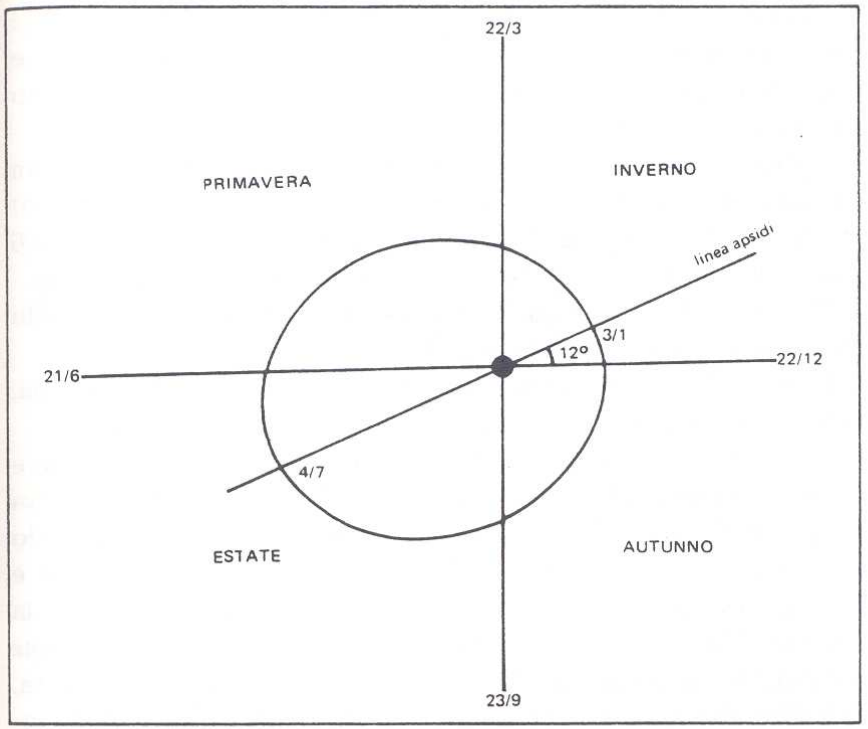


Fig. 5.1

A causa della forma della sua orbita, la Terra talvolta si trova più vicina e talaltra più lontana dal Sole. Il diametro apparente di questo astro visto dalla Terra appare quindi variabile: passa da 31′,6 in luglio (apogeo) a 32′,6 in gennaio (perigeo).

Per lo stesso motivo, la velocità angolare diurna del Sole passa da 57′/giorno ai primi di luglio (longitudine del Sole 102°) a 61′/giorno ai primi di gennaio (longitudine del Sole 282°).

5.2 *Il moto della Luna*

La Luna si muove su un'orbita ellittica intorno alla Terra, in senso diretto per un osservatore boreale. L'orbita è inclinata mediamente di 5°9′ sul piano dell'eclittica.

Vista dal Sole, la traiettoria descritta dalla Luna non mostra mai nessuna convessità rivolta verso questo astro. La Luna è come se fosse un pianeta che ruota attorno al Sole e che nel suo moto è disturbato dall'attrazione terrestre.

L'intersezione tra il piano dell'orbita della Luna e quello della Terra è detta *linea dei nodi*. Tale linea ruota in senso retrogrado (orario) attorno alla Terra compiendo un giro completo in 6793 giorni pari a 18,6 anni. Tale fenomeno viene detto *retrogradazione dei nodi* (figura 5.2).

Il moto della Luna è molto complesso e qui descriveremo solo alcune delle sue caratteristiche principali.

L'effetto dell'illuminazione che la Luna riceve dal Sole determina, visto dalla Terra, il fenomeno delle *fasi lunari* (figura 5.3).

Quando la Luna, vista dalla Terra, è vicina al Sole, non può essere osservata a causa della sua posizione e per il fatto che rivolge alla Terra il suo emisfero non illuminato (*Luna nuova* o *novilunio*). Quando invece si trova nella direzione opposta, il suo emisfero visibile è completamente illuminato dal Sole (*Luna piena* o *plenilunio*) e la Luna sorge quando il Sole tramonta. Queste due fasi si dicono *sizigie* (da *sysygia* = congiunzione) (figura 5.4). Quando l'angolo Luna, Terra, Sole diventa retto (*quadratura*) il disco della Luna ci appare illuminato a metà (*primo* e *ultimo quarto*). In questo momento quando tramonta o sorge il Sole, la Luna passa per il meridiano (primo o ultimo quarto). Sul disco lunare la linea di divisione tra la zona illuminata e quella oscura è detta *terminatore*.

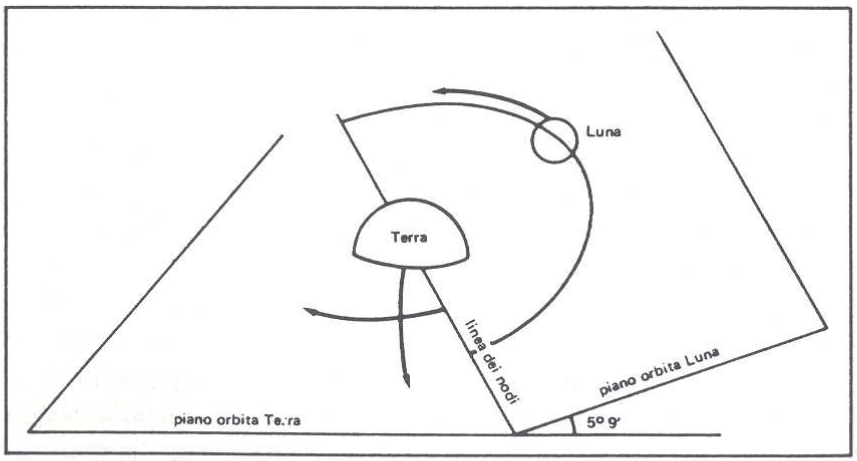


Fig. 5.2

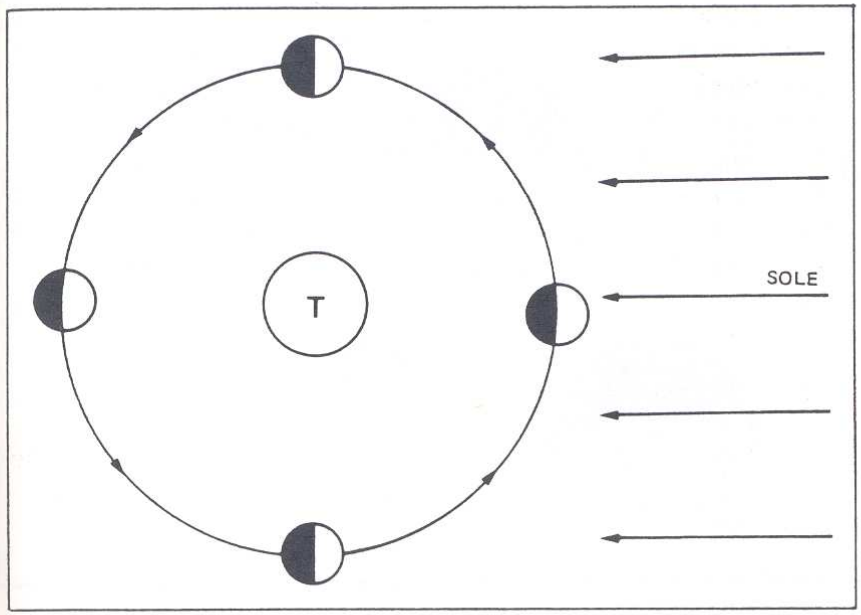


Fig. 5.3

Viene chiamato *età della Luna* l'intervallo di tempo, in giorni, dal momento considerato al novilunio precedente.

Le fasi che la Terra mostra a un osservatore lunare sono opposte a quelle della Luna. In vicinanza del novilunio la Terra appare dalla Luna quasi completamente illuminata; la sua luce riflessa sul disco lunare, che è oscuro, lo rende debolmente luminoso: è il fenomeno della *luce cinerea* che appare quando l'astro è falcato.

Sulla sfera celeste la Luna descrive un cerchio massimo inclinato di 5°9′ sull'eclittica.

Partendo da un punto fisso della sua traiettoria la Luna impiega 27,3216 giorni per ritornarvi; questo periodo si chiama *mese siderale*. Giornalmente, la Luna descrive in media 360° : 27,3216 = 13°,1764 e in un'ora si sposta di circa 30′ cioè quanto il suo diametro apparente.

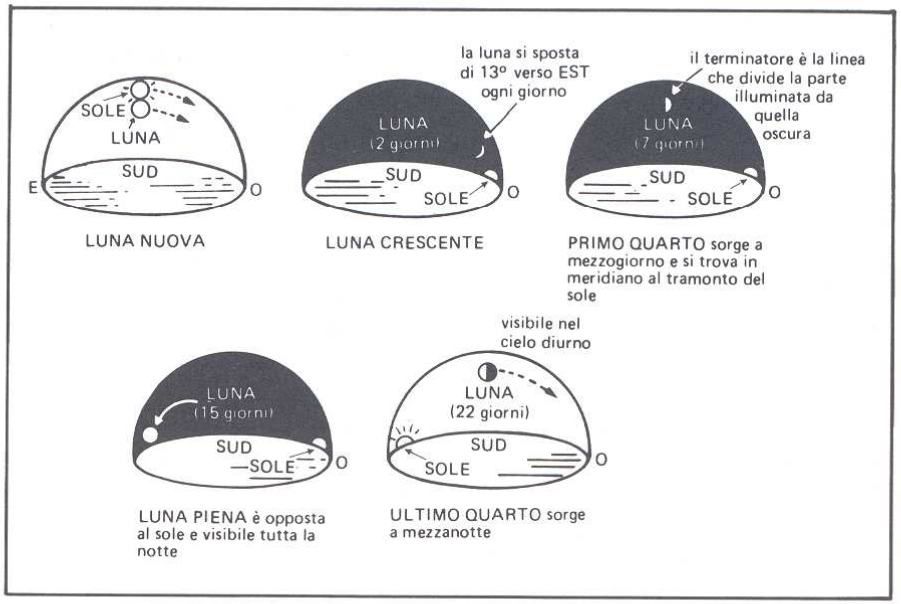


Fig. 5.4

Per l'uomo è importante conoscere il ciclo delle fasi lunari, detto anche *lunazione*, cioè il periodo tra un novilunio e il successivo.

Mentre la Luna ruota attorno alla Terra, questa a sua volta ruota attorno al Sole. Terminato un mese siderale, che supponiamo inizi al novilunio — Luna in L — l'astro si trova in L′ (figura 5.5).

Durante questo intervallo di tempo però la Terra si è spostata da T a T′. Il Sole di conseguenza si trova ora nella direzione T′S. La Luna, per completare la lunazione, deve ancora percorrere l'angolo L′T′L″ = TST′ che è pari a 360° : 13 = 27° (essendo 13 il numero dei mesi siderali contenuti in un anno). Questo angolo di 27° viene percorso dall'astro in circa due giorni.

Il periodo di lunazione, *mese sinodico* (da *synodos* = riunione) è quindi più lungo del mese siderale; la sua durata è $29^d,5305$.

Per il calcolo esatto della lunghezza del mese sinodico si può operare nel seguente modo.

Indichiamo con A, la lunghezza dell'anno siderale in giorni solari medi, *M*, la lunghezza del mese siderale, e *S*, la lunghezza del mese sinodico.

Sulla volta celeste si ha che:

- la velocità angolare diurna del Sole è $360/A$ gradi al giorno. In un mese sinodico pertanto il Sole descrive un angolo di $360\ S/A$ gradi.
- la velocità angolare della Luna è $360/M$ gradi al giorno. In un mese sinodico l'astro quindi descrive $360\ S/M$ gradi.

Se all'inizio di questo periodo la Luna era in congiunzione col Sole, vi ritorna dopo un giro completo (360°) sulla volta celeste. Quindi:

$$\frac{360^\circ}{M}S = \frac{360^\circ}{A}S + 360^\circ$$

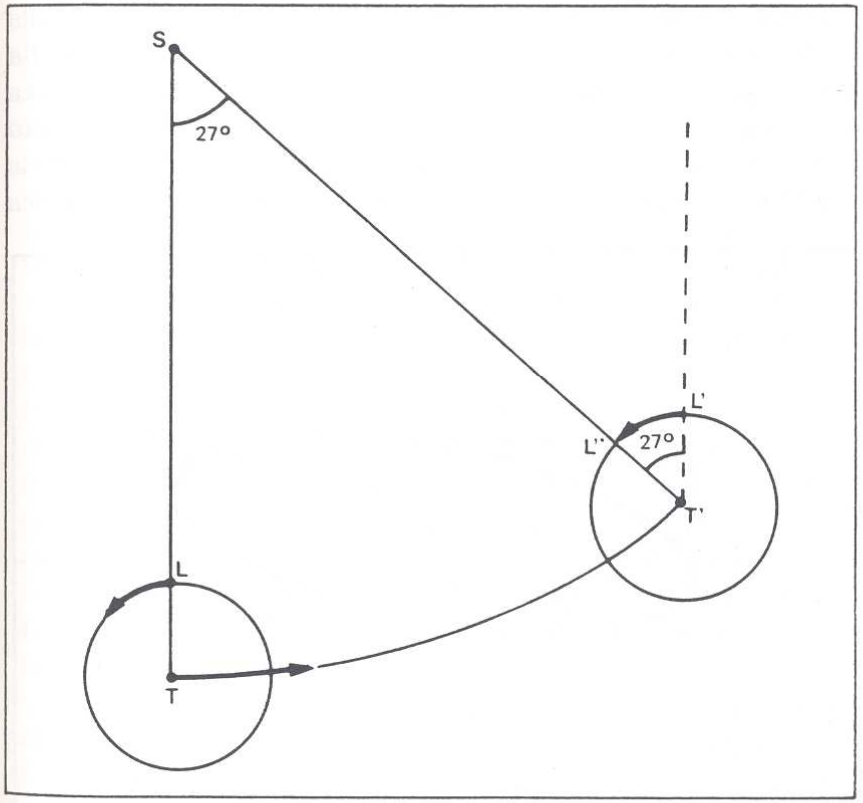


Fig. 5.5

da cui:

$$S = \frac{MA}{A - M}$$

Essendo $A = 365^{d},25$; $M = 27^{d},3216$, si ottiene $S = 29^{d},5305$.

L'orbita apparente della Luna sulla sfera celeste interseca l'eclittica in due punti: il *nodo ascendente* (☊), cioè il punto ove la Luna passa dalla latitudine negativa alla positiva, e il *nodo discendente* (☋) dalla parte opposta (figura 5.6).

Per effetto della retrogradazione dei nodi, questi due punti si spostano sull'eclittica andando incontro alla Luna e facendo un giro completo in 18,6 anni. In un anno i nodi si spostano quindi di 360°/18,6 = 19,35 gradi e in un mese di 19°,35/12 = 1°,6.

Poiché il moto dei nodi è retrogrado, quindi opposto a quello della Luna, il periodo di tempo che l'astro impiega per passare due volte allo stesso nodo, cioè il *mese draconitico*, è minore del mese siderale. La sua lunghezza è 27,2122 giorni. Il nome draconitico deriva dal fatto che le antiche leggende raccontavano che la Luna o il Sole, durante le eclissi, stavano per essere divorati da un drago disteso lungo l'eclittica

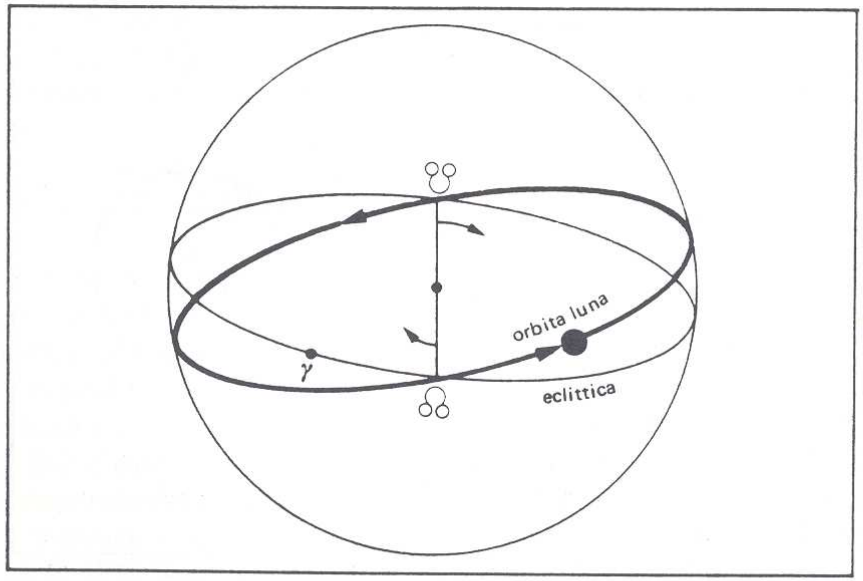


Fig. 5.6

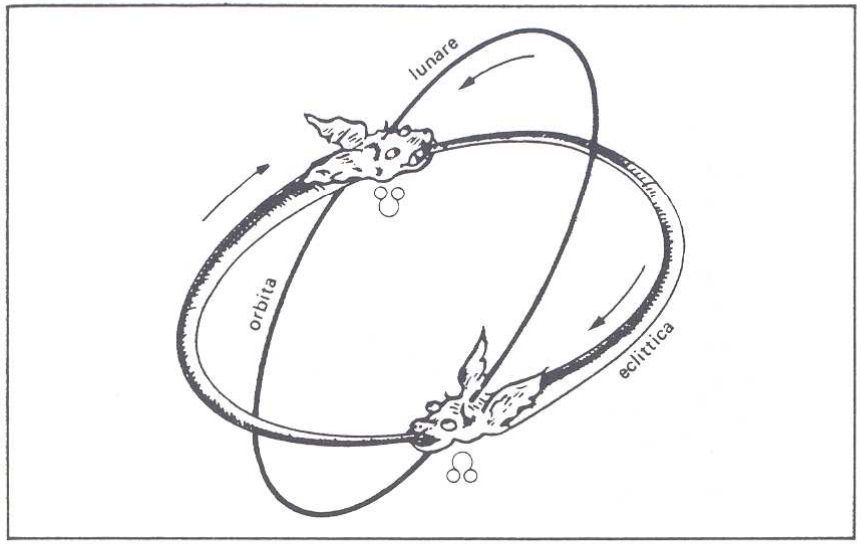


Fig. 5.7

(figura 5.7). Poiché le eclissi, come vedremo, si verificano in prossimità dei nodi, la bocca del drago doveva essere vicina a questi punti.

Un'altra conseguenza della retrogradazione dei nodi è che, poiché la traiettoria della Luna è inclinata di 5°9′ = 5°,1 sull'eclittica e questa a sua volta è inclinata di 23°,5 sull'equatore, quando il nodo ascendente coincide col punto gamma (figura 5.8) la declinazione della Luna durante il mese varia da 23°,5 + 5°,1 = 28°,6 a – 28°,6 in 15 giorni. Circa nove anni dopo ($18^{a},6/2$) sarà il nodo discendente che verrà a coincidere con il punto gamma (figura 5.9); in quel momento la declinazione della Luna può variare da 23°,5 – 5°,1 = 18°,4 a – 18°,4 in 15 giorni. Tali fenomeni determinano variazioni notevolissime degli azimut di levata o di tramonto della Luna; variazioni che sembrano succedersi in modo irregolare ma con un periodo di 18,6 anni.

L'orbita della Luna è ellittica con eccentricità di 0,0549; all'apogeo dista dalla Terra 406.700 km; al perigeo 356.400 km. La distanza media è 384.401 km.

La retta congiungente perigeo e apogeo, cioè la *linea degli apsidi*, ruota sul piano dell'orbita in senso positivo in 8,85 anni.

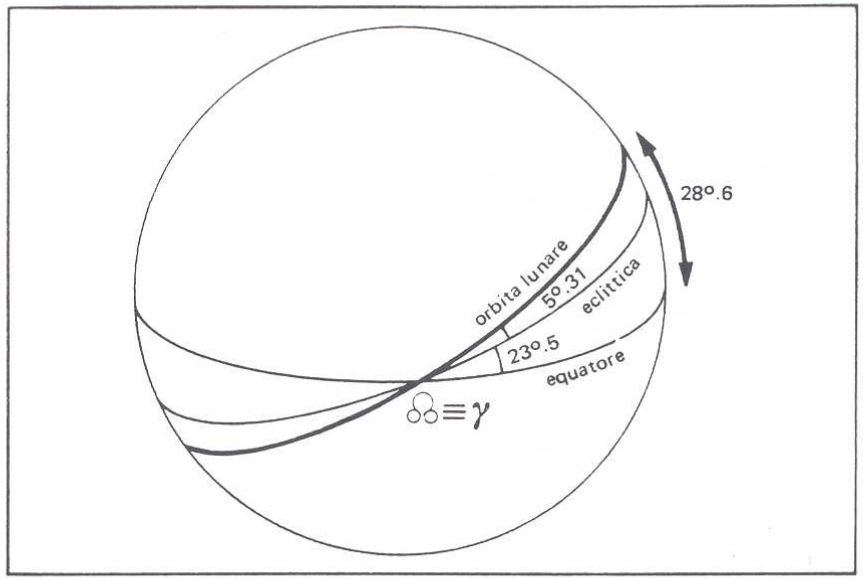


Fig. 5.8

Il raggio della Luna è $R_{☾} = 1738$ km = 0,27 volte il raggio della Terra; la sua massa $M_{☾} = 7{,}35 \cdot 10^{25}$ g cioè 1/81,3 quella della Terra.

L'azione gravitazionale esercitata in miliardi di anni dalla Terra sulla Luna ha frenato la rotazione di questo astro in modo tale che ora esso è costretto a volgere alla Terra sempre la stessa faccia; il periodo di rotazione è quindi uguale a quello di rivoluzione.

Poiché l'asse di rotazione della Luna è inclinato di 6°,7 rispetto alla normale al piano dell'orbita (così come la Terra è inclinata di 23°,5), dalla Terra si può vedere una piccola porzione della regione del polo nord lunare e, dopo metà mese, una piccola parte della regione polare sud. Tale movimento dicesi *librazione in latitudine*. A causa dell'ellitticità dell'orbita la velocità di rotazione della Luna attorno alla Terra è maggiore al perigeo che all'apogeo; tuttavia, poiché è costante la velocità di rotazione della Luna attorno a se stessa, dalla Terra noi possiamo vedere, ogni quindici giorni circa, un po' più della sua superficie orientale e occidentale (per 7° o 8°). Tale movimento dicesi *librazione in longitudine*.

Essendo la Luna assai vicina alla Terra, circa 61 volte il suo raggio,

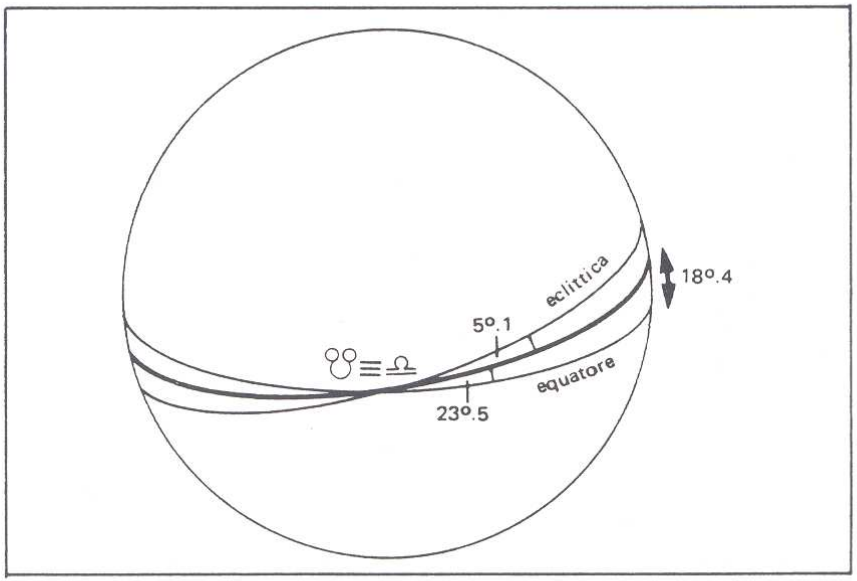


Fig. 5.9

la prospettiva sotto la quale la vediamo quando si trova al meridiano e quando è all'orizzonte, è diversa. Ciò ci consente di vedere un piccolo lembo in più della sua superficie. Tale movimento apparente dicesi *librazione diurna* (o parallattica). Complessivamente, dalla Terra possiamo vedere circa il 59% della superficie totale della Luna.

Le perturbazioni che il Sole esercita sul satellite terrestre determinano varie ineguaglianze nel suo movimento attorno alla Terra. Tra le principali ricordiamo le seguenti.

- L'*evezione*: è una irregolarità del moto in longitudine, dovuta alla variazione dell'eccentricità dell'orbita lunare. Ha un periodo di 31,8 anni.
- La *variazione*: è una ineguaglianza della velocità della Luna. La variazione ha un periodo pari a metà del mese sinodico.
- L'*equazione annua*: è un'altra ineguaglianza della velocità lunare con un periodo pari all'anno anomalistico.

6 *Le eclissi*

6.1 Le eclissi

Una eclisse di Luna si manifesta quando la Terra si trova tra la Luna e il Sole.

Una eclisse di Sole si verifica invece quando la Luna si frappone tra la Terra e il Sole.

Se l'orbita della Luna giacesse sul piano dell'eclittica vi sarebbe una eclisse di Luna a ogni plenilunio e una di Sole a ogni novilunio. Poiché invece l'orbita della Luna è inclinata di 5°9′ sul piano dell'orbita terrestre, le eclissi si verificano quando la Luna alle sizigie, e naturalmente anche il Sole, si trovano in vicinanza dei nodi.

Si può dimostrare, con calcoli di trigonometria sferica, che per il verificarsi di una eclisse lunare, anche parziale, è necessario che la distanza Sole-nodo sia generalmente minore di circa 9°,9 (valore che può eccezionalmente giungere anche a 12°15′); per una eclisse totale tale distanza deve essere minore (4°,6).

Affinché si verifichi una eclisse di Sole è necessario che la distanza Sole-nodo, $\Delta\lambda$, sia generalmente minore di 15°,5 (eccezionalmente 18°31′). Le eclissi di Sole sono quindi più frequenti di quelle di Luna.

Poiché il Sole impiega circa 6 mesi per andare da un nodo all'altro, le eclissi sono distribuite in due gruppi, nelle due cosiddette *stagioni*, distanti sei mesi l'una dall'altra.

Il tempo che il Sole impiega per passare allo stesso nodo è detto

anno delle eclissi. Poiché il nodo anticipa di 19°,35 in un anno, per il fenomeno della retrogradazione dei nodi, il Sole impiega 19 o 18 giorni meno dell'anno solare per passare due volte allo stesso nodo. La media è 18,63 giorni. L'anno delle eclissi è pertanto formato da: 365,25 – 18,63 = 346,62 giorni. Il passaggio del Sole da un nodo all'altro avviene ogni 346,62/2 = 173,31 giorni; cioè circa ogni 6 mesi, come già detto.

In un dato luogo si può osservare in media una eclisse parziale di Sole ogni 2,5 anni; una eclisse totale invece è rarissima, possono passare secoli prima che se ne verifichi una.

6.2 Limiti dell'eclisse

Eclisse di Luna

Calcoliamo il semidiametro apparente α, visto dalla Terra, dell'ombra che la Terra stessa proietta sul piano dove si trova la Luna.

Indicando con $R_\odot$ il raggio del Sole, $r_\oplus$ quello della Terra, d la distanza Terra-Sole, a la distanza Terra-Luna e x la lunghezza del cono d'ombra della Terra, dalla figura 6.1 si ottiene:

$$R_\odot : r_\oplus = (d + x) : x$$

$$x = \frac{r_\oplus \, d}{R_\odot - r_\oplus}$$

Il valore della lunghezza di m (nella figura) si ottiene da:

$$r_\oplus : m = x : (x - a) \quad m = r_\oplus \frac{x - a}{x}$$

cioè:

$$m = r_\oplus - \frac{a}{d}(R_\odot - r_\oplus)$$

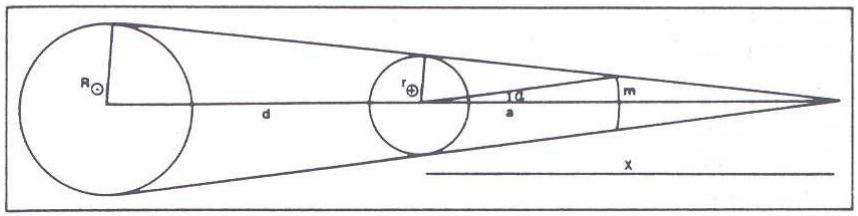


Fig. 6.1

Essendo $R_\odot$ = 695.990 km; $r_\oplus$ = 6371 km; d = 149,5 · 10^6 km e a = 384.400 km, si ottiene:

$$\alpha = \frac{206.265}{a} \cdot m = 41',1$$

Poiché la Luna ha un raggio apparente medio di 15′,5, allora 41′,1/15′,5 = 2,6. Il diametro del cono d'ombra è in media 2,6 volte più grande del diametro della Luna — in realtà varia tra 2,6 e 2,8.

Poiché la Luna in un'ora si muove tra le stelle di un tratto pari a circa il suo diametro apparente, la totalità in una eclisse lunare può durare attorno a due ore.

Notiamo che a causa dell'eccentricità dell'orbita della Terra e di quella della Luna, la lunghezza del cono d'ombra può variare da 213 a 221 raggi terrestri (media 217).

Poiché il Sole durante un mese lunare si sposta in cielo di circa 30° si possono presentare i seguenti due casi durante una stagione delle eclissi.

A. *Una sola eclisse*: nel caso in cui la differenza di longitudine tra il Sole e il nodo sia $\Delta\lambda = -10°$ si può verificare una eclisse. Il mese successivo invece essendo $\Delta\lambda = 30° - 10° = 20°$ l'eclisse non potrà manifestarsi perché $\Delta\lambda > 9°$.

B. *Nessuna eclisse*: se il Sole al plenilunio dista dal nodo $\Delta\lambda = -12°$ allora non vi può essere eclisse; al prossimo plenilunio la distanza Sole-nodo sarà $\Delta\lambda = 30° - 12° = 18°$ e neanche in questa occasione potrà verificarsi l'eclisse.

Una eclisse totale di Luna si svolge nel seguente modo: il satellite incontra prima di tutto il cono di penombra della Terra. Il fenomeno

è appena percettibile data la piccola diminuzione dello splendore dell'astro. Poi vi è il *primo contatto* con l'ombra. Con il procedere dell'eclisse l'ombra della Terra copre progressivamente la Luna. Ha inizio quindi la *totalità* quando il satellite viene coperto completamente.

La *fine della totalità* si verifica quando la Luna incomincia a uscire dal cono d'ombra. Quindi, l'*ultimo contatto* avviene quando il satellite esce completamente dal cono d'ombra.

L'eclisse infine ha termine quando la Luna esce anche dal cono di penombra. Le eclissi totali di Luna possono durare, dalla fase di entrata nella penombra a quella di uscita, anche 6 ore. Le eclissi penombrali, nelle quali la Luna attraversa solo il cono della penombra, per la piccola diminuzione che subisce la luminosità della Luna, sono difficili da osservare.

Eclisse di Sole

Una eclisse, anche parziale, di Sole si manifesta quando la Luna interseca il prolungamento, dalla parte del Sole, del cono d'ombra della Terra, cioè quando il Sole e la Luna si trovano vicino a un nodo dell'orbita lunare (figura 6.2).

Calcoliamo l'angolo α. Dalla figura 6.2 si ottiene:

$$n : r_{\oplus} = (a + x) : x \qquad n = r_{\oplus}\left(\frac{a}{x} + 1\right)$$

ove $x = r_{\oplus} d / (R_{\odot} - r_{\oplus}) = 217\ r_{\oplus}$

$$n = \frac{aR_{\odot} + r_{\oplus}(d - a)}{d} \quad \begin{matrix} e \\ e \end{matrix} \quad \alpha = \frac{206.265}{a} n$$

cioè: $\alpha = 1°{,}23$.

Ciò determina una differenza di longitudine tra il Sole e il nodo di $\pm 16°{,}1$, cioè un angolo molto grande (figura 6.3). Ogni volta che il Sole passa al nodo lunare, cioè a ogni stagione delle eclissi, si può verificare un'eclisse di Sole.

Una eclisse totale di Sole si può osservare da una fascia della Terra

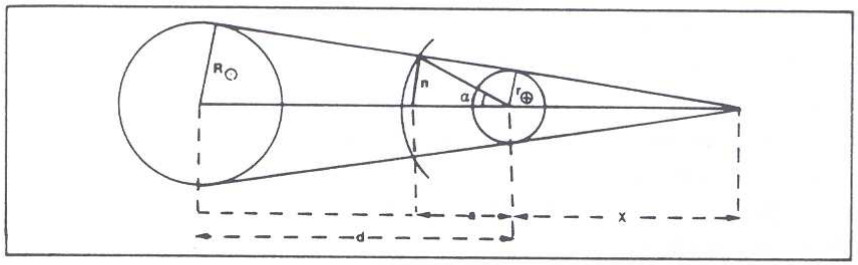


Fig. 6.2

larga circa 200 km; una eclisse parziale è visibile da un'area estesa in ampiezza per 30°-40° intorno alla fascia di totalità, che risulta pertanto di alcune migliaia di chilometri.

Data l'estensione relativamente modesta delle due fasce, rispetto alle dimensioni della Terra, non si possono osservare da uno stesso luogo molte eclissi di Sole.

Quando si verifica una eclisse di Sole, e la Luna è all'apogeo, il suo diametro apparente è più piccolo di quello del Sole; in questo caso nel culmine dell'eclisse il satellite riesce a occultare solo una parte del disco solare: si verifica allora una *eclisse anulare*. Attorno al disco oscuro del satellite appare un anello luminosissimo al massimo dell'eclisse. Dal punto di vista fisico, per esempio nei riguardi dello studio della corona solare, questo tipo di eclisse desta poco interesse.

Il cono d'ombra della Luna ha una lunghezza variabile da un minimo di 57,5 raggi terrestri, quando il Sole è al perigeo (in gennaio), a un massimo di 59,5 raggi terrestri quando è all'apogeo (in luglio).

Il cono d'ombra della Luna ha come sezione normale massima sulla Terra un'ellisse del diametro di circa 260 chilometri. Però quan-

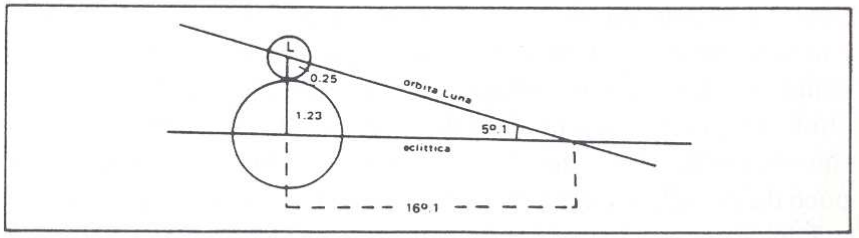


Fig. 6.3

do il cono tocca obliquamente la Terra, la traccia ellittica può avere un asse maggiore anche superiore (figura 6.4).

Una eclisse totale di Sole può durare al massimo 7,5 minuti nelle regioni equatoriali. La durata delle eclissi parziali può essere invece anche superiore a 3 ore.

Si dice *grandezza dell'eclisse g* la frazione massima eclissata del diametro del Sole.

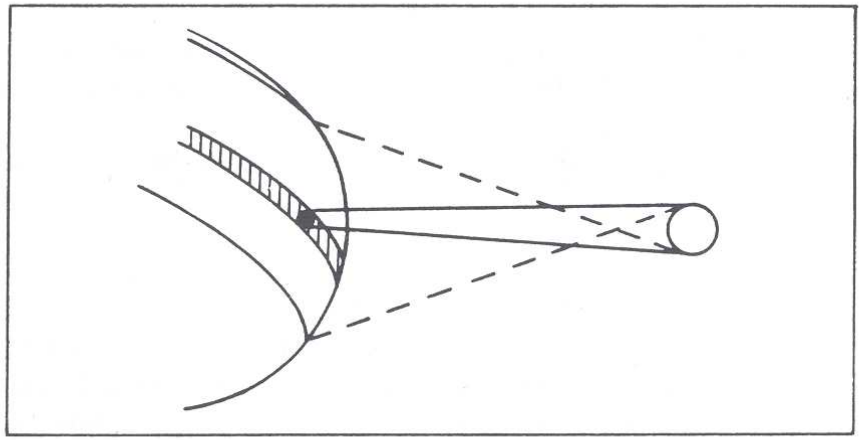


Fig. 6.4

6.3 *Il saros o periodo delle eclissi*

L'eclisse si manifesta quando la Luna, alle sizigie, si trova vicina ai nodi. Le eclissi quindi si ripetono in un periodo che è il minimo comune multiplo del mese draconitico (passaggio ai nodi) e del mese sinodico (sizigie). Tale multiplo corrisponde a 6585 giorni pari a 18 anni e 11 giorni. Dopo un ciclo di 18 anni e 10 o 11 giorni le eclissi si ripetono nello stesso modo con caratteristiche che variano molto poco da un ciclo all'altro. Questo periodo viene chiamato *saros*.

L'incertezza dei 10 o11 giorni dipende dal fatto che su 18 anni vi possono essere 4 oppure 5 anni bisestili.

Si assume come definizione di saros il periodo di 223 lunazioni pari cioè a $223 \times 29^{d},530588 = 6585,3211$ giorni. Il saros è un periodo che presenta diverse coincidenze fortuite; infatti è un multiplo dei seguenti periodi lunari: 242 mesi draconitici, 223 mesi sinodici, 239 mesi anomalistici, 19 anni delle eclissi.

Il saros comprende in media 84 eclissi, metà (circa) di Sole e metà di Luna. L'anno delle eclissi conta 346 giorni. L'anno tropico può contenere due e talvolta anche parte di una terza stagione delle eclissi, perciò poiché durante una stagione si possono verificare al più 3 eclissi, in totale in un anno tropico si possono presentare anche 7 eclissi. La successione in questo caso può essere la seguente:

eclissi di Sole	*eclissi di Luna*
5	2
2	5
4	3
3	4

6.4 *Le occultazioni*

Quando la Luna passa apparentemente di fronte a una stella o a un pianeta si verifica il fenomeno dell'occultazione. L'*immersione* è la sparizione della stella, mentre l'*emersione* si verifica quando l'astro riappare sul bordo lunare.

Fissare a mezzo dell'osservazione i due momenti è fondamentale perché il dato può essere utilizzato per controllare il movimento della Luna che, come si è detto, è assai complesso.

Lo studio delle occultazioni è molto importante nel caso in cui sia coinvolta una stella doppia molto stretta o un astro avente un piccolissimo diametro apparente. Lo studio fotometrico dell'immersione e dell'emersione può consentire di ottenere in questi casi o il valore della separazione angolare delle due stelle o il diametro apparente di un astro supergigante non eccessivamente lontano.

Molto importanti sono anche le occultazioni di stelle da parte di pianeti o asteroidi. Lo studio di questi fenomeni può consentire infatti la misura delle dimensioni di questi corpi celesti. Ricordiamo che gli anelli di Urano sono stati scoperti proprio grazie all'occultazione che questo pianeta ha operato su di una stella.

7 *Il moto apparente dei pianeti*

I pianeti si distinguono dalle stelle perché sono astri erranti.

Il moto apparente di un qualunque pianeta sulla sfera celeste è assai complesso essendo la risultante del movimento di rivoluzione della Terra e di quello del pianeta attorno al Sole. Tale movimento si svolge nei pressi dell'eclittica perché tutte le orbite planetarie giacciono in piani vicini tra loro. Le massime inclinazioni sull'eclittica sono quelle di Mercurio (7°) e di Plutone (17°).

La traiettoria apparente di un pianeta viene descritta per un certo tempo in senso diretto (da A a B) (figura 7.1); poi il pianeta sembra fermarsi — staziona in B — e in seguito, descrivendo talvolta un cappio, sembra muoversi dapprima in senso retrogrado — da B a C — quindi, dopo un altro stazionamento in C, prosegue nel suo moto diretto verso D.

Gli antichi astronomi furono sempre assillati dal problema di spiegare con modelli adeguati il moto dei pianeti.

Due erano nell'antichità i principi fondamentali sui quali ogni modello del mondo doveva poggiare: la centralità della Terra e il moto circolare uniforme dei corpi celesti.

Salvo qualche tentativo di porre il centro del mondo fuori della Terra (Filolao, Aristarco) i modelli si basarono tutti, fino al XVI secolo, su questi principi. Dapprima (Eudosso, Aristotele) i pianeti furono supposti incastonati su sfere cristalline centrate sulla Terra — quattro o più per ogni pianeta — disposte in modo che i loro movimenti combinati dessero l'apparenza osservata; poi (Apollonio, Ipparco,

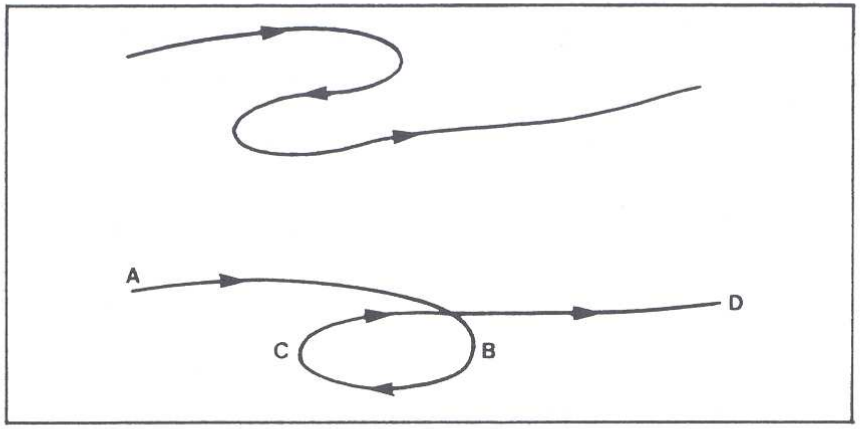


Fig. 7.1

Tolomeo) fu supposto che ogni pianeta descrivesse un piccolo cerchio, l'*epiciclo*, il cui centro a sua volta si doveva muovere su un secondo cerchio, più grande, centrato sulla Terra e chiamato *deferente* (figura 7.2).

Si può facilmente osservare che una opportuna combinazione dei moti sull'epiciclo e sul deferente può dar luogo allo stazionamento e alla regressione notati per ogni pianeta.

I modelli, dovendo essere sempre basati sull'uniformità del moto e sulla circolarità delle traiettorie, furono resi via via più complessi per poter spiegare le anomalie che l'osservazione evidenziava col passare del tempo. Fu solo nel XVI secolo che Niccolò Copernico ideò il sistema eliocentrico nel quale tutti i pianeti ruotano attorno al Sole.

La successione dei pianeti in ordine crescente di distanza dal Sole è: Mercurio, Venere, Terra, Marte, Giove, Saturno. Successivamente furono scoperti Urano e Nettuno e, in questo secolo, Plutone.

Il modello di Copernico, basato ancora sui moti uniformi e circolari, non rendeva ragione delle osservazioni meglio di quello di Tolomeo. Fu solo per opera di Giovanni Keplero che i moti dei pianeti trovarono un modello perfetto. Keplero introdusse l'ellitticità delle orbite e la conseguente non uniformità dei moti.

Nel modello eliocentrico le posizioni principali che i pianeti possono assumere sono le seguenti.

A. *Pianeti inferiori*, Mercurio e Venere. Hanno le orbite comprese entro quella della Terra. Sembrano oscillare attorno al Sole non scostandosi mai oltre un certo limite che è detto *massima elongazione*— pari a circa 28° per Mercurio e circa 48° per Venere.

Alla minima distanza dalla Terra il pianeta, supponiamo Venere, si dovrebbe vedere con il massimo diametro apparente, però non è visibile perché apparentemente è vicino al Sole (*congiunzione inferiore*) e inoltre rivolge verso di noi la sua faccia non illuminata (figura 7.3).

Poi, muovendosi di moto retrogrado, Venere si allontana dalla Terra e apparentemente anche dal Sole raggiungendo la *massima elongazione occidentale*. Allora l'astro è visibile al mattino (*Lucifero*) e appare al telescopio con lo stesso aspetto della Luna vista al quarto. Dopo uno stazionamento di qualche giorno, Venere inverte ancora il suo moto che diventa diretto. Si avvicina quindi rapidamente al Sole, apparendo al telescopio sempre più piccolo. Alla sua *congiunzione superiore* Venere scompare tra i raggi del Sole per riapparire a oriente, alla sera, quando l'astro del giorno tramonta (*Vespero*). Raggiunge quindi la sua *massima elongazione orientale*, stazionandovi per qual-

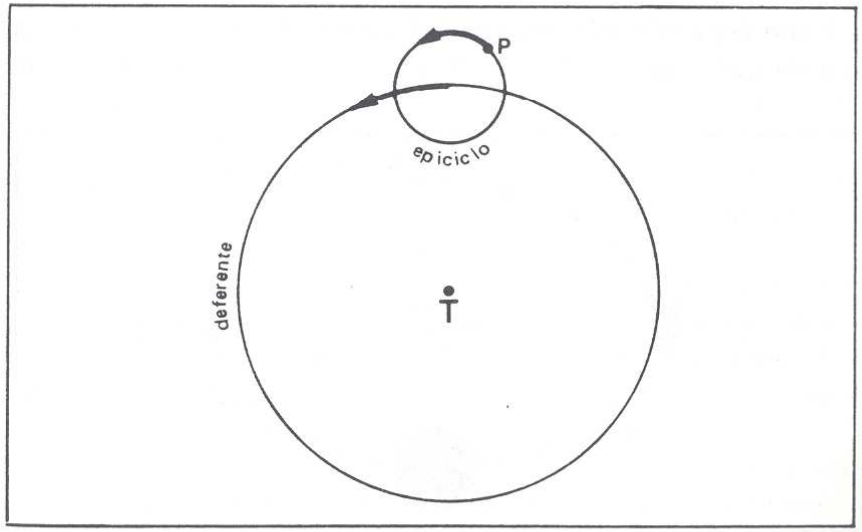


Fig. 7.2

che giorno. Poi riprende il moto retrogrado fino ad avvicinarsi nuovamente al Sole.

Dicesi *periodo sinodico* l'intervallo di tempo necessario perché il pianeta assuma successivamente la stessa posizione rispetto alla Terra; la lunghezza del periodo sinodico è di 116 giorni per Mercurio e 584 per Venere.

B. *Pianeti superiori.* Le loro orbite hanno diametri maggiori di quella della Terra: Marte, Giove, ecc.

Le posizioni fondamentali che possono assumere sull'orbita, rispetto alla Terra, sono quattro (figura 7.4).

Iniziamo dalla *congiunzione* col Sole: il Sole si trova tra la Terra e il pianeta e quest'ultimo risulta invisibile.

Muovendosi di moto diretto il pianeta si allontana dal Sole verso occidente, raggiunge il punto di stazionamento, si ferma e poi inverte il moto che diventa retrogrado. La massima velocità del moto retrogrado si ha quando la distanza angolare del pianeta dal Sole raggiunge i 180°, che è la differenza di longitudine tra i due astri, cioè all'*opposizione.* Il pianeta è allora, rispetto alla Terra, dalla parte opposta del Sole e passa in meridiano a mezzanotte assumendo il suo massimo splendore.

Dopo l'opposizione, muovendosi ancora di moto retrogrado, il pianeta si avvicina lentamente al Sole da oriente, staziona per qualche

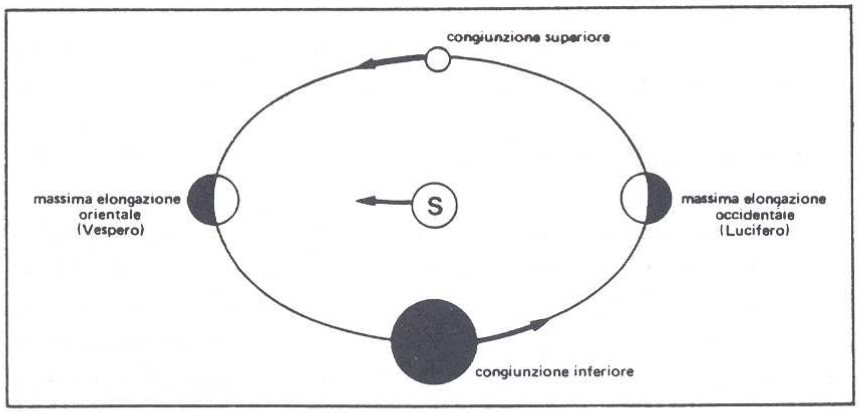


Fig. 7.3

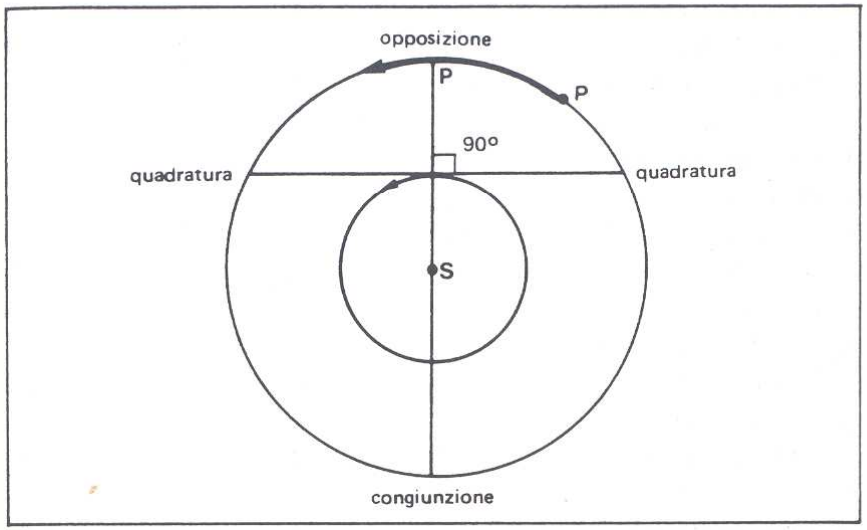


Fig. 7.4

giorno, poi riprende il suo moto diretto avvicinandosi rapidamente all'astro del giorno fino a raggiungere nuovamente la congiunzione.

Il periodo compreso tra due congiunzioni o due opposizioni successive si dice *periodo sinodico.*

Periodo siderale è invece il tempo impiegato dal pianeta per fare una rivoluzione completa attorno al Sole.

Il pianeta è in *quadratura* quando l'angolo tra pianeta, Terra e Sole è retto, cioè tra il Sole e l'astro errante vi è una differenza di longitudine di 90 gradi.

Anche i pianeti superiori possono presentare un accenno di fase come può essere facilmente verificato.

Mentre il periodo sinodico si può ottenere facilmente dalle osservazioni contando i giorni intercorrenti tra due opposizioni successive, quello sidereo si ottiene più rapidamente col calcolo.

Se con A indichiamo l'anno siderale, con P il periodo sidereo del pianeta e con S quello sinodico, si possono valutare facilmente le velocità angolari della Terra e del pianeta e la loro differenza, che esprime la velocità relativa del pianeta rispetto alla Terra.

La velocità angolare della Terra è $360°/A$; la velocità angolare del pianeta è $360°/P$ e la loro velocità relativa è $360°/S$.

Si presentano due casi:

A. *Pianeta interno.* Poiché la Terra si muove più lentamente del pianeta:

$$\frac{360°}{S} = \frac{360°}{P} - \frac{360°}{A}$$

da cui:

$$P = \frac{SA}{S + A}$$

B. *Pianeta esterno.* È il caso opposto, cioè:

$$\frac{360°}{S} = \frac{360°}{A} - \frac{360°}{P}$$

da cui:

$$P = \frac{SA}{S - A}$$

8 Le leggi di Keplero

8.1 Le leggi di Keplero

Giovanni Keplero, disponendo delle precise osservazioni effettuate da Tycho Brahe, riuscì a determinare con buona precisione dapprima l'orbita della Terra, poi quella di Marte.

L'analisi dei risultati ottenuti consentì a Keplero di enunciare le tre seguenti leggi fondamentali:

1. *I pianeti descrivono attorno al Sole orbite ellittiche nelle quali il Sole occupa uno dei fuochi.*

Generalmente, i pianeti hanno orbite ellittiche con eccentricità piccola, assimilabili, in prima approssimazione, a cerchi. Le eccentricità più grandi sono quelle di Mercurio ($e = 0{,}205$), Marte ($e = 0{,}093$) e Plutone ($e = 0{,}250$).

2. *Le aree descritte dal raggio vettore che congiunge il Sole col pianeta sono proporzionali ai tempi impiegati a percorrere l'arco corrispondente.*

In particolare, ad aree uguali corrispondono tempi uguali (figura 8.1). Poiché ogni orbita ellittica ha il Sole posto in un fuoco, quando il pianeta si trova vicino al perielio, il raggio vettore copre per esempio in un mese, un'area eguale a quella che descrive nello stesso periodo di tempo quando è all'afelio. L'arco percorso al perielio è però più lungo di quello descritto all'afelio e di conseguenza la velocità del pianeta al perielio sarà maggiore di quella all'afelio.

3. *I quadrati dei periodi P di rivoluzione dei pianeti attorno al Sole sono proporzionali ai cubi dei semiassi maggiori (a) delle loro orbite.* In

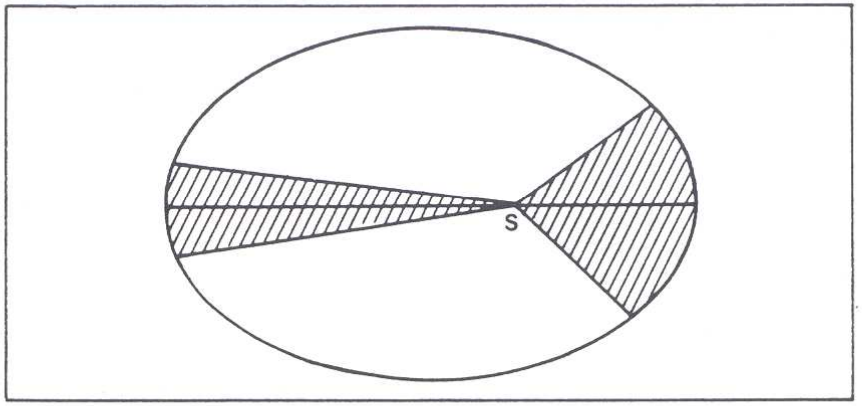


Fig 8.1

formula:

$$P^2 = ka^3$$

Scritta in questo modo la legge non è perfettamente esatta tuttavia, nel caso dei pianeti può essere utilizzata con ottima approssimazione.

Conseguenze

In base alla terza legge di Keplero si può disegnare esattamente la *pianta del sistema solare.*

Assumendo come unità di misura la distanza Terra-Sole (unità astronomica = UA) si può risalire, dal periodo P di ogni pianeta, al suo semiasse maggiore a e quindi si può costruire la pianta del sistema solare della quale però non è nota la scala, cioè la distanza Terra-Sole.

ESEMPIO

Si misurino i periodi siderali P dei pianeti in anni e si assuma come unità di lunghezza l'unità astronomica; dalla terza legge applicata ai pianeti 1 e 2 si ha:

$$\frac{P_1^2}{P_2^2} = \frac{a_1^3}{a_2^3}$$

Se il secondo pianeta è la Terra, allora $P_2 = 1$ e $a_2 = 1$, perciò:

$$P_1^2 = a_1^3$$

cioè

$$a_1 = \sqrt[3]{P_1^2}$$

Giove ha $P = 11^a,86$; dall'espressione precedente si ottiene:

$$a = \sqrt[3]{11,86^2} = 5,20\text{UA}$$

Nell'ipotesi semplice che le orbite siano circolari si possono calcolare le velocità medie. Le velocità circolari dei due pianeti 1 e 2 sono:

$$v_1 = \frac{2\pi a_1}{P_1}$$

$$v_2 = \frac{2\pi a_2}{P_2}$$

$$\frac{v_1}{v_2} = \frac{a_1}{a_2}\frac{P_2}{P_1}$$

ma dalla terza legge:

$$\frac{P_2}{P_1} = \sqrt{\left(\frac{a_2}{a_1}\right)^3}$$

e quindi:

$$\frac{v_1}{v_2} = \sqrt{\frac{a_2}{a_1}}$$

Se prendiamo come riferimento la Terra: $a_2 = 1$ e $v_2 = 1$, allora:

$$v_1 = \frac{1}{\sqrt{a_1}}$$

Tanto maggiore è la distanza del pianeta dal Sole tanto minore è la sua velocità tangenziale media.

ESEMPIO

Giove, si è visto, ha il semiasse maggiore $a = 5{,}20$; di conseguenza la velocità sarà $v = 0{,}438$. La velocità media di Giove pertanto è meno della metà di quella della Terra.

La velocità della Terra si può ottenere facilmente, nota la sua distanza media dal Sole ($149{,}6 \cdot 10^6$ km); si ha infatti:

$$V_T = \frac{2\pi 149{,}6 \cdot 10^6}{365 \cdot 86{,}400} = 29{,}8 \cong 30 \text{ km / s}$$

La velocità di Giove sarà quindi 13 km/s.

8.2 *La legge di Titius e Bode*

Studiando la successione delle distanze dei pianeti dal Sole misurate in UA, Bode e Titius trovarono una formula che consente di ricavare empiricamente le distanze a dei pianeti dal Sole. L'espressione è:

$$a = 0{,}4 + 0{,}3 \cdot 2^n$$

ove n è un numero intero che vale $-\infty$ per Mercurio, 0 per Venere, 1 per la Terra, e così via.

L'espressione è poco esatta, però ha avuto il pregio di far sospettare nel '700 l'esistenza di un pianeta con $n = 3$ che doveva trovarsi tra Marte e Giove. La scoperta del pianetino Cerere, nel 1801 da parte di Piazzi a Palermo, confermò la validità di questa legge empirica. In realtà, ci sono migliaia di pianetini distribuiti prevalentemente proprio tra Marte e Giove.

9 *Gli elementi orbitali dei pianeti*

L'orbita di un pianeta è definita se è possibile:

A. fissare il piano dell'orbita nello spazio rispetto a un sistema di riferimento;
B. orientare l'orbita sul suo piano;
C. definire la forma dell'orbita;
D. fissare gli elementi meccanici, o temporali, del moto del pianeta.

Come piano di riferimento E (figura 9.1) si considera sempre quello dell'eclittica e il sistema di coordinate sarà quindi l'eclitticale.

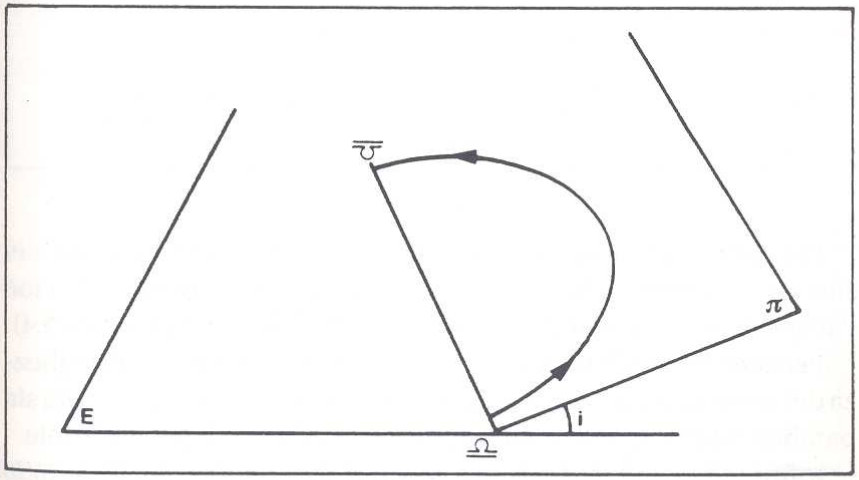


Fig. 9.1

Il piano dell'orbita del pianeta sia π. Per individuarlo nello spazio occorre conoscere la sua *inclinazione* e la *posizione*, rispetto al sistema di riferimento, *della linea dei nodi*, cioè della retta intersezione tra i due piani.

Ricordiamo che il nodo è ascendente quando la latitudine dell'astro passa da valori negativi a positivi; il nodo discendente è l'opposto.

Sulla sfera celeste (figura 9.2) si fissa prima di tutto l'angolo *i* compreso tra l'orbita apparente del pianeta e l'eclittica, poi l'angolo Ω contato dal punto gamma fino al nodo ascendente, angolo che viene detto *longitudine del nodo* ed è misurato da 0° a 360° in senso diretto.

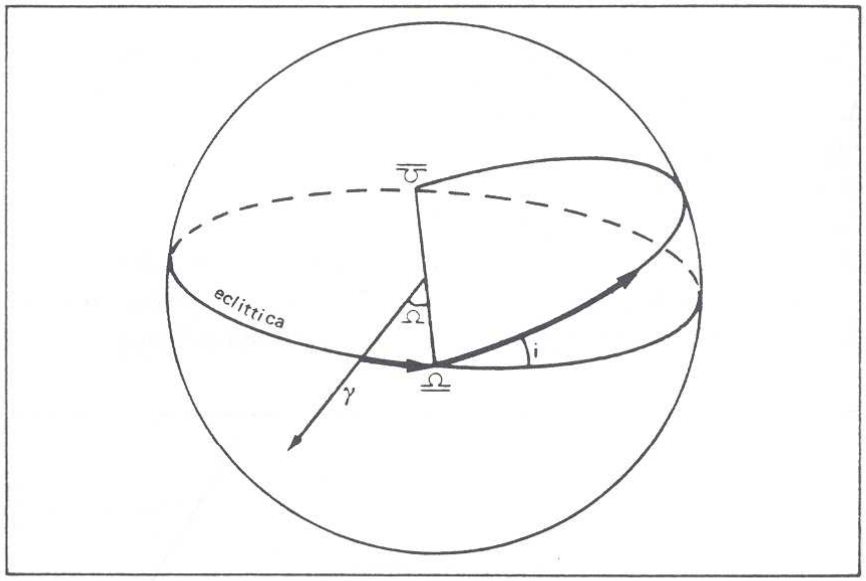


Fig. 9.2

Per orientare l'orbita sul piano basta individuare la direzione del suo asse maggiore oppure fissare la direzione del perielio P; cioè l'angolo *ω*, o *distanza angolare tra il perielio e il nodo* (figure 9.3 e 9.4).

Per determinare la forma dell'orbita è necessario fissare la lunghezza del *semiasse maggiore a*, e l'*eccentricità e*. Nel caso in cui l'orbita sia parabolica, *a* viene sostituito con la distanza *q* del perielio dal Sole.

Infine, gli elementi temporali del moto del pianeta sono il *periodo P* e l'*istante* T_0 in cui il pianeta *passa al perielio*.

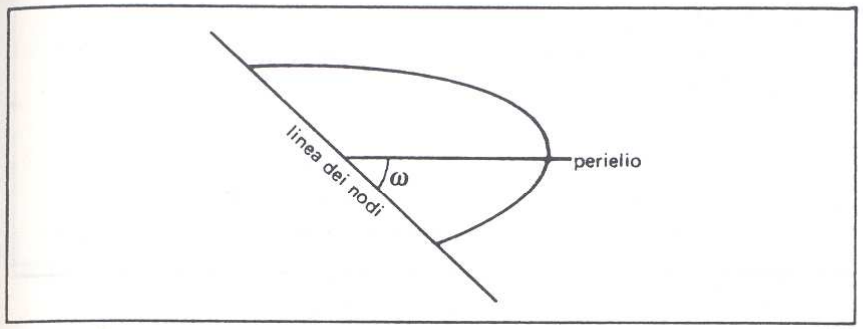


Fig. 9.3

Nel caso dei pianeti, in realtà, non è necessario fissare il periodo di rivoluzione perché lo si può ottenere dalla terza legge di Keplero, una volta noto *a*.

Gli elementi fondamentali di un'orbita sono quindi sei:

- quelli che individuano il piano dell'orbita: Ω, *i*;
- quello che orienta l'orbita sul piano: *ω*;
- quelli che fissano la forma dell'orbita: *e*, *a*;
- gli elementi temporali T_0 e *P* (quest'ultimo non necessario).

Dato che le inclinazioni sono generalmente piccole — al massimo

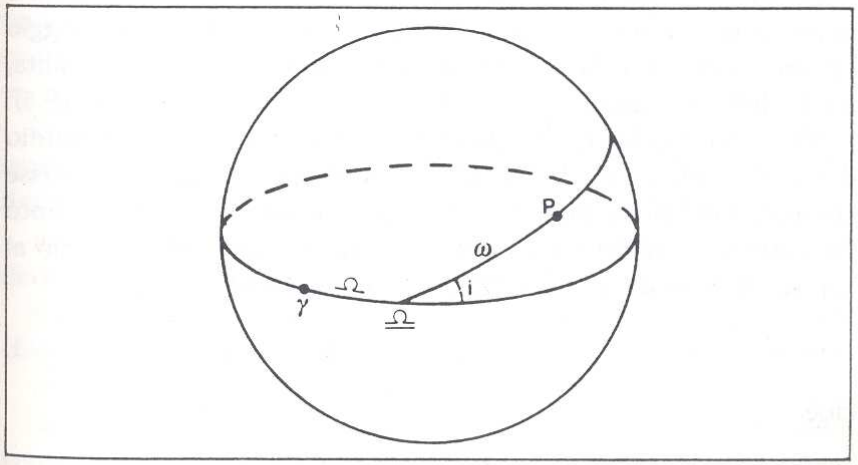


Fig. 9.4

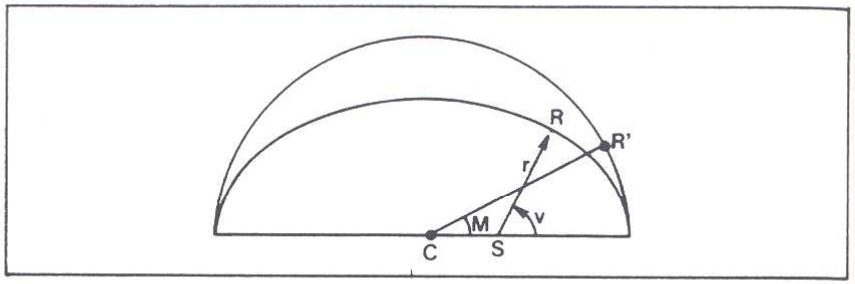


Fig. 9.5

7° per Mercurio e 17° per Plutone — spesso si considera al posto di ω l'angolo $\pi = \omega + \Omega$ detto *longitudine del perielio.*

Per individuare l'orbita di un pianeta occorrono almeno tre osservazioni che fissino tre coppie di valori delle coordinate eclitticali. Con questi sei dati si possono trovare i sei elementi fondamentali incogniti dell'orbita.

La soluzione di tale problema è assai complicata ed esula dallo scopo di questo libro.

L'ellisse di semiassi a e b può essere intesa come la proiezione di una circonferenza di raggio a su di un piano. La sua inclinazione è data dal rapporto b/a.

Per determinare la posizione R di un pianeta sulla sua orbita è necessario conoscere in ogni istante t la lunghezza del suo raggio vettore r e l'angolo che questo forma con una direzione prestabilita, quella dell'asse maggiore. L'angolo v dicesi *anomalia vera* (figura 9.5).

Un problema che si presentò a Keplero quando intraprese lo studio delle orbite planetarie fu il seguente: se l'orbita di un pianeta fosse circolare sarebbe facile trovare la sua posizione R′ all'epoca t noto l'istante T_0 in cui passa al perielio; basta trovare infatti l'angolo al centro M, detto *anomalia media*, che si ottiene da:

$$(t - T_0) : P = M : 360°$$

cioè

$$M = \frac{(t - T_0) \cdot 360°}{P}$$

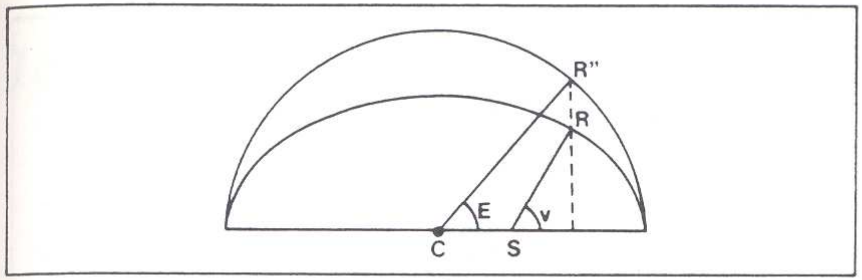


Fig. 9.6

Notiamo che, nel caso dell'orbita circolare, T_0 può essere sostituito anche dall'istante del passaggio del pianeta per un punto prestabilito qualunque della sua orbita.

Il problema si complica invece quando, una volta noto il valore di M, si vuole calcolare l'angolo v relativo all'orbita ellittica.

Keplero si chiedeva infatti: come si può passare dall'anomalia media M a quella vera v? Il problema fu risolto dallo stesso Keplero introducendo un'altra anomalia, la cosiddetta *anomalia eccentrica E* (figura 9.6), che rappresenta l'angolo con vertice nel centro dell'ellisse che individua sulla circonferenza il punto R″ di intersezione con la perpendicolare condotta per R all'asse maggiore.

Noi non ci occuperemo di questo problema. Ci basterà, a suo tempo, introdurre una tabella che fornisce la cosiddetta *equazione del centro* e che consente di passare da M a v. Sarà utilizzata quando si vorrà trovare con buona precisione la posizione del pianeta sull'orbita.

È possibile trovare approssimativamente, con l'errore di qualche grado, la posizione di un pianeta ben visibile a occhio nudo nel cielo, limitando il calcolo all'ipotesi che abbia un'orbita circolare.

Per taluni procedimenti, che vedremo negli esercizi, sarà utile definire alcuni angoli importanti.

Per semplicità consideriamo le orbite circolari e complanari. Indichiamo con A il pianeta, con T la Terra in un certo istante t e con S il Sole.

La direzione del punto gamma è indicata nella figura 9.7.

Si definisce *longitudine eliocentrica* L_T della Terra l'angolo che il vettore Sole-Terra forma con la direzione del punto gamma. Analogamente, si definisce la longitudine eliocentrica L_p del pianeta.

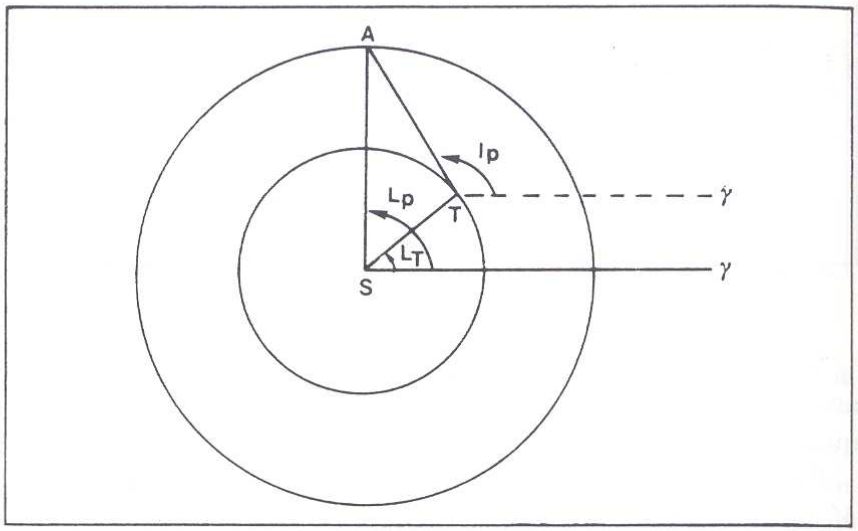


Fig. 9.7

Considerando come vertice la Terra si può introdurre la *longitudine geocentrica* l_p del pianeta, cioè l'angolo compreso tra la direzione del punto gamma e la direzione del pianeta (TA).

10 La legge di Newton

Newton, nell'affrontare il problema dinamico dei moti planetari, trovò una legge fondamentale che legava tutti i corpi celesti: *la legge della gravitazione universale.*

Considerando il semplice caso dei moti circolari, si osserva che ogni pianeta, proprio a causa di questo moto, è sottoposto a un'accelerazione centripeta c:

$$c = \frac{v^2}{a} = \frac{4\pi^2 a}{P^2}$$

ove v è la velocità tangenziale, a il raggio dell'orbita e P il periodo di rivoluzione.

Consideriamo due pianeti, 1 e 2; il rapporto tra le loro accelerazioni è:

$$\frac{c_1}{c_2} = \frac{a_1}{a_2}\left(\frac{P_2}{P_1}\right)^2$$

e dalla terza legge di Keplero:

$$\left(\frac{P_2}{P_1}\right)^2 = \frac{a_2^3}{a_1^3}$$

si ha:

$$\frac{c_1}{c_2} = \left(\frac{a_2}{a_1}\right)^2$$

Le accelerazioni centripete sono dunque inversamente proporzionali ai quadrati delle distanze dei pianeti dal Sole.

Poiché per il secondo principio della dinamica a ogni accelerazione deve corrispondere una forza proporzionale, il Sole deve esercitare su ogni pianeta una forza, inversamente proporzionale al quadrato della distanza:

$$F \propto \frac{1}{a^2}$$

Newton suppose inoltre che questa forza dovesse dipendere dalle masse del pianeta e del Sole ed enunciò pertanto la seguente legge della gravitazione universale:

due corpi si attraggono con una forza che è direttamente proporzionale alle loro masse e inversamente proporzionale al quadrato della loro distanza d.

In formula:

$$F \propto \frac{m_1 m_2}{d^2}$$

o meglio

$$F = G\,\frac{m_1 m_2}{d^2}$$

dove G è una costante.

Henry Cavendish nel '700 trovò, con una esperienza divenuta classica, il valore della costante di gravitazione G.

Misurando le masse in grammi e le distanze in centimetri (quindi le forze in dine) l'esperimento fornì $G = 6{,}67\ 10^{-8}$ dine cm^2/g^2.

Dalla terza legge della dinamica applicata al sistema Sole-pianeta risulta che la forza con cui il Sole attira un pianeta è la stessa con cui il pianeta attrae il Sole.

Da quanto detto si può notare che una volta ottenuta la terza legge di Keplero, tramite l'osservazione, da essa si può ricavare la legge di Newton. Sia infatti m_1 la massa del pianeta e m_2 quella del Sole. I due corpi formano un sistema che ha il suo baricentro in B. Le distanze del pianeta e del Sole da B siano rispettivamente a_1 e a_2 e le velocità di rotazione attorno a esso siano v_1 e v_2. Indichiamo $a = a_1 + a_2$. Nel caso più semplice di orbite circolari, se P è il comune periodo di rivoluzione attorno al baricentro si ha:

$$v_1 = \frac{2\pi a_1}{P} \qquad v_2 = \frac{2\pi a_2}{P}$$

L'accelerazione centripeta dei due corpi coincide evidentemente con quella di gravità:

$$\frac{m_1 v_1^2}{a_1} = \frac{m_2 v_2^2}{a_2} = G\,\frac{m_1 m_2}{a^2}$$

Dalle precedenti si ottiene quindi:

$$a_1 = \frac{G\,m_2}{4\pi^2 a^2}\,P^2 \qquad a_2 = \frac{G\,m_1}{4\pi^2 a^2}\,P^2$$

e sommando:

$$a = a_1 + a_2 = \frac{G\,P^2}{4\pi^2 a^2}\left(m_1 + m_2\right)$$

cioè:

$$\frac{a^3}{P^2} = G\,\frac{m_1 + m_2}{4\pi^2}$$

espressione che caratterizza la terza legge di Keplero.

Poiché la massa m_2 del Sole è molto più grande di quella di ognuno dei suoi pianeti, il secondo membro dell'espressione precedente ha lo stesso valore per tutto il sistema solare; a inoltre coincide praticamente con la distanza del corpo celeste dal Sole.

Si dimostra che l'espressione è la stessa anche se le orbite sono ellittiche. Dalla formula precedente risulta che noti i valori di a e di P, e posta la massa m_1 trascurabile rispetto a m_2, è possibile calcolare facilmente la massa m_2 del corpo centrale del sistema. Ciò consente di ottenere, per esempio, la massa del Sole avendo i dati dell'orbita terrestre e, in modo analogo, si può ricavare la massa dei pianeti purché questi abbiano satelliti dei quali si conoscano gli elementi orbitali.

Nel caso del sistema Terra-Sole $a = 149{,}6 \cdot 10^{11}$ cm; $P = 31{,}5 \cdot 10^6$ s; ed essendo $G = 6{,}67 \cdot 10^{-8}$, si ottiene il valore della massa solare:

$$m_\odot = \frac{4\pi^2}{6{,}67 \cdot 10^{-8}} \quad \frac{\left(149{,}6 \cdot 10^{11}\right)^3}{\left(31{,}5 \cdot 10^6\right)^2} = 2 \cdot 10^{33}\, g$$

La massa della Terra invece si può ottenere considerando che l'accelerazione di gravità g, che il pianeta esercita su ogni corpo posto sulla sua superficie, è data da:

$$g = G \frac{m_\oplus}{R_\oplus^2}$$

Essendo mediamente $g = 980$ cm/s^2 e $R_\oplus = 6371 \cdot 10^5$ cm si ottiene:

$$m_\oplus = 6 \cdot 10^{27} \text{g}$$

La determinazione della massa dei pianeti sprovvisti di satelliti — per esempio Venere — è molto difficile; è necessario ricorrere allo studio delle perturbazioni che altri pianeti esercitano su di loro. Le sonde artificiali che ruotano attorno ai pianeti sono di grande aiuto per questo scopo.

Vediamo ora un caso particolare dell'applicazione della legge di Newton. Prendiamo una sfera cava di spessore d; all'interno vi sia un corpo A di massa unitaria. L'attrazione che la materia omogeneamente distribuita sulle pareti del guscio sferico esercita sul corpo A è nulla. Infatti, consideriamo due coni contrapposti con il vertice comune in A (figura 10.1); questi formano un doppio angolo solido di apertura ω e intercettano sul guscio sferico due masse m_1 e m_2 racchiuse entro i volumi $V_1 = \omega r_1^2 d$ e $V_2 = \omega r_2^2 d$. Se ρ è la densità della materia del guscio:

$$m_1 = \omega\, r_1^2 d\rho$$

$$m_2 = \omega\, r_2^2 d\rho$$

La forza F_1 che m_1 esercita sull'unità di massa posta in A è:

$$F_1 = G \frac{\omega r_1^{\,2} d\rho}{r_1^{\,2}} = G\omega d\rho$$

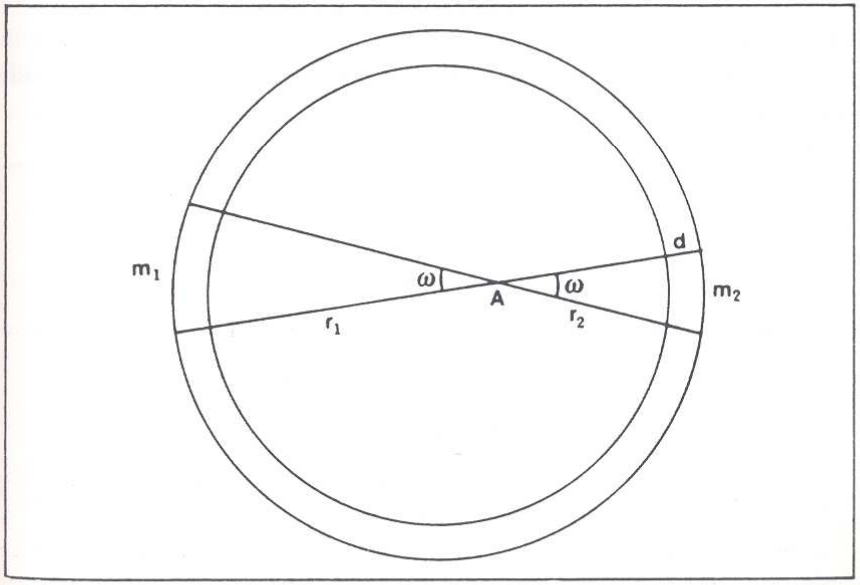


Fig. 10.1

e quella che esercita m_2 è:

$$F_2 = G\frac{\omega_2^2 d\rho}{r_2^2} = G\omega d\rho$$

Le due forze, essendo uguali e contrapposte, danno risultante nulla. Ciò che agirebbe su A sarebbe eventualmente solo una massa posta all'interno della cavità.

11 Distanze e dimensioni dei corpi celesti

11.1 Introduzione

La distanza dei corpi celesti viene determinata attraverso la misura di un angolo detto *parallasse* (cioè spostamento).

Consideriamo un oggetto posto in S e un osservatore in A (figura 11.1), se questi si sposta nella posizione B vedrà S proiettarsi sullo sfondo in una direzione diversa da quella che aveva in A. L'angolo ASB dicesi *parallasse p.*

Nota la distanza AB, l'angolo in A o in B e la parallasse p, il triangolo

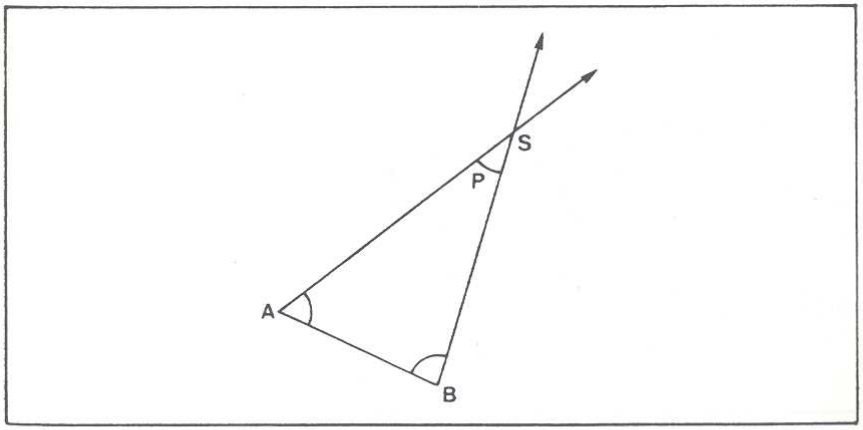


Fig. 11.1

ASB può essere risolto con la trigonometria e si può quindi calcolare la distanza cercata AS.

11.2 *Parallasse diurna*

Per semplicità consideriamo un osservatore A posto sull'equatore della Terra e un astro, abbastanza vicino, posto in S sul piano equatoriale; R sia il raggio della Terra (figura 11.2).

Pur essendo fissa la distanza OS = d, l'angolo ASO = p_0 sotto il quale dall'astro si vede il raggio terrestre passante per A, col trascorrere del tempo cambia la sua ampiezza a causa della rotazione della Terra; passerà dal valore zero, quando S è allo zenit di A, al valore massimo

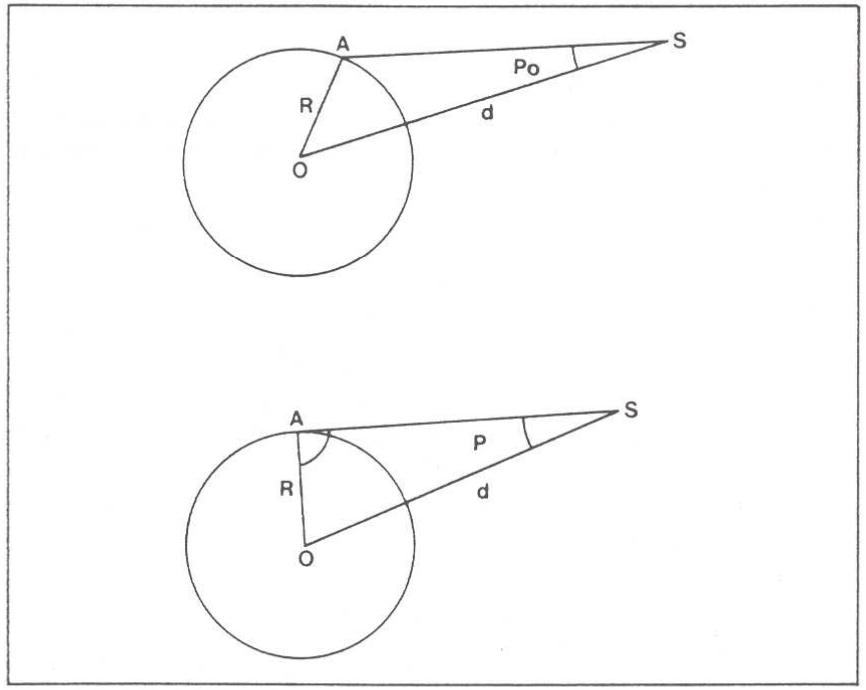


Fig. 11.2

quando S si trova sull'orizzonte di A, cioè quando l'angolo SAO è retto.

Si dice *parallasse orizzontale equatoriale diurna* l'angolo sotto il quale dal corpo celeste S si vede perpendicolarmente il raggio equatoriale R della Terra.

Una semplice formula di trigonometria consente di trovare la distanza dell'astro S dal centro della Terra (SO = d) quando sia noto p. In genere, dato che per i corpi celesti naturali p è sempre molto piccolo, si può trovare d supponendo che vi sia una circonferenza di centro S passante per O e per A; confondendo la corda con l'arco e misurando p in secondi d'arco, si ottiene:

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

cioè

$$d = R\,\frac{206265}{p''}$$

La parallasse orizzontale media della Luna è 3422″; quella del Sole è 8″,794.

11.3 *Parallasse annua*

Più lontano è il corpo celeste più piccolo è l'angolo p.

Nel caso delle stelle, p è troppo piccolo per essere misurabile; è necessario pertanto avere una base più lunga del raggio terrestre. La base utilizzata in questo caso è il semidiametro dell'orbita terrestre.

Si definisce come *parallasse annua* di una stella S, l'angolo π'' sotto il quale dall'astro si vede perpendicolarmente il raggio dell'orbita terrestre, cioè l'unità astronomica (figura 11.3).

L'espressione che si utilizza in questo caso è simile alla precedente purché si sostituisca a R l'unità astronomica, si ha perciò:

$$d = \frac{206265}{\pi''}\,\mathrm{TO}$$

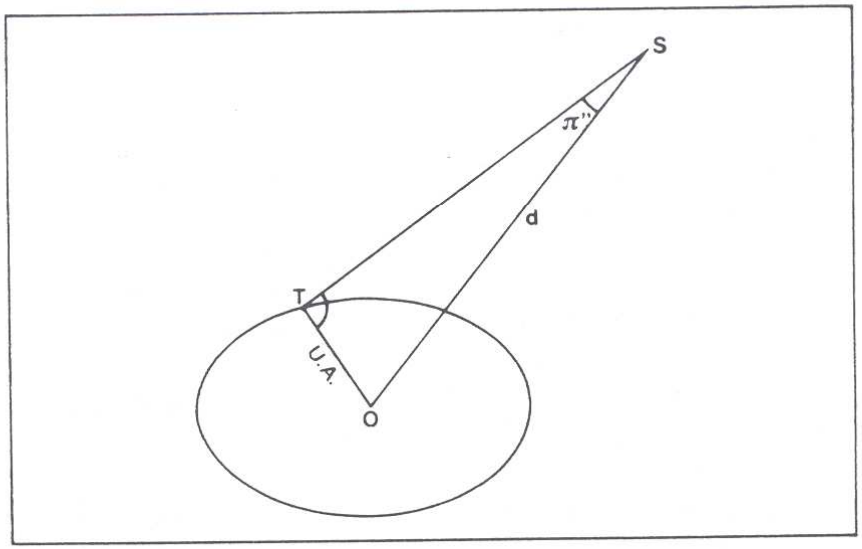


Fig. 11.3

ponendo TO = 1 UA si ottiene la distanza d dell'astro in unità astronomiche.

Poiché le parallassi delle stelle sono tutte inferiori al secondo d'arco non è conveniente esprimere le distanze stellari in UA, si usa perciò una nuova unità di lunghezza, pari a 206.265 UA, corrispondente alla distanza che avrebbe un astro se la sua parallasse fosse di un secondo. Tale unità è chiamata *parsec* (pc).

Misurando in parsec la distanza di una stella risulta:

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

Per ottenere la parallasse di una stella basta misurare lo spostamento angolare che essa subisce, rispetto gli astri di sfondo, quando viene osservata da due posizioni nell'orbita terrestre diametralmente opposte tra loro; si può misurare allora un angolo doppio di π''.

La stella più vicina, Proxima Centauri, ha la parallasse $\pi'' = 0'',762$; la sua distanza è perciò $d = 1/0{,}762 = 1{,}31$ pc.

11.4 Distanze nel sistema solare

A parte la distanza della Luna, determinata più o meno bene fino dall'antichità (vedi esercizi), le distanze dei pianeti sono state misurate in epoche più recenti.

In base alla terza legge di Keplero è possibile disegnare, con precisione, la pianta del sistema solare, nella quale però manca la scala, cioè l'unità di misura del disegno. Se si potesse trovare in un certo istante la parallasse di un pianeta molto vicino alla Terra, così che gli errori fossero piccoli, allora, conoscendo la lunghezza di un certo segmento sulla pianta del sistema solare, si potrebbe trovare subito la scala del disegno.

Questo metodo è stato utilizzato nel caso di Venere ancora nel '700. Le misure più esatte sono state ottenute però in questo secolo quando il pianetino Eros è passato, nella sua opposizione del 1931, molto vicino alla Terra. I rilievi fatti allora hanno dato come risultato finale la parallasse solare pari a $8'',790$.

Oggi, la misura della parallasse solare viene fatta con maggior precisione tramite misure radar eseguite specialmente su Venere.

In ogni momento sono note l'esatta posizione di Venere e della Terra sulle loro orbite. Inviando un impulso radar sul pianeta, e misurando l'intervallo di tempo Δt tra l'andata e il ritorno, si può calcolare la distanza Terra-Venere in quell'istante:

$$d = c\frac{\Delta t}{2}$$

ove c è la velocità della luce che è anche quella del segnale radar. Noto d è facile poi trovare la lunghezza dell'unità astronomica e quindi i valori di tutte le reciproche distanze dei pianeti.

11.5 *Diametri dei corpi celesti*

Generalmente il diametro apparente dei corpi celesti è inferiore al grado; è possibile allora utilizzare il metodo dell'arco di circonferenza per determinare il diametro reale conoscendo la distanza.

Se d è la distanza, α il diametro angolare del pianeta in secondi d'arco e D il suo diametro reale, confondendo l'arco con la corda si ottiene:

$$\frac{d\alpha}{206265} = D$$

La Luna, per esempio, ha un diametro apparente medio di 31′ 5″ = 1865″, poiché la sua distanza media è d = 384.400 km, il suo diametro reale sarà:

$$\frac{384400 \cdot 1865}{206265} = 3476 \text{ km}$$

Marte, quando si trova alla distanza di $57 \cdot 10^6$ km, misura un diametro di 25″; il suo diametro reale è pertanto di circa 6900 km.

12 *Alcuni strumenti di misura*

Diamo ora alcuni cenni sui principali strumenti di misura che vengono applicati ai telescopi.

12.1 *Il fotometro*

Con un sistema di lenti posto in vicinanza del fuoco dell'obiettivo di un telescopio, la luce della stella viene convogliata su una particolare sensibilissima cellula fotoelettrica, il fotomoltiplicatore, che trasforma l'intensità di luce ricevuta in corrente elettrica, la quale viene amplificata e registrata (figura 12.1). In questo modo si può paragonare la densità di flusso luminoso l ricevuto da una stella in studio con quello l_0 di una stella campione. Dalle misure del fotometro fotoelettrico si ottiene il rapporto l/l_0. Convenzionalmente questo rapporto viene trasformato nella differenza delle cosiddette magnitudini, $m - m_0$, delle due stelle a mezzo di una formula dovuta a Pogson:

$$m - m_\circ = -2,5 \log \frac{l}{l_\circ}$$

La scala delle magnitudini delle stelle è stata scelta con particolari criteri in base all'impressione che il nostro occhio riceve dalle stelle.

Nell'antichità, gli astri visibili a occhio nudo venivano suddivisi, in base al loro splendore, in classi di magnitudini. Erano di prima magni-

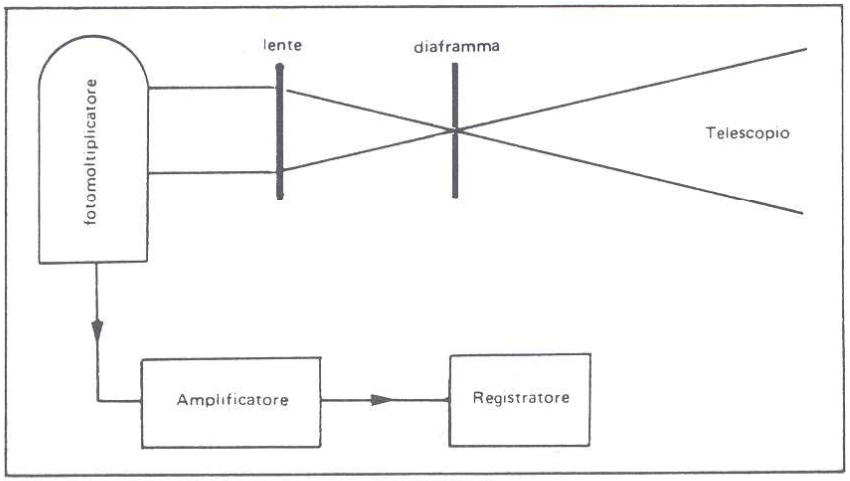


Fig. 12.1

tudine le stelle che apparivano più brillanti, di sesta quelle appena percepibili a occhio nudo. In base alla formula di Pogson il rapporto tra la densità di flusso luminoso di una stella di prima magnitudine (o grandezza) e una di sesta è:

$$1-6=2,5\log\frac{l}{l_\circ}$$

cioè

$$\frac{l}{l_\circ}=100$$

una stella di prima magnitudine è 100 volte più luminosa di una di sesta.

L'invenzione del telescopio ha consentito di osservare stelle molto più deboli della sesta magnitudine.

12.2 *Il micrometro filare*

Per misurare la distanza apparente tra due stelle o il diametro di certi corpi celesti, come i pianeti, viene utilizzato il micrometro filare.

Questo strumento contiene due fili sottilissimi, perpendicolari tra loro, che vengono posti al fuoco dell'oculare. Nel caso di una stella doppia, centrata una delle due stelle della coppia sull'incrocio dei due fili (figura 12.2), si allinea uno dei fili, ruotando lo strumento, in modo che copra ambedue le stelle. L'angolo di cui bisogna ruotare la croce dei fili è misurato da un goniometro orientato; tale angolo si dice *angolo di posizione* θ. Un terzo filo, mobile ma sempre parallelo a uno dei due del crocicchio, può essere allontanato dal centro fino a sovrapporsi alla seconda stella. Lo spostamento che esso ha effettuato dal centro è misurabile attraverso una graduazione e fornisce l'*angolo di separazione* ρ (espresso in secondi d'arco) tra i due astri.

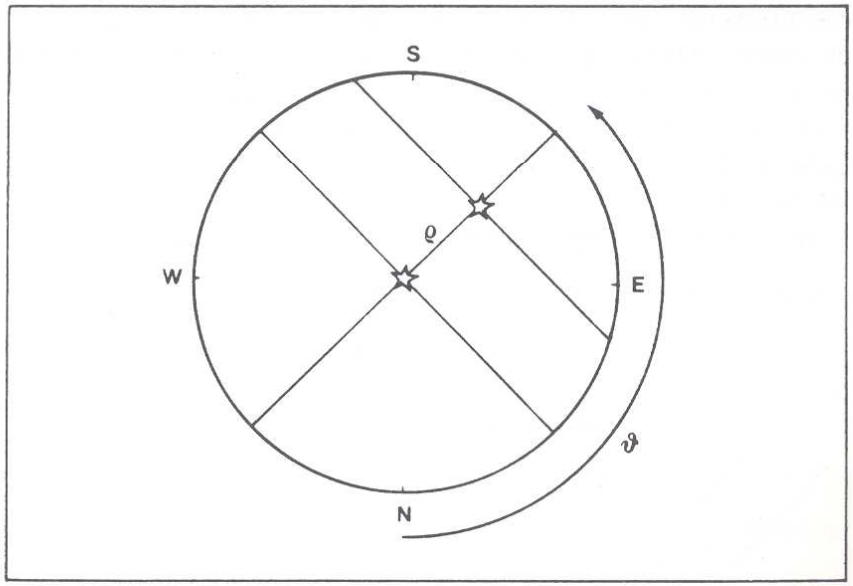


Fig. 12.2

L'unica incertezza consiste nella scelta della stella utilizzata come centro delle misure; generalmente si prende la più brillante. Le coordinate ρ e θ in una coppia fisica, variano molto lentamente col tempo. Mettendo in relazione questi due angoli è possibile ricostruire l'orbita apparente delle due stelle.

Con lo stesso strumento è possibile anche misurare il diametro apparente dei pianeti.

12.3 *Lo spettrografo*

Lo spettrografo, prezioso strumento per l'indagine astrofisica, è costituito nel seguente modo: al fuoco del telescopio c'è una *fenditura*, di ampiezza regolabile, sulla quale viene fatta cadere l'immagine della stella della quale si vuole ottenere lo spettro. Dietro la fenditura si trova una lente convergente, detta collimatore, il cui fuoco coincide con la fenditura stessa. I raggi luminosi provenienti dall'astro, dopo aver attraversato la fenditura, escono dalla lente mantenendosi paralleli tra loro. Poi i raggi incidono sull'elemento disperdente, che può essere costituito da un *prisma* o da un *reticolo di diffrazione*. La luce viene quindi dispersa nelle varie radiazioni. Una *camera fotografica* consente di registrare sulla lastra fotografica lo spettro della stella (figura 12.3).

Quasi sempre, allo spettro dell'oggetto in studio, lo stesso strumento affianca due spettri (uno sopra e uno sotto) di un elemento chimico le cui righe hanno lunghezza d'onda nota. È possibile in tal modo, operando per paragone, determinare le lunghezze d'onda delle righe che compaiono sullo spettro della stella.

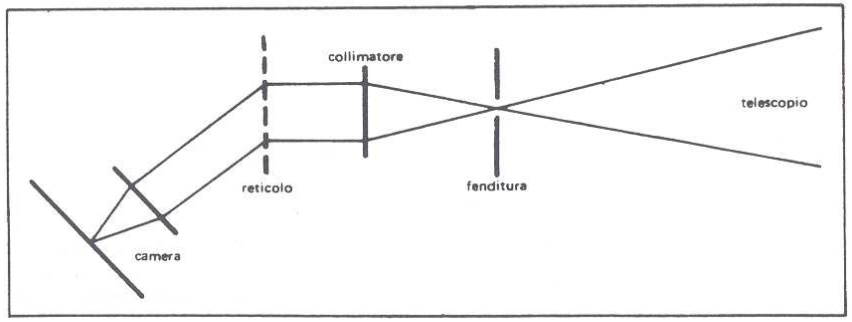


Fig. 12.3

12.4 *L'effetto Doppler*

Quando una sorgente luminosa che emette uno spettro a righe si muove lungo la visuale dell'osservatore (moto radiale), oppure quando la velocità ha una componente in questo senso, le righe dello spettro appaiono spostate rispetto alla loro posizione di laboratorio. Quando la sorgente si avvicina, lo spostamento si verifica verso le lunghezze d'onda brevi, quando si allontana avviene il contrario (effetto Doppler).

Indicando con λ_0 la lunghezza d'onda di una riga quando la sorgente è in condizioni di riposo e con λ la lunghezza d'onda della stessa riga quando la sorgente è in moto radiale con velocità v rispetto all'osservatore, il rapporto:

$$\frac{\lambda - \lambda_\circ}{\lambda_\circ} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_\circ} = z$$

è legato alla velocità radiale v dall'espressione che caratterizza l'effetto Doppler:

$$1+z = \frac{1+\dfrac{v}{c}}{\sqrt{1-\left(\dfrac{v}{c}\right)^2}}$$

Se $v << c$, come avviene nella maggioranza dei casi stellari, allora $(v/c)^2$ può essere trascurato di fronte all'unità, per cui:

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_\circ} = \frac{v}{c}$$

Per esempio se la riga H_α che ha in laboratorio $\lambda_0 = 6563$ Å, appare spostata a $\lambda = 6700$ Å, la sorgente si allontana alla velocità di:

$$\frac{6700 - 6563}{6563} = \frac{v}{c} = 0,02087$$

cioè $v = 0,02087 \cdot 300.000 = 6261$ km/s.

13 Il Sole

13.1 Il Sole

La quantità di energia che una stella, come il Sole, emette in un secondo su tutte le frequenze si dice *luminosità*.

La luminosità $L_\odot$ del Sole può essere calcolata partendo dalla quantità di energia q ricevuta in un secondo da un centimetro quadrato di superficie terrestre posta perpendicolarmente ai raggi di luce. Moltiplicando q per la superficie della sfera, che ha come raggio l'unità astronomica d, si ottiene subito $L_\odot$:

$$L_\odot = 4\pi d^2 q$$

Dalle misure, essendo $q = 1,36 \cdot 10^6$ erg cm^{-2} s^{-1} e $d = 149,5 \cdot 10^{11}$ cm, si ottiene:

$$L_\odot = 3,8 \cdot 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$$

La curva di distribuzione dell'energia del Sole su tutte le frequenze è molto simile a quella di un *corpo nero* (figura 13.1); si può affermare quindi, in prima approssimazione, che il Sole, analogamente alle altre stelle normali, si comporta come tale corpo.

Se si applica la *legge di Stefan*, relativa al corpo nero, nel caso del Sole, è possibile ricavare la temperatura superficiale dell'astro. Questa legge afferma che l'energia emessa da un centimetro quadrato del

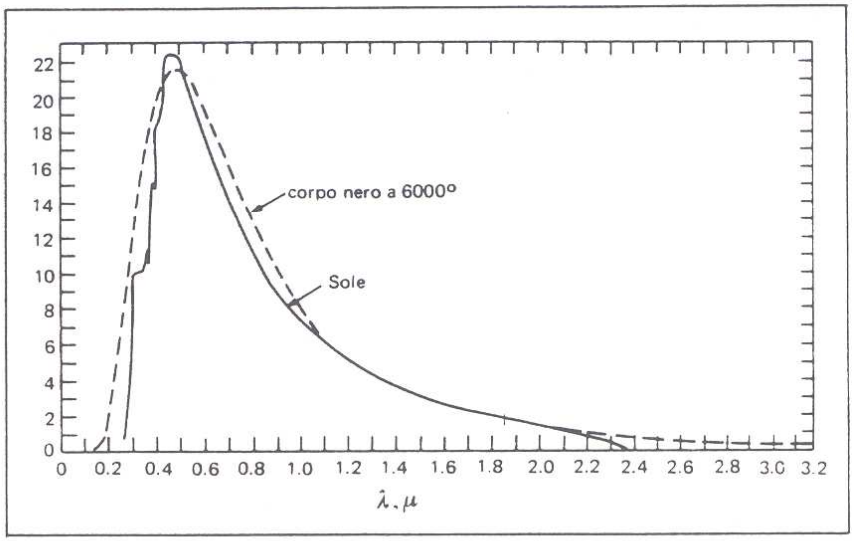


Fig. 13.1

corpo nero in un secondo è proporzionale alla quarta potenza della temperatura:

$$E = \sigma T_{\text{eff}}^4$$

Indicando con $R_\odot$ il raggio del Sole ($6{,}9 \cdot 10^{10}$ cm) ed essendo $\sigma = 5{,}6 \cdot 10^{-5}$ erg cm^{-2} grado^{-4} s^{-1} si ha:

$$L_\odot = 4\pi R_\odot^2 \sigma T_{\text{eff}}^4$$

da cui si ottiene la cosiddetta *temperatura efficace* del Sole,

$$T_{\text{eff}} = 5800°\text{K}.$$

Non vi sono meccanismi di combustione o di conversione dell'energia gravitazionale in calore che possono giustificare l'emissione di energia del Sole al ritmo attuale per lunghissimi tempi. L'unica possibilità rimane quella dell'energia di fusione che può essere liberata convertendo, ad altissima temperatura — diversi milioni di gradi — l'idrogeno in elio nel nucleo del Sole.

L'energia E liberata dalla trasformazione di una massa Δm in energia è data dalla:

$$E = \Delta m\, c^2$$

La massa Δm che deve essere trasformata in un secondo per erogare un'energia pari alla luminosità del Sole è:

$$\Delta m = \frac{L_\odot}{c^2} = \frac{3{,}8 \cdot 10^{33}}{9 \cdot 10^{20}} = 4{,}2 \cdot 10^{12}\,\text{g} = 4{,}2 \cdot 10^{6}\,\text{t}$$

Un facile calcolo mostra quanto potrebbe durare il Sole, con questo ritmo di emissione, se il meccanismo potesse trasformare completamente la sua massa ($M_\odot = 2 \cdot 10^{33}$g):

$$t = \frac{M_\odot}{\Delta m} = \frac{2 \cdot 10^{33}}{4{,}2 \cdot 10^{12}} = 4{,}7 \cdot 10^{20}\,\text{s}$$

Il risultato è 15.000 miliardi di anni. In realtà, il Sole dalla sua nascita ($\cong 5 \cdot 10^9$ anni fa) ha potuto trasformare in energia solamente 1/3000 della sua massa.

La generazione di energia per fusione è dunque il meccanismo più efficace per mantenere in vita il Sole o qualunque altra stella normale.

13.2 *Condizioni fisiche al centro del Sole*

L'alta temperatura della superficie del Sole indica che esso non può essere che composto da gas. L'osservazione spettroscopica conferma questa ipotesi e mostra inoltre che l'atmosfera solare è costituita da idrogeno per il 73%, e da elio per il 25%, mentre gli altri elementi quali carbonio, ossigeno, azoto, ferro, calcio ecc. sono in piccola quantità.

La grande massa sferica di gas che forma l'astro può mantenersi in equilibrio solo se in ogni strato interno la pressione esercitata dal gas caldo può equilibrare il peso dei gas sovrastanti. Tutto ciò fa ritenere che più ci si avvicina al centro del Sole, maggiore deve essere la temperatura. Il gas ad altissima temperatura viene ionizzato; ogni atomo perde i suoi elettroni e il fluido diventa un *plasma*.

Le particelle libere, protoni, elettroni e nuclei, in queste severe condizioni termiche sono così lontane le une dalle altre, rispetto alle loro dimensioni, che il plasma può essere considerato un *gas perfetto*.

Poniamo, per semplicità, che ρ sia la densità media del Sole, supposto omogeneo. Su di una superficie sferica a distanza r dal centro e racchiudente la massa M_r agisce l'accelerazione di gravità:

$$g = \mathrm{G}\frac{M_r}{r^2}$$

La pressione P esercitata dai gas esterni, per la legge dell'idrostatica, è:

$$P = \rho g r = \rho\, \mathrm{G}\, \frac{M_r}{r}$$

mediando la pressione che vi è tra la superficie e il centro del Sole si può ottenere la pressione P_c che regna nel centro dell'astro:

$$P_c = \rho\, \mathrm{G}\frac{M_\odot}{R_\odot}$$

Essendo

$$\rho = \frac{M_\odot}{\frac{4}{3}\pi R_\odot^{\,3}}$$

si ha:

$$P_c = \frac{3G}{4\pi}\ \frac{M_\odot^{\,3}}{R_\odot^{\,4}}$$

cioè la pressione al centro del Sole è pressappoco dell'ordine di 10^{15} dine cm^{-2}.

Per avere un'idea dell'ordine di grandezza della temperatura T al centro della stella, si può utilizzare l'equazione del gas perfetto:

$$P\,V = n\,K\,T$$

ove n è il numero di grammimolecole contenuto nel Sole.

Se supponiamo l'astro formato di solo idrogeno, poiché all'alta temperatura centrale l'atomo di idrogeno è ionizzato e dà luogo quindi a due particelle (elettrone e protone), il peso molecolare medio μ del Sole è dato dal peso atomico dell'idrogeno diviso per il numero delle particelle di cui è composto, cioè $\mu = 1/2$.

In questa ipotesi il numero n è dato da:

$$n = \frac{M_\odot}{\mu} = 2\,M_\odot$$

e quindi se V è il volume del Sole, dall'equazione del gas perfetto ($K = 8 \cdot 10^7$ erg) si ottiene:

$$T_\circ = \frac{2\pi}{3K}\ \frac{R_\odot^{\,3}}{M_\odot} P_c$$

La temperatura al centro del Sole è quindi dell'ordine di una decina di milioni di gradi.

Bisogna tener presente che questi calcoli sono approssimativi; valori più vicini alla realtà, ma non lontani dai precedenti, si possono ottenere operando su modelli ben più complessi della costituzione interna del Sole.

Il centro del Sole è dunque ad altissima temperatura, cioè nelle condizioni ideali affinché le reazioni termonucleari che trasformano l'idrogeno in elio, possano avvenire. L'energia liberata per la fusione può essere valutata nel seguente modo: un nucleo di elio (He_2^4) è formato da due protoni e due neutroni. Il peso di un protone è $m_p = 1{,}67243 \cdot 10^{-24}$g, e quello di un neutrone è $m_n = 1{,}67476 \cdot 10^{-24}$g. Sommando due protoni e due neutroni per ottenere un nucleo di elio

si ottiene una particella la cui massa è:

$$2m_p + 2m_n = 6{,}69438\ 10^{-24}\text{g}$$

Un nucleo naturale di elio (He_2^4) invece ha massa:

$$m_{He} = 6{,}64595 \cdot 10^{-24}\text{g}$$

Nella fusione, cioè nella trasformazione H → He, per ogni atomo di elio prodotto, va dunque perduta la massa:

$$2m_p + 2m_n - He_2^4 = 0{,}04843 \cdot 10^{-24}\text{g}$$

che si trasforma in energia secondo la relazione $E = m\,c^2$, cioè:

$$E = 0{,}04843 \cdot 10^{-24} \cdot 9 \cdot 10^{20} = 0{,}43 \cdot 10^{-4}\ \text{erg}$$

Per ogni nucleo di elio prodotto, di massa $6 \cdot 10^{-24}$g, si ottiene energia pari a $0{,}43 \cdot 10^{-4}$ erg; se allora una massa di idrogeno pari a quella del Sole ($2 \cdot 10^{33}$g) si trasformasse integralmente in elio verrebbe prodotta in totale l'energia x ottenuta dalla proporzione:

$$6 \cdot 10^{-24} : 0{,}43 \cdot 10^{-4} = 2 \cdot 10^{33} : x$$

cioè:

$$x = 1{,}4 \cdot 10^{52}\ \text{erg}$$

che, al ritmo attuale di $3{,}8 \cdot 10^{33}$ erg s^{-1}, supposto costante nel tempo, durerebbe per:

$$t = \frac{1{,}4 \cdot 10^{52}}{3{,}8 \cdot 10^{33}} = 3{,}7 \cdot 10^{18}\ \text{s}$$

cioè oltre 100 miliardi di anni.

L'energia prodotta al centro del Sole si propaga per irraggiamento quasi fino agli strati esterni essendo assorbita e riemessa continuamente dagli atomi.

Verso la superficie la temperatura diminuisce (fino a raggiungere i 5800 gradi sulla fotosfera) e gli atomi possono quindi ricombinarsi. L'assorbimento, dovuto particolarmente allo ione negativo di idrogeno, impedisce allora che l'irraggiamento continui. Per trasportare l'energia all'esterno si formano delle colonne di gas caldo che innalzandosi fino alla superficie del Sole trasportano energia per convezione.

A un certo punto, la densità del gas giunge a un valore tale per cui il coefficiente di assorbimento diminuisce rapidamente; in poche centinaia di chilometri l'atmosfera diventa trasparente. Questa discontinuità ci appare come una superficie netta e brillante, che viene detta *fotosfera*, ed è l'ultimo strato del Sole che possiamo vedere.

Sulla fotosfera si possono osservare dalla Terra le teste delle colonne ascendenti di gas, colonne che appaiono al telescopio come fossero dei piccoli grani di riso aventi il diametro apparente di pochi secondi d'arco. Tali grani, del diametro di migliaia di chilometri, si formano e scompaiono in pochi minuti.

Le colonne di gas caldo trasmettono una grande quantità di energia cinetica, a mezzo di *onde d'urto*, all'atmosfera più esterna. La cosiddetta *corona solare*, che noi possiamo vedere solo in particolari condizioni, nelle eclissi di Sole per esempio, o utilizzando il *coronografo*, uno speciale strumento ideato per questo scopo. La corona solare ha una *temperatura cinetica* anche superiore al milione di gradi. Ricordiamo che la temperatura cinetica è dovuta all'agitazione delle particelle e non coincide con quella relativa all'irraggiamento.

13.3 *L'attività del Sole*

Sulla fotosfera si forma il fondo continuo dello spettro solare; le righe di assorbimento sono dovute invece all'atmosfera più esterna.

Quando il Sole viene eclissato appare, per pochi secondi, la *cromosfera*, sotto forma di un piccolo strato, alto circa 10.000 chilometri, di colore rosso, il cui spettro, non più influenzato dalla grande lumino-

sità della fotosfera, appare improvvisamente in emissione (*spettro flash*). La struttura della cromosfera, osservata in luce monocromatica (ad esempio quella della riga H_α dell'idrogeno o della riga K del Ca II) sul bordo del Sole, è simile a quella di una prateria di fuoco formata da piccole punte, dette *spicule*, alte varie migliaia di chilometri.

Spesso, con una *periodicità* media di *11 anni*, appaiono delle piccole zone scure sulla fotosfera; sono le *macchie*, contornate talvolta da una *penombra*. Si tratta di zone a bassa temperatura (4000° K) nelle quali il gas, guidato da intensi campi magnetici, si muove entro strutture vorticose che lo fanno espandere e quindi raffreddare.

Le macchie si formano spesso a *gruppi*, talvolta anche di grandi dimensioni (oltre 50.000 chilometri).

All'inizio del ciclo di 11 anni cominciano ad apparire le prime macchie ad alte latitudini eliocentriche (non oltre i 45° di latitudine nord o sud) mentre in vicinanza dell'equatore stanno dissolvendosi le ultime attività maculari del ciclo precedente. Col passare del tempo le macchie si formano a latitudini sempre più basse fino a raggiungere una zona vicina all'equatore (mai al di sotto dei 5 gradi di latitudine eliocentrica). Al massimo dell'attività, il numero delle macchie e la loro estensione è molto grande.

L'attività delle macchie è caratterizzata dai *numeri R di Wolf*; questi si ottengono dalla formula:

$$R = f(10g + s)$$

dove f è un fattore dipendente dallo strumento di osservazione, g è il numero dei gruppi presenti sulla fotosfera ed s è il numero delle macchie singole comprese anche quelle che formano i gruppi.

I numeri R, in funzione del tempo, mostrano una periodicità undecennale con massimi più o meno accentuati.

Coppie di macchie vicine rivelano intensi campi magnetici, come fossero i poli N e S di una calamita. La macchia di una coppia che precede nella rotazione solare può avere, per esempio, durante un ciclo undecennale la polarità N e cambiarla durante il ciclo successivo. Il campo dunque si inverte ogni 11 anni e ciclo magnetico dura perciò 22 anni.

Le macchie ruotano con il Sole. Il *periodo siderale di rotazione* all'equatore è di 25 giorni mentre vicino ai poli è di circa 34 giorni.

Spesso appaiono sulla fotosfera larghe chiazze chiare, dette *facole*, talvolta correlate con le macchie o con zone di forte attività. A volte possono apparire improvvisamente, in zone limitate, i *flare* o *brillamenti*, cioè rapidi aumenti di luce e di temperatura. Il fenomeno dura generalmente pochi minuti; di rado poche ore. Si tratta di eruzioni violente di particelle ad alta energia che vengono proiettate nello spazio.

Osservando il Sole in luce monocromatica, specialmente nella riga H_α dell'idrogeno, si possono vedere le *protuberanze*, cioè violenti getti di gas, che si alzano a oltre 100.000 chilometri di altezza. I gas delle protuberanze sono guidati nel loro cammino dalle linee di forza di intensi campi magnetici. Questi fenomeni possono evolversi rapidamente (*protuberanze eruttive*) o molto lentamente (*quiescenti*) e durano talvolta anche diversi giorni.

Sopra la fotosfera si estende la *corona solare* che è formata da gas ionizzati estremamente rarefatti e ad alta temperatura (fino al milione di gradi). La corona si divide in *corona K* o interna nella quale gli elettroni liberi diffondono la luce del Sole, in *corona E* che emette lo spettro a righe di alta eccitazione e in *corona F*, la più esterna e diffusa, formata da particelle interplanetarie (luce zodiacale), che riflette pertanto la luce fotosferica.

Da parte del Sole vi è una continua emissione di particelle cariche, cioè protoni, elettroni ecc., che costituiscono il cosiddetto *vento solare*. Questa emissione viene rinforzata in occasione dei parossismi dell'attività solare. Tale vento interagisce con la magnetosfera e la ionosfera terrestre determinando talvolta sul nostro pianeta le *aurore polari* e le *tempeste magnetiche*, specialmente in occasione di flare o durante il massimo di attività solare.

14 Caratteristiche fisiche dei pianeti

14. 1 Mercurio

Di diametro apparente piccolo (4″,5 ÷ 12″,9), Mercurio raggiunge nelle massime elongazioni dal Sole i 18° o i 28°.

L'astro, al mattino o alla sera, è sempre molto basso sull'orizzonte. Le osservazioni ottiche perciò, un tempo, venivano fatte di giorno (G. Schiaparelli).

Talvolta Mercurio transita davanti al disco solare e appare allora come un dischetto nero dai contorni nitidi; ciò significa che non possiede atmosfera. Questi passaggi, quando avvengono, si verificano in maggio o in novembre.

Il pianeta ruota attorno a se stesso in 58,5 giorni.

La temperatura massima alla superficie è di 350°C.

Si conosce una buona parte della superficie di Mercurio essendo stata sorvolata dalle sonde *Mariner*.

Il pianeta presenta un campo magnetico di intensità pari a 1/100 di quello terrestre. Si suppone che vi sia nel suo interno un nucleo metallico (Ni, Fe) forse del diametro di 3600 km (80% della massa).

La superficie ha caratteristiche fisiche simili a quella della Luna e si presenta fortemente craterizzata.

Notevole il *bacino Caloris* lungo circa 1300 km, 1/4 del diametro del pianeta, probabilmente dovuto all'antichissimo impatto di un planetoide. L'onda d'urto dell'impatto ha determinato un suolo caotico agli

antipodi. Mercurio presenta anche crateri più recenti; crateri che talvolta sono dotati di aloni più chiari dai quali partono raggiere biancastre che possono giungere fino a un migliaio di chilometri di distanza dal punto dell'impatto.

Probabilmente il pianeta ha subito le seguenti vicissitudini:

A. un periodo di formazione: si tratta della prima fase in cui si è avuta la differenziazione tra il nucleo ferroso e la crosta di silicati;

B. un periodo di forte craterizzazione dovuto al bombardamento di meteoriti che costituivano i residui della formazione del sistema solare;

C. la formazione del bacino Caloris dovuto all'impatto di un planetoide;

D. il periodo attuale, caratterizzato da una debole caduta di meteoriti.

Il pianeta non ha satelliti.

14.2 Venere

La variazione del diametro apparente di Venere è notevole: tra 66″ e 9″,6. Il pianeta può raggiungere la magnitudine −4,4 e diventare l'astro più luminoso dopo il Sole e la Luna.

I passaggi di Venere sul disco del Sole sono rari; si succedono a intervalli di 8 anni e poi di oltre 100 anni.

Il pianeta ruota attorno al suo asse in senso retrogrado in 244 giorni. La sua rotazione è quindi più lunga della rivoluzione (224,7 giorni).

Prima dell'esplorazione con le sonde spaziali, l'osservazione ottica aveva fornito un periodo di rotazione di circa 4 giorni ma questo periodo è quello della rotazione delle nubi attorno al pianeta.

La giornata di Venere dura 118 giorni terrestri; l'intervallo tra alba e tramonto è di 59 giorni.

Venere ha un'atmosfera molto estesa: oltre un centinaio di chilometri di altezza. La pressione al suolo si aggira attorno alle 90 atmosfere e la temperatura raggiunge i 480°C.

La composizione dei gas atmosferici è: CO_2 per il 97%, N per il 2%, H_2O per circa l'1%. Le nubi, che si trovano a una sessantina di chilometri dal suolo, sono formate da gocce di H_2SO_4.

Al polo nord del pianeta vi è una regione di un migliaio di chilometri di diametro ove l'atmosfera ha poche nubi.

Le sonde russe Venera hanno mostrato l'esistenza di fuochi nell'atmosfera, si tratta di intensi fulmini.

L'alta temperatura superficiale è dovuta all'*effetto serra* causato dall'abbondanza di anidride carbonica (CO_2). L'energia raggiante assorbita dal pianeta si trasforma in calore che può uscire solo in piccola quantità poiché l'anidride carbonica è opaca ai raggi infrarossi.

Le indagini sulla forma della superficie di Venere sono state condotte dapprima con i radar dalla Terra, poi con le sonde *Venera* che si sono calate sul suolo e ne hanno permesso lo studio, e infine con una accurata indagine radar condotta dalle sonde orbitanti attorno al pianeta.

Le sonde *Venera* hanno mostrato un suolo sassoso. Le esplorazioni radar di gran parte della superficie del pianeta hanno rivelato l'esistenza di grandi vulcani con estesi campi di lava e diverse vaste elevazioni che si possono considerare come dei veri e propri continenti.

Si conosce la *Terra di Afrodite*, un probabile continente vasto quanto mezza Africa disposto sull'equatore del pianeta e attraversato da due catene montuose. La *Terra di Ishtar* è un secondo probabile continente grande quanto l'Australia, percorso da varie catene montuose tra le quali vanno ricordati i *monti Maxwell* che raggiungono l'altezza di una decina di chilometri. Infine vi sono le *regioni Alfa* e *Beta* che costituiscono altri due grandi continenti.

Il pianeta non ha satelliti.

14.3 Luna

La Luna, avendo dimensioni non trascurabili rispetto a quelle della Terra, forma con il nostro pianeta un sistema doppio.

La sua massa (1/81 di quella della Terra) non le consente di trattenere un'atmosfera.

La superficie appare fortemente craterizzata; gran parte dei crateri

sono di origine meteorica, dovuti a impatti avvenuti 3 o 4 miliardi di anni fa.

Il bombardamento meteorico ha interessato tutti i corpi del sistema solare. I crateri più recenti si riconoscono per gli orli netti e gli aloni chiari che li circondano e talvolta per i lunghi raggi biancastri che da essi si dipartono. Molti crateri mostrano il caratteristico picco centrale.

Pare sia stata osservata una debole attività endogena con emissioni, probabilmente gassose (nel cratere Alfonso).

Il suolo è ricoperto da polvere finissima (*regolit*) dovuta allo sbriciolamento delle rocce superficiali, generalmente basaltiche, causato dagli enormi sbalzi termici tra il giorno e la notte (da 100°C a – 150°C).

Il satellite rivolge sempre la stessa faccia alla Terra. Questa faccia a noi visibile presenta diverse strutture laviche (bacini) dall'aspetto piatto che gli antichi selenologi chiamarono *mari*. Si tratta di regioni formate dalla caduta di grossi planetoidi. L'energia sviluppata dall'impatto ha fuso il suolo lunare e in taluni casi attorno al bacino si sono innalzate delle catene montuose (le Alpi, gli Appennini, ecc.). In corrispondenza a questi bacini, le sonde orbitanti attorno alla Luna hanno scoperto un'anomalia gravitazionale che sembra denunciare la presenza nel sottosuolo di masse nascoste di densità maggiore (*mascons*).

Sull'altra faccia della Luna i bacini sono quasi assenti e i pochi che si osservano sono di modeste dimensioni.

Il satellite probabilmente ha un nucleo caldo di piccole dimensioni.

14.4 Marte

Il pianeta Marte ha il diametro pari a circa metà di quello della Terra e la massa è di poco superiore a un decimo di quella terrestre. Marte ruota intorno a se stesso in $24^h37^m22^s,669$.

L'inclinazione dell'asse di rotazione è quasi uguale a quella dell'asse terrestre: 23°59′; ciò determina l'alternarsi delle stagioni sul pianeta. Queste durano nell'emisfero nord rispettivamente: 199 giorni la primavera, 182 giorni l'estate, 146 l'autunno e 160 l'inverno.

Il diametro apparente di Marte varia tra 25″,7 e 3″,5.

Al telescopio si notano subito le bianche *calotte polari* le cui dimensioni variano con le stagioni del pianeta.

Con l'esplorazione delle sonde si è visto che gran parte delle configurazioni osservate dalla Terra non corrispondono a strutture significative sul suolo del pianeta. Quanto oggi sappiamo su Marte è quasi totalmente frutto dei risultati delle esplorazioni spaziali.

La composizione dell'atmosfera è la seguente: CO_2 (95%); N (2-3%); Ar (1%); vapor acqueo (0,03%). Vi sono *nubi* altissime di $CO_2 + H_2O$, e *nubi polverose* più basse sollevate dai venti impetuosi che sconvolgono il suolo del pianeta. Le tempeste di polvere si manifestano durante i cambiamenti stagionali e sono così estese che non consentono alcuna visione dei particolari superficiali del pianeta.

La pressione al suolo è attorno a 6 millibar e la temperatura media si aggira sui – 23°C; essa tuttavia può raggiungere anche i 26°C in estate all'equatore.

Il suolo dell'emisfero sud appare assai craterizzato mentre quello settentrionale è povero di crateri e assomiglia alla Pangea terrestre prima della sua frammentazione.

All'equatore vi è un grande cañon chiamato *Valle Marineris*, lungo 5600 km e largo 250 km; si tratta di una frattura che denuncia forse qualche attività tettonica. Altri cañon più piccoli si notano in altre zone.

Esistono alcuni vulcani imponenti; la *Nix Olimpica*, per esempio, che si vede anche al telescopio. Si tratta di un vulcano alto 26.000 metri rispetto al suolo circostante, sulla cima del quale c'è un'enorme caldera ora inattiva. La base del monte è larga circa 640 km.

In totale si contano circa 15 vulcani. Si presume che i più vecchi abbiano un'età attorno a 3,5 o 4 miliardi di anni.

L'esame del suolo fatto dalle sonde *Viking* ha mostrato una composizione sassosa, con pietre talvolta di grandi dimensioni. Il colore rossastro che distingue il pianeta anche a occhio nudo è dovuto agli ossidi di ferro.

Sono stati scoperti canali, probabilmente un tempo percorsi da fiumane, forse di acqua, che sconvolsero certe regioni del pianeta. Alcuni di questi canali sono stati formati dalle lave dei vulcani. Sembra che sul confine tra le zone pianeggianti e quelle craterizzate esistano

dei crateri formati da risalite di acqua di provenienza sotterranea. Il suolo in certi casi può essere gelato, forse del tipo permafrost.

Le calotte polari contengono ghiaccio di acqua e di anidride carbonica.

Si presume che il pianeta abbia un nucleo ferroso del diametro di 3400 km. Dovrebbe esservi quindi uno strato di silicati di ferro e magnesio, spesso 1600 km, e una crosta di silicio e alluminio di una cinquantina di chilometri.

Il pianeta possiede due satelliti *Deimos* e *Fobos*, due piccole rocce irregolari anch'esse craterizzate. Fobos, il più vicino, dista 9000 km dal pianeta e compie una rotazione intorno a esso in 7,5 ore sorgendo a ovest, visto da Marte, e tramontando a est dopo 4 ore. Poiché il suo diametro è di 22 chilometri, visto dal pianeta misura circa 17′. Sulla sua superficie si notano, oltre ai crateri, anche alcune striature dovute a urti radenti con meteoriti. Deimos, distante 23.000 km dal pianeta, è più piccolo avendo un diametro di soli 14 chilometri. Il suo periodo di rotazione attorno a Marte è di 1,26 giorni. Questo satellite è visto dal pianeta con un diametro di soli 2′, cioè 14 volte più piccolo della Luna.

14.5 *Gli asteroidi*

Il primo asteroide fu scoperto nel 1801 da Piazzi a Palermo.

Negli anni seguenti se ne scoprirono in continuazione; oggi se ne conoscono oltre 3.000, ma forse complessivamente sono più di 40.000.

Concentrati generalmente tra Marte e Giove (il 99%) gli asteroidi hanno orbite talvolta molto inclinate sull'eclittica raggiungendo anche i 52°, e in certi casi sono anche molto eccentriche (persino $e = 0{,}83$). In prevalenza si trovano tra 2 e 3,5 UA dal Sole, su una fascia larga $225 \cdot 10^6$ km e spessa più o meno $80 \cdot 10^6$ km.

A distanze dal Sole tali per cui un pianetino dovrebbe avere ad esempio un periodo pari a 1/3, 3/7, 2/5, 2/3 (*risonanze*) di quello di rivoluzione di Giove, l'attrazione di quest'ultimo lo trascinerebbe su orbite diverse. Per questa ragione vi sono fasce vuote di asteroidi dette *lacune di Kirkwood.*

Esistono alcuni pianetini le cui orbite hanno pressappoco le stesse caratteristiche; per esempio:

- quelli compresi tra Marte e Giove;
- i pianetini esterni, come i Troiani, che si muovono in due gruppi sulla stessa orbita di Giove in modo da formare col pianeta stesso e col Sole due triangoli equilateri (sui *punti*, cosiddetti *lagrangiani*, dell'orbita di Giove);
- i pianetini tipo *Amor* che hanno il perielio tra Marte e la Terra;
- i pianetini tipo *Apollo* il cui perielio è interno all'orbita terrestre.

Negli ultimi due gruppi sono compresi anche gli *Earth Grazing Asteroids* (E.G.A.) che talvolta sfiorano la Terra rappresentando un serio pericolo.

Gli asteroidi hanno masse molto piccole, la somma totale delle loro masse non supera 1/1000 di quella della Terra. I diametri si aggirano generalmente intorno a $1 \div 2$ km, talvolta però sono molto più grandi, come Cerere, per esempio, che raggiunge i 1054 km di diametro.

Per la gran parte gli asteroidi non riflettono molto la luce del Sole. Ciò fa sospettare che siano formati da *condriti carbonacee.*

Osservati fotometricamente molti mostrano fluttuazioni di luce spesso periodiche; ciò indica una loro rotazione e in certi casi il fatto che si tratta di due corpi separati ruotanti l'uno attorno all'altro.

La composizione chimica di questi corpi privi di atmosfera non è ancora ben nota; si sospetta che siano di due tipi: uno, che rappresenta il 10%, dovrebbe essere ricco di silicati e di ferro; l'altro, che comprende l'80% degli asteroidi, dovrebbe essere composto prevalentemente da condriti carbonacee.

Tra gli asteroidi di una certa importanza ricordiamo solo *Chirone* ed *Eros.* Il primo, scoperto nel novembre 1977 da C. Kowal, è l'unico asteroide noto la cui orbita è compresa tra quella di Saturno e quella di Urano, tra 8,5 e 18,9 UA; Eros è invece importante perché passando vicino alla Terra ha permesso di effettuare, nel 1931, campagne di misure di parallasse, utilissime per la determinazione del valore dell'unità astronomica.

Sull'origine degli asteroidi sono state proposte diverse teorie; tra le altre ricordiamo quella esplosiva dovuta a Olbers, secondo la quale i

pianetini provengono dall'esplosione di un pianeta preesistente. Un'altra teoria invece suppone che questi corpi celesti rappresentino i residui di una grande quantità di planetesimali che non si sono potuti aggregare a causa dell'influenza gravitazionale di Giove.

14.6 Giove

I pianeti visti finora si chiamano *tellurici* perché hanno composizione simile a quella della Terra e alta densità; tutti gli altri, i più lontani dal Sole, sono costituiti prevalentemente da composti idrogenati e hanno di conseguenza bassa densità.

Giove ha un diametro pari a 11 volte quello della Terra e una massa 318 volte più grande. Al telescopio appare come un dischetto di circa 40″ di diametro, schiacciato ai poli (l'asse minore è di 1/15 più corto di quello maggiore). Numerose bande o fasce, alcune scure, altre più chiare, solcano il pianeta parallelamente all'equatore.

Il periodo di rotazione cambia dall'equatore (sistema I = $9^h50^m30^s$) alle zone intermedie (sistema II = $9^h55^m40^s$) rivelando che ciò che si osserva è solamente uno strato nuvoloso che avvolge il pianeta.

Le osservazioni eseguite dalle varie sonde hanno mostrato che Giove emette più energia di quella che riceve, inoltre possiede un fortissimo campo magnetico spesso perturbato da tempeste e scariche elettriche che si manifestano con intense emissioni radioelettriche improvvise.

Le bande chiare di Giove sono state identificate come correnti che, provenendo dall'interno, convogliano gas sulla superficie visibile del pianeta. Le bande scure invece indicano le regioni nelle quali il gas ricade all'interno. Varie macchie di forma ovale, tra le quali spicca la cosiddetta *macchia rossa*, segnalano l'esistenza di violenti cicloni che tormentano la superficie.

I costituenti principali dell'atmosfera del pianeta sono l'idrogeno e l'elio; compaiono anche l'acqua, l'ossido di carbonio e altre molecole. L'idrogeno appare in composti, i più abbondanti sono l'ammoniaca e il metano.

Le temperature massima e minima misurate su Giove sono rispettivamente 200°K e 105°K.

Il pianeta all'interno dovrebbe contenere un piccolo nucleo ferroso; sopra vi dovrebbe essere un estesissimo involucro di idrogeno liquido che nella parte più interna, a causa dell'altissima pressione, dovrebbe essere metallico, quindi conduttore di elettricità. Il campo magnetico del pianeta è generato dalle correnti elettriche che si manifestano in questo strato. Infine, lo strato più esterno forma l'atmosfera turbolenta che si osserva dalla Terra.

Giove possiede, come Saturno e Urano, un anello che è visibile però in quelle particolari condizioni di luce che solo le sonde sono in grado di realizzare. L'anello, formato da minuscole particelle solide, si estende, a 53.000 km di altezza sopra gli strati visibili del pianeta (1,5 raggi di Giove), per circa un migliaio di chilometri. Lo spessore è molto modesto, solo qualche chilometro. Il periodo di rotazione delle particelle dell'anello va dalle 5 alle 7 ore e le orbite di queste sono instabili; dall'anello cadono perciò continuamente sul pianeta numerose particelle.

Attorno a Giove ruotano i quattro grandi satelliti scoperti da Galileo: *Io*, *Europa*, *Ganimede* e *Callisto*. Si tratta di sfere di ghiaccio solcate da fratture e da numerosissimi crateri d'impatto. Il satellite Io ha mostrato una notevolissima attività vulcanica dovuta al riscaldamento interno, a sua volta provocato dalle intense sollecitazioni che il satellite riceve da Giove.

Altri 12 satelliti più piccoli ruotano attorno al pianeta.

14.7 Saturno

Saturno ruota attorno a se stesso, all'equatore, in 10 ore e 39 minuti, però la velocità diminuisce con l'aumentare della latitudine, indicando che quello che vediamo è solamente uno strato nuvoloso.

Sulla superficie del pianeta, il telescopio mostra con fatica delle fasce simili a quelle di Giove ma molto più deboli. Talvolta appare qualche macchia chiara. Le sonde inoltre hanno mostrato diverse piccole macchie colorate simili a quelle di Giove.

La temperatura sulla sommità degli strati del pianeta si aggira attorno ai – 180°C.

La composizione chimica degli strati nuvolosi è simile a quella di Giove: metano, ammoniaca e altri composti idrogenati.

Anche Saturno emette più energia di quella che riceve.

Il campo magnetico del pianeta è circa 1000 volte quello della Terra e il suo asse pressoché coincide con quello di rotazione.

Attorno a Saturno vi è una enorme nube di idrogeno a forma di ciambella che sembra essere originata dall'atmosfera del satellite *Titano*.

L'aspetto più appariscente del pianeta è indubbiamente dato dai suoi anelli. Sono migliaia ma divisi in zone ben separate. Queste strane formazioni si stendono da 1,3 a 2,8 volte il raggio del pianeta.

Gli anelli sono formati da una infinità di particelle ghiacciate che possono raggiungere anche le dimensioni di qualche metro e ruotano come uno sciame di satelliti attorno al pianeta. Lo spessore degli anelli è piccolo, forse qualche chilometro. Vi sono alcuni piccoli satelliti che guidano con la loro azione gravitazionale le orbite delle particelle degli anelli più esterni.

L'asse di rotazione degli anelli coincide con quello del pianeta che è inclinato di 26°45′ sulla normale al piano dell'orbita di Saturno, pertanto, la prospettiva sotto la quale dalla Terra si vedono gli anelli può cambiare in modo tale che in alcune occasioni (a intervalli di 13,7 e di 15,7 anni) gli anelli per un certo tempo non si vedono.

Interessante è il corteggio di satelliti il cui numero supera la ventina. Quasi tutti sono ricoperti di ghiaccio e taluni sono fortemente craterizzati, tanto da giungere addirittura alla saturazione. Altri satelliti mostrano un emisfero oscuro e liscio mentre quello opposto è craterizzato.

Titano, il satellite più grande, possiede una densa atmosfera di azoto e argo estesa per oltre 600 chilometri; il suo diametro è di 5150 km e ruota attorno a se stesso in 16 giorni. La pressione atmosferica sulla sua superficie è di circa 1,5 atmosfere e la temperatura si aggira intorno ai – 150° ÷ – 220°C. Probabilmente il satellite è coperto da un oceano di idrocarburi e di azoto liquido.

Le ipotesi avanzate per spiegare l'origine degli anelli sono numerose; tra le tante ricordiamo solamente quella che attribuisce la loro formazione allo sfasciamento di un satellite preesistente.

14.8 Urano

Scoperto il 13 marzo 1781 da W. Herschel, Urano dista dal Sole circa $3 \cdot 10^9$ km. Ha un periodo di rivoluzione di 84 anni e un diametro circa 4 volte quello della Terra. Il periodo di rotazione è di 17.2 ore. Poiché l'asse di rotazione è inclinato di 98 gradi, la sua rotazione è retrograda.

Dalla Terra, Urano appare all'opposizione come una stella di sesta magnitudine.

Il piccolo diametro apparente (4″) non consente di osservare particolari di rilievo sulla sua superficie. L'analisi spettroscopica ha mostrato che l'atmosfera contiene metano, idrogeno molecolare ed elio. La temperatura superficiale è bassissima: – 210°C.

Urano possiede un sistema di una dozzina di anelli che distano tra i 37.000 e i 457.500 km dal pianeta; questi sono stati scoperti in parte da osservazioni terrestri e in parte dalle sonde *Voyager*.

La struttura interna di Urano deve essere la stessa dei grandi pianeti precedenti.

Una quindicina di satelliti ruotano attorno al pianeta sul suo piano equatoriale; i maggiori sono: *Miranda, Ariel, Umbriel, Titania* e *Oberon*.

14.9 Nettuno

La scoperta di Nettuno, avvenuta nel 1846 grazie ai calcoli di U. Le Verrier e di J.C. Adams, ha rappresentato il trionfo della meccanica celeste del secolo scorso.

Il pianeta, posto a $4{,}5 \cdot 10^9$ km dal Sole, appare all'opposizione di settima magnitudine visto dalla Terra, quindi al di sotto della soglia di visibilità a occhio nudo. Pur avendo un diametro attorno ai 50.000

chilometri, è così lontano che anche osservandolo con un potente telescopio non è possibile scorgere su di esso particolari di qualche rilievo.

La rotazione attorno al suo asse, che è inclinato di 29°, probabilmente ha un periodo di una decina di ore.

L'atmosfera freddissima (T = – 210°C) contiene idrogeno, elio e metano.

Nettuno ha 8 satelliti tra i quali i maggiori sono *Nereide* e *Tritone*; quest'ultimo, avendo il diametro di 2700 km, è uno dei più grandi del sistema solare; il suo moto è retrogrado.

Il pianeta è circondato da alcuni sottilissimi anelli scoperti dai *Voyager*.

14.10 Plutone

Plutone fu scoperto da C. Tombaugh nel marzo 1930. La sua orbita è molto ellittica tanto che la distanza dal Sole varia tra 30 e 50 UA; la sua inclinazione è di 17 gradi sul piano dell'eclittica.

Visto dalla Terra appare all'opposizione come un astro di quattordicesima magnitudine. Sulla sua superficie non si può scorgere alcun particolare. Il diametro del pianeta, valutato dalle eclissi del suo satellite *Caronte*, è di 2300 km e la sua massa è 11 volte quella di Caronte.

L'atmosfera tenuissima è composta da metano; la temperatura alla superficie del pianeta si aggira sui – 230°C.

Nel 1978 fu scoperto il satellite Caronte, che si trova a 19.600 km dal pianeta e ruota con un periodo di 6,39 giorni. Lo studio del movimento del satellite ha consentito di stimare la massa di Plutone che risulta circa 2/1000 di quella terrestre.

14.11 Le comete

Le comete sono astri le cui orbite, quando sono ellittiche, hanno una grande eccentricità; più spesso però sono paraboliche o iperboliche.

L'inclinazione dei piani delle orbite delle comete rispetto all'eclittica è casuale, alcune quindi hanno moto diretto, altre retrogrado.

Le comete finora note sono circa 1600 ma le orbite sono state calcolate solamente per 600 oggetti.

Lontano dal Sole, le comete sono costituite solo dal *nucleo*. Il diametro di questo corpo è di qualche chilometro e la sua massa è molto modesta, valutabile attorno a $10^{15} \div 10^{19}$ grammi.

Il nucleo è composto da ghiaccio, acqua, gas congelati (H, C, N, O), polveri e conglomerati solidi, cioè dal materiale da cui ha avuto origine il sistema solare.

A una distanza dal Sole inferiore a circa 3 UA, il materiale superficiale sublima per effetto del calore solare; evaporano alcuni gas e si innescano subito delle reazioni fotochimiche sui composti gassosi. In tal modo si forma una sfera di gas, detta *chioma*, che si espande alla velocità di 0,6 ÷ 0,8 km/s.

Attorno alla chioma, e poi attorno a tutta la cometa, si forma talvolta un alone di idrogeno che si espande a 8 km/s, raggiungendo estensioni di milioni di chilometri.

La fotoionizzazione che agisce sull'acqua e su altri composti genera numerosi radicali liberi (OH^+, CO^+, CO_2^+, CH^+ ecc.).

Spesso in direzione del Sole si formano dei *jet* i quali, assieme ad altre emissioni, proiettano materiale in varie direzioni, facendo perdere alla cometa una discreta quantità di massa. In complesso, una cometa di media grandezza può perdere tra gas e particelle solide una massa valutabile attorno a un milione di tonnellate, ogni volta che si avvicina al Sole.

Il materiale solido proveniente dalle comete si disperde lungo le loro orbite e dà luogo, qualora dovesse investire la Terra, a *sciami meteorici*. La *cometa di Halley*, per esempio, genera lo sciame delle *Aquaridi* e quello delle *Orionidi*.

A una distanza inferiore a circa 1,5 UA dal Sole l'azione della

pressione di radiazione e del vento solare, spinge il materiale della chioma in direzione opposta a quella del Sole; si forma così la *coda*.

Esistono due tipi di code: il tipo I, la *coda di plasma*, formata dai vari ioni sopra ricordati, che si allinea in direzione opposta al Sole; e la coda di tipo II, *polverosa*, con una apparenza più diffusa, che spesso appare curva e talvolta staccata dalla precedente. L'estensione della coda può essere enorme, fino a $10^7 \div 10^8$ km in lunghezza e oltre 10^6 km in larghezza.

Le comete probabilmente provengono dalla cosiddetta *nube di Oort*, cioè da un guscio sferico formato da una enorme quantità di nuclei cometari che contengono il materiale primordiale del sistema solare. Tale materiale è stato spinto nelle prime fasi della formazione del sistema fino a circa 100.000 UA di distanza dal Sole.

Le azioni gravitazionali esercitate dai grandi pianeti o dalle stelle vicine al Sole possono determinare l'uscita dalla nube di Oort delle comete. Queste, catturate dal Sole, lentamente si dirigono verso l'astro e molto spesso l'azione perturbatrice dei grandi pianeti può trasformare le loro orbite da paraboliche in ellittiche. Le comete si trovano così a ruotare periodicamente attorno al Sole.

L'azione gravitazionale di pianeti come Giove e Saturno ha costretto certe comete a descrivere traiettorie i cui perieli sono vicini alle loro orbite (*famiglie di comete*). Talvolta la stessa azione gravitazionale dei pianeti può trasformare l'orbita di una cometa da ellittica in parabolica o iperbolica; l'astro in questo caso si perde nello spazio.

14.12 La luce zodiacale

Dopo il tramonto del Sole, alle medie latitudini boreali, quando è iniziata la notte, se questa è perfettamente buia, è possibile scorgere in febbraio, a occidente, un cono luminoso quasi quanto la Via Lattea, che ha per base il Sole.

Anche prima dell'alba, nelle stesse condizioni, si può vedere in ottobre un fenomeno analogo lungo l'eclittica. A causa della sua posizione, a questo fenomeno è stato dato il nome di *luce zodiacale*. Ai tropici questa luce è visibile quasi tutto l'anno.

Talvolta, quando non c'è la Luna, è possibile scorgere in direzione opposta al Sole una debolissima macchia luminosa che viene chiamata *Gegenschein*. I due fenomeni, luce zodiacale e *Gegenschein*, hanno la stessa causa: si tratta di polveri distribuite sul piano eclitticale che riflettono la luce del Sole.

In realtà, la luce zodiacale forma un doppio cono con base il Sole, esteso per 180 gradi lungo l'eclittica e ampio una cinquantina di gradi.

Sul piano dell'eclittica vi è attorno al Sole una nube, formata da innumerevoli particelle silicee del diametro di qualche micrometro (10^{-6}m), che si estende molto al di là della Terra. Probabilmente si tratta del residuo del materiale che ha costituito la nebulosa originale dalla quale è nato il sistema solare.

14.13 I meteoriti

Ogni giorno tonnellate di materiale interplanetario cadono sulla Terra. Si tratta di corpi il cui diametro può variare da una frazione di millimetro a centinaia di metri.

Quando queste masse, dette *meteore*, entrano nell'atmosfera, a 90 ÷ 100 chilometri di altezza, l'attrito violento le rende incandescenti e quindi visibili, specialmente di notte, sotto forma di stelle filanti o stelle cadenti. La velocità d'impatto con l'atmosfera, a seconda che siano dirette in senso contrario o nello stesso senso del moto della Terra, varia dai 12 ai 72 chilometri al secondo. L'alta temperatura raggiunta da questi corpi fa evaporare i più piccoli a una altezza di una cinquantina di chilometri. Si crea così una *scia di gas ionizzati* che può essere osservata anche di giorno con l'ausilio del radar.

Le meteore possono essere *sporadiche* — in media se ne vedono da 6 a 10 all'ora — oppure possono appartenere a *sciami* che circolano su orbite stabili, generalmente associate a vecchie comete.

Gli sciami osservati da Terra sembrano provenire da uno stesso punto, il cosiddetto *radiante*, che si può individuare tra le costellazioni.

Spesso le meteore più massicce raggiungono la superficie della

Terra determinando, nei casi più spettacolari, larghi crateri d'impatto (per esempio il cratere Barringer nell'Arizona).

Le meteoriti metalliche si chiamano *sideriti*. La loro composizione chimica è: 90% ferro, 8-9% nichel e deboli tracce di cobalto e di fosforo. Opportunamente levigate e trattate con acido, le superfici delle sideriti si distinguono da altri minerali per le caratteristiche figure che mostrano: le cosiddette *figure di Widmanstatten*. Oltre alle sideriti esistono anche i meteoriti detti *petrosi*, o *aeroliti*, che contengono ossidi di carbonio, di silicio, di ferro ecc.; questi talvolta racchiudono piccoli noduli, le *condriti carbonacee*, nei quali compaiono anche numerosi composti organici.

Interessanti, ma di origine incerta, sono le cosiddette *tektiti*, simili a vetri vulcanici. Taluni pensano che provengano dal materiale eiettato dalla Luna in occasione di impatti di grossi meteoriti su di essa.

* La seguente formula, facilmente memorizzabile, consente di trovare rapidamente la declinazione del Sole ogni giorno con un errore inferiore al grado:

$$D = 23.45 \sin \frac{360\ N}{365.2422}$$

dove N è il numero di giorni che intercorrono dall'equinozio di primavera (21 marzo).

*Tabella 14.1 Valori approssimati della declinazione del Sole**

gg.	Genn.	Febbr.	Marzo	Aprile	Maggio	Giugno	Luglio	Agosto	Settem.	Ottobre	Novem.	Dicem.
1	–23°3′	–17°13′	–7°44′	+4°22′	+14°56′	+22°	+23°10′	+18°11′	+8°29′	–3°	–14°18′	–21°46′
2	–22°58′	–16°56′	–7°21′	+4°46′	+15°14′	+22°8′	+23°6′	+17°55′	+8°7′	–3°23′	–14°38′	–21°55′
3	–22°53′	–16°38′	–6°59′	+5°9′	+15°32′	+22°16′	+23°2′	+17°40′	+7°45′	–3°47′	–14°57′	–22°4′
4	–22°47′	–16°21′	–6°36′	+5°32′	+15°50′	+22°23′	+22°57′	+17°24′	+7°23′	–4°10′	–15°15′	–22°13′
5	–2°40′	–16°3′	–6°12′	+5°54′	+16°7′	+22°30′	+22°52′	+17°8′	+7°1′	–4°33′	–15°34′	–22°27′
6	–22°3′	–15°44′	–5°19′	+6°17′	+16°24′	+22°37′	+22°46′	+16°52′	+6°38′	–4°56′	–15°52′	–22°28′
7	–22°26′	–15°26′	–5°26′	+6°40′	+16°41′	+22°43′	+22°40′	+16°36′	+6°16′	–5°19′	–16°10′	–22°35′
8	–22°18′	–15°7′	–5°3′	+7°2′	+16°58′	+22°40′	+22°31′	+16°19′	+5°54′	–5°43′	–16°28′	–22°42′
9	–22°10′	–14°48′	–4°39′	+7°25′	+17°14′	+22°49′	+22°27′	+16°2′	+5°31′	–6°5′	–16°45′	–22°48′
10	–22°2′	–14°29′	–4°16′	+7°47′	+17°30′	+23°	+22°20′	+15°44′	+5°8′	–6°28′	–17°8′	–22°54′
11	–21°53′	–14°9′	–3°52′	+8°9′	+17°46′	+23°4′	+22°12′	+15°27′	+4°45′	–6°51′	–17°19′	–22°59′
12	–21°48′	–13°49′	–3°29′	+8°31′	+18°1′	+23°8′	+22°4′	+15°9′	+4°23′	–7°14′	–17°36′	–23°4′
13	–21°33′	–13°29′	–3°5′	+8°53′	+18°16′	+23°12′	+21°56′	+14°50′	+4°	–7°36′	–17°52′	–23°9′
14	–21°23′	–13°9′	–2°42′	+9°15′	+18°31′	+23°16′	+21°47′	+14°33′	+3°37′	–7°59′	–18°8′	–23°13′
15	–21°12′	–12°49′	–2°18′	+9°36′	+18°46′	+23°19′	+21°38′	+14°14′	+3°13′	–8°21′	–18°24′	–23°16′
16	–21°1′	–12°28′	–1°54′	+9°58′	+19°	+23°21′	+21°29′	+13°55′	+2°50′	–8°44′	–18°39′	–23°19′
17	–20°50′	–12°7′	–1°31′	+10°19′	+19°14′	+23°23′	+21°19′	+13°36′	+2°27′	–9°6′	–18°54′	–23°22′
18	–20°38′	–11°46′	–1°7′	+10°40′	+19°27′	+23°25′	+21°9′	+13°17′	+2°4′	–9°28′	–19°9′	–23°24′
19	–20°26′	–11°25′	–0°43′	+11°1′	+19°40′	+23°26′	+20°59′	+12°58′	+1°41′	–9°50′	–19°23′	–23°26′
20	–20°13′	–11°4′	–0°20′	+11°22′	+19°53′	+23°27′	+20°47′	+12°38′	+1°17′	–10°11′	–19°37′	–23°27′
21	–20°	–10°42′	+0°4′	+11°42′	+20°6′	+23°27′	+20°36′	+12°18′	+0°54′	–10°34′	–19°51′	–23°27′
22	–19°46′	–10°20′	+0°28′	+12°3′	+20°18′	+23°27′	+20°24′	+11°58′	+0°31′	–10°54′	–20°4′	–23°27′
23	–19°32′	–9°58′	+0°51′	+12°23′	+20°30′	+23°27′	+20°12′	+11°38′	+0°7′	–11°15′	–20°17′	–23°27′
24	–19°18′	–9°36′	+1°15′	+12°43′	+20°41′	+23°27′	+20°	+11°18′	–0°16′	–11°37′	–20°29′	–23°27′
25	–19°4′	–9°14′	+1°39′	+13°3′	+20°52′	+23°26′	+19°48′	+10°57′	–0°40′	–11°57′	–20°41′	–23°26′
26	–18°49′	–9°52′	+2°2′	+13°22′	+21°3′	+23°24′	+19°35′	+10°37′	–1°3′	–12°18′	–20°53′	–23°24′
27	–18°34′	–8°29′	+2°46′	+13°41′	+21°14′	+23°22′	+19°21′	+10°16′	–1°27′	–12°39′	–21°5′	–23°22′
28	–18°18′	–8°6′	+2°49′	+14°	+21°24′	+23°20′	+19°8′	+9°55′	–1°50′	–12°59′	–21°16′	–23°19′
29	–18°2′	–8°6′	+3°13′	+14°19′	–11°33′	+23°17′	+18°54′	+9°33′	–2°13′	–13°19′	–21°26′	–23°16′
30	–17°46′		+3°36′	+14°38′	+21°43′	+23°14′	+18°40′	+9°12′	–2°37′	–13°39′	–21°36′	–23°13′
31	–17°30′		+3°59′		+21°52′		+18°25′		+8°50′	–13°59′		–23°9′

Tabella 14.2 Conversione di archi in tempo e viceversa

°	h m	°	h m	h	°	m	°	m	°
′	m	′	m			s	′	s	′
″	s t	″	s t			t	″ ‴	t	″ ‴
0	0 00	30	2 00			0	0 00	30	7 30
1	0 04	31	2 04			1	0 15	31	7 45
2	0 08	32	2 08			2	0 30	32	8 00
3	0 12	33	2 12	1	15	3	0 45	33	8 15
4	0 16	34	2 16	2	30	4	1 00	34	8 30
5	0 20	35	2 20	3	45	5	1 15	35	8 45
6	0 24	36	2 24	4	60	6	1 30	36	9 00
7	0 28	37	2 28	5	75	7	1 45	37	9 15
8	0 32	38	2 32	6	90	8	2 00	38	9 30
9	0 36	39	2 36	7	105	9	2 15	39	9 45
10	0 40	40	2 40	8	120	10	2 30	40	10 00
11	0 44	41	2 44	9	135	11	2 45	41	10 15
12	0 48	42	2 48	10	150	12	3 00	42	10 30
13	0 52	43	2 52	11	165	13	3 15	43	10 45
14	0 56	44	2 56	12	180	14	3 30	44	11 00
15	1 00	45	3 00	13	195	15	3 45	45	11 15
16	1 04	46	3 04	14	210	16	4 00	46	11 30
17	1 08	47	3 08	15	225	17	4 15	47	11 45
18	1 12	48	3 12	16	240	18	4 30	48	12 00
19	1 16	49	3 16	17	255	19	4 45	49	12 15
20	1 20	50	3 20	18	270	20	5 00	50	12 30
21	1 24	51	3 24	19	285	21	5 15	51	12 45
22	1 28	52	3 28	20	300	22	5 30	52	13 00
23	1 32	53	3 32	21	315	23	5 45	53	13 15
24	1 36	54	3 36	22	330	24	6 00	54	13 30
25	1 40	55	3 40	23	345	25	6 15	55	13 45
26	1 44	56	3 44	24	360	26	6 30	56	14 00
27	1 48	57	3 48			27	6 45	57	14 15
28	1 52	58	3 52			28	7 00	58	14 30
29	1 56	59	3 56			29	7 15	59	14 45

Tabella 14.3 Caratteristiche dei pianeti

Pianeta		Semiasse maggiore		Periodo siderale		Periodo sinodico	Eccentricità	Inclinazione i		
		UA	10^6 km	anni	giorni	giorni		°	′	″
Mercurio	☿	0,387099	57,9	0,24085	87,969	115,88	0,205628	7	0	15
Venere	♀	0,723332	108,2	0,61521	224,701	583,92	0,006787	3	23	40
Terra	⊕	1,000000	149,6	1,00004	365,256		0,016722		–	
Marte	♂	1,523691	227,9	1,88089	686,980	779,94	0,093377	1	51	0
Giove	♃	5,202803	778,3	11,86223	4332,589	398,88	0,04845	1	18	17
Saturno	♄	9,53884	1427,0	29,4577	10759,22	378,09	0,05565	2	29	22
Urano	♅	19,1819	2869,6	84,0139	30685,4	369,66	0,04724	0	46	23
Nettuno	♆	30,0578	4496,6	164,793	60189	367,49	0,00858	1	46	22
Plutone	♇	39,44	5900	247,7	90465	366,73	0,250	17	10	

Tabella 14.4 Caratteristiche dei pianeti

Pianeta	Raggio km	Ellitticità ⊕ =1	Volume ⊕ =1	Massa ⊕ =1 ⊕ + ☾ = 1,0123	Densità g cm^{-3}	Periodo di rotazione g	h	m	s	Inclinazione asse °	′	″
Mercurio	2425	0,380	0,0	0,054	0,0554	5,4	58	12		<28		
Venere	6070	0,950	0,0	0,88	0,815	5,2	244,3	retrogrado			3	
Terra	6378	1,000	0,0034	1,000	1,000	5,518		23	56	04,1	23	27
Marte	3395	0,532	0,009	0,149	0,1075	3,95		24	37	22,6	23	59
Giove	71300	11,180	0,063	1316	317,83	1,34	I*	9	50	30*	3	05
Saturno	60100	9,420	0,098	755	95,147	0,70		10	14		26	44
Urano	24500	3,840	0,06	52	14,54	1,58		10	48		97	55
Nettuno	25100	3,930	0,021	44	17,23	2,30		17	50		28	48
Plutone	1500	0,500	–	0,1	0,002	–	6	9				

* Nel sistema primo.

Tabella 14.5 Caratteristiche dei satelliti

Satellite			Periodo orbitale (R = Retrogrado)	Distanza dal pianeta	Massa 1/Pianeta	Raggio
			d		$\times 10^3$ km	km
Terra		Luna	27.321661	384.400	0.01230002	1738
Marte	I	Phobos	0.31891023	9.378	1.5×10^{-8}	$13.5 \times 10.8 \times 9.4$
	II	Deimos	1.2624407	23.459	3×10^{-9}	$7.5 \times 6.1 \times 5.5$
Giove	I	Io	1.769137 786	422	4.68×10^{-5}	1815
	II	Europa	3.551181041	671	2.52×10^{-5}	1569
	III	Ganimede	7.154 55296	1070	7.80×10^{-5}	2631
	IV	Callisto	16.6890184	1883	5.66×10^{-5}	2400
	V	Amalthea	0.49817905	181	38×10^{-10}	$135 \times 83 \times 75$
	VI	Himalia	250.5662	11480	50×10^{-10}	93
	VII	Elara	259.6528	11737	4×10^{-10}	38
	VIII	Pasiphae	735.R	23500	1×10^{-10}	25
	IX	Sinope	758.R	23700	0.4×10^{-10}	18
	X	Lysithea	259.22	11720	0.4×10^{-10}	18
	XI	Carme	692.R	22600	0.5×10^{-10}	20
	XII	Ananke	631.R	21200	0.2×10^{-10}	15
	XIII	Leda	238.72	11094	0.03×10^{-10}	8
	XIV	Thebe	0.6745	222	4×10^{-10}	55×45
	XV	Adrastea	0.29826	129	0.1×10^{-10}	12.510×7.5
	XVI	Metis	0.294780	128	0.5×10^{-10}	20
Saturno	I	Mimas	0.942421813	185.52	8.0×10^{-8}	196
	II	Enceladus	1.370217855	238.02	1.3×10^{-7}	250
	III	Tethys	1.887802160	294.66	1.3×10^{-6}	530
	IV	Dione	2.736914742	377.40	1.85×10^{-6}	560
	V	Rhea	4.517500436	527.04	4.4×10^{-6}	765
	VI	Titan	15.94542068	1221.83	2.38×10^{-4}	2575
	VII	Hyperion	21.2766088	1481.1	3×10^{-8}	$205 \times 130 \times 110$
	VIII	Iapetus	79.3301825	3561.3	3.3×10^{-6}	730
	IX	Phoebe	550.48R	12952	7×10^{-10}	110
	X	Janus	0.6945	151.472		$110 \times 100 \times 80$
	XI	Epimetheus	0.6942	151.422		$70 \times 60 \times 50$
	XII	Helene	2.7369	377.40		$18 \times 16 \times 15$
	XIII	Telesto	1.8878	294.66		$17 \times 14 \times 13$
	XIV	Calypso	1.8878	294.66		$17 \times 11 \times 11$
	XV	Allas	0.6019	137.670		20×10
	XVI	Prometheus	0.6130	139.353		$70 \times 50 \times 40$
	XVII	Pandora	0.628 5	141.700		$55 \times 45 \times 35$
Urano	I	Ariel	2.52037935	191.02	1.8×10^{-5}	579
	II	Umbriel	4.1441772	266.30	1.2×10^{-5}	586
	III	Titania	8.7058717	435.91	6.8×10^{-5}	790
	IV	Oberon	13.4632389	583.52	6.9×10^{-5}	762

continua

Satellite			Periodo orbitale (R = Retrogrado)	Distanza dal pianeta	Massa 1/Pianeta	Raggio
	V	Miranda	1.41347925	129.39	0.2×10^{-5}	240
	VI	Cordelia	0.335033	49.77		13
	VII	Ophelia	0.376409	53.79		15
	VIII	Bianca	0.434577	59.17		21
	IX	Cressida	0.463570	61.78		31
	X	Desdemona	0.473651	62.68		27
	XI	Juliet	0.493066	64.35		42
	XII	Portia	0.513196	66.09		54
	XIII	Rosalind	0.558459	69.94		27
	XIV	Belinda	0.623525	75.26		33
	XV	Puck	0.761832	86.01		77
Nettuno	I	Tritone	5.8768541 R	354.76	2.09×10^{-4}	1350
	II	Nereide	360.13619	5513.4	2×10^{-7}	170
		1989N1	1.122316	117.65		$218 \times 208 \times 201$
		1989N2	0.554654	73.55		104×89
		1989N3	0.334655	52.53		75
		1989N4	0.428745	61.95		80.:
		1989N5	0.311485	50.07		40.:
		1989N6	0.294396	48.23		27.:
Plutone	I	Caronte	6.38725	19.6	0.22	593

Aggiornata al 1.1.1993

Tabella 14.6 Costanti fisiche e astronomiche

Velocità della luce	c =	$3\ 10^{10}$ cm s^{-1}
Costante di Planck	h =	$6{,}62510^{-27}$ erg s
Costante di gravitazione	G =	$6{,}67\ 10^{-8}$ dine cm^2 g^{-2}
Carica dell'elettrone	e =	$4{,}803\ 10^{-10}$ esu
Massa dell'elettrone	m_e =	$9{,}1096\ 10^{-28}$ g
Massa del protone	m_p =	$1{,}6726\ 10^{-24}$ g
Massa del neutrone	m_n =	$1{,}6747\ 10^{-24}$ g
Numero di Avogadro	N =	$6{,}0222\ 10^{23}$
Unità di massa atomica	uma =	$1{,}661\ 10^{-24}$ g
Costante di Boltzmann	k =	$1{,}380\ 10^{-16}$ erg grado^{-1}
Elettrone volt	eV =	$1{,}602\ 10^{-12}$ erg
Costante di Stefan	σ =	$5{,}67\ 10^{-5}$ cm^{-2} grado^{-4} s^{-1} erg
Costante della pressione di radiazione	a =	$7{,}5641\ 10^{-15}$ erg cm^{-3} grado^{-4}
Costante dello spostamento di Wien	C =	0,2897 cm grado
Caloria	q =	$4{,}18\ 10^7$ erg
Costante dei gas	R =	$8{,}3\ 10^7$ erg grado^{-1} mole^{-1}
Atmosfera standard 760 mm	Hg =	1013250 dine cm^{-2}
Fattore di conversione dell'unit di massa atomica in MeV	uma =	931,48 MeV
Energia equivalente alla mass dell'elettrone	m_ec^2 =	0,5110 MeV
Un anno tropico	=	$3{,}156\ 10^7$ s
Unità astronomica	UA =	$1{,}496\ 10^{13}$ cm
Parsec	pc =	$3{,}08\ 10^{18}$ cm = 206265 UA = 3,261 a.l.
Anno luce	*a.l.* =	$9{,}4605\ 10^{17}$ cm = $6{,}324\ 10^4$ UA
Massa del Sole	$M_\odot$ =	$1{,}989\ 10^{33}$ g
Raggio del Sole	$R_\odot$ =	$6{,}960\ 10^{10}$ cm
Luminosità del Sole	$L_\odot$ =	$3{,}9\ 10^{33}$ erg s^{-1}
Massa della Terra	M_T =	$5{,}977\ 10^{27}$ g
Densità media della Terra	ρ_T =	5,517 g cm^{-3}
Raggio medio della Terra	R_T =	6378 km
Parallasse solare	π =	8″,7942
Costante solare	q =	1,90 piccole cal. cm^{-2} min^{-1}
	=	$1{,}36\ 10^6$ erg cm^{-2} s^{-1}
	=	1,36 kW m^{-2}

Parte II

ESERCITAZIONI, QUESTIONI, PROBLEMI