

Emanuele De Rosa

Antonio Rinalducci

Filippo Santi

# APPUNTI DI ASTRONOMIA

**teoria e pratica**

Gruppo Astrofili Keplero



## **Ringraziamenti**

Il *GAK* – Gruppo Astrofili Keplero è molto cresciuto dal lontano 1986, anno della sua nascita. Di ciò dobbiamo ringraziare un gran numero di persone: i proff. Lovesio e Santini, i “padri fondatori” dell’attività astronomica al Liceo Keplero; il prof. Torreggiani, che – volente o nolente! – raccolse il loro testimone; i presidi Sassone e Pelino, che da scettici sono diventati presto accesi sostenitori delle nostre iniziative; la quasi totalità del corpo insegnante del Keplero ed i molti amici che ci hanno continuamente appoggiato (evitiamo l’elenco per timore di dimenticare qualcuno!).

Consentiteci però una “menzione di merito” per le professoresse Manzella e Petrone, che da quattro anni coordinano le attività del Gruppo, sorbendosi per di più le nostre lezioni insieme agli studenti, comprese le fredde serate invernali sul terrazzo della scuola! Senza le loro continue e costanti presenze, il GAK non sarebbe certo lo stesso.

A tutti il nostro più sincero grazie.

Emanuele De Rosa  
Antonio Rinalducci  
Filippo Santi

I Edizione – Novembre 1996

La presente opera è **libera da qualsiasi vincolo di copyright** e può essere fotocopiata, integralmente o parzialmente, e distribuita **al solo costo della riproduzione fotostatica**, a chiunque ne faccia richiesta.

gli autori

## PREFAZIONE

Per quant'io possa ricordare, non ho mai visto una *Prefazione* che avesse altro scopo che quello di fornire delle ragioni che giustificassero la pubblicazione del libro.

(Mark Twain)

Il lettore troverà riuniti, nelle pagine seguenti, argomenti difficilmente reperibili in un unico testo. Esistono, infatti, numerose pubblicazioni, alcune di queste indicate nella nota bibliografica alla fine di queste dispense, che coprono in ogni dettaglio i temi da noi trattati, ma con un taglio spesso inadatto alle conoscenze matematiche, geometriche e fisiche degli allievi di un liceo scientifico, ai quali questi appunti sono espressamente dedicati.

Quello che si è cercato di fare è stato di selezionare gli argomenti teorici che abbiamo giudicato “indispensabili” per chi voglia cimentarsi con l’attività astronomica amatoriale, e di rielaborarli per poterli presentare in modo (speriamo) chiaro e comprensibile a studenti ai quali siano note le fondamentali nozioni matematico-geometriche del biennio del liceo scientifico.

Essendo questa la prima edizione, i lettori (ci perdonino!) saranno le “cavie” che diranno se siamo riusciti nel nostro intento. Saranno quindi apprezzate le critiche e graditi i suggerimenti da parte di tutti.



# **INDICE**

## **CAPITOLO 1 – L’ASTRONOMIA DESCRITTIVA**

1.1	La Sfera Celeste	1-1
1.2	Il Sistema Altazimutale	1-2
1.3	Il Sistema Equatoriale	1-10
1.4	Il Tempo Siderale	1-13

## **CAPITOLO 2 – LA MISURA DEL TEMPO**

2.1	L’Anno	2-1
2.2	La Data Giuliana	2-5
2.3	Le Stagioni	2-6
2.4	Tempo Siderale Medio Locale e Tempo Universale	2-9
2.5	Calcolo del Tempo Siderale Locale di Greenwich	2-10
2.6	Calcolo del Tempo Siderale Locale	2-11

## **CAPITOLO 3 – IL MOTO DEI PIANETI**

3.1	Le Leggi del Moto dei Pianeti	3-1
3.2	Moti Apparenti	3-3
3.3	Moti Orbitali	3-7

## **CAPITOLO 4 – LA LUNA**

4.1	Moti e Aspetti della Luna	4-1
4.2	Le Eclissi	4-7
4.3	Le Occultazioni	4-10

## **CAPITOLO 5 – L’OTTICA E IL TELESCOPIO - LA PERCEZIONE VISIVA**

5.1	L’Optica Geometrica e i Raggi Luminosi	5-1
5.2	Le Lenti e gli Specchi	5-2



5.3	Il Cannocchiale	5-10
5.4	Le Caratteristiche degli Strumenti di Osservazione	
	5-11	
5.5	Le Aberrazioni di Lenti e Specchi	5-12
5.6	Il Telescopio Riflettore	5-13
5.6.1	Telescopio Newtoniano	5-14
5.6.2	Telescopio Cassegrain	5-15
5.6.3	Telescopio Schmidt	5-15
5.6.4	Telescopio Schmidt-Cassegrain	
	5-15	
5.7	Gli Oculari	5-16
5.8	La Percezione Visiva come Caratteristica Soggettiva	5-16
5.9	L'Occhio Umano	5-17
5.10	Generalità sulla Sensazione Visiva	5-21

## **CAPITOLO 6 – LA FOTOGRAFIA ASTRONOMICA**

6.1	La Macchina Fotografica	6-1
6.2	Astrofotografia	6-4

## **CAPITOLO 7 – L'OSSERVAZIONE DEL CIELO**

7.1	Preparazione di un'Osservazione	7-1
7.2	Le Stelle e le Costellazioni	7-2
7.3	Le Mappe Celesti	7-4
7.4	Lo Splendore delle Stelle	
	7-6	
7.5	Stelle Doppie e Variabili	7-7
7.6	Ammassi Stellari, Nebulose e Galassie	7-9
7.7	Osservazioni nel Sistema Solare	7-12

## **APPENDICE A – Interpolazione**

A.1	Interpolazione Lineare	A-1
A.2	Formule di Interpolazione non Lineare	
	A-3	
A.2.1	Interpolazione da tre valori tabellari	A-3
A.2.2	Interpolazione da cinque valori tabellari	A-4

## **APPENDICE B – Il Sistema Sessagesimale: metodi di conversione**

B.1	La Misura degli Angoli in Astronomia	
	B-1	
B.2	Conversione tra le Unità di Misura	B-2
B.2.1	Conversione da sessagesimale a decimale	B-2
B.2.2	Conversione da decimale a sessagesimale	B-3
B.2.3	Conversione da decimale a orario	B-3
B.2.4	Conversione da orario a decimale	B-3
B.2.5	Conversione tra radianti e gradi	
	B-4	
B.3	Uso dei Tempi nei Calcoli Astronomici	B-4

## **APPENDICE C – Il Problema del Sorgere, del Transito e del Tramontare**

C.1	Definizione del Problema	
	C-1	
C.2	Risoluzione Generale del Problema	C-3
C.3	Il Problema del Sorgere, del Transito e del Tramontare	C-4
C.3.1	I Fusi Orari	C-4
C.3.2	Il Transito del Sole sul Meridiano Locale	C-7
C.3.3	Il Sorgere e il Tramontare del Sole	C-7
C.4	Limiti dei Metodi di Calcolo	C-8

## **APPENDICE D – Astronomia col Computer**

D.1	Introduzione	
	D-1	
D.1.1	Alcune Precisazioni sul Calcolo	
	D-2	
D.2	Conversione di Coordinate	D-3
D.2.1	Conversione da coordinate equatoriali ad altazimutali	D-4
D.2.2	Conversione da coordinate altazimutali ad equatoriali	D-4
D.3	Data Giuliana	D-4
D.3.1	Conversione da Data Civile a Data Giuliana	D-5
D.3.2	Conversione da Data Giuliana a Data Civile	D-5

**APPENDICE E – Calcolo Approssimato delle Effemeridi dei Pianeti**

Soluzioni dei problemi proposti

Nota Bibliografica



La visione del cielo stellato, in una limpida notte illune, costituisce uno dei più straordinari spettacoli offerti dalla natura. Dinanzi al brulichio di mille luci scintillanti, alcune di fulgido splendore, altre fioche e lontane, quasi impercettibili all'occhio, l'uomo, oggi ancora, non sa sottrarsi a un intimo senso di smarrimento, alla sensazione di trovarsi quasi sperduto nel mondo sconfinato e ignoto aperto davanti ai suoi occhi. E gli capita talvolta di fantasticare sul significato dell'universo, su ciò che esso rappresenta (se pure ha senso parlarne) nei confronti dell'uomo, sull'origine del cosmo, sul suo divenire. Problemi non nuovi, che si presentarono all'uomo molti millenni fa, quando sottratto ormai alle esigenze primordiali della pura sopravvivenza, fu spinto dalla curiosità di conoscere la ragione delle cose ed il mondo attorno a sé. Allora ogni fenomeno naturale trovava la più facile spiegazione nell'intervento di forze soprannaturali. Un'eclisse di Sole o di Luna, l'apparizione di una cometa, lo schianto d'un fulmine erano interpretati come segni del malumore degli dei; ed il cielo, le stelle e i pianeti costituivano per così dire una tavola magica dov'erano segnati, in geroglifici misteriosi e indelebili, i destini degli uomini.

(Leonida Rosino, *L'evoluzione delle stelle*)

# CAPITOLO 1

## L'ASTRONOMIA DESCRITTIVA

Un famoso scienziato (secondo alcuni fu Bertrand Russell) tenne una volta una conferenza pubblica su un argomento di astronomia. Egli parlò di come la Terra orbiti intorno al Sole e di come il Sole, a sua volta, compia un'ampia rivoluzione intorno al centro di un immenso aggregato di stelle noto come la nostra galassia. Al termine della conferenza, una piccola vecchia signora in fondo alla sala si alzò in piedi e disse: «Quel che lei ci ha raccontato sono tutte frottole. Il mondo, in realtà, è un disco piatto che poggia sul dorso di una tartaruga». Lo scienziato si lasciò sfuggire un sorriso di superiorità prima di rispondere: «E su che cosa poggia la tartaruga?». «Lei è molto intelligente, giovanotto, davvero molto», disse la vecchia signora. «Ma ogni tartaruga poggia su un'altra tartaruga!»

(Stephen Hawking, *Dal Big Bang ai Buchi Neri*)

### 1.1 La Sfera Celeste

Fino a qualche secolo fa il cielo era pensato come una sfera concentrica alla Terra e ruotante intorno ad essa con il periodo di un giorno. Incastonate come gemme sulla *sfera celeste* e trascinate con essa nel moto giornaliero erano le stelle, dette *fisse* per via delle loro posizioni reciproche immutabili nel tempo. A differenza di queste, i *pianeti* si muovevano seguendo traiettorie bizzarre, cambiando più o meno rapidamente la loro luminosità e la loro posizione rispetto alle stelle fisse.

Oggi sappiamo che l'universo è ben diverso dal cielo di Aristotele. Le stelle sono tutt'altro che immobili, e sembrano equidistanti solo a causa dell'enorme distanza che le separa da noi e che rende impossibile la percezione della prospettiva. Tuttavia, l'Astronomia moderna fa ancora uso dei concetti di sfera celeste e stelle fisse poiché, come vedremo, risultano estremamente utili nella pratica.

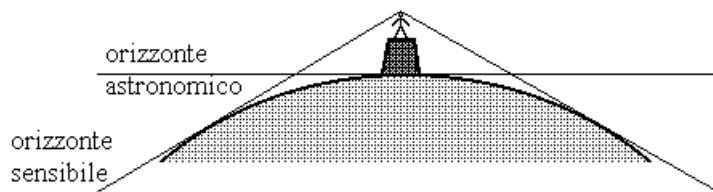
Così, pur sapendo che il *modello* che stiamo utilizzando per la descrizione della realtà fisica non è ad essa rispondente, supporremo ugualmente che gli astri siano collocati su una superficie sferica di raggio infinitamente grande e concentrica alla Terra. Da ogni luogo della Terra che abbia l'orizzonte libero è possibile vedere metà della sfera celeste (o poco meno).

Possiamo allora porci la domanda: quale porzione di cielo si può vedere da una certa località in un certo istante? Rispondere a questo quesito è il compito primario dell'*Astronomia descrittiva*.

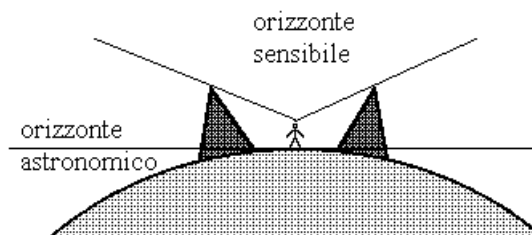
## 1.2 Il Sistema Altazimutale

Si definisce *orizzonte astronomico* l'intersezione tra la sfera celeste e il piano tangente al globo terrestre (*piano orizzontale*) nel punto in cui si trova l'osservatore. L'orizzonte astronomico non coincide generalmente con l'*orizzonte sensibile*, che è la linea che separa il cielo dalla terra o dall'acqua. Se l'osservatore si trova in un luogo sopraelevato rispetto alle zone circostanti (fig. 1.1a), l'orizzonte sensibile è più basso dell'orizzonte astronomico e quindi si può vedere più di metà del cielo. Se invece è situato in una valle circondata da una catena montuosa (fig. 1.1b), l'orizzonte sensibile è costituito dalla linea delle creste delle montagne e perciò la parte più bassa della volta celeste non risulta visibile.

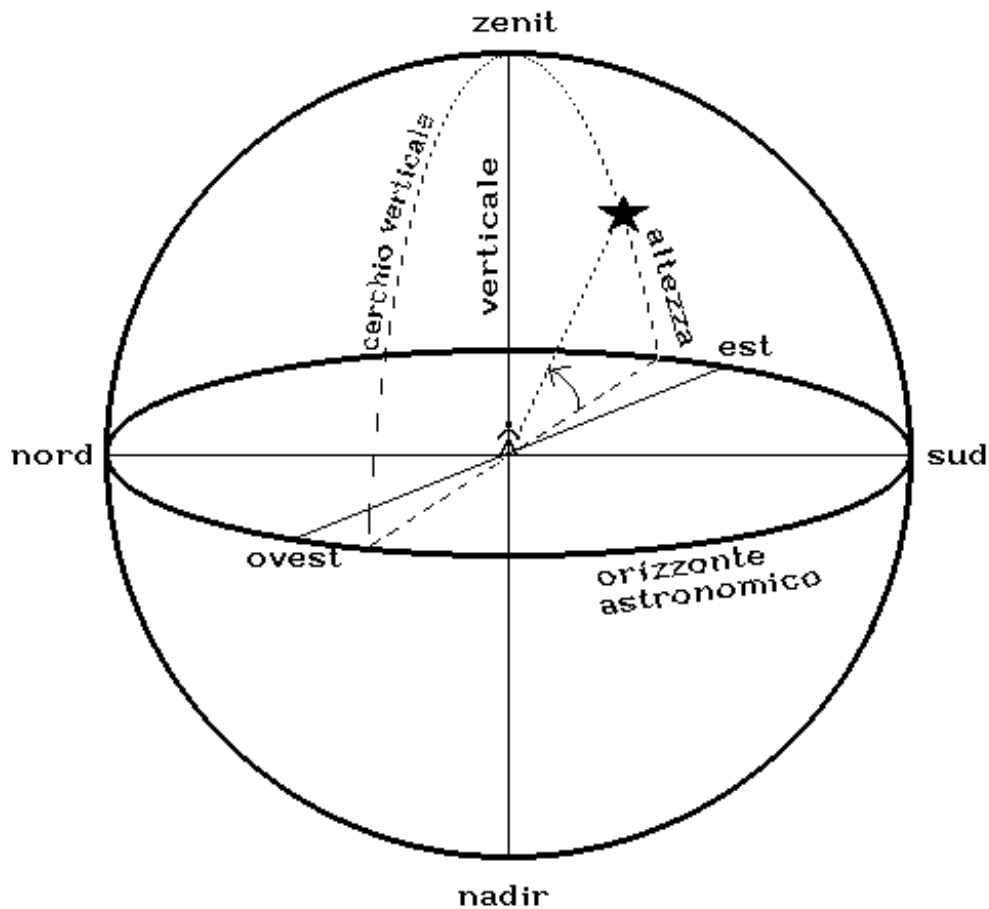
La distanza angolare di un punto dall'orizzonte astronomico (fig. 1.2), misurata su un arco di *cerchio massimo* (cioè avente lo stesso diametro della sfera celeste) perpendicolare all'orizzonte stesso – *cerchio verticale* – è detta *altezza*. Essa è indicata solitamente con  $H$ , il che però non deve trarre in inganno: l'altezza di cui stiamo parlando non è la lunghezza di un segmento, ma di un arco di circonferenza.



**Figura 1.1a**



**Figura 1.1b**



**Figura 1.2**

La perpendicolare al piano orizzontale, detta *verticale* ed individuata dalla direzione di un filo a piombo, interseca la sfera celeste in due punti: uno sopra la testa dell'osservatore, detto *zenit*, ed uno in direzione opposta, detto *nadir* (con l'accento rigorosamente sulla "i"!)

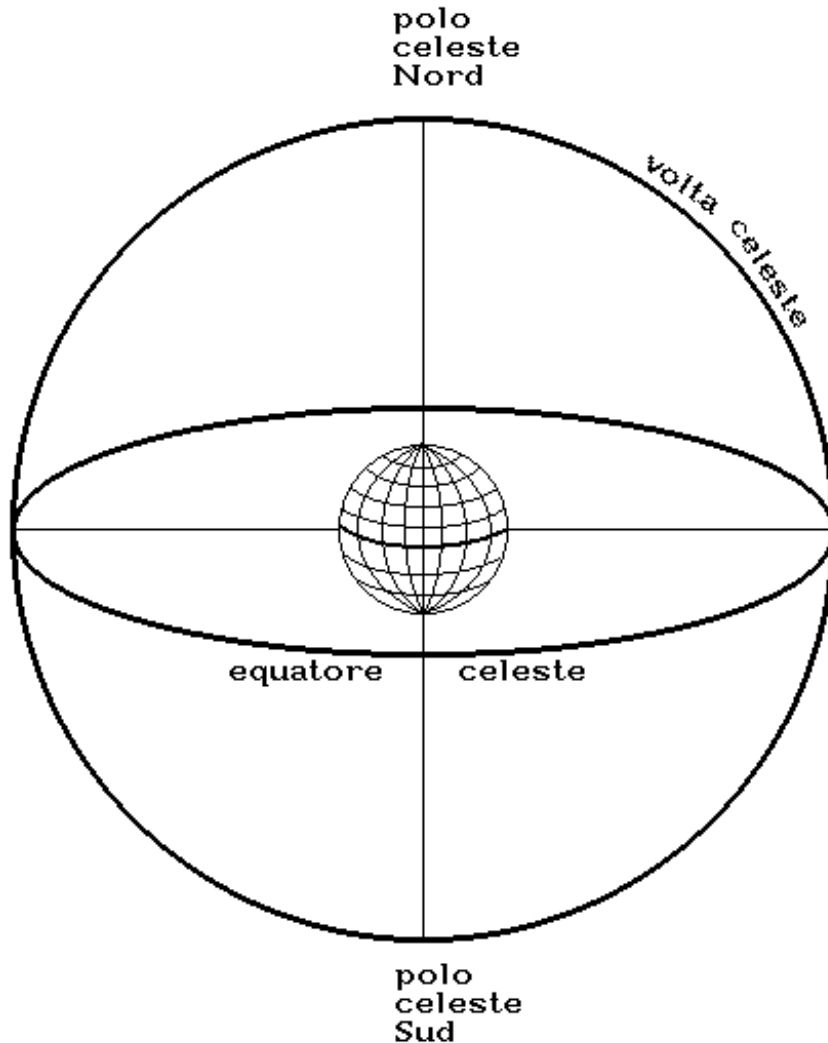
**Problema 1.1.** Qual è l'altezza dello zenit? Quale quella del nadir?

L'*asse terrestre*, cioè l'asse intorno al quale la Terra ruota compiendo un giro al giorno, interseca anch'esso la sfera celeste in due punti, detti *poli celesti Nord* e *Sud*. Questi vanno distinti dai *poli geografici* individuati dall'intersezione dell'asse con la superficie terrestre.

Il piano perpendicolare all'asse terrestre è detto *piano equatoriale*, poiché contiene l'equatore terrestre (fig. 1.3). L'intersezione tra detto piano



e la volta celeste è un cerchio massimo della sfera celeste che prende il nome di *equatore celeste*.



**Figura 1.3**

L'equatore celeste coincide con l'orizzonte astronomico per osservatori situati ai poli (fig. 1.4a). Per un osservatore situato all'equatore geografico, invece, i poli celesti giacciono sull'orizzonte ed individuano le direzioni Nord e Sud, mentre l'equatore celeste passa per lo zenit ed il nadir, ed interseca l'orizzonte nei punti che individuano le direzioni Est ed Ovest (fig. 1.4b). Nelle località poste tra l'equatore e i poli geografici, i poli celesti e l'equatore celeste avranno altezze intermedie (fig. 1.4c).

Più in generale, per un osservatore posto nell'emisfero boreale:

1. l'altezza del polo Nord celeste è pari alla latitudine  $\phi$  del luogo d'osservazione;
2. l'altezza massima dell'equatore celeste è pari al complementare della latitudine del luogo d'osservazione.

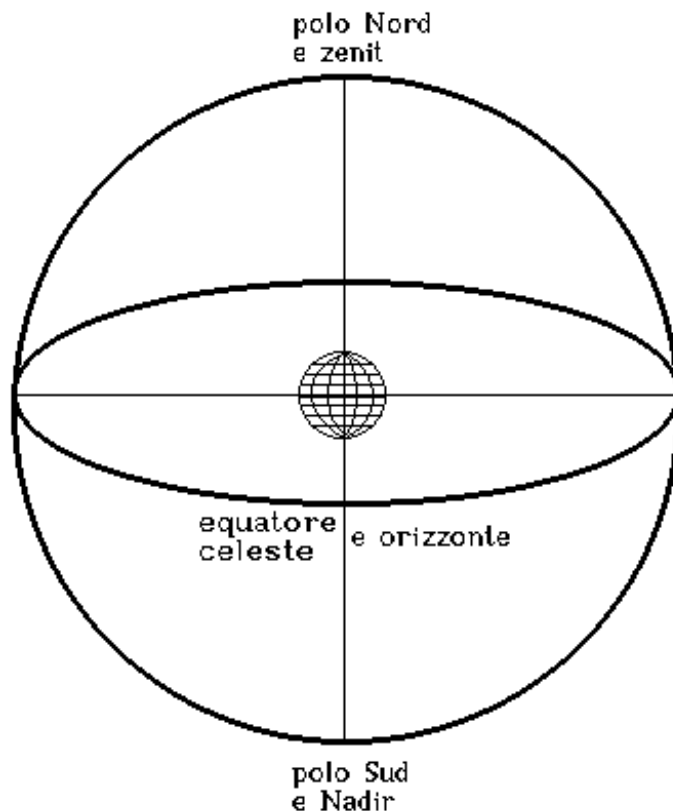
Provate a dimostrare queste due affermazioni (occorre solo ricordare un paio di teoremi di geometria sugli angoli); se non doveste riuscirci, aiutatevi con la fig. 1.5.

**Problema 1.2.** In quale località della Terra il polo Nord celeste coincide con lo zenit? In quale coincide con il nadir?

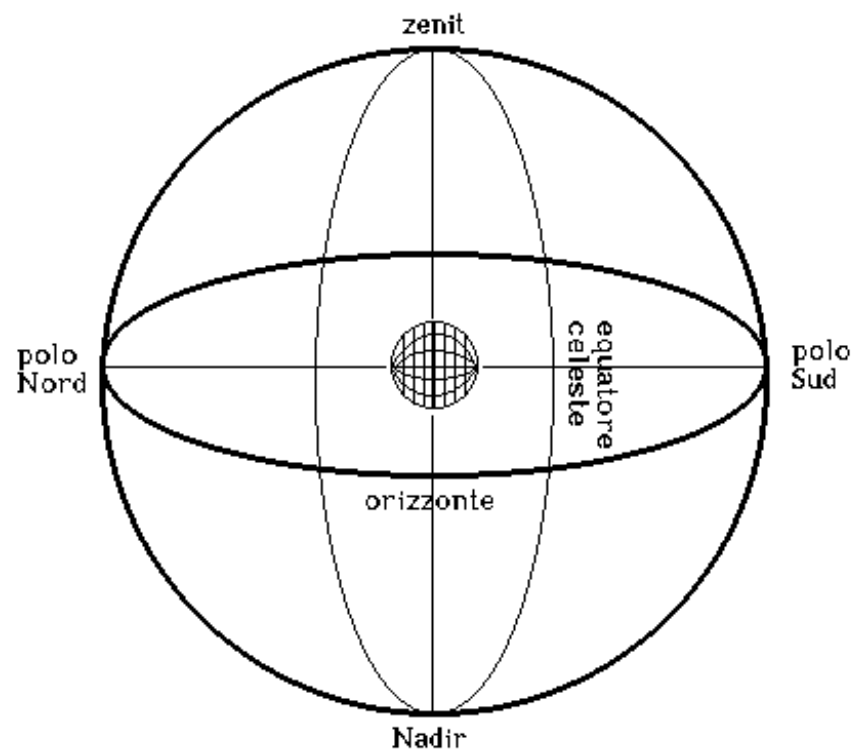
**Problema 1.3.** Perché, nell'affermazione 2), si è specificato "altezza massima"?

**Problema 1.4.** Qual è l'altezza del polo Sud in una località dell'emisfero boreale?

**Problema 1.5.** Come si modificano le affermazioni 1) e 2) e la risposta al Problema 1.4 per una località posta nell'emisfero australe?



**Figura 1.4a**



**Figura 1.4b**

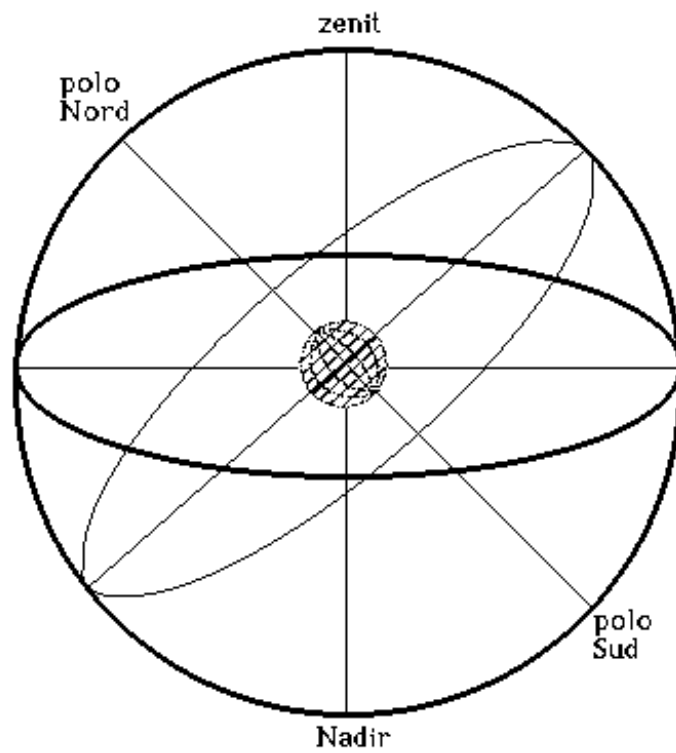


Figura 1.4c

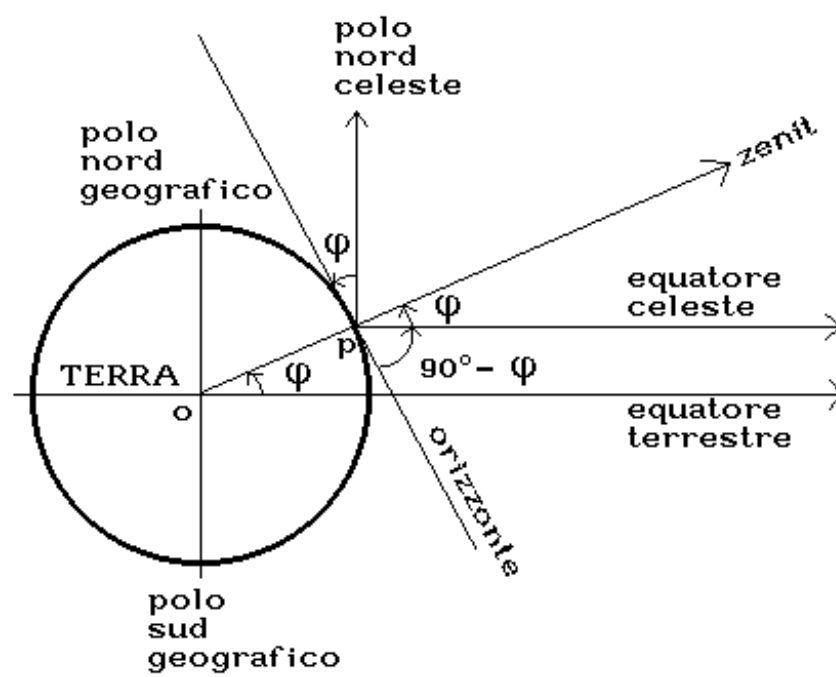


Figura 1.5

Il cerchio massimo contenente i poli celesti, lo zenit ed il nadir prende il nome di *cerchio meridiano* (o anche, semplicemente, *meridiano*). La sua intersezione con l'orizzonte astronomico individua le direzioni Nord e Sud.

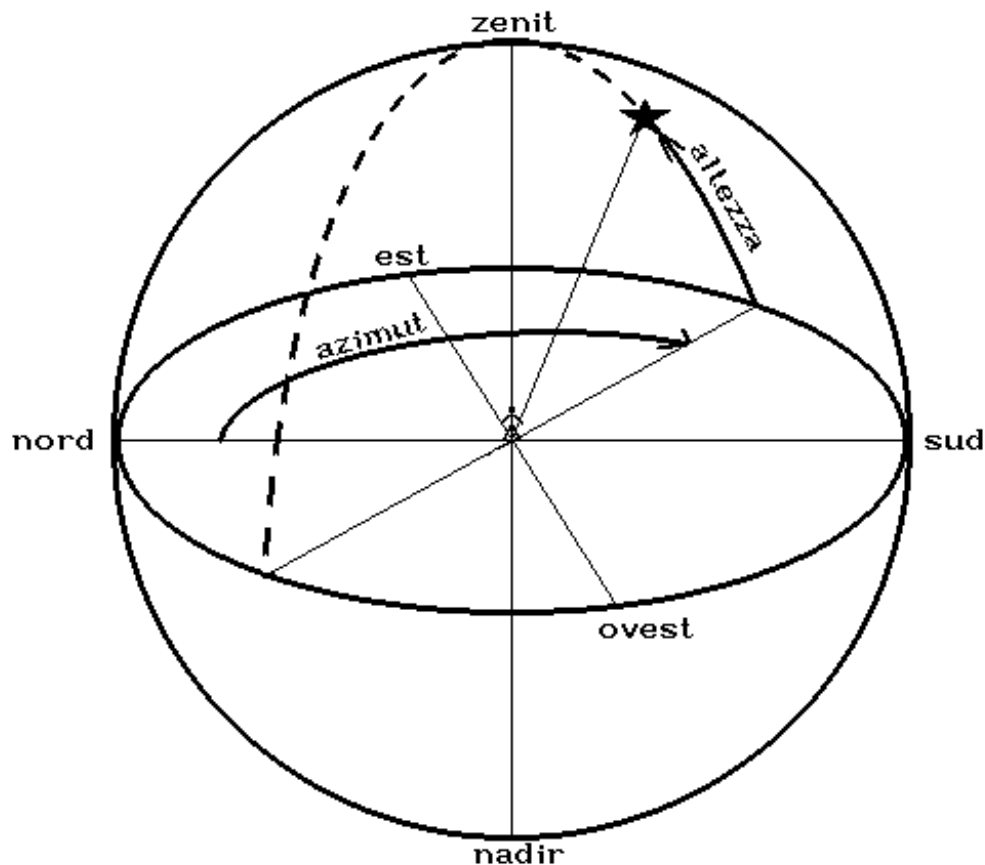
La distanza angolare dalla direzione Nord di un punto situato sull'orizzonte prende il nome di *azimut* (indicato con  $A$ ). Essendo l'azimut contato in senso orario, i punti Est, Sud, Ovest e Nord hanno rispettivamente  $A = +90^\circ$ ,  $+180^\circ$ ,  $+270^\circ$  (o anche  $-90^\circ$ ) e  $+360^\circ$  (equivalente a  $0^\circ$ )<sup>1</sup>.

L'altezza e l'azimut sono sufficienti a determinare la posizione di un qualsiasi oggetto sulla volta celeste, così come latitudine e longitudine sono sufficienti a determinare la posizione di una qualsiasi località sulla superficie terrestre. Il sistema di riferimento che utilizza altezza e azimut come coordinate è chiamato, senza molta fantasia, *altazimutale* (fig. 1.6).

Si nota subito che, per quanto detto, quello altazimutale è un sistema di riferimento *locale*, cioè l'altezza e l'azimut di un astro cambiano se si cambia il punto di osservazione. Ciò costituisce uno svantaggio, perché le stesse coordinate individuano punti diversi della sfera celeste a seconda della località di osservazione.

---

<sup>1</sup> Si faccia attenzione poiché questa convenzione è stata introdotta solo di recente in modo da uniformarla con quella geografica. In molti testi astronomici, un azimut di  $0^\circ$  corrisponde ancora al Sud.



**Figura 1.6**

**Problema 1.6.** Dire qual è l'altezza della Stella Polare (considerandola coincidente con il polo Nord celeste) nelle seguenti località: polo Nord, circolo polare artico, Roma (latitudine  $42^\circ$  Nord), tropico del Cancro, equatore, tropico del Capricorno, circolo polare antartico, polo Sud<sup>2</sup>.

Esiste poi un secondo svantaggio del sistema altazimutale: la dipendenza di altezza ed azimut dal tempo, dovuta al moto di rotazione della Terra intorno al suo asse.

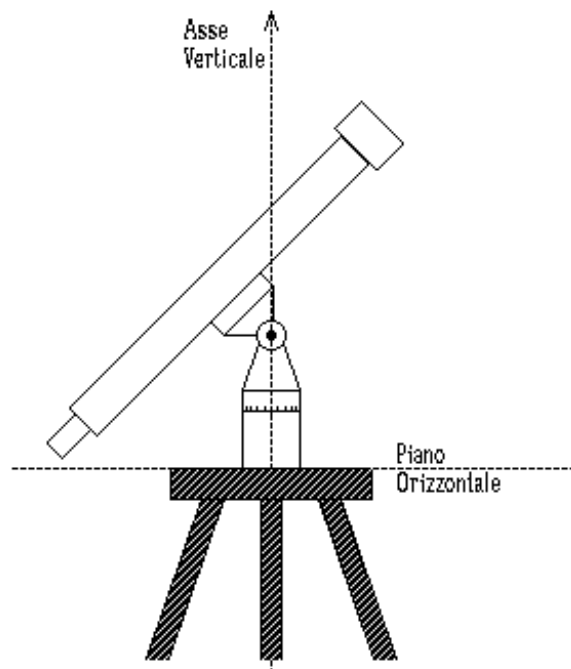
Tale moto risulta evidente osservando il movimento apparente del Sole sulla sfera celeste: esso sorge, in un punto situato genericamente verso oriente, culmina – cioè transita al meridiano, attingendo in tale punto la

<sup>2</sup> Si rammenta che i tropici del Cancro e del Capricorno sono i paralleli sui quali il Sole è allo zenit nei giorni del Solstizio estivo ed invernale rispettivamente; essi hanno latitudine  $23^\circ 27'$  N il primo e  $23^\circ 27'$  S il secondo. I circoli polari Artico e Antartico sono i paralleli sui quali il Sole ha altezza nulla nei giorni degli Equinozi; essi hanno latitudine  $66^\circ 33'$  N il primo e  $66^\circ 33'$  S il secondo.

massima altezza della giornata – e tramonta, in un punto situato genericamente verso occidente.

Di notte, allo stesso modo, le stelle sorgono, culminano e tramontano compiendo traiettorie ad arco di cerchio. Riprendendo in esame la fig. 1.4a, un osservatore posto al polo Nord vede tutte le stelle descrivere cerchi paralleli all'orizzonte, senza che nessuna di esse sorga o tramonti mai. Invece, per un osservatore situato all'equatore (fig. 1.4b), le stelle descrivono circonferenze perpendicolari all'orizzonte, rimanendo 12 ore sopra e 12 ore sotto di esso. Infine, un osservatore che si trovi ad una latitudine intermedia (fig. 1.4c) vede le stelle descrivere archi di circonferenza obliqui rispetto all'orizzonte: in particolare, le stelle che distano dal polo Nord di un arco minore della latitudine del luogo non tramontano mai (*stelle circumpolari*); quelle che distano dal polo Sud di un arco minore della latitudine del luogo non sorgono mai; tutte le altre sorgono e tramontano percorrendo sopra l'orizzonte un arco tanto più lungo quanto più sono prossime al polo Nord.

**Problema 1.7.** Esistono punti della sfera celeste la cui altezza non cambia nel tempo? Ed esistono punti il cui azimut non cambia nel tempo?



**Figura 1.7**

Il sistema altazimutale, quindi, sebbene comodo (altezza e azimuth possono essere misurate utilizzando strumenti estremamente semplici), non è il più adatto per le osservazioni astronomiche in quanto le sue coordinate sono locali e dipendenti dal tempo. Esso è tuttavia ampiamente utilizzato in altri campi, quali la navigazione aerea, navale e spaziale.

La *montatura* di molti telescopi – ossia il meccanismo che li sostiene e ne consente il puntamento – è realizzata con un sistema che fa uso delle coordinate altazimutali.

La *montatura altazimutale* consiste di una doppia cerniera: l'asse della prima cerniera viene disposto parallelamente alla verticale locale; l'asse della seconda, perpendicolare alla prima, parallelamente al piano orizzontale (fig. 1.7). In tal modo, una rotazione intorno alla prima consente di variare il solo azimuth; una rotazione intorno alla seconda la sola altezza. Evidentemente, per mantenere il telescopio puntato sull'oggetto celeste desiderato occorreranno continue correzioni su entrambi gli assi.

### 1.3 Il Sistema Equatoriale

Il sistema di riferimento equatoriale può essere costruito proiettando sulla sfera celeste il sistema di coordinate geografiche. Si può così tracciare su di essa un reticolo di meridiani e paralleli come sulla superficie terrestre.

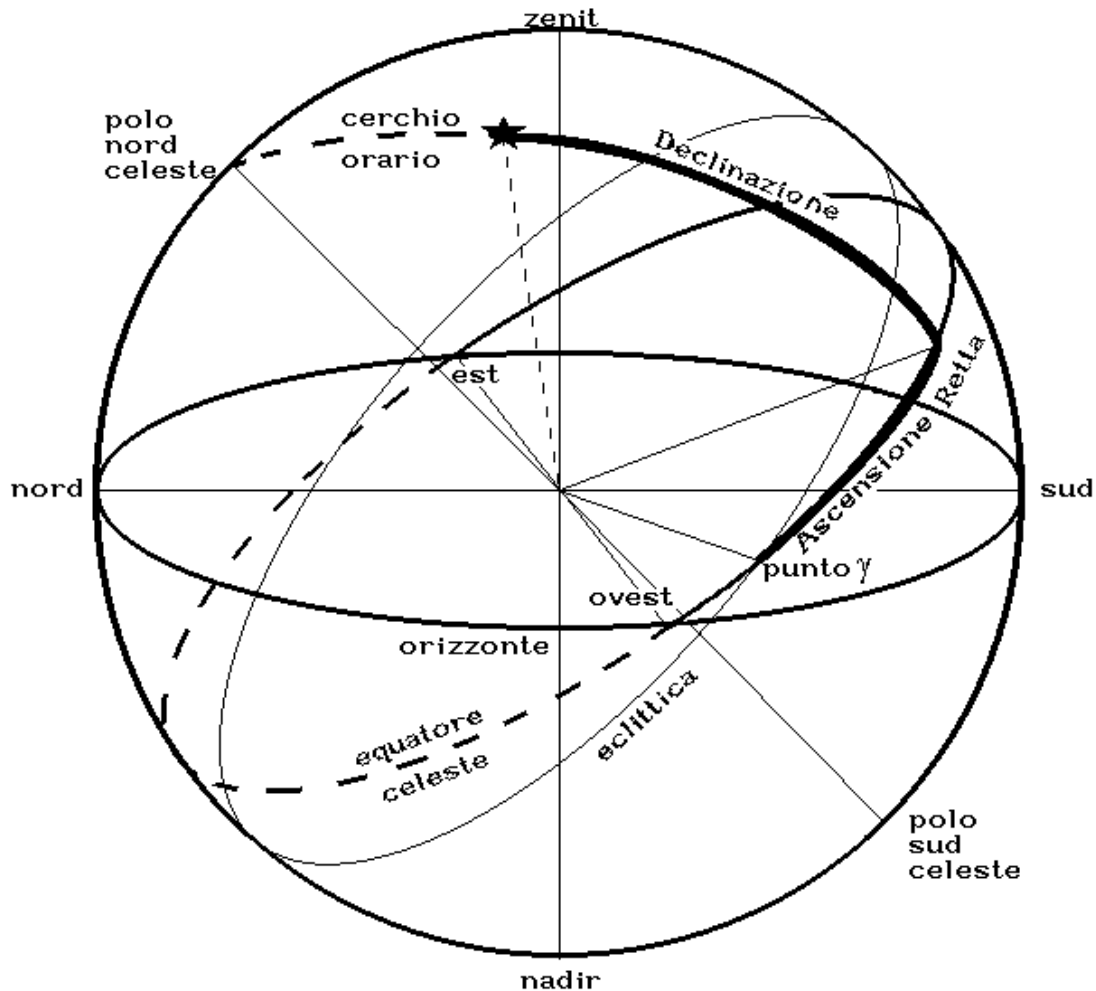
Come è noto, il parallelo fondamentale sulla Terra è l'equatore. Il parallelo fondamentale sulla sfera celeste è l'*equatore celeste*, che è la sua proiezione su di essa (fig. 1.3). La distanza angolare di un punto della sfera celeste dall'equatore celeste, misurata su un arco di cerchio massimo ad esso perpendicolare (*cerchio orario*), è detta *declinazione* (indicata con la lettera greca  $\delta$ ), ed è l'analoga della coordinata geografica "latitudine" (fig. 1.8).

Per quel che riguarda l'altra coordinata, che fa le veci della longitudine geografica, occorre definire convenzionalmente un meridiano di riferimento, essendo questi ultimi tutti identici fra loro. Sulla Terra si è scelto arbitrariamente il meridiano di *Greenwich* come meridiano zero; sulla volta celeste il problema è un po' più complesso a causa del moto di rotazione della Terra. Infatti, il meridiano di Greenwich si proietta in cerchi differenti a seconda dell'istante in cui si effettua la proiezione.

Si è scelto allora come meridiano zero della sfera celeste il meridiano passante per il punto d'intersezione tra l'equatore celeste e l'*eclittica*, che è il piano su cui giace l'orbita terrestre. Questo particolare punto fisso (o



quasi tale, come vedremo più avanti) è detto *punto d'Ariete* o anche, impropriamente, *punto gamma*.



**Figura 1.8**

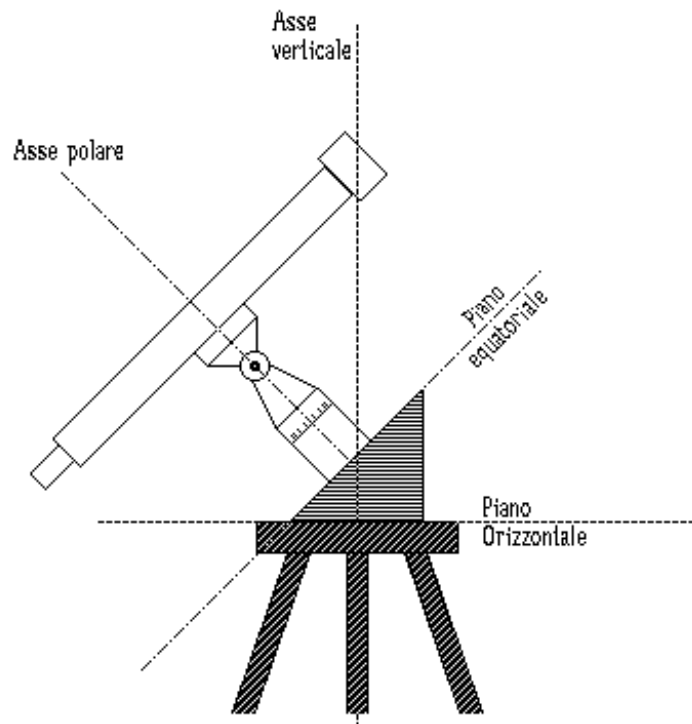
La prima denominazione è dovuta al fatto che il Sole transita per quel punto nell'istante dell'equinozio di primavera e fa il suo ingresso nel segno zodiacale dell'Ariete. La seconda è legata alla somiglianza tra la lettera greca gamma ( $\gamma$ ) e il simbolo del segno dell'Ariete ( $\text{♈}$ ).

La distanza angolare di un punto situato sull'equatore celeste dal punto d'Ariete, misurata sullo stesso equatore celeste in senso antiorario (da Ovest verso Est), è detta *ascensione retta* (ed indicata con  $\alpha$  o A.R.). Per motivi che risulteranno più chiari nel séguito, l'ascensione retta si misura in ore e minuti anziché in gradi, ossia si divide la circonferenza in 24 parti anziché in  $360^\circ$  (v. in proposito l'appendice B).

Sebbene più complesso nella definizione, il sistema equatoriale non presenta gli svantaggi di quello altazimutale. Infatti, al ruotare della sfera celeste, **la declinazione non cambia perché la traiettoria della stella nel suo moto apparente è un arco di cerchio parallelo all'equatore celeste; e nemmeno la sua ascensione retta varia, perché sia la stella che il punto d'Ariete ruotano solidalmente alla sfera celeste.**

Inoltre, **declinazione ed ascensione retta non variano se l'osservatore si sposta da un luogo all'altro della Terra, in quanto per la loro definizione non si sono utilizzati punti o cerchi di riferimento locali.**

Per questi motivi, la montatura più efficiente per un telescopio è quella *equatoriale* (fig. 1.9).



**Figura 1.9**

In pratica, questa montatura altro non è che una montatura altazimutale ruotata in modo che quello che era l'asse verticale diventi parallelo all'asse polare e quello che era il piano orizzontale si disponga parallelamente al piano equatoriale. Così, una rotazione intorno alla cerniera con asse parallelo all'asse polare provoca una variazione della sola ascensione retta, men-

tre una rotazione intorno all'altra cerniera, avente asse parallelo al piano equatoriale, fa variare la sola declinazione.

La principale difficoltà nell'uso delle coordinate equatoriali è che, una volta note ascensione retta e declinazione di un astro, non se ne può determinare la posizione in cielo a meno che non si sappia dove si trovano l'equatore celeste ed il punto d'Ariete.

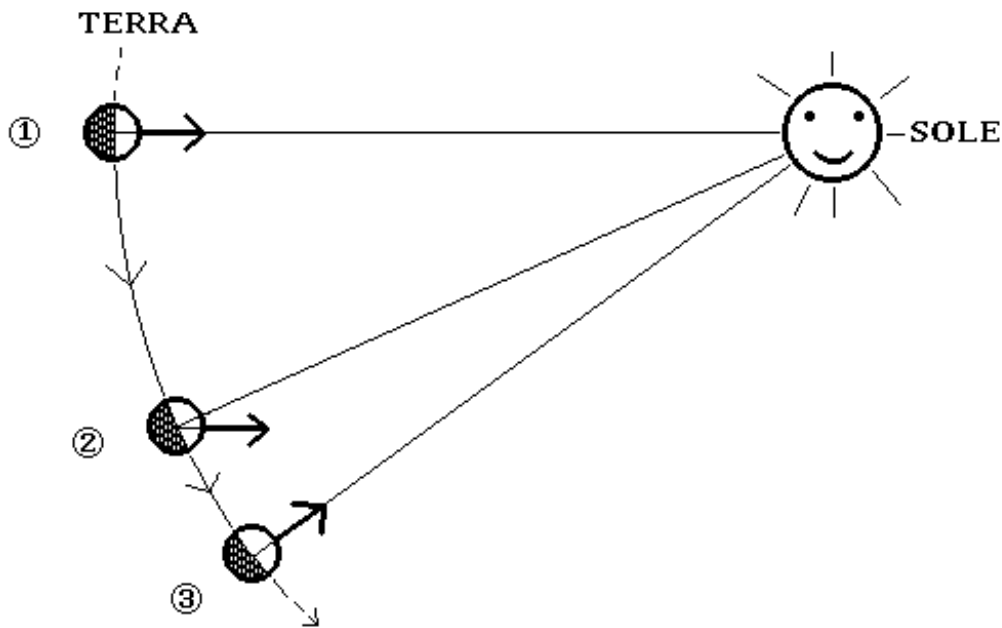
Per quel che riguarda l'equatore celeste, utilizziamo la proprietà trovata al paragrafo precedente ed illustrata in fig. 1.5: l'altezza massima dell'equatore celeste è pari al complementare della latitudine del luogo d'osservazione. E' dunque sufficiente individuare le direzioni Nord e Sud (con una bussola o orientandosi con la Stella Polare o con il Sole) e, a partire dall'orizzonte in direzione Sud, misurare un'altezza di  $90^\circ$  meno la latitudine locale (per Roma,  $90^\circ - 42^\circ = 48^\circ$ ).

L'individuazione del punto d'Ariete non è altrettanto semplice, poiché la sua posizione rispetto al meridiano e all'orizzonte cambia in continuazione. Per poter risolvere questo problema occorre esaminare in modo più approfondito i moti della Terra intorno al suo asse ed intorno al Sole.

## 1.4 Il Tempo Siderale

Quando, per la misura del tempo, usiamo i termini “ore”, “minuti” e “secondi”, intendiamo riferirci a unità di *Tempo Civile*, o *Tempo Solare Medio*, che è il tempo misurato dai comuni orologi.

Il computo del tempo civile è regolato dal moto apparente del Sole, ossia dal moto della Terra intorno al suo asse polare (detto *rotazione*, e compiuto in un giorno) e intorno al Sole (detto *rivoluzione*, e compiuto in un anno, ossia 365 giorni circa).



**Figura 1.10**

Si definisce *giorno solare apparente* l'intervallo di tempo che intercorre tra due successivi transiti del Sole per il meridiano locale (dalla posizione ① alla ③ di fig. 1.10). A causa del suo moto di rivoluzione intorno al Sole, in questo lasso di tempo la Terra compie più di un giro su sé stessa rispetto alle stelle fisse: infatti, la rotazione rispetto a queste ultime si completa in ②, quando la freccia solidale alla Terra è nuovamente orizzontale<sup>3</sup>.

La Terra compie una rivoluzione completa ( $360^\circ$ ) intorno al Sole in 365 giorni, e pertanto si muove di  $360^\circ/365 \cong 0^\circ,986$  al giorno. Per passare dalla posizione ② alla posizione ③ la Terra dovrà ruotare intorno al suo asse dello stesso angolo, come si deduce dalla fig. 1.10. Poiché la Terra compie una rotazione completa intorno al suo asse in 24 ore, per ruotare di tale angolo impiegherà  $(24^h / 360^\circ) \times 0^\circ,986 \cong 3^m 56^s$ .

Un *giorno siderale*, costituito da 24 ore siderali, è definito come il tempo che occorre alla Terra per ruotare una volta intorno al suo asse rispetto alle stelle fisse (da ① a ②), il che avviene, per quanto detto, in poco meno di un giorno solare (esattamente in  $23^h 56^m 04^s$ ). In altre parole, trascorso un giorno siderale un osservatore rivedrà sopra la sua testa la stessa metà del cielo.

**Problema 1.8.** Quanti giri compie la Terra in un anno rispetto alle stelle fisse?

<sup>3</sup> Si ricordi che le stelle sono poste a distanza "infinita", e perciò due rette che, da punti diversi, si dirigono verso una di esse, si incontrano all'infinito, ossia sono parallele.

**Problema 1.9.** Se oggi una stella culmina alle  $20^h 00^m$ , a che ora culminerà domani? E tra un mese?

Supponiamo ora di disporre di un *orologio siderale*, che segni cioè 24 ore nel tempo in cui la Terra fa un giro su sé stessa. Questo orologio anticipa di  $3^m 56^s$  al giorno rispetto ad un comune orologio. Regoliamo poi l'orologio siderale in modo che segni  $0^h$  quando il punto d'Ariete passa in meridiano. Il tempo misurato dall'orologio così regolato è chiamato *tempo siderale*.

Con un siffatto orologio possiamo stabilire immediatamente la posizione del punto d'Ariete in ogni istante della giornata. Quando l'orologio segnerà zero ore, il punto d'Ariete sarà nuovamente in meridiano; quando segnerà un certo tempo  $S$ , il punto d'Ariete disterà dal meridiano di un arco  $S$  (misurato in ore e minuti), il che vuol dire che al meridiano si troveranno gli astri che distano di un arco  $S$  dal punto d'Ariete. Ma la distanza di un punto dell'equatore celeste dal punto d'Ariete è proprio l'ascensione retta, e perciò **quando l'ora siderale è  $S$ , al meridiano si trovano gli astri di ascensione retta  $S$** . Appare ora evidente il motivo per cui le ascensioni rette si misurano in ore e minuti.

Il problema della determinazione dei punti di riferimento celeste sarebbe così risolto se non fosse per il fatto che non tutti dispongono di un orologio siderale. Fortunatamente, come vedremo nel capitolo successivo, la matematica ci verrà in aiuto.

## CAPITOLO 2

### LA MISURA DEL TEMPO

La lunghezza di un minuto dipende dal lato della porta del bagno in cui ti trovi.

(*Ballance*)

#### 2.1 L'Anno

Si definisce *anno siderale* il tempo necessario alla Terra per compiere una rivoluzione completa intorno al Sole rispetto alle stelle fisse. In altre parole, dopo un anno siderale il Sole torna ad essere visto dalla Terra nella stessa posizione rispetto alle stelle fisse. Un anno siderale dura  $365^{\text{d}} 06^{\text{h}} 09^{\text{m}} 09^{\text{s}},5$  circa.

Si definisce *anno tropico* l'intervallo di tempo tra due successivi equinozi di primavera. Dal punto di vista dell'osservatore terrestre, dopo un anno tropico il Sole si ritrova al punto d'Ariete. L'anno tropico coinciderebbe con quello siderale se non esistessero delle irregolarità del moto della Terra, la più importante delle quali è il *moto di precessione*.

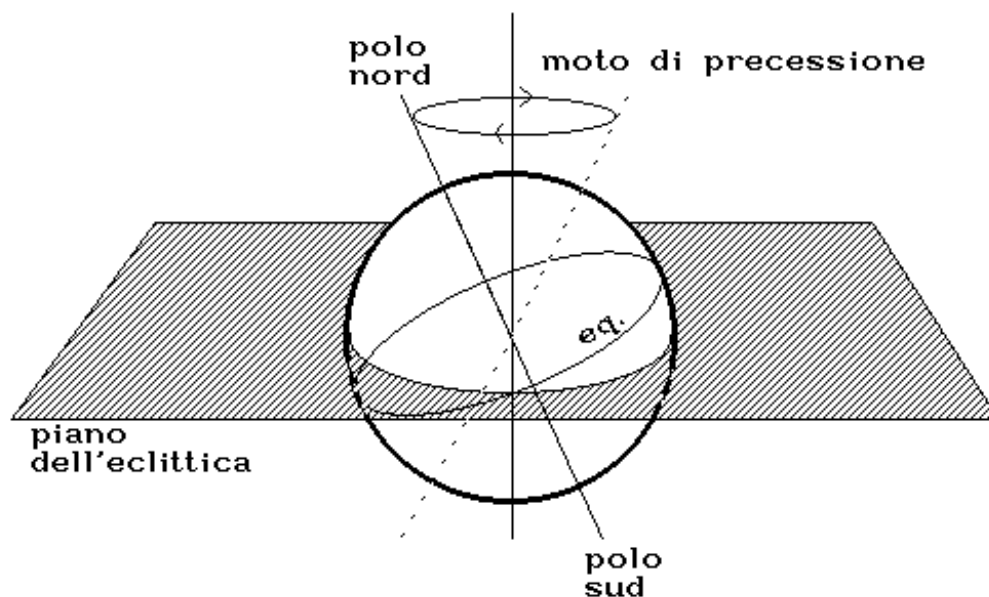


Figura 2.1

La Terra, come è noto, non è perfettamente sferica, bensì risulta schiacciata ai poli. Il Sole e la Luna esercitano delle forze sul rigonfiamento equatoriale col risultato di provocare un moto simile a quello di una trottola il cui asse di rotazione sia spostato dalla verticale. L'asse terrestre, inclinato di  $23^{\circ}27'$  rispetto alla normale al piano dell'eclittica, descrive nel suo moto una superficie conica intorno al *polo dell'eclittica* (l'intersezione tra la normale al piano dell'eclittica e la sfera celeste), il cui semiangolo al vertice è appunto  $23^{\circ}27'$  (fig. 2.1).

L'asse terrestre presenta poi un ulteriore moto, detto *nutazione*, causato dall'attrazione lunare sul rigonfiamento equatoriale della Terra. La nutazione è una piccola oscillazione di ampiezza  $9''$  e periodo 18,6 anni che, combinandosi col moto di precessione, fa sì che la superficie conica descritta dall'asse terrestre non sia liscia ma leggermente “increspata”.

Contemporaneamente, anche l'intersezione tra il piano dell'eclittica e il piano equatoriale (il punto d'Ariete) si muove, poiché è vincolata a rimanere sempre perpendicolare all'asse terrestre. Lo spostamento del punto d'Ariete è di circa  $50''$  all'anno in senso opposto a quello di rivoluzione della Terra. Ciò vuol dire che per tornare al punto d'Ariete la Terra non deve compiere  $360^{\circ}$  intorno al Sole, ma soltanto  $359^{\circ}59'10''$ . Ciò avviene, per l'appunto, in un anno tropico, la cui durata (determinabile con una semplice proporzione) è di  $365^d 05^h 48^m 45^s,2$  circa.

**Problema 2.1.** Qual è, approssimativamente, il periodo del moto di precessione, cioè il tempo impiegato dal polo Nord celeste a descrivere la sua traiettoria completa intorno al polo dell'eclittica?

Conseguenza fondamentale del moto di precessione è lo spostamento del punto equinoziale sulla sfera celeste (*precessione degli equinozi*). Questo fenomeno, sebbene di piccola entità ed evidente solo in tempi lunghissimi, fu scoperto dall'astronomo greco Ipparco di Nicea già nel II secolo a.C..

Duemila anni fa, quando in Grecia nasceva l'astronomia occidentale e, con essa, prendevano forma le costellazioni, il punto equinoziale segnava la fine della costellazione dei Pesci e l'inizio di quella dell'Ariete (da cui il nome di punto d'Ariete). Oggi, per effetto del lento moto di precessione, esso si è spostato di oltre  $25^{\circ}$  e si trova in piena costellazione dei Pesci.

Poiché il moto di precessione non è “riconosciuto” dagli astrologi, al giorno d'oggi esiste una marcata differenza tra i *segni* e le *costellazioni* dello *zodiaco*. Nella figura 2.2 e nella tabella 2.1 sono mostrati lo zodiaco degli astrologi (internamente) e quello degli astronomi (esternamente).

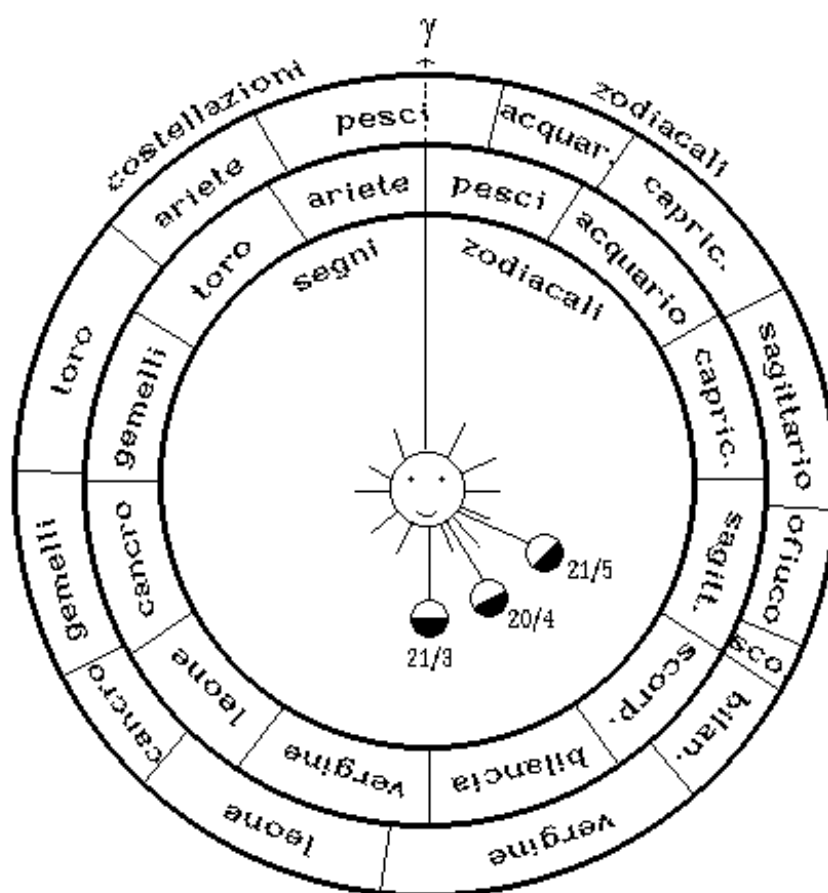


Figura 2.2

Tabella 2.1 - Lo Zodiaco astronomico

Costellazione	Periodo
Ariete	18 aprile – 13 maggio
Toro	14 maggio – 19 giugno
Gemelli	20 giugno – 17 luglio
Cancro	18 luglio – 7 agosto
Leone	8 agosto – 12 settembre
Vergine	13 settembre – 27 ottobre
Bilancia	28 ottobre – 19 novembre
Scorpione	20 novembre – 27 novembre
Ofiuco	28 novembre – 15 dicembre
Sagittario	16 dicembre – 18 gennaio
Capricorno	19 gennaio – 16 febbraio
Acquario	17 febbraio – 11 marzo
Pesci	12 marzo – 18 aprile



Un'ulteriore conseguenza della precessione degli equinozi è che per evitare un progressivo sfasamento delle stagioni, i calendari devono basarsi sull'anno tropico e non sull'anno siderale.

Il calendario giuliano, istituito da Giulio Cesare nel 45 a.C., contava 365 giorni. Ogni quattro anni, per tener conto delle frazioni di tempo in più, veniva eccezionalmente inserito un giorno tra il 24 e il 25 febbraio (*dies bissextus*, così chiamato perché il 24 febbraio, *dies sextus ante calendas martias*, veniva ripetuto due volte). L'anno giuliano veniva così a durare, in media,  $365^d 06^h$ , ossia circa  $11^m 15^s$  più dell'anno tropico. Come è facile calcolare, questa differenza comportava un anticipo dell'equinozio di primavera di un giorno ogni 128 anni circa.

Sebbene già nell'VIII secolo d.C. il filosofo ed astronomo inglese Beda avesse evidenziato il problema dello sfasamento del calendario giuliano in séguito alla precessione degli equinozi, si dovette arrivare al 1582 perché papa Gregorio XIII decretasse la riforma del calendario, che così prese la forma attuale – ed il suo nome.

A quell'epoca, l'anticipo dell'equinozio di primavera, fissato al 21 marzo dal Concilio di Nicea (325 d.C.), era di

$$(1582 - 325) \times 11^m 15^s = 235^h 41^m 15^s$$

ossia poco meno di 10 giorni!

La riforma stabilì che, per perdere i giorni di troppo, si saltasse dalla mezzanotte del 4 ottobre 1582 all'ora zero del 15 ottobre successivo. Tale modifica, da sola, non sarebbe bastata, perché continuando a seguire il calendario giuliano si sarebbe presentato ben presto un nuovo anticipo. Perciò, la commissione di astronomi incaricata di redigere il nuovo calendario, guidata da Christopher Clavius (1537-1612), decise di eliminare tre anni bisestili (nella fattispecie, quelli secolari non divisibili per 400) ogni quattro secoli.

**Problema 2.2.** Qual è la durata media di un anno gregoriano?

Il calendario *gregoriano* non elimina completamente il problema della precessione, anche se con esso si ha soltanto un giorno d'anticipo ogni 3226 anni. In epoca moderna, si è provveduto ad introdurre ulteriori regole per eliminare anche questo sfasamento, stabilendo, tra l'altro, che gli anni millenari divisibili per 4000 siano comuni anziché bisestili.

**Problema 2.3.** In che giorno cadeva l'equinozio di primavera nel 45 a.C.?

## 2.2 La Data Giuliana

Per la soluzione di molti problemi di astronomia è necessario determinare quanto tempo è intercorso tra due date spesso molto distanti fra loro. Per evitare le complicazioni insite in questo calcolo, Giuseppe Scaligero, un umanista del XVI secolo, ideò la *data giuliana* (che non ha niente a che spartire con il calendario giuliano).

In pratica, e molto semplicemente, lo Scaligero non fece altro che scegliere una “data zero” molto lontana nel passato, e attribuire ad ogni giorno successivo un numero progressivo, in modo che la distanza tra due date potesse essere calcolata facendo banalmente la differenza tra esse.

La “data zero” è il mezzogiorno a Greenwich del 1° gennaio del 4713 a.C., data scelta in modo che tutte le osservazioni di cui esiste testimonianza scritta avessero data giuliana positiva<sup>1</sup>.

La data giuliana (spesso abbreviata in JD, *Julian Date*) può essere determinata utilizzando la tabella 2.2.

**Tabella 2.2 - La data giuliana**

Anno		Gen	Feb	Mar	Apr	Mag	Giu	Lug	Ago	Set	Ott	Nov	Dic
1990	2447000	892	923	951	982	1012	1043	1073	1104	1135	1165	1196	1226
1991	2448000	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	1019	1047	1078	1108	1139	1169	1200	1231	1261	1292	1322
1994	2449000	353	384	412	443	473	504	534	565	596	626	657	687
1995		718	749	777	808	838	869	899	930	961	991	1022	1052
1996	2450000	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	1026	1057	1087	1118	1148
1999	2451000	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
2001		910	941	969	1000	1030	1061	1091	1122	1153	1183	1214	1244
2002	2452000	275	306	334	365	395	426	456	487	518	548	579	609
2003		640	671	699	730	760	791	821	852	883	913	944	974
2004	2453000	005	036	065	096	126	157	187	218	249	279	310	340
2005		371	402	430	461	491	522	552	583	614	644	675	705

Il procedimento è semplice e lo illustriamo con un esempio. Si voglia calcolare la data giuliana corrispondente alle 18<sup>h</sup> del 13 settembre 1999. All’incrocio tra la riga “1999” e la colonna “Set” si legge il numero 422. Ad esso va sommato il numero nella seconda colonna (dove non c’è, conta quello immediatamente sopra), nel nostro caso 2451000, e il giorno, 13, ottenendosi così 2451435. Questa è la data giuliana a mezzogiorno del 13

<sup>1</sup> Ovviamente, nel 4713 a.C. non esistevano né il primo gennaio, né tantomeno Londra o Greenwich; si tratta di un’extrapolazione all’indietro del calendario gregoriano

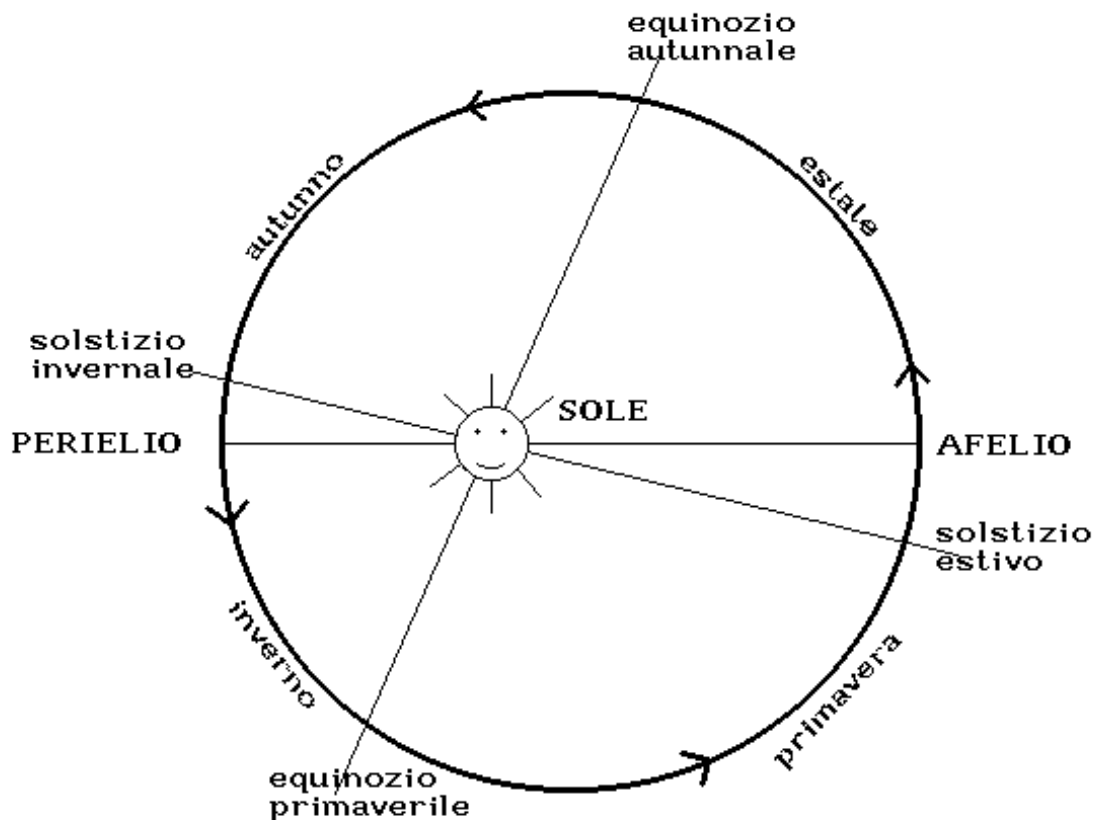
settembre 1999. Noi però vogliamo la data giuliana alle 18<sup>h</sup> di quel giorno: poiché dalle 12<sup>h</sup> alle 18<sup>h</sup> sono passati  $6/24 = 1/4$  di giorno, alle 18<sup>h</sup> del 13 settembre 1999 è  $JD = 2451435,25$ .

**Problema 2.4.** Determinare la data giuliana relativa alle 0<sup>h</sup> del 1° gennaio 1999.

Un algoritmo matematico per determinare la data giuliana è riportato in appendice D.

### 2.3 Le Stagioni

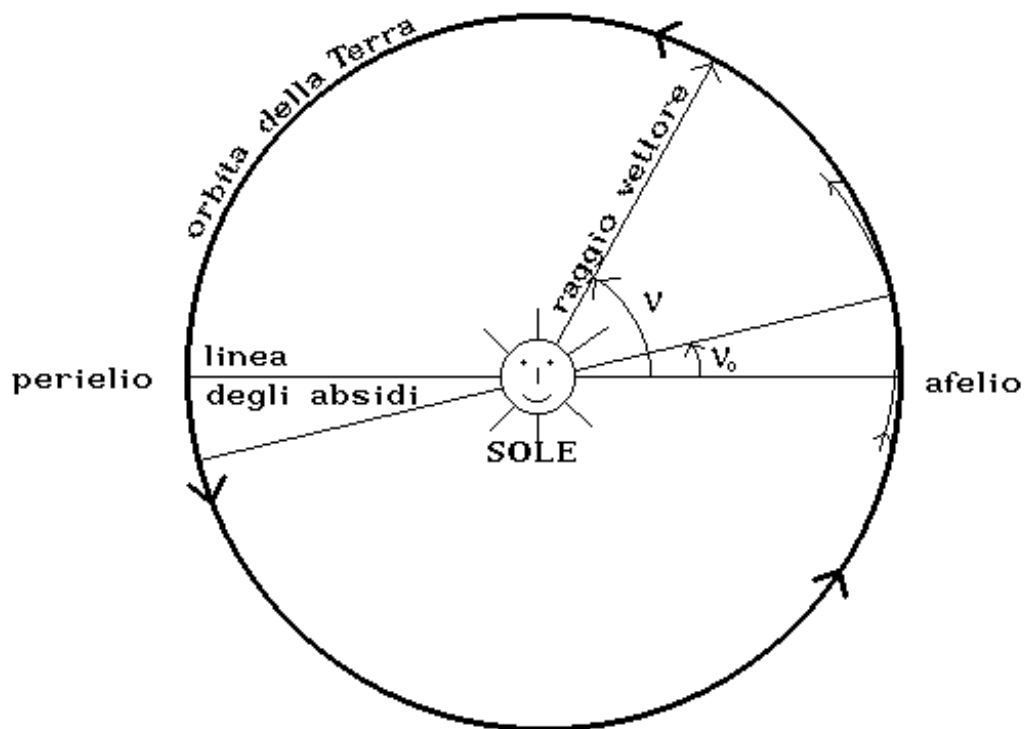
L'inizio delle stagioni è univocamente determinato una volta fissata la posizione del punto d'Ariete. I punti equinoziali e solstiziali sono situati a 90° di distanza l'uno dall'altro lungo l'orbita terrestre.



**Figura 2.3**

Poiché la velocità di orbitazione della Terra non è costante, le stagioni hanno durata differente. In particolare, la Primavera dura attualmente  $92^{\text{d}} 18^{\text{h}}$ , l'Estate  $93^{\text{d}} 16^{\text{h}}$ , l'Autunno  $89^{\text{d}} 20^{\text{h}}$  e l'Inverno  $89^{\text{d}} 00^{\text{h}}$ . “Attualmente”, perché la precessione degli equinozi, facendo spostare il punto d'Ariete di  $50''$  all'anno in senso orario (*retrogrado*), determina una variazione del trat-to di orbita corrispondente alle singole stagioni, e quindi della loro durata.

A questo, si aggiunge un ulteriore importante fenomeno: a causa delle perturbazioni causate dagli altri pianeti, l'orbita terrestre non è chiusa (fig. 2.4).



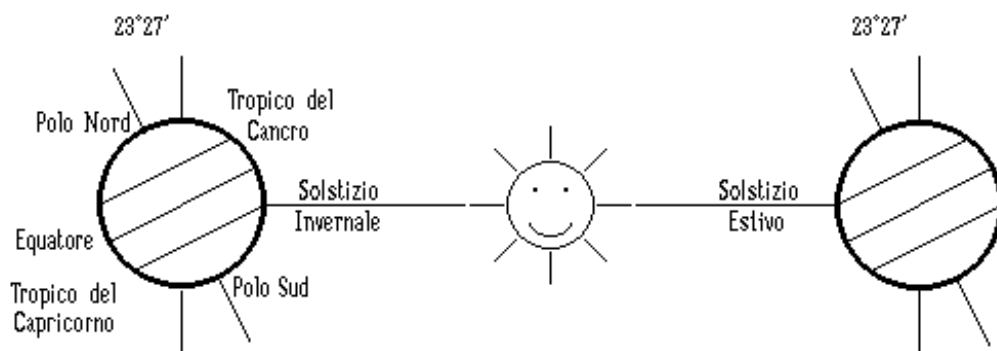
**Figura 2.4**

La *linea degli absidi*, congiungente *afelio* e *perielio* (rispettivamente i punti più vicino e più lontano dal Sole, anche chiamati *absidi* dell'orbita), ruota lentamente sul piano dell'eclittica in senso concorde con il moto della Terra (o *diretto*), facendo spostare questi punti di circa  $v_0 = 11'',3$  ogni anno (esagerati per chiarezza in figura). Perciò, per tornare al perielio, la Terra dovrà percorrere quest'ulteriore arco di orbita, cosa che fa in circa  $4^{\text{m}} 43^{\text{s}},5$ .

Si definisce allora *anno anomalistico* l'intervallo tra due successivi passaggi della Terra al perielio. Per quanto detto, esso ha una durata di circa  $365^{\text{d}} 06^{\text{h}} 13^{\text{m}} 53^{\text{s}}$ . Il nome anomalistico deriva dal fatto che l'angolo  $v$  tra il raggio vettore e la direzione del perielio si chiama *anomalia*, e quindi l'anno anomalistico è il tempo che occorre alla Terra per avere nuovamente la stessa anomalia.

Per effetto del moto di precessione e dello spostamento della linea absidale, ogni anno il perielio si allontana di  $50'' + 11'',3$ , ossia circa  $1'$  dall'equinozio di primavera. In corrispondenza di ciò, inverno e primavera si accorciano mentre estate ed autunno si allungano. L'entità di tali variazioni è dell'ordine di  $1^{\text{h}}$  ogni secolo.

Come si vede dalla fig. 2.3, al solstizio d'inverno la Terra si trova in prossimità del perielio. Nonostante la minor distanza dal Sole, l'inverno è la stagione più fredda a causa dell'inclinazione dell'asse terrestre.



**Figura 2.5**

Al solstizio invernale, il raggio vettore Terra-Sole forma, rispetto al piano equatoriale, un angolo di  $-23^{\circ}27'$  e perciò il Sole è basso sull'orizzonte nell'emisfero boreale. Al solstizio estivo, il suddetto angolo è  $+23^{\circ}27'$  e quindi il Sole è più alto. Ovviamente, per l'emisfero australe valgono considerazioni opposte (fig. 2.5).

Le conseguenze di ciò sono due: una maggior permanenza del Sole sopra l'orizzonte, ed un minor tragitto dei raggi solari nell'atmosfera. Entrambi questi fattori fanno sì che d'estate arrivi al suolo una maggiore quantità di energia solare che non d'inverno. Il fatto poi che i giorni più caldi e quelli più freddi seguano i solstizi è legato all'*inerzia termica* dell'atmosfera, che impiega un po' di tempo a riscaldarsi e raffreddarsi.

**Problema 2.5.** Determinare le massime altezze raggiunte dal Sole nei giorni dei solstizi e degli equinozi nelle seguenti località: polo Nord, circolo polare artico, Roma (latitudine 42°), tropico del Cancro, equatore, tropico del Capricorno, circolo polare antartico, polo Sud.

## 2.4 Tempo Solare Locale Medio e Tempo Universale.

Al § 1.4 abbiamo definito il giorno siderale come il tempo impiegato dalla Terra per compiere una rotazione completa intorno al suo asse rispetto alle stelle fisse. Un giorno siderale dura poco meno di un giorno solare, ed esattamente:

$$\begin{aligned} 1 \text{ giorno siderale medio} &= 23^{\text{h}} 56^{\text{m}} 04^{\text{s}},09054 = \\ &= 0,9972695664 \text{ giorni solari medi} \end{aligned}$$

Equivalentemente,

$$1 \text{ giorno solare medio} = 24^{\text{h}} = 1,0027379093 \text{ giorni siderali medi}$$

Abbiamo così definito dei tempi medi. Ma due giorni solari non avranno mai esattamente la stessa durata a causa della non costante velocità orbitale della Terra (conseguenza del fatto che la sua orbita è ellittica) e dell'inclinazione del suo asse rispetto al piano dell'eclittica.

Per evitare irregolarità nella lunghezza di un giorno solare, si definisce un *giorno solare medio* supponendo che l'asse terrestre sia perpendicolare al piano dell'orbita e che quest'ultima sia circolare. In tal modo, un normale orologio che conta 24 ore in un giorno solare medio, batterà il mezzodì – ossia l'istante dell'effettivo passaggio del Sole al meridiano locale – un po' prima in certi periodi dell'anno e un po' dopo in altri. La differenza massima tra il mezzogiorno solare apparente e il mezzogiorno solare vero (detta *equazione del tempo*) è di circa 15<sup>m</sup> in più o in meno.

Il “mezzogiorno”, così come ogni altra ora segnata dal Sole, è un fatto locale, nel senso che avviene in istanti diversi da luogo a luogo. La superficie terrestre è divisa convenzionalmente in 24 fusi orari, ciascuno dell'ampiezza di 15° (in longitudine). Il Tempo Solare Locale Medio (TSLM) di ogni fuso differisce da quello del fuso adiacente di 1 ora. Il TSLM del meridiano di Greenwich è preso come riferimento ed è chiamato *Tempo Universale* (TU), o anche Tempo Medio di Greenwich (Greenwich Mean Time, GMT)<sup>2</sup>.

---

<sup>2</sup> In realtà gli astronomi adottano un riferimento temporale ancora più preciso del TU detto *Tempo Dinamico* (TD) che è basato sui moti planetari. A causa di irregolarità a lungo termine del moto della Terra il periodo di rotazione tende a variare nel corso dei secoli. La correzione apportata dal TD rispetto al TU è, per ogni anno, dell'ordine di pochi decimi di secondo.

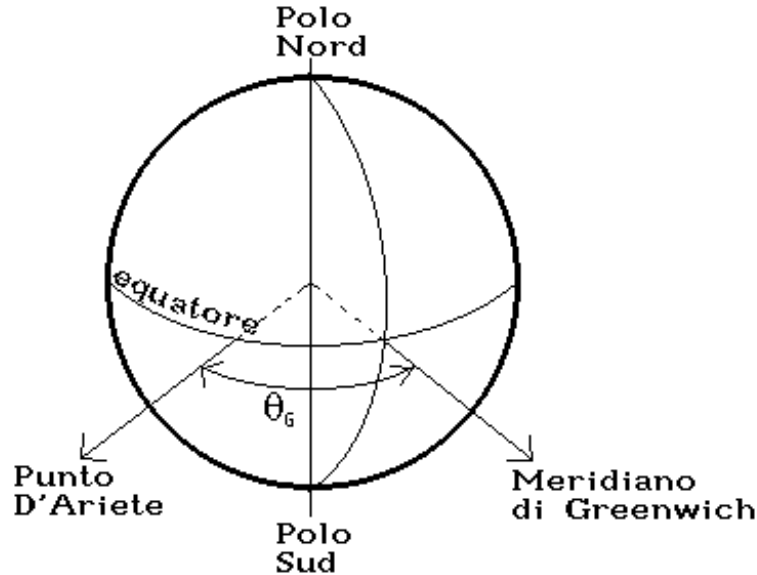
Il tempo relativo ad un particolare fuso orario può essere convertito in TU semplicemente aggiungendo o sottraendo un determinato numero di ore. Ulteriori dettagli in proposito si trovano in appendice C.

## 2.5 Determinazione del Tempo Siderale di Greenwich

Si definisce *Tempo Siderale di Greenwich* l'angolo, misurato in ore e minuti, tra la direzione del punto d'Ariete e il meridiano di Greenwich (fig. 2.6).

La determinazione dell'angolo  $\theta_G$  è di fondamentale importanza in astronomia. Infatti, come abbiamo già detto al capitolo precedente, esso rappresenta l'ascensione retta delle stelle che passano al meridiano nell'istante considerato. Abbiamo quindi bisogno di un metodo conveniente per calcolarlo per una qualsiasi data ed ora.

Se conosciamo il valore di  $\theta_G$  per una particolare ora di un particolare giorno dell'anno, possiamo calcolare il suo valore per un qualsiasi istante futuro dal momento che in un giorno la Terra compie 1,0027379093 giri intorno al suo asse.



**Figura 2.6**

Supponiamo allora di conoscere il valore di  $\theta_G$  alle 0<sup>h</sup> di TU del 1° Gennaio di un certo anno, e indichiamo il suo valore con  $\theta_{G0}$ . Calcoliamo poi,

con l'aiuto della data giuliana, quanti giorni e frazioni di giorno sono passati da quel 1° Gennaio al momento di cui si vuol calcolare il tempo siderale. Indicando con  $D$  questo numero, è

$$\theta_G = \theta_{G0} + 1,0027379093 \times D$$

La parte frazionaria di  $\theta_G$  è il tempo siderale a Greenwich all'istante considerato.

Il valore di  $\theta_{G0}$  è riportato negli almanacchi. Alcuni suoi valori per i prossimi anni sono riportati nella seguente tabella.

**Tabella 2.3**  
**Tempo Siderale a Greenwich alle 0<sup>h</sup> TU del 1° Gennaio**

Anno	$\theta_{G0}$	Anno	$\theta_{G0}$
1993	6 <sup>h</sup> 42 <sup>m</sup> 36 <sup>s</sup>	1999	6 <sup>h</sup> 40 <sup>m</sup> 50 <sup>s</sup>
1994	6 <sup>h</sup> 41 <sup>m</sup> 40 <sup>s</sup>	2000	6 <sup>h</sup> 39 <sup>m</sup> 52 <sup>s</sup>
1995	6 <sup>h</sup> 40 <sup>m</sup> 42 <sup>s</sup>	2001	6 <sup>h</sup> 42 <sup>m</sup> 52 <sup>s</sup>
1996	6 <sup>h</sup> 39 <sup>m</sup> 45 <sup>s</sup>	2002	6 <sup>h</sup> 41 <sup>m</sup> 54 <sup>s</sup>
1997	6 <sup>h</sup> 42 <sup>m</sup> 44 <sup>s</sup>	2003	6 <sup>h</sup> 40 <sup>m</sup> 57 <sup>s</sup>
1998	6 <sup>h</sup> 41 <sup>m</sup> 47 <sup>s</sup>	2004	6 <sup>h</sup> 40 <sup>m</sup> 00 <sup>s</sup>

Con la tabella e la formula precedenti è possibile calcolare il valore di  $\theta_G$  per un qualsiasi giorno dell'anno: ad es., per il 13 settembre 1999 alle 18<sup>h</sup> TU (v. § 2.2 e Problema 2.4), risulta

$$\begin{aligned}\theta_{G0} &= 6^h 40^m 50^s = 0^d,278356 \\ D &= 2451435,25 - 2451179,50 = 255^d,75 \\ \theta_G &= 0^d,278356 + 1,0027379093 \times 255^d,75 = 256^d,72858 = \\ &= (256^d) 17^h 29^m 09^s\end{aligned}$$

## 2.6 Calcolo del Tempo Siderale Locale

Si definisce *tempo siderale locale* l'angolo, misurato sempre in ore e minuti, tra la direzione del punto d'Ariete e il meridiano locale.

Nella fig. 2.7,  $\lambda$  è la longitudine. Come già osservato nel cap. 1, le longitudini delle località poste a Est di Greenwich sono positive, quelle delle località a Ovest sono negative. Roma, ad es., ha una longitudine  $\lambda = 12^\circ 29'$  Est di Greenwich, ossia  $+12^\circ 29'$ .



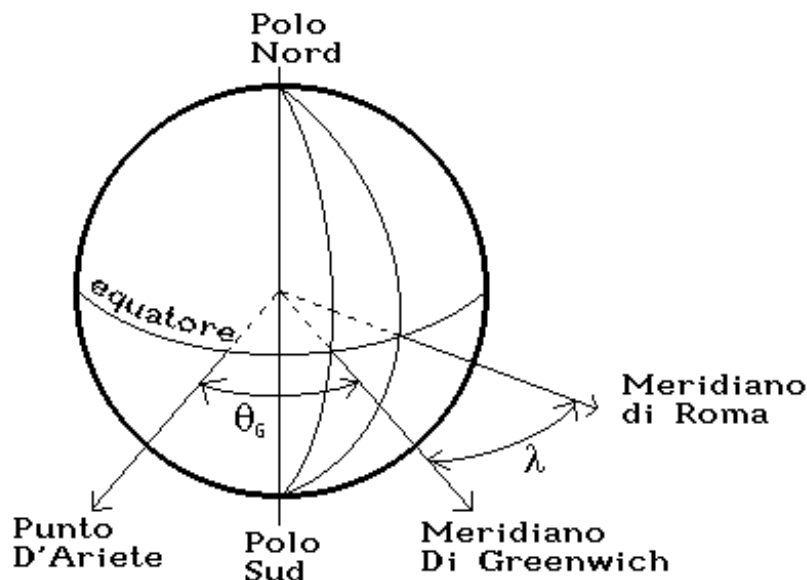
Come si vede dalla figura, il tempo siderale locale non è altro che la somma di tempo siderale di Greenwich e longitudine:

$$\theta_L = \theta_G + \lambda = \theta_{G0} + 1,0027379093 \times D + \lambda$$

Naturalmente,  $\lambda$  va espresso nelle stesse unità di  $\theta_G$ ; a tal proposito, ricordiamo che  $1^\circ = 4^m$  e che  $1^h = 15^\circ$  (v. appendice B).

Noto perciò  $\theta_G$ , è immediato determinare il tempo siderale locale. Il tempo siderale locale a Roma nel caso dell'esempio precedente è

$$\begin{aligned}\theta_L &= (256^d) 17^h 29^m 09^s + (12^\circ 29' / 15^\circ)^h = \\ &= 17^h 29^m 09^s + 0^h 49^m 56^s = \\ &= 18^h 19^m 05^s\end{aligned}$$



**Figura 2.7**

Va detto che il metodo ora illustrato per il calcolo del tempo siderale locale fornisce un tempo medio, non tenendo conto dei moti secondari della Terra e delle variazioni della velocità orbitale. Tuttavia, di solito l'errore commesso è molto piccolo (nell'esempio di calcolo è inferiore a  $1^s$ ) ed ampiamente trascurabile. Rimandiamo, per ulteriori approfondimenti, all'appendice D dove viene presentato un algoritmo più "s sofisticato".

**Problema 2.6.** Il prossimo transito di Venere sul Sole si verificherà l'8 giugno 2004 (l'ultimo è stato nel 1882), con inizio alle 5<sup>h</sup> 30<sup>m</sup> e fine alle 11<sup>h</sup> 00<sup>m</sup> TU. Sapendo che in quell'occasione l'ascensione retta di Venere sarà  $\alpha = 5^{\text{h}} 07^{\text{m}}$ , dire se il fenomeno sarà visibile da Roma.

## CAPITOLO 3

### IL MOTO DEI PIANETI

La signora Newton: «Tesoro, è caduta un'altra mela dall'albero. Perché non vieni a guardarla? Magari scopri qualcos'altro.»

(H.V. Prochnow & H.V. Prochnow, jr.)

#### 3.1 Le Leggi del Moto dei Pianeti

Sin dai tempi di Aristotele si pensava che i pianeti si muovessero intorno alla Terra seguendo traiettorie circolari o combinazioni di moti circolari. Secondo Aristotele, infatti, l'unico moto naturale e perfetto era quello circolare ed i pianeti, la cui perfezione era indubbia, non potevano che muoversi in quel modo. Le stelle, poi, ancor più perfette, erano fisse sulla sfera celeste con la quale condividevano un altrettanto perfetto moto circolare.

Il modello aristotelico di universo geocentrico venne perfezionato dal grande astronomo e matematico greco Claudio Tolomeo (II secolo d.C.). Egli, utilizzando i dati raccolti dai suoi predecessori, elaborò la *Megistè Syntaxis* (Grande Sintesi), una maestosa opera di astronomia, più nota col titolo latinizzato della sua traduzione araba, *Almagesto*, nella quale espone una teoria che, seppur con grandi complicazioni geometrico-matematiche, riusciva a giustificare con sufficiente precisione i moti apparenti dei pianeti.

Nel sistema tolemaico, la Terra è immobile al centro dell'universo. Attorno ad essa, la Luna, Mercurio, Venere, il Sole, Marte, Giove e Saturno percorrono delle circonferenze, dette *deferenti*, i cui centri si discostano di poco dal centro della Terra. Inoltre, solo il Sole percorre direttamente il proprio deferente con moto circolare uniforme; la Luna e gli altri pianeti si muovono su altri cerchi, detti *epicicli*, i cui centri sono a loro volta animati di moto uniforme e percorrono i rispettivi deferenti.

L'universo di Tolomeo, sebbene fosse un modello puramente cinematico e non rendesse conto quindi delle cause dei moti planetari, divenne una delle pietre d'angolo della filosofia del mondo antico fino alla pubblicazione, nel 1543, del *De Revolutionibus Orbium Coelestium* di Nicola Copernico (1473-1543). In quell'opera, rapidamente messa al bando dalla censura ecclesiastica, si ponevano le basi del *sistema eliocentrico*, con il Sole immobile al centro dell'universo e la Terra e i pianeti a ruotare intorno ad esso. Il

modello copernicano non ottenne un grande successo tra gli astronomi in quanto si dimostrava altrettanto inadeguato di quello tolemaico a giustificare le osservazioni. Questo a causa del fatto che Copernico mantenne per i pianeti l'ipotesi di traiettorie circolari percorse a velocità uniforme.

Quasi contemporaneamente a Copernico, l'astronomo danese Tycho Brahe (1546-1601) compì una serie di osservazioni molto accurate sul moto dei pianeti. Un suo allievo, Johannes Kepler (1571-1630), tentò di correlare i dati di Tycho utilizzando curve geometriche. Nel 1609, dopo otto anni di lavoro, Keplero pubblicò i risultati delle sue ricerche, sintetizzati nelle famose tre leggi:

**Prima Legge** – Le orbite dei pianeti sono ellissi delle quali il Sole occupa uno dei due fuochi.

**Seconda Legge** – Il segmento che unisce il pianeta al Sole (*raggio vettore*) descrive aree equivalenti in tempi uguali.

**Terza Legge** – Il quadrato del tempo di rivoluzione di un pianeta è proporzionale al cubo della sua distanza media dal Sole.

Sia le leggi di Keplero che il modello di Copernico rimanevano delle descrizioni del moto dei pianeti e non delle spiegazioni, per le quali occorrerà attendere il 1687 e la pubblicazione del *Philosophiae Naturalis Principia Mathematica* di Isaac Newton (1642-1727). In quest'opera, una delle più grandi conquiste della mente umana, Newton pose le basi della meccanica moderna enunciando i tre principi fondamentali della dinamica:

**Primo Principio** – In assenza di forze applicate, ogni corpo mantiene il suo stato di quiete o di moto rettilineo uniforme.

**Secondo Principio** – L'accelerazione che un corpo subisce per effetto di una forza applicata è proporzionale e parallela alla forza stessa.

**Terzo Principio** – Ad ogni azione corrisponde una reazione uguale e contraria.

Insieme ad esse, Newton formulò la

**Legge della Gravitazione Universale** - Due corpi si attraggono con una forza proporzionale al prodotto delle loro masse ed inversamente proporzionale al quadrato della distanza che li separa.

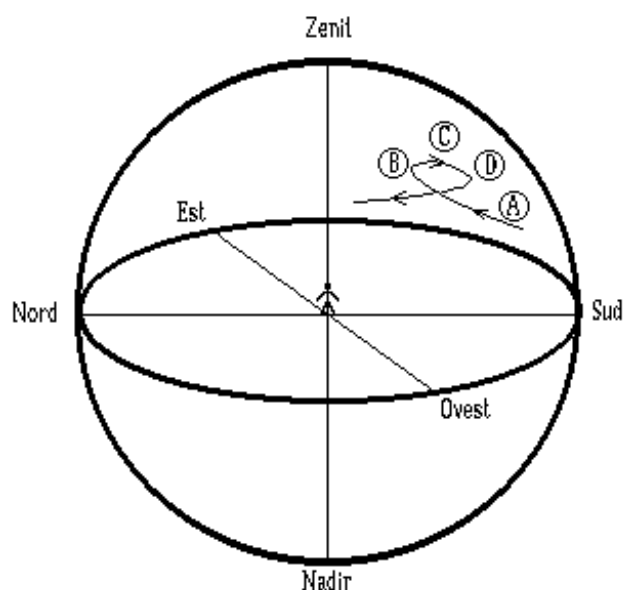
L'applicazione di questi quattro postulati fondamentali permette di risolvere il problema del moto dei corpi celesti. In realtà, i calcoli necessari per fare ciò risultano notevolmente complicati, tanto che la soluzione analitica del problema è possibile unicamente nel caso di due soli corpi. Il problema dei tre corpi (cioè lo studio del movimento di tre corpi sotto la reciproca attrazione gravitazionale) venne risolto soltanto negli anni '60, grazie all'avvento dei calcolatori elettronici, in occasione del progetto *Apollo* per la conquista della Luna (i tre corpi in questione erano la Terra, la Luna e la capsula Apollo). La soluzione di problemi con più corpi è possibile solo facendo ipotesi semplificative che, se poste in maniera adeguata, consentono di ottenere notevoli risultati, come testimoniato, ad esempio, dai successi delle missioni *Voyager*.

### 3.2 Moti Apparenti dei Pianeti

E' opportuno scomporre il moto di un pianeta sulla sfera celeste in due componenti: il *moto proprio*, dovuto alla rivoluzione del pianeta e della Terra intorno al Sole; e il *moto di trascinamento*, dovuto alla rotazione della Terra intorno al suo asse. Il moto effettivo – cioè quello che osserviamo – è dato dalla composizione di moto proprio e moto di trascinamento.

Per quel che riguarda il moto di trascinamento, il pianeta si comporta, né più né meno, come tutti gli astri: sorge a Est, percorre un arco di circonferenza e tramonta a Ovest.

Il moto proprio è molto più complesso. Tolomeo è considerato il più grande astronomo dell'antichità per essere riuscito a fornirne una giustificazione (seppur errata); e Copernico, Newton e Keplero sono ritenuti i più grandi astronomi moderni per esser riusciti a correggere l'errore di Tolomeo!

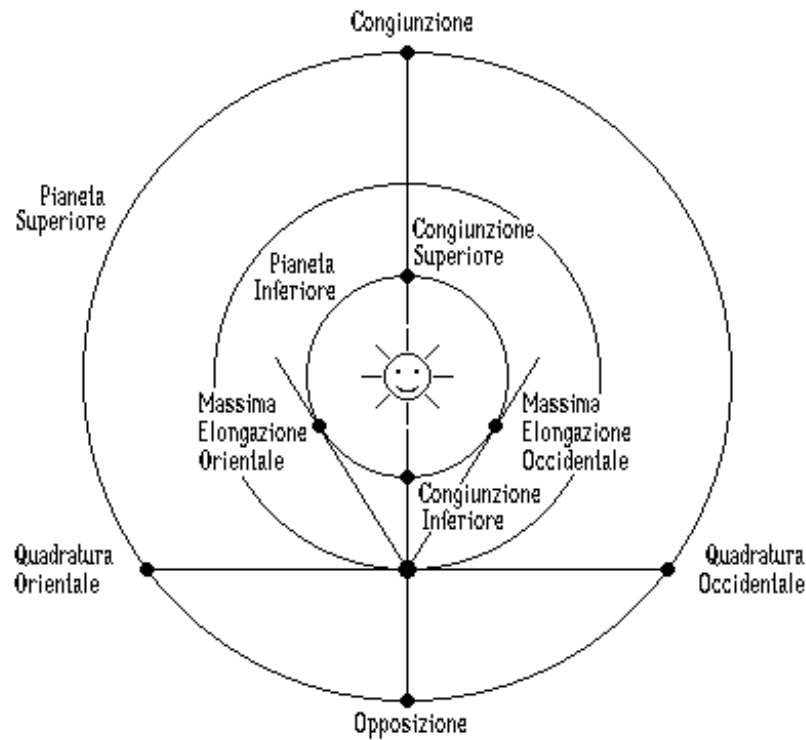


**Figura 3.1**

Per questo non ci addentreremo più di tanto in spiegazioni, dicendo soltanto che, nel lungo periodo (qualche settimana o qualche mese per i pianeti più distanti), ci si accorge che la traiettoria apparente del pianeta presenta dei tratti in cui il moto è *diretto* (da Ovest verso Est, come in fig. 3.1, punto A) ed altri in cui è *retrogrado* (da Est verso Ovest, punto C). I punti che segnano l'inizio di uno di questi tratti e il termine dell'altro sono detti *punti di stazionarietà* (B e D).

Le orbite planetarie giacciono su piani diversi ma molto vicini tra loro, e perciò il moto apparente avviene sempre in prossimità dell'eclittica.

I pianeti vengono solitamente classificati in *superiori* e *inferiori*, a seconda che le loro orbite siano *esterne* (Marte, Giove, Saturno, Urano, Nettuno e Plutone) o *interne* (Mercurio e Venere) a quella terrestre (fig. 3.2).



**Figura 3.2**

Visti dalla Terra, i pianeti inferiori oscillano intorno al Sole non scostandosi mai più di un angolo massimo ( $28^\circ$  per Mercurio,  $48^\circ$  per Venere), detto *massima elongazione*. In tali posizioni, i pianeti inferiori presentano delle *fasi*, cioè si vede parte della loro superficie illuminata dal Sole e parte in ombra, come avviene per la Luna.

**Problema 3.1.** In quali momenti della giornata è visibile un pianeta alla massima elongazione orientale? E in quali alla massima elongazione occidentale?

Alla minima e alla massima distanza dalla Terra i pianeti inferiori si trovano rispettivamente in *congiunzione inferiore* e *congiunzione superiore* con il Sole. Nel secondo caso il pianeta non è osservabile, mentre nel primo si può osservare il transito del pianeta sul disco solare, che però non avviene ad ogni rivoluzione a causa della non complanarità delle orbite di questi pianeti con quella terrestre.

Per la terza legge di Keplero, i pianeti inferiori hanno periodi di rivoluzione più brevi di quello della Terra. Riprendiamo allora la fig. 3.2 e, tenendo la Terra fissa, facciamo percorrere al pianeta inferiore la sua orbita in

senso antiorario a partire dalla congiunzione superiore. Osserviamo che esso si muove in senso diretto (da Ovest verso Est) fino a raggiungere la massima elongazione occidentale, quindi il suo moto si inverte e il pianeta si avvicina al Sole, raggiungendo la massima elongazione orientale, per poi invertire nuovamente il suo moto. In realtà, mentre il pianeta fa tutto ciò anche la Terra si muove lungo la sua orbita in senso antiorario, ma qualitativamente le cose non cambiano più di tanto.

I pianeti superiori presentano movimenti apparenti più ampi di quelli inferiori. Le posizioni fondamentali sono dette *congiunzione*, *opposizione*, *quadratura orientale* e *quadratura occidentale* (v. ancora la fig. 3.2). Le migliori condizioni per l'osservazione sono quelle in prossimità dell'opposizione, quando il pianeta è alla minima distanza dalla Terra.

Prendiamo ancora in esame la fig. 3.2 e stavolta teniamo fisso il pianeta superiore, muovendo la Terra (che è più veloce) a partire dall'opposizione. Mentre la Terra si sposta in senso antiorario, il pianeta appare animato di moto retrogrado fino a che la Terra, vista dal pianeta, non raggiunge la sua massima elongazione occidentale: a quel punto il moto del pianeta si inverte e diviene diretto. Quando la Terra, vista dal pianeta, giunge alla massima elongazione orientale, il moto apparente del pianeta si inverte nuovamente. A questo punto siamo all'incirca nella posizione indicata con (B) nella fig. 3.1. Il moto retrogrado si mantiene poi per tutto il tratto intorno all'opposizione (punto C in fig. 3.1) fino a che la Terra non torna alla massima elongazione occidentale (punto D).

Il tempo impiegato da un pianeta per effettuare una rivoluzione completa intorno al Sole rispetto alle stelle fisse è detto *periodo siderale*. I periodi siderali dei pianeti sono riportati nella tabella 3.1 in fondo a questo capitolo.

L'intervallo di tempo tra due successive congiunzioni o opposizioni è invece detto *periodo sinodico*. La conoscenza del periodo sinodico è molto importante, in quanto permette di stabilire quanto tempo occorre aspettare prima che il pianeta si ripresenti nella stessa posizione rispetto alla Terra.

Indichiamo con A l'anno siderale terrestre ( $365^{\text{d}} 6^{\text{h}}$  circa), con P il periodo siderale del pianeta superiore e con S il suo periodo sinodico. Definiamo poi velocità angolare l'arco percorso nell'unità di tempo: per la Terra, essa è pari a  $360^{\circ} / A$ , mentre per il pianeta è  $360^{\circ} / P$ .

In un periodo sinodico, S, la Terra percorre un arco di  $360^{\circ} + \alpha$ , mentre il pianeta soltanto l'arco  $\alpha$  (fig. 3.3).



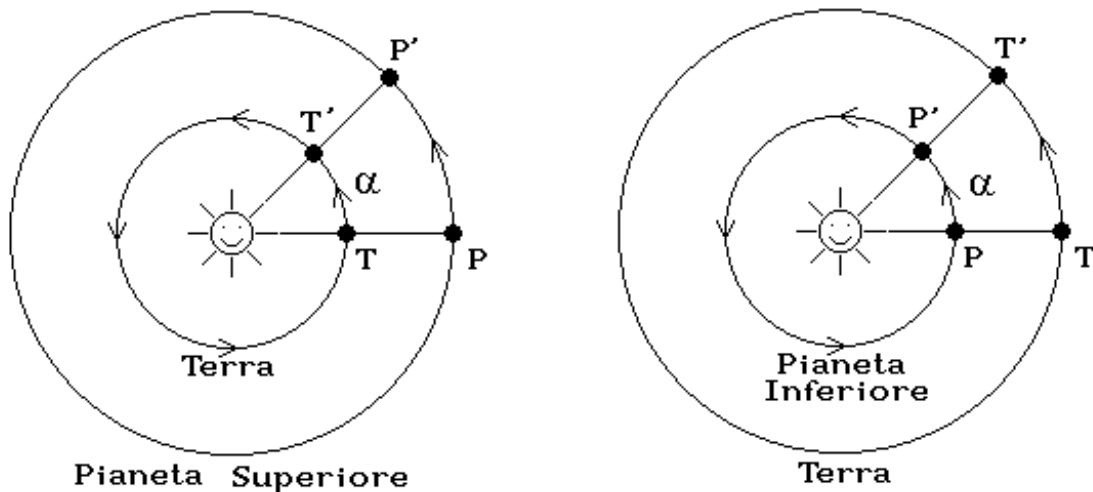


Figura 3.3

Tradotto in formule ciò vuol dire:

$$\begin{aligned}(360^\circ / A) \times S &= 360^\circ + \alpha \\ (360^\circ / P) \times S &= \alpha\end{aligned}$$

Eliminando  $\alpha$  dalle due relazioni precedenti si ha

$$1/S = 1/A - 1/P$$

che permette di ricavare il periodo sinodico di un pianeta superiore.

Per un pianeta inferiore il discorso è lo stesso, salvo invertire i ruoli della Terra e del pianeta: procedendo come sopra si ottiene

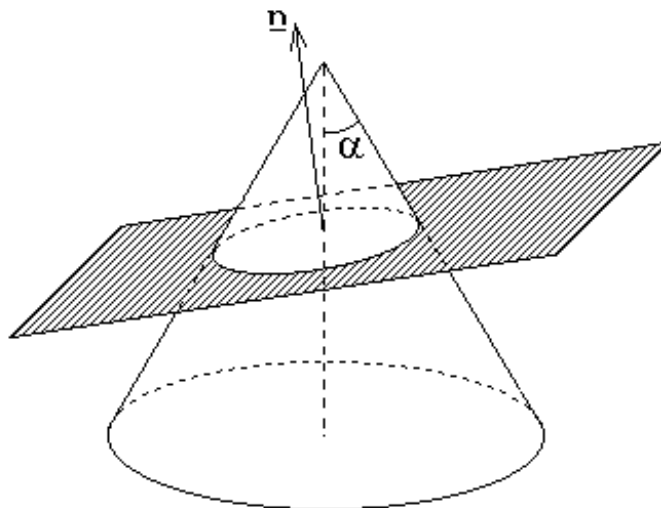
$$1/S = 1/P - 1/A$$

**Problema 3.2.** Calcolare i periodi sinodici dei pianeti del sistema solare.

### 3.3 Elementi Orbitali

Per la prima legge di Keplero, l'orbita di un pianeta è un'ellisse avente un fuoco coincidente con il Sole. Conoscendo la *posizione* del pianeta e la sua *velocità orbitale* in un certo istante di riferimento, è possibile determinare la posizione del pianeta in ogni istante futuro o, all'occorrenza, passato, risolvendo le equazioni della meccanica celeste.

Posizione e velocità del pianeta sono tuttavia delle quantità che, a priori, non dicono nulla circa le caratteristiche dell'orbita del pianeta. Si può dimostrare che esistono dei particolari parametri, detti *elementi orbitali*, che risultano equivalenti alle suddette quantità, ma hanno il vantaggio di fornire un'immagine diretta della forma e dell'orientamento dell'orbita nello spazio.



**Figura 3.4**

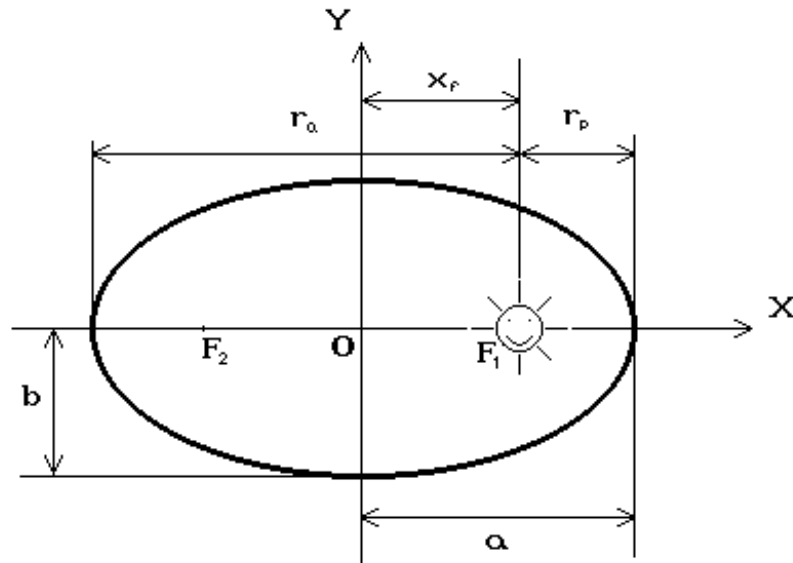
Per descrivere la forma dell'orbita del pianeta sul suo piano orbitale si utilizzano le proprietà geometriche dell'ellisse. L'ellisse è una curva piana che scaturisce dall'intersezione di una superficie conica con un piano la cui normale  $\underline{n}$  formi con l'asse del cono un angolo inferiore al complementare della semiapertura  $\alpha$  del cono stesso (fig. 3.4). Alternativamente, l'ellisse può essere definita come il luogo dei punti del piano per i quali è costante la somma delle distanze da due punti fissi, detti *fuochi*.

Su un piano cartesiano, l'ellisse ha equazione canonica

$$\frac{x^2}{a^2} + \frac{y^2}{b^2} = 1$$

dove  $a$  e  $b$  sono rispettivamente il *semiasse maggiore* e il *semiasse minore*.

Nella figura 3.5 sono indicati anche i fuochi ( $F_1$  ed  $F_2$ ), in uno dei quali si trova il Sole, e le distanze *afeliaca*,  $r_a$ , e *pereliaca*,  $r_p$ .



**Figura 3.5**

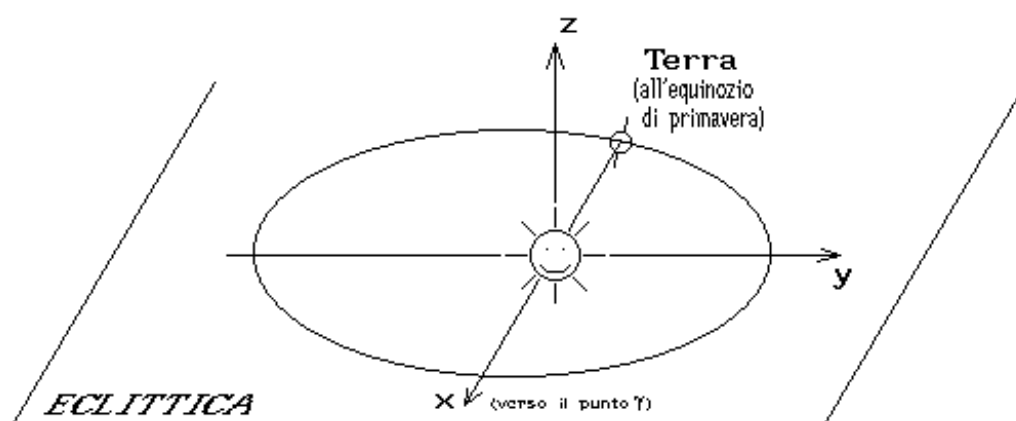
Per definire una particolare ellisse su questo piano è sufficiente fornire i due semiassi; in astronomia si preferisce tuttavia fornire il semiasse maggiore e l'*eccentricità*

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

che dà una misura di quanto l'ellisse si discosta da una circonferenza (l'eccentricità di una circonferenza è zero perché i due fuochi coincidono con il centro).

**Problema 3.3.** Esprimere  $r_a$  ed  $r_p$  in funzione del semiasse maggiore e dell'eccentricità.

Dobbiamo ora individuare l'orientamento del piano orbitale rispetto al piano dell'eclittica. Definiamo, a tal fine, un nuovo sistema di riferimento, detto *eliocentrico*, in cui il Sole è situato nell'origine degli assi coordinati.



**Figura 3.6**

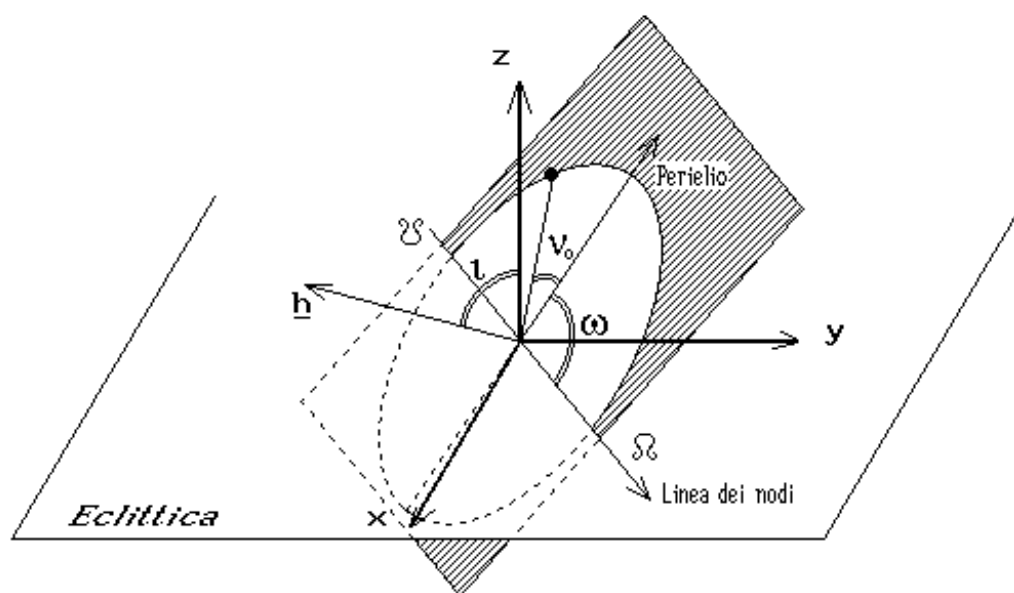
In fig. 3.6, il piano X-Y è l'eclittica. L'asse X è diretto verso il punto d'Ariete; l'asse Z è perpendicolare al piano dell'eclittica e punta verso l'emisfero Nord della sfera celeste; l'asse Y è orientato in modo che la terna d'assi X-Y-Z sia destra<sup>1</sup>.

Definiamo nodi (fig. 3.7) i due punti d'intersezione tra l'orbita e il piano dell'eclittica. Il *nodo ascendente* è il punto in cui il pianeta passa da “sotto” a “sopra” il piano dell'eclittica (il “sotto” e il “sopra” contengono rispettivamente il Polo Sud e il Polo Nord terrestre); il nodo discendente quello in cui passa da “sopra” a “sotto”. La retta che passa per i nodi, e che costituisce l'intersezione tra piano orbitale ed eclittica, prende il nome di *linea dei nodi*.

Per individuare l'orientamento del piano orbitale rispetto all'eclittica si prendono i due angoli  $i$  (*inclinazione*) e  $\Omega$  (*longitudine del nodo ascendente*).

L'inclinazione è l'angolo formato dalla normale al piano orbitale del pianeta e l'asse Z (perpendicolare al piano dell'eclittica). La longitudine del nodo ascendente è l'angolo che la linea dei nodi, dalla parte del nodo ascendente, forma rispetto all'asse X.

<sup>1</sup> Una terna d'assi si dice *destra* o *levogira* quando i tre assi X, Y e Z possono essere fatti corrispondere rispettivamente a pollice, indice e medio della mano destra disposti perpendicolarmente l'uno all'altro.



**Figura 3.7**

A questo punto dobbiamo determinare come è orientata l'orbita sul suo piano, cioè come è messa la *linea degli absidi*. Si considera allora l'angolo  $\omega$  tra la linea dei nodi dalla parte del nodo ascendente e la linea degli absidi dalla parte del perielio: quest'angolo, misurato nel senso del moto del pianeta, è detto *argomento del perielio*.

L'orbita è così univocamente definita, in quanto ne sono note la forma (tramite  $a$  ed  $e$ ), il piano su cui giace (tramite  $\iota$  e  $\Omega$ ) e l'orientazione su tale piano (tramite  $\omega$ ). Il sesto e ultimo elemento orbitale (l'angolo  $v_0$  in fig. 3.7, *anomalia vera* all'epoca  $T_0$ ) indica la posizione del pianeta ad un certo istante di tempo  $T_0$  fissato convenzionalmente.

Con questi elementi conosciamo direttamente la posizione del pianeta all'istante  $T_0$ ; risolvendo le equazioni della meccanica celeste – il che è possibile a patto di disporre di una sufficiente capacità di calcolo e di elaborazione – possiamo conoscerne la posizione in ogni istante. Fino a non molto tempo fa, soltanto gli istituti di ricerca più importanti possedevano computer di potenza adeguata: le *effemeridi* (cioè l'insieme delle coordinate dei pianeti) da loro calcolate venivano pubblicate annualmente sugli almanacchi sotto forma di tabelle. Oggi, grazie all'enorme sviluppo avuto dall'informatica negli ultimi quindici anni, il calcolo delle effemeridi può essere fatto anche con un *personal computer* che è in grado, con il software opportuno, di determinare in pochi secondi l'aspetto della sfera celeste all'istante desiderato.

In mancanza di un almanacco o di un computer, esistono metodi approssimati in grado di fornire, con un minimo di calcoli e costruzioni geometriche, la posizione del pianeta sulla sfera celeste a meno di un errore accettabile. Per chi volesse cimentarsi, uno di questi metodi è illustrato nell'appendice E.

Nelle successive tabelle sono riportate alcune delle principali caratteristiche dei pianeti e dei loro satelliti.

**Tabella 3.1 - Caratteristiche dinamiche dei pianeti**

Pianeta	Semiasse maggiore (UA)	Eccentricità	Periodo siderale (giorni)	Inclinazione (°)	Satelliti noti
<b>Mercurio</b>	0,39	0,2056	87 <sup>d</sup> ,969	7°00'15"	nessuno
<b>Venere</b>	0,72	0,0068	224 <sup>d</sup> ,701	3°23'40"	nessuno
<b>Terra</b>	1,00	0,0167	365 <sup>d</sup> ,256	-	1
<b>Marte</b>	1,52	0,0934	686 <sup>d</sup> ,980	1°51'00"	2
<b>Giove</b>	5,20	0,0485	4332 <sup>d</sup> ,589	1°18'07"	16
<b>Saturno</b>	9,54	0,0557	10759 <sup>d</sup> ,22	2°29'22"	17
<b>Urano</b>	19,18	0,0472	30685 <sup>d</sup> ,4	0°46'23"	15
<b>Nettuno</b>	30,06	0,0086	60189 <sup>d</sup>	1°46'22"	8
<b>Plutone</b>	39,44	0,25	90465 <sup>d</sup>	17°10'	1

**Tabella 3.2 - Caratteristiche fisiche dei pianeti e del Sole**

Pianeta	Raggio (km)	Massa ( $\oplus = 1$ )	Densità (kg/dm <sup>3</sup> )	Periodo di rotazione	Inclinazione asse (°)
<b>Sole</b>	695700	332'776	1,41	25 <sup>d</sup> 9 <sup>h</sup>	7°30'
<b>Mercurio</b>	2439	0,055	5,43	58 <sup>d</sup> 12 <sup>h</sup>	~28°
<b>Venere</b>	6052	0,815	5,24	244 <sup>d</sup> 7 <sup>h</sup>	~178°
<b>Terra</b>	6378	1,000	5,52	23 <sup>h</sup> 56 <sup>m</sup>	23°27'
<b>Marte</b>	3397	0,108	3,94	24 <sup>h</sup> 37 <sup>m</sup>	23°59'
<b>Giove</b>	71492	317,8	1,33	9 <sup>h</sup> 50 <sup>m</sup>	3°05'
<b>Saturno</b>	60268	95,15	0,69	10 <sup>h</sup> 14 <sup>m</sup>	26°44'
<b>Urano</b>	25559	14,54	1,27	10 <sup>h</sup> 48 <sup>m</sup>	97°55'
<b>Nettuno</b>	24765	17,23	1,64	17 <sup>h</sup> 50 <sup>m</sup>	28°48'
<b>Plutone</b>	1152	0,002	2,00	6 <sup>d</sup> 9 <sup>h</sup>	~94°

**Tabella 3.3 - I satelliti della Terra, di Marte, Giove e Saturno**

<b>Satellite</b>	<b>Distanza (<math>\times 10^3</math> km)</b>	<b>Raggio (km)</b>	<b>Periodo (giorni)</b>	<b>Anno di scoperta</b>	<b>Scopritore</b>
<b>(Terra)</b>					
<i>Luna</i>	384,4	1738	27,3	-	-
<b>(Marte)</b>					
<i>Deimos</i>	9,4	11	0,32	1877	Hall
<i>Phobos</i>	23,5	6	1,26	1877	Hall
<b>(Giove)</b>					
<i>Metis</i>	128,0	20	0,29	1979	Synnott
<i>Adrastea</i>	129,0	10	0,30	1979	Jewitt
<i>Amalthea</i>	181,3	82	0,50	1892	Barnard
<i>Thebe</i>	221,9	55	0,67	1979	Synnott
<i>Io</i>	421,6	1815	1,77	1610	Galilei
<i>Europa</i>	670,9	1569	3,55	1610	Galilei
<i>Ganymede</i>	1070	2631	7,16	1610	Galilei
<i>Callisto</i>	1883	2400	16,69	1610	Galilei
<i>Leda</i>	11094	8	238,7	1974	Kowal
<i>Himalia</i>	11480	93	250,6	1904	Perrine
<i>Lysithea</i>	11720	18	259,2	1938	Nicholson
<i>Elara</i>	11737	38	259,7	1904	Perrine
<i>Ananke</i>	21200	15	631 ®	1951	Nicholson
<i>Carme</i>	22600	20	692 ®	1938	Nicholson
<i>Pasiphae</i>	23500	25	735 ®	1908	Melotte
<i>Sinope</i>	23700	18	758 ®	1914	Nicholson
<b>(Saturno)</b>					
<i>Atlas</i>	137,6	16	0,60	1980	Terrile
<i>Prometheus</i>	139,4	55	0,61	1980	Collins
<i>Pandora</i>	141,7	45	0,63	1980	Collins
<i>Epimetheus</i>	151,4	60	0,70	1980	Fountain
<i>Janus</i>	151,5	95	0,94	1966	Dollfus
<i>Mimas</i>	185,5	196	0,94	1789	Herschel
<i>Enceladus</i>	238,0	250	1,37	1789	Herschel
<i>Tethys</i>	294,7	530	1,89	1684	Cassini
<i>Telesto</i>	294,7	13	1,89	1980	Pascu
<i>Dione</i>	377,4	560	2,74	1684	Cassini
<i>Helene</i>	377,4	16	2,74	1980	Lecacheux
<i>Rhea</i>	527,0	765	4,52	1672	Cassini
<i>Titan</i>	1222	2575	15,95	1655	Huygens

<i>Hyperion</i>	1481	150	21,28	1848	Bond
<i>Iapetus</i>	3561	730	79,33	1671	Cassini
<i>Phoebe</i>	12952	110	551 ®	1898	Pickering

(Nota: ® indica rotazione retrograda)



**Tabella 3.4 - I satelliti di Urano, Nettuno e Plutone**

<b>Satellite</b>	<b>Distanza (<math>\times 10^3</math> km)</b>	<b>Raggio (km)</b>	<b>Periodo (giorni)</b>	<b>Anno di scoperta</b>	<b>Scopritore</b>
<b>(Urano)</b>				1781	Herschel
<i>Cordelia</i>	49,8	13	0,34	1986	<i>Voyager 2</i>
<i>Ophelia</i>	53,8	15	0,38	1986	<i>Voyager 2</i>
<i>Bianca</i>	59,2	21	0,44	1986	<i>Voyager 2</i>
<i>Cressida</i>	61,8	31	0,47	1986	<i>Voyager 2</i>
<i>Desdemona</i>	62,7	27	0,48	1986	<i>Voyager 2</i>
<i>Juliet</i>	64,6	42	0,49	1986	<i>Voyager 2</i>
<i>Portia</i>	66,1	54	0,52	1986	<i>Voyager 2</i>
<i>Rosalind</i>	69,6	27	0,56	1986	<i>Voyager 2</i>
<i>Belinda</i>	76,3	33	0,72	1986	<i>Voyager 2</i>
<i>Puck</i>	86,0	77	0,76	1985	<i>Voyager 2</i>
<i>Miranda</i>	129,8	240	1,41	1948	Kuiper
<i>Ariel</i>	191,2	579	2,52	1851	Lassell
<i>Umbriel</i>	266,0	586	4,14	1851	Lassell
<i>Titania</i>	435,8	790	8,71	1787	Herschel
<i>Oberon</i>	582,6	762	13,46	1787	Herschel
<b>(Nettuno)</b>				1846	Galle-D'Arrest
<i>Naiad</i>	48,0	27	0,30	1989	<i>Voyager 2</i>
<i>Thalassa</i>	50,0	40	0,31	1989	<i>Voyager 2</i>
<i>Despoina</i>	52,5	75	0,33	1989	<i>Voyager 2</i>
<i>Galatea</i>	62,0	80	0,43	1989	<i>Voyager 2</i>
<i>Larissa</i>	73,6	95	0,55	1989	<i>Voyager 2</i>
<i>Proteus</i>	117,6	240	1,12	1989	<i>Voyager 2</i>
<i>Triton</i>	354,8	1356	5,88 ®	1846	Lassell
<i>Nereid</i>	5514	170	360,2	1949	Kuiper
<b>(Plutone)</b>				1930	Tombaugh
<i>Charon</i>	19,1	615	6,39	1978	Christy

(Nota: ® indica rotazione retrograda)

## CAPITOLO 4

### LA LUNA

E' più utile il Sole o la Luna? Senza dubbio la Luna, dal momento che ci dà luce durante la notte, quando è buio, mentre il Sole splende soltanto di giorno, quando di luce ce n'è comunque in abbondanza.

[George Gamow, *The Moon*]

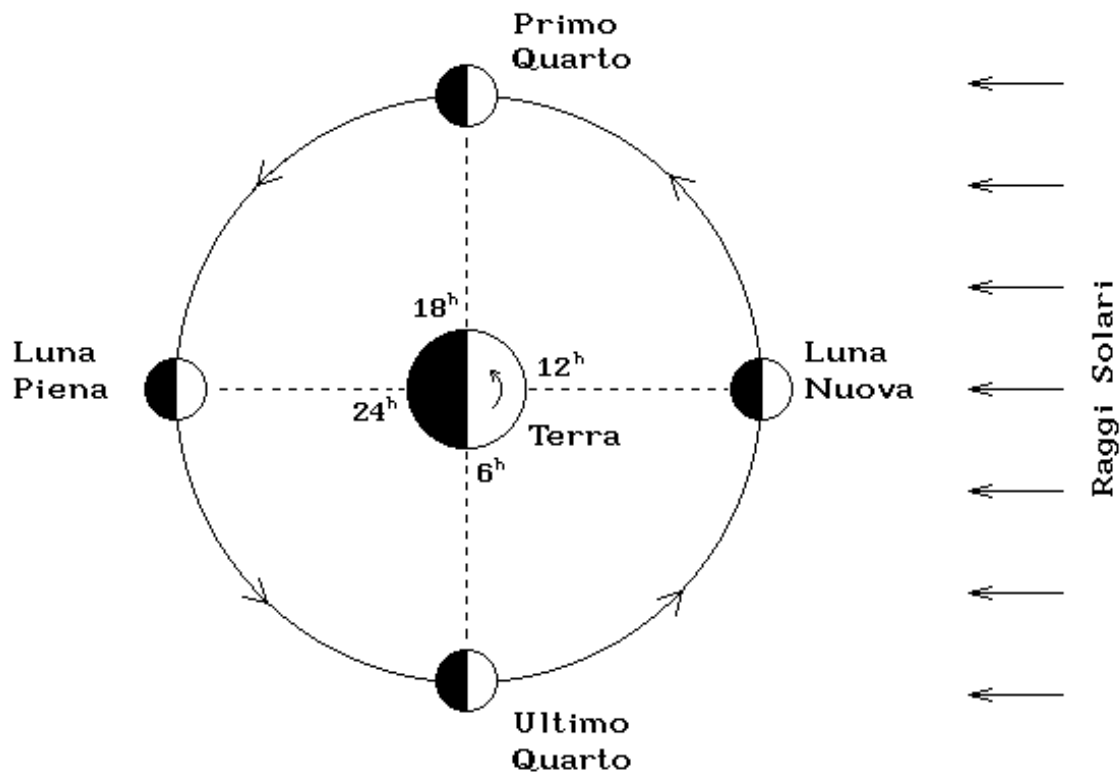
#### 4.1 Moti e Aspetti della Luna

Il sistema Terra-Luna è unico nel sistema solare. In effetti, dei nove pianeti, sessanta satelliti naturali, seicento comete e tremila asteroidi maggiori (a cui si aggiungono un migliaio di comete osservate ma di orbita incerta, circa quarantamila altri asteroidi del diametro superiore al chilometro e una miriade di “sassi” vaganti di dimensioni inferiori), ognuno presenta qualche particolarità che lo rende, per un motivo o per l'altro, unico nel suo genere.

Descrivere tutti questi mondi esula largamente dallo scopo delle presenti dispense. Dei più interessanti per l'astrofilo parleremo ancora, brevemente, nella sezione dedicata all'osservazione del cielo. Però, sul sistema Terra-Luna ci dilungheremo un po', in quanto il nostro satellite determina fenomeni molto interessanti, notevolmente importanti e, soprattutto, facilmente osservabili.

Dal punto di vista della meccanica celeste, dire che la Luna è semplicemente il satellite naturale della Terra è riduttivo. Con i suoi 3476 km di diametro, la Luna è il quinto satellite del sistema solare (viene “battuta” solo da tre dei satelliti di Giove – Ganimede, Callisto ed Io – e da uno di quelli di Saturno – Titano), ed è persino più grande del pianeta Plutone. Tuttavia, mentre Ganimede, Callisto, Io e Titano non rappresentano che un decimillesimo circa della massa dei pianeti a cui girano intorno, la Luna ha una massa di circa un centesimo di quella terrestre ed è, in proporzione, molto più vicina alla Terra di quanto non lo siano i suddetti satelliti ai loro “padroni”. Pertanto, le azioni gravitazionali che si scambiano la Luna e la Terra sono notevoli, tanto che spesso si considera la Luna come un vero e proprio pia-

netta del sistema solare la cui vicinanza alla Terra genera ampie perturbazioni del suo moto di rivoluzione<sup>1</sup>.



**Figura 4.1**

A seconda della sua posizione rispetto al Sole e alla Terra, la Luna presenta una superficie illuminata più o meno vasta. Quando si trova dalla parte del Sole, la Luna non è visibile in quanto l'emisfero che mostra alla Terra non è illuminato (*Luna nuova* o *novilunio*). Quando si trova dalla parte opposta, l'emisfero visibile è completamente illuminato dal Sole (*Luna piena* o *plenilunio*). Quando l'angolo Luna-Terra-Sole è retto, esattamente metà del disco lunare appare illuminata (*primo* e *ultimo quarto*). In ogni altra posizione risulterà illuminata una porzione più o meno ampia del disco lunare (fig. 4.1).

Si dice *età della Luna* l'intervallo di tempo, in giorni, trascorso dal novilunio precedente.

**Problema 4.1.** Dove si trova la Luna in cielo al novilunio, al plenilunio, al primo e all'ultimo quarto?

<sup>1</sup> Più propriamente, bisognerebbe parlare di un unico sistema a tre corpi composto da Terra, Luna e Sole.

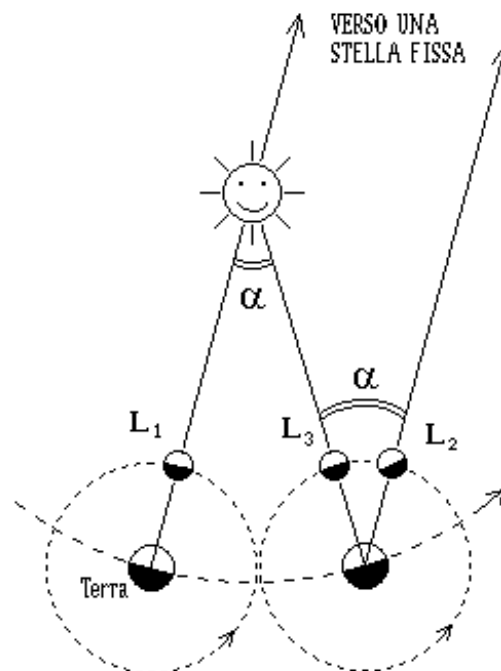
La Luna descrive un'orbita ellittica intorno alla Terra. Il tempo da essa impiegato per compiere una rivoluzione completa intorno alla Terra rispetto alle stelle fisse è detto *mese siderale*, ed ha la durata di  $27^{\text{d}} 7^{\text{h}} 43^{\text{m}}$ .

Ogni giorno, quindi, la Luna si sposta sulla sfera celeste di

$$360^{\circ} / 27^{\text{d}},3216 = 13^{\circ}11' = 0^{\text{h}} 53^{\text{m}}$$

in senso antiorario (o diretto), cioè da Ovest verso Est. Poiché il Sole, per effetto del moto di rivoluzione terrestre, si muove nella stessa direzione di circa  $1^{\circ} = 4^{\text{m}}$  al giorno, la Luna si muove rispetto al Sole di circa  $(53^{\text{m}} - 4^{\text{m}}) = 49^{\text{m}}$  al giorno verso Est. Perciò, ogni giorno vedremo sorgere la Luna circa 49 minuti prima del giorno precedente.

La Terra si muove sulla sua orbita alla velocità di circa  $1^{\circ}$  al giorno. Così, dopo un mese siderale la Luna non presenterà ancora la stessa fase. Ciò avverrà invece dopo una *lunazione*, o *mese sinodico*.



**Figura 4.2**

Quando la Luna ha compiuto una rivoluzione completa rispetto alle stelle fisse (posizione  $L_2$  nella fig. 4.2) dall'ultimo novilunio (posizione  $L_1$ ), la Terra ha percorso l'arco di orbita  $\alpha$ . La Luna non si trova quindi al novilunio, dovendo ancora percorrere l'arco  $\alpha$  per arrivarci. Perciò, in un mese sinodico,  $S$ , la Luna compie un arco di  $360^\circ + \alpha$ , la Terra soltanto l'arco  $\alpha$ . In formule, si ha:

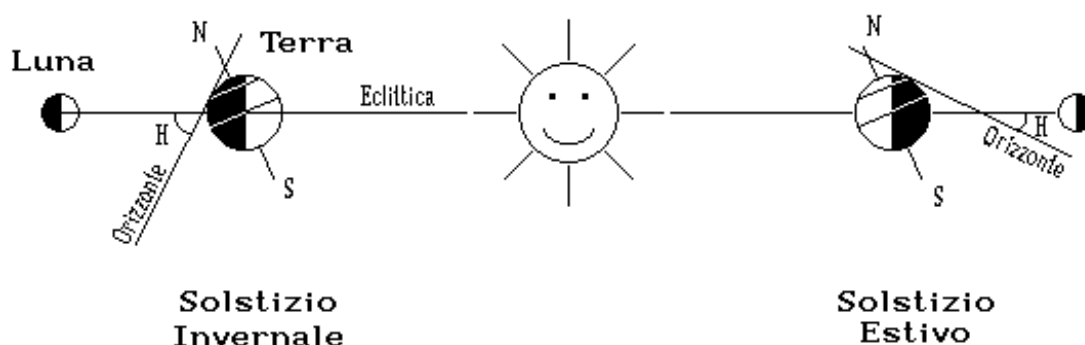
$$\begin{aligned}(360^\circ / M) \times S &= 360^\circ + \alpha \\ (360^\circ / A) \times S &= \alpha\end{aligned}$$

essendo  $M$  la durata del mese siderale lunare ed  $A$  quella dell'anno siderale terrestre. Eliminando  $\alpha$  dalle due relazioni precedenti risulta

$$1 / S = 1 / M - 1 / A$$

e sostituendo  $A = 365^d,256$  ed  $M = 27^d 7^h 43^m$ , si ottiene per la lunazione la durata di  $S = 29^d 12^h 44^m$ .

Il piano dell'orbita lunare è inclinato di circa  $5^\circ 9'$  rispetto all'eclittica. Come si ricorderà (cfr. § 2.3), l'altezza dell'eclittica sull'orizzonte dipende dal periodo dell'anno e dall'ora della giornata: in estate, l'eclittica è più alta sull'orizzonte di giorno che di notte, mentre in inverno è il contrario. Così, il Sole (che, inutile ricordarlo, si trova sull'eclittica!), è più alto sull'orizzonte in estate che in inverno; la Luna, invece, essendo maggiormente visibile di notte, appare più alta in inverno che in estate (fig. 4.3).



**Figura 4.3**

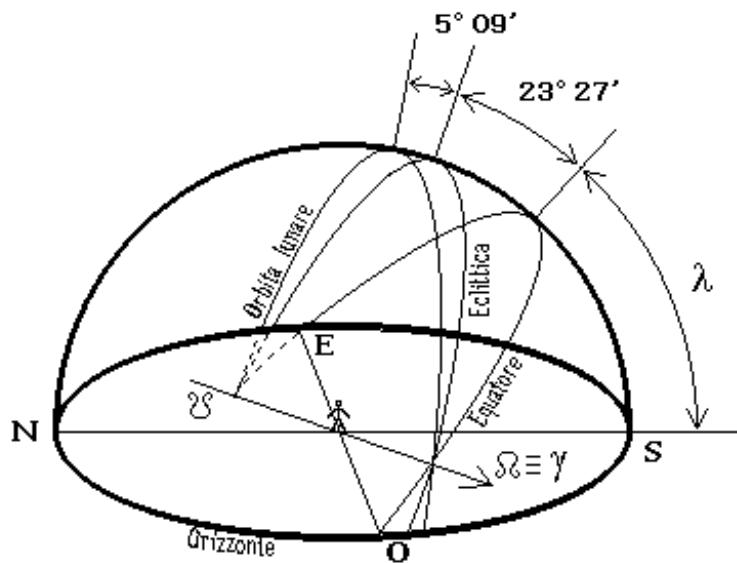
Anche sull'orbita lunare si possono individuare due *nodi* in corrispondenza dell'intersezione tra orbita ed eclittica. La linea dei nodi dell'orbita

lunare, per effetto delle perturbazioni indotte sulla sua orbita dalla Terra e dal Sole, ruota in senso retrogrado (cioè opposto al moto orbitale della Luna) di circa  $3'11''$  al giorno, e perciò l'intervallo tra due successivi passaggi della Luna allo stesso nodo, detto *mese draconico*, è più breve del mese siderale. Il nome draconico deriva dal fatto che nell'antichità si pensava che un drago disteso lungo l'eclittica divorasse il Sole durante le eclissi le quali, come vedremo, si verificano proprio quando la Luna si trova in prossimità di uno dei nodi.

**Problema 4.2.** Calcolare la lunghezza del mese draconico.

**Problema 4.3.** Determinare il periodo del moto di retrogradazione della linea dei nodi dell'orbita lunare.

Lo spostamento della linea dei nodi determina una notevole variazione della posizione della Luna in cielo.



**Figura 4.4a**

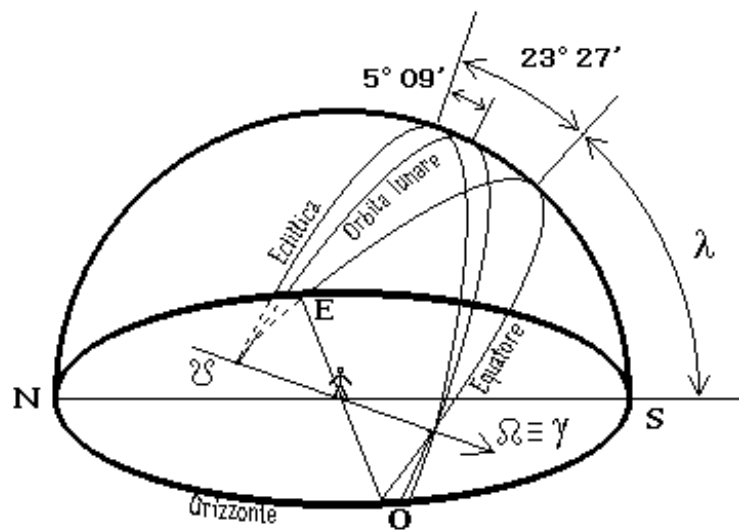


Figura 4.4b

Quando il nodo ascendente coincide con il punto d'Ariete (fig. 4.4a), la declinazione della Luna varia durante il mese tra  $(23^{\circ}27' + 5^{\circ}09')$  e  $(-23^{\circ}27' - 5^{\circ}09')$ , ossia tra  $+28^{\circ}36'$  e  $-28^{\circ}36'$ . Circa nove anni dopo (avete risolto il problema 4.3? Se la risposta è negativa, questo è il momento più opportuno per farlo!) sarà il nodo ascendente a coincidere con il punto d'Ariete (fig. 4.4b), e quindi la declinazione della Luna varierà durante il mese tra  $(23^{\circ}27' - 5^{\circ}09')$  e  $(-23^{\circ}27' + 5^{\circ}09')$ , ossia tra  $+18^{\circ}36'$  e  $-18^{\circ}36'$ .

**Problema 4.4.** Calcolare la massima e la minima altezza raggiunta dalla Luna a Roma (latitudine  $42^{\circ}$ ) in corrispondenza delle due situazioni suddette.

L'orbita lunare è un'ellisse con un semiasse maggiore di  $384'400$  km ed un'eccentricità  $e = 0,0549$  – ossia è quasi una circonferenza. Essa presenta quindi un *apogeo* ed un *perigeo*, che sono rispettivamente i punti dell'orbita lunare più distanti dal centro della medesima.

**Problema 4.5.** Calcolare le distanze massima e minima tra Terra e Luna.

La *linea absidale*, congiungente apogeo e perigeo, non è fissa nello spazio ma ruota in senso concorde al moto lunare completando un giro in 8,85 anni circa. Il *mese anomalistico*, cioè l'intervallo di tempo tra due successivi

passaggi della Luna al perigeo è quindi più lungo del mese siderale (circa  $27^d 13^h 18^m$ ).

Oltre al moto di rivoluzione intorno alla Terra, la Luna ruota su sé stessa ed il “giorno” lunare dura esattamente una lunazione. Questo fenomeno, detto *risonanza*, è solo apparentemente singolare, essendo stato riscontrato in parecchi altri corpi del sistema solare (tra i quali i quattro satelliti galileiani di Giove). I motivi che hanno portato a questa situazione sono da ricercarsi nella forza d’attrazione che la Terra esercita sulla Luna. Essa ha determinato delle forti deformazioni quando la Luna era ancora allo stato fluido, generando attriti che ne hanno rallentato la rotazione fino a “bloccarla” al valore attuale, che si dimostra essere di equilibrio stabile e destinato quindi a durare a lungo.

Così, la Luna mostra all’osservatore sulla Terra sempre lo stesso emisfero. Tuttavia, l’orbita della Luna è ellittica e quindi la sua velocità orbitale non è costante, mentre quella di rotazione sì; pertanto, da Terra riusciamo a vedere una porzione della superficie lunare leggermente maggiore del 50%. Inoltre, data la vicinanza della Luna alla Terra, l’effetto prospettico ci consente di scorgere un’altro piccolo lembo di superficie in prossimità dei bordi. Questi due fenomeni vengono indicati con il nome di *librazione*.

Esistono poi altri moti secondari della Luna, dovuti alla vicinanza della Terra (ricordiamo che l’azione è reciproca: i moti terrestri di precessione e di nutazione sono dovuti all’attrazione lunare), che determinano minori irregolarità nel suo moto.

## 4.2 Le Eclissi

Un’*eclissi di Sole* avviene quando la Luna, nella sua traiettoria, passa davanti al Sole, occultandolo completamente o in parte. Un’*eclissi di Luna* si verifica invece quando la Luna attraversa l’ombra della Terra.

Se l’orbita lunare giacesse sul piano dell’eclittica avremmo un’eclissi di Sole ad ogni novilunio ed un’eclissi di Luna ad ogni plenilunio. Poiché, invece, il piano dell’orbita lunare è inclinato di  $5^{\circ}09'$  rispetto al piano dell’eclittica, le eclissi si possono verificare soltanto quando sia la Luna che il Sole si trovano in vicinanza dei nodi dell’orbita lunare.

Se Sole e Luna si trovano in corrispondenza dello stesso nodo si può avere un’eclissi di Sole; se si trovano in corrispondenza di nodi opposti si può avere un’eclissi di Luna. L’effettivo verificarsi dell’una e dell’altra dipende poi dalla distanza della Luna dal nodo al novilunio e al plenilunio. Si può dimostrare, con calcoli trigonometrici, che il numero minimo di eclissi



in un anno è due (ed in tal caso sono entrambe solari), mentre il numero massimo è sette (quattro solari e tre lunari o cinque solari e due lunari).

I due fenomeni che determinano il verificarsi di un'eclissi (plenilunio o novilunio e passaggio della Luna per il nodo) avvengono in tempi diversi: il mese sinodico e il mese draconico. E' facile verificare che 242 mesi draconici durano quasi esattamente quanto 223 mesi sinodici (la differenza è di circa  $50^m$ ), ed in particolare circa  $6585^d 8^h$ , ossia 18 anni e 10 o 11 giorni.

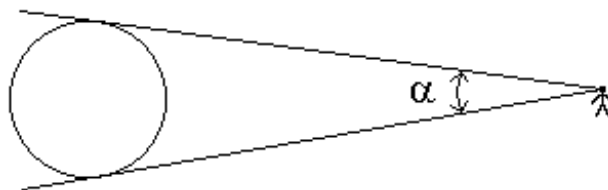
**Problema 4.6.** Perché “10 o 11 giorni”?

Si dà il caso, inoltre, che 239 mesi anomalistici corrispondano a  $6585^d 13^h$  e quindi, ogni 18 anni e  $10 \div 11$  giorni, la Luna, oltre che alla stessa fase e alla stessa distanza dai nodi, torna anche quasi alla stessa distanza dalla Terra. Infine, poiché il multiplo comune di questi 3 tipi di mese è di poco differente da un numero intero di anni (solo  $10 \div 11$  giorni di differenza), anche la distanza Terra-Sole torna ad essere quasi la stessa, e perciò si ripete pressoché identica la configurazione Luna-Terra-Sole. Pertanto un'eclissi si ripete quasi identica ogni  $6585^d$ . Questo intervallo di tempo è chiamato *saros* ed è noto sin dall'antichità.

La non perfetta coincidenza tra 223 mesi sinodici e 242 mesi draconici determina una leggera differenza tra le caratteristiche di due eclissi corrispondenti. Inoltre, poiché un saros non conta un numero intero di giorni (ci sono 8 ore in più), nel saros successivo un'eclissi si verifica con 8 ore di ritardo. Dopo 3 saros (poco più di 54 anni, periodo chiamato *exeligmos*), le 8 ore accumulate si sommano per dare un giorno, e quindi l'eclissi si ripete con caratteristiche simili nello stesso luogo e alla stessa ora della giornata.

**Problema 4.7.** Se un'eclissi è visibile in una certa località, dove sarà visibile l'eclissi corrispondente nel saros successivo?

Si definisce diametro apparente di un oggetto l'angolo sotto cui viene visto da un osservatore posto ad una certa distanza (fig. 4.5).



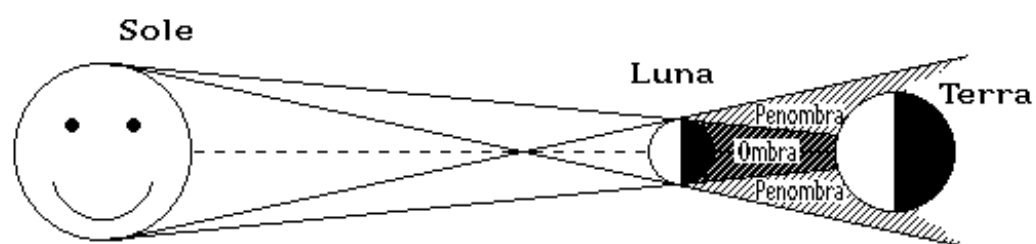
**Figura 4.5**

Il diametro apparente del Sole, il cui diametro è di 1'392'000 km, varia con la distanza dalla Terra. Quando la Terra ( $R_{\oplus} = 6'378$  km) è al perielio ( $D = 147'000'000$  km), il diametro apparente del Sole è circa  $d / (D - R_{\oplus}) = 32'33''$ , mentre all'afelio ( $D = 152'000'000$  km) è circa 31'29''. Il diametro apparente della Luna ( $d = 3'476$  km,  $D = \dots$  v. problema 4.5) varia invece tra un minimo di 29'56'' all'apogeo e un massimo di 33'29'' al perigeo.

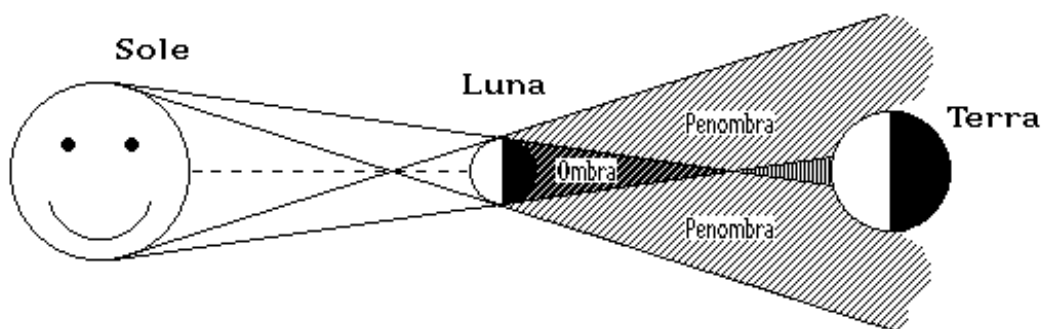
Se il diametro apparente della Luna è maggiore di quello del Sole l'eclissi di Sole è *totale*, mentre se è minore l'eclissi è solo *anulare* (ossia rimane visibile il bordo esterno del Sole); questo sempre che la Luna e il Sole siano abbastanza vicini al nodo, altrimenti l'eclissi sarà soltanto *parziale* (fig. 4.6).

Per quel che riguarda le eclissi di Luna, quello che conta è il diametro apparente della Terra vista dalla Luna. Esso, come è facile verificare, varia tra 1°48' e 2°01', ed è quindi sempre maggiore del diametro apparente del Sole. Pertanto, un'eclissi di Luna può essere totale o parziale ma mai anulare (fig. 4.6).

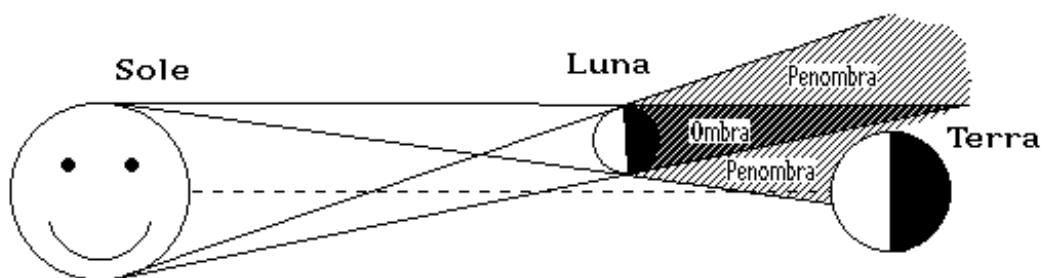
Le eclissi di Sole non sono visibili da tutto il globo, a causa delle piccole dimensioni della zona d'ombra che la Luna proietta sulla Terra (circa 150 km). Tale zona si sposta sulla superficie terrestre alla ragguardevole velocità di circa 3000 km/h, delimitando una fascia di totalità estremamente piccola.



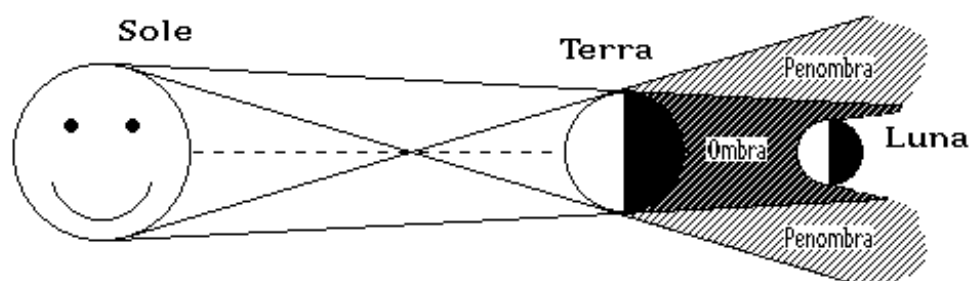
Eclissi Solare Totale



Eclissi Solare Anulare



Eclissi Solare Parziale



Eclissi Lunare Totale

Figura 4.6

Le eclissi di Luna, invece, sono visibili da tutte le località aventi la Luna sopra l'orizzonte nell'intervallo di durata dell'eclissi. Questo è il motivo per cui le eclissi lunari sembrano avvenire più frequentemente di quelle solari mentre invece, come detto prima, è il contrario.

La previsione delle eclissi ha tenuto impegnate schiere di astronomi di ogni epoca. Nell'antico Egitto, se il Sommo Sacerdote era in grado di annunciare in anticipo al Faraone la data di un'eclissi veniva ricoperto d'oro; se non ci riusciva veniva ricoperto di... pelle di coccodrillo!

La soluzione del problema è tutt'altro che semplice, tanto che nell'antichità i coccodrilli (o le tigri, o altro a seconda della zona geografica e delle usanze di quei popoli) venivano evitati soltanto da chi, esaminando gli annali compilati dai propri sfortunati predecessori, riusciva a scoprire il segreto del saros.

Scherzi a parte, il problema geometrico-matematico richiede una gran mole di calcoli e, soprattutto, un'accurata conoscenza delle orbite della Terra e della Luna; ed infatti, si è riusciti a venirne a capo soltanto alla fine del secolo scorso. Nel 1887, l'astronomo austriaco Theodor Ritter von Oppolzer (1841-1886) pubblicò la monumentale opera *Canon der Finsternisse* ("Regola delle eclissi") in cui erano riportati i calcoli delle date di tutte le eclissi solari e lunari che si sono verificate e che si verificheranno dal 1208 a.C. al 2161 d.C.: circa 8000 eclissi di Sole e più di 5000 eclissi di Luna!

Oggi, grazie ai calcolatori, il lavoro che occupò von Oppolzer per anni può essere fatto in poche ore, e i dati di un'eclissi possono essere ricavati anche con un modesto personal computer nel giro di qualche secondo... ma non ditelo al povero von Oppolzer!

### 4.3 Le Occultazioni

Quando la Luna, muovendosi sulla sfera celeste, eclissa una stella che viene a trovarsi sulla sua traiettoria, si parla di *occultazione*. Il fenomeno è molto suggestivo, specie quando la Luna non ha ancora superato il plenilunio e quindi l'occultazione inizia con la sparizione della stella dietro il bordo oscuro del nostro satellite (si ricordi che la Luna si muove tra le stelle da Ovest verso Est). A causa della mancanza di atmosfera sulla Luna, ciò avviene istantaneamente, ed è come se qualcuno "spegnesse" la stella all'improvviso.

Dal punto di vista teorico le occultazioni sono molto importanti. Misurare, tramite osservazione, gli istanti di inizio e fine occultazione (anche

detti di *immersione* e di *emersione*) è fondamentale per poter verificare l'effettivo movimento della Luna che, per le numerose perturbazioni che subisce dalla Terra e dagli altri corpi del sistema solare, è estremamente complicato ed ancora non perfettamente noto.

Inoltre, se la stella occultata è doppia oppure è abbastanza vicina, lo studio *fotometrico* dell'immersione e dell'emersione può fornire informazioni sulla distanza tra le componenti la coppia o sul diametro apparente della stella.

Importanti sono anche le occultazioni degli asteroidi, grazie alle quali si possono ricavare informazioni sulle loro dimensioni e sulla loro orbita.

**Problema 4.8.** Determinare le durate massima e minima dell'occultazione di una stella fissa.

## CAPITOLO 5

# L'OTTICA E IL TELESCOPIO

### LA PERCEZIONE VISIVA

Dovete dunque sapere, come sono circa due mesi che qua fu sparsa la fama che in Fiandra era stato presentato al conte Mauritio un occhiale, fabbricato con tale artificio, che le cose molto lontane le faceva vedere come vicinissime, sì che un huomo per la distantia di due miglia si poteva distintamente vedere.

(G. Galilei, *lettera al cognato B. Landucci*, 29/8/1609)

#### 5.1 L'Ottica Geometrica e i Raggi luminosi

La luce è una *radiazione elettromagnetica*, cioè una perturbazione periodica dei *campi elettrico e magnetico* che si propaga nel vuoto e nei mezzi materiali. Da un punto di vista fisico non c'è alcuna differenza tra la luce emessa da una stella, il campo irradiato dall'antenna del nostro telefonino, il calore emanato da una stufa e i raggi X usati per le radiografie; è il nostro occhio che riesce a “captare” la prima ed è insensibile alle altre.

Analogamente a tutti i fenomeni propagativi ondulatori (come i suoni e le vibrazioni, per esempio) un'onda *elettromagnetica* è caratterizzata da una *velocità di propagazione*  $v$  (dipendente dal mezzo in cui avviene) e da una *frequenza*  $\nu$  (numero di oscillazioni che si susseguono nell'unità di tempo e di lunghezza; è indipendente dal mezzo); note queste due, si può ricavare la *lunghezza d'onda*  $\lambda$  (la distanza tra due “picchi” vicini), applicando la relazione:

$$v = \lambda \nu$$

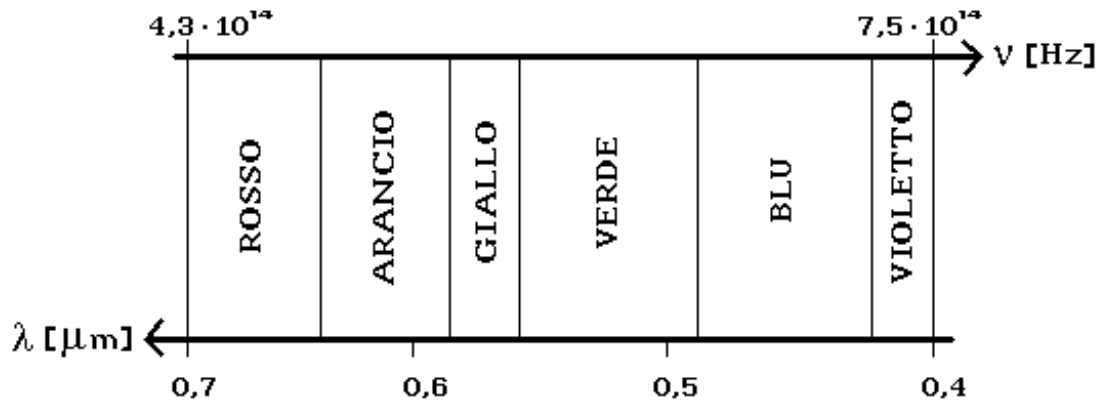
Nel vuoto  $v = c = 3 \cdot 10^8$  m/s; in tutti gli altri mezzi  $v$  è minore di  $c$ , notoriamente la massima velocità possibile secondo le leggi della fisica.

L'occhio umano riesce a percepire le lunghezze d'onda da un minimo dell'ordine di  $\lambda = 0,4 \mu\text{m}$  (violetto) ad un massimo di  $\lambda = 0,7 \mu\text{m}$  (rosso)<sup>1</sup>; tale intervallo (o *banda*) dello *spettro elettromagnetico*<sup>2</sup> è detto, appunto,

---

<sup>1</sup> Sarebbe più corretto parlare di frequenze visibili (vedi fig. 5.1), anziché di lunghezze; come accennato all'inizio del paragrafo, la frequenza è indipendente dal mezzo di propagazione, al contrario della lunghezza che da esso dipende, tramite la relazione che la lega alla velocità.

luce. L'unità di misura per le lunghezze in ottica è usualmente il *micron* ( $1 \mu\text{m} = 10^{-6} \text{ m}$ ).



**Figura 5.1**

Sarebbe estremamente complicato studiare la luce con le leggi fisiche generalizzate che si applicano a tutti i campi elettromagnetici. Nei casi in cui le lunghezze d'onda in gioco sono molto più piccole dei mezzi materiali con i quali interagiscono, si può adoperare una teoria approssimata, l'*ottica geometrica*, che si basa sulle proprietà *geometriche* della luce quando incide su *discontinuità* dello spazio come, ad esempio, specchi e lenti. Una discontinuità è una regione di spazio riempita con un materiale diverso dall'aria o dal vuoto (vetro, acqua, metallo, ecc..).

Senza aver la minima pretesa di una trattazione esaustiva dell'argomento, introduciamo ora quei pochi concetti fondamentali che ci serviranno per spiegare a grandi linee il funzionamento di lenti, specchi e telescopi (naturalmente...).

Si definisce *raggio ottico* (o *luminoso*) la direzione nella quale si propaga una determinata radiazione luminosa che, nei casi che ci interessano, è una *linea retta*.

Ogni mezzo materiale è caratterizzato da un *indice di rifrazione*  $n$  che è inversamente proporzionale alla velocità di propagazione nel mezzo stesso secondo la relazione<sup>3</sup>

$$n = \frac{c}{v}$$

<sup>2</sup> Si definisce *spettro* l'insieme delle onde elettromagnetiche nelle varie frequenze.

<sup>3</sup> Per i più "esigenti", aggiungiamo che  $n = \sqrt{\epsilon_r}$ , con  $\epsilon_r$  la *costante dielettrica relativa* del mezzo.

Nel vuoto abbiamo  $n = 1$ ; per l'aria  $n$  è praticamente pari a quello del vuoto; per tutti gli altri mezzi abbiamo  $n > 1$ .

### Indice di rifrazione per alcuni mezzi alle frequenze ottiche

vuoto	1,0000
aria	1,0003
diamante	$2,47 \div 2,75$
quarzo	1,46
vetro crown	$1,51 \div 1,57$
vetro flint	$1,54 \div 1,75$
acqua	1,33

Un raggio ottico che *incide* su un materiale viene in parte *riflesso* e in parte *rifratto*, cioè si propaga all'interno del suddetto materiale secondo una nuova direzione. Per la fondamentale *legge di conservazione dell'energia*, la somma delle parti riflessa  $E_r$  e rifratta  $E_i'$  deve essere pari alla quantità di energia incidente  $E_i$ <sup>4</sup>:

$$E_i = E_r + E_i'$$

Possiamo, quindi, introdurre due *coefficienti*  $r$  e  $t$ , rispettivamente *di riflessione* e *di rifrazione* (o *di trasmissione*), in modo da avere:

$$E_r = r \cdot E_i \qquad E_i' = t \cdot E_i$$

Sostituendo queste due espressioni nella prima relazione si ottiene:

$$r + t = 1$$

I coefficienti  $r$  e  $t$  sono legati alle caratteristiche dei due corpi tramite gli indici di rifrazione  $n_1$  e  $n_2$  e all'angolo di incidenza  $\theta_i$  del raggio (vedi figg. 5.2a e 5.2b).

I mezzi *trasparenti* (come il vetro) sono caratterizzati da un alto coefficiente di rifrazione  $t$  e, di conseguenza, da un basso coefficiente di riflessione  $r$ ; al contrario, i mezzi *riflettenti* (come gli specchi) sono caratterizzati da un alto coefficiente di riflessione  $r$  e un basso coefficiente di rifrazione  $t$ .

---

<sup>4</sup> Nel bilancio energetico si dovrebbe considerare anche l'energia  $E_a$  assorbita dal corpo attraversato dalla luce e scrivere  $E_i = E_r + E_i' + E_a$ , e definire un *coefficiente di assorbimento*  $a = E_a / E_i$ .



La riflessione della luce da parte di un corpo riflettente (specchio) è un fenomeno indipendente dalla frequenza della radiazione incidente, mentre la rifrazione attuata da una lente dipende da essa. L'indice di rifrazione, infatti, è funzione della frequenza ed è maggiore per la parte bassa dello spettro (rosso) e minore per la parte alta (violetto); tale fenomeno è detto *dispersione* e tutti i corpi trasparenti sono *dispersivi* nella banda ottica.

Per il raggio luminoso che incontra la *superficie di discontinuità* tra due mezzi di propagazione, valgono le seguenti proprietà fondamentali (vedi fig. 5.2a):

- i raggi incidente, riflesso e rifratto e la perpendicolare alla superficie di discontinuità nel punto in cui arriva il raggio incidente, giacciono sullo stesso piano, detto *piano di incidenza*;
- l'angolo di incidenza  $\theta_i$  e l'angolo di riflessione  $\theta_i'$  sono uguali e giacciono da parti opposte rispetto alla perpendicolare alla superficie di discontinuità;
- l'angolo di incidenza  $\theta_i$  e l'angolo di rifrazione  $\theta_r$  giacciono da parti opposte rispetto alla perpendicolare alla superficie di separazione tra i due mezzi e sono legati dalla *legge di Snell*:

$$n_1 \cdot \sin \theta_i = n_2 \cdot \sin \theta_r$$

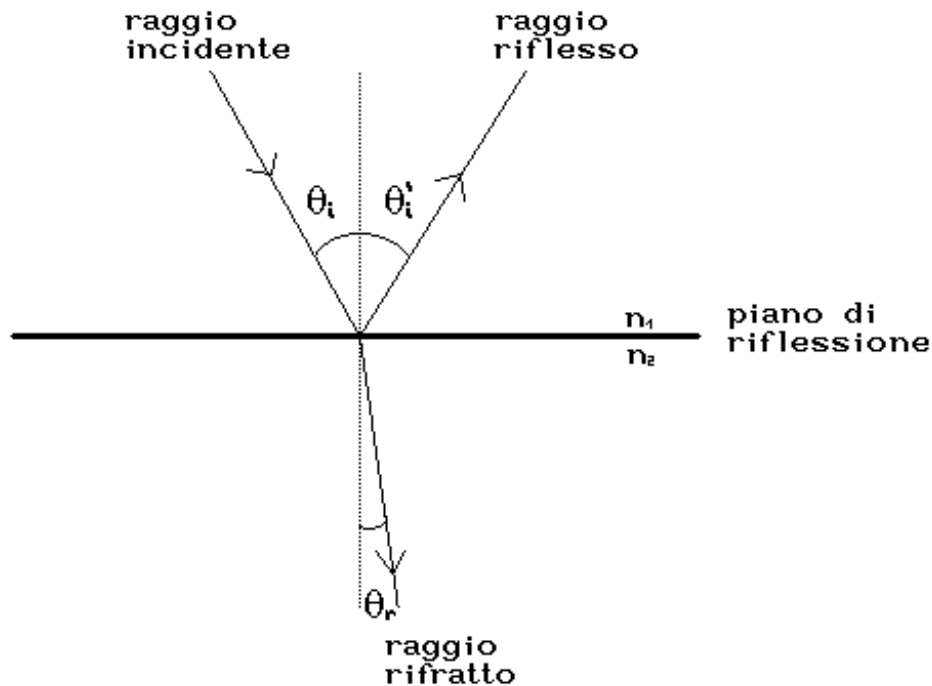


Figura 5.2a

Quest'ultima relazione, importantissima per lo studio e la costruzione dei dispositivi ottici, deriva dal famoso *principio di Fermat*, un postulato che il geniale matematico francese Pierre de Fermat (1601-1665) pose alla base di ogni fenomeno ottico. Tale principio stabilisce che tra tutti i possibili percorsi ottici tra A e B (vedi fig. 5.2b), quello che fisicamente si realizza è quello *minimo*, cioè quello che richiede il minor tempo possibile<sup>5</sup>. Il volenteroso lettore può provare a ricavare la legge di Snell tramite questo postulato, impostando geometricamente un problema di minimo.

**Problema 5.1.** Si dimostri la legge di Snell applicando il principio di Fermat.

---

<sup>5</sup> La moderna ottica geometrica può fare a meno del postulato di Fermat, dato che tutte le sue leggi possono essere ricavate, assumendo opportune ipotesi, dalla teoria generale dell'elettromagnetismo, della quale il principio di Fermat diviene una dimostrabile conseguenza.

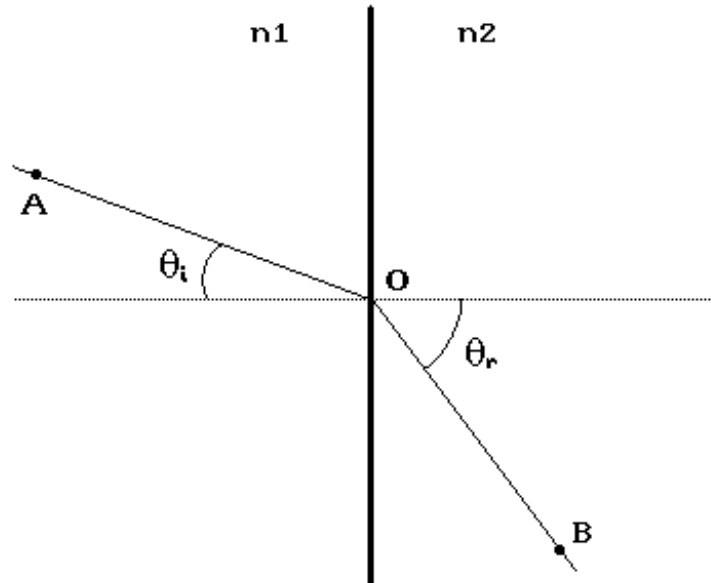


Figura 5.2b

A partire dal principio di Fermat e con le assunzioni da noi fatte sulle proprietà dei raggi luminosi, possiamo ricavare le equazioni che ci descrivono il comportamento dei raggi ottici quando incidono su discontinuità non piane come specchi e lenti. Questo è possibile perché si suppone che la superficie concava o convessa sia piana in prossimità del punto di incidenza. Inoltre, tutti i dispositivi ottici (come i telescopi) sono sistemi *centrati*, in cui le lenti o gli specchi che li compongono sono costituite da superficie simmetriche di rotazione con tutti i rispettivi assi centrati sulla stessa retta (*asse ottico*); è possibile, quindi, studiare il sistema ottico sul piano, lungo una qualsiasi sezione contenente l'asse ottico.

Senza ricorrere ad alcuna equazione, si può descrivere il dispositivo ottico tramite procedimenti grafici, tracciando direttamente alcuni fondamentali raggi luminosi che godono di ben determinate proprietà, alcune delle quali saranno esposte nei paragrafi che seguono.

## 5.2 Le Lenti e Gli Specchi

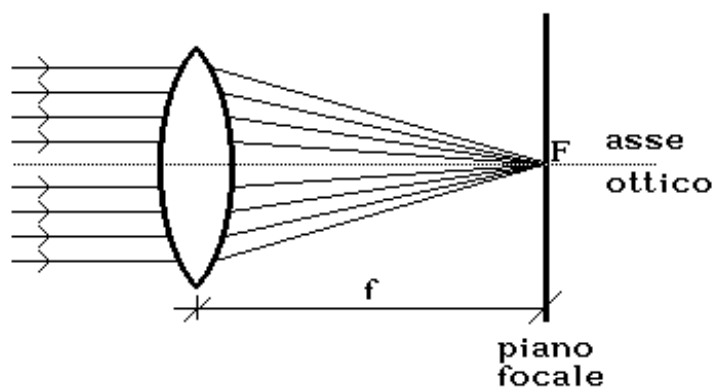
Le lenti sono costituite da una porzione di materiale trasparente (nei telescopi si adoperano particolari tipi di vetro) delimitato tra due superficie sferiche. Una lente può essere *convergente* o *divergente*, a seconda della con-

cavità o della convessità di ognuna delle due superficie e in rapporto ai rispettivi raggi di curvatura<sup>6</sup>.

Una lente è convergente quando tutti i raggi paralleli all'asse ottico che incidono su di essa fuoriescono convergenti in un unico punto  $F$  detto *fuoco* situato sull'asse ottico dalla parte opposta alla sorgente a distanza  $f$  dal centro della lente (vedi fig. 5.3a). In una lente divergente i raggi fuoriescono, ovviamente, divergenti, come se tutti provenissero da un punto  $F'$  detto *fuoco virtuale*, situato tra la sorgente e la lente, a distanza  $f$  da quest'ultima; in altre parole sono gli immaginari prolungamenti dei raggi a convergere in  $F'$ . In entrambi i casi  $f$  è detta *focale* o *distanza focale* della lente (vedi fig. 5.3b).

Una lente centrata e simmetrica ha le medesime proprietà, indipendentemente dalla parte in cui è situata la sorgente: possiede, quindi, un solo centro e due fuochi situati alla medesima distanza da esso. Ci sono particolari tipi di lenti convergenti e divergenti, dette *a menisco*, in cui le due superficie che le delimitano hanno curvature diverse; di conseguenza i fuochi saranno situati a due diverse distanze dal centro<sup>7</sup>.

Le lenti godono di tre importanti proprietà che ci permettono, come dicevamo prima, di studiarne il comportamento senza bisogno di fare alcun calcolo. In questo modo si può costruire la cosiddetta *immagine* (reale o virtuale) di una sorgente puntiforme o estesa “vista” attraverso una lente.



**Figura 5.3a**

<sup>6</sup> Per *raggio di curvatura* di una superficie sferica si intende semplicemente il raggio della sfera alla quale la superficie appartiene.

<sup>7</sup> Sono a menisco le lenti degli occhiali, che hanno sempre una convessità rivolta verso l'esterno, mentre all'interno hanno una concavità che può avere rispetto alla prima curvatura maggiore per le lenti divergenti usate dai miopi e minore per quelle convergenti usate dagli ipermetropi (vedi §5.9).

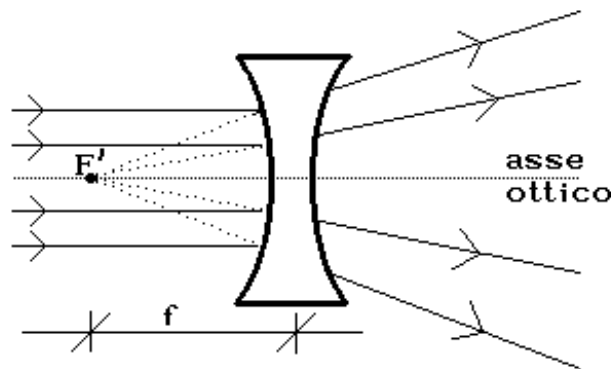


Figura 5.3b

- I raggi ottici paralleli all'asse della lente convergono, realmente o virtualmente, in un unico punto detto fuoco che è situato dalla parte opposta (lenti convergenti), ovvero dalla stessa parte (lenti divergenti) rispetto alla sorgente.
- I raggi ottici passanti per il centro della lente la attraversano senza essere deviati.
- I raggi ottici, o i relativi prolungamenti virtuali, passanti per il fuoco, fuoriescono paralleli all'asse ottico.

Nelle due figure 5.4a e 5.4b, vediamo applicate queste tre regole per costruire graficamente l'immagine di una sorgente estesa. Nel primo caso (fig. 5.4a), l'oggetto è posto ad una distanza superiore rispetto alla focale: si vede che i raggi ottici convergono dall'altra parte e ci restituiscono un'immagine reale (potremmo proiettarla su uno schermo, ad esempio, oppure sfruttarla come sorgente per una seconda lente). Nel secondo caso (fig. 5.4b), l'oggetto è posto tra il fuoco e il centro della lente: i prolungamenti virtuali dei raggi si incontrano dietro la sorgente reale, dandoci in prossimità del secondo fuoco un'immagine ingrandita di essa che, essendo virtuale, può essere soltanto osservata dal nostro occhio ma non può essere proiettata su uno schermo, né usata come sorgente per una seconda lente.

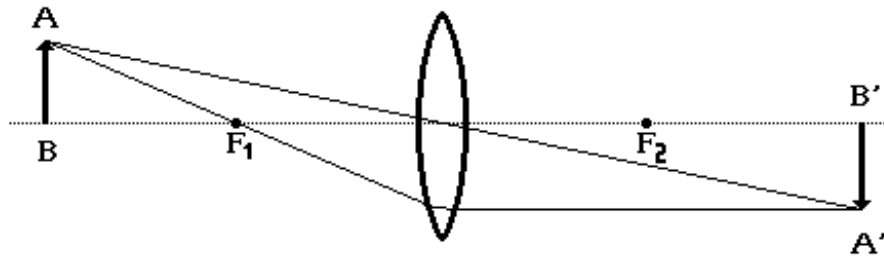


Figura 5.4a

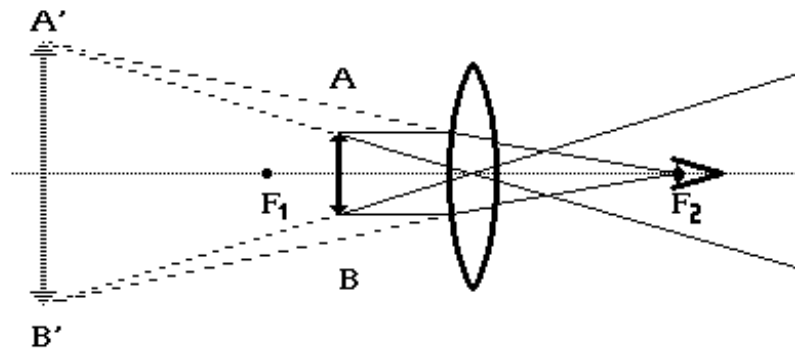


Figura 5.4b

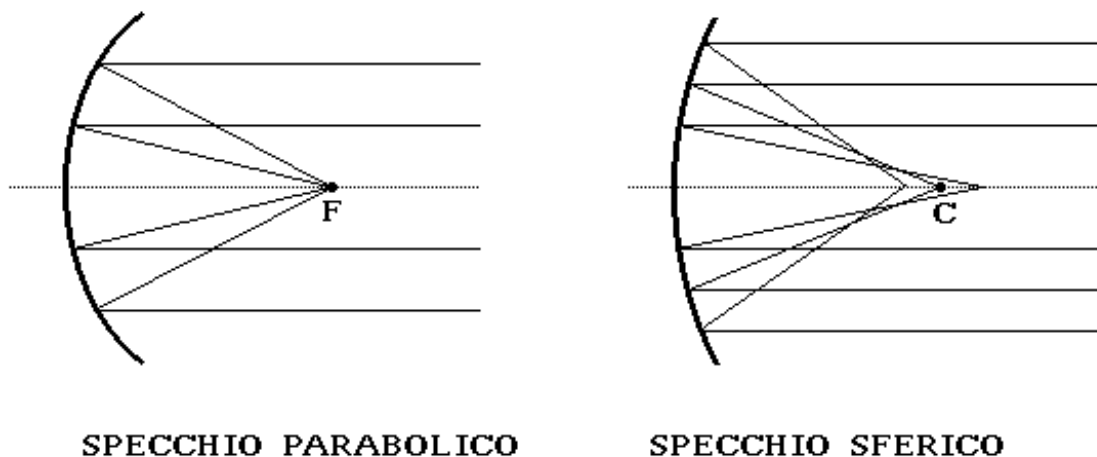
Gli *specchi* sono costituiti da un supporto di vetro ricoperto da un sottile ed uniforme strato di materiale riflettente, di solito platino, argento o alluminio. Le forme degli specchi che si usano nei telescopi astronomici sono *piana*, *sferica*, *parabolica* o *iperbolica*<sup>8</sup>. La lavorazione di tali dispositivi deve avere un alto grado di accuratezza, al fine di assicurare un'elevatissima qualità degli strumenti ottici in cui sono adoperati.

Uno specchio ben costruito riflette la quasi totalità della radiazione incidente su di esso e non ha comportamenti dispersivi, ovverossia le sue proprietà non dipendono dalla frequenza.

Esaminiamo brevemente le proprietà degli specchi parabolici e sferici (vedi fig. 5.5). Uno specchio parabolico ha la proprietà di concentrare i raggi luminosi che incidono parallelamente all'asse ottico in un punto  $F$  (fuoco) dell'asse stesso situato ad una distanza  $f$  (focale) dal vertice del paraboloide. In uno specchio sferico, invece, i raggi ottici che incidono parallelamen-

<sup>8</sup> Una parabola o un ramo di iperbole, fatte ruotare attorno al loro asse, generano una superficie rispettivamente parabolica e iperbolica della quale una sezione perpendicolare all'asse e contenente il vertice della parabola o dell'iperbole costituisce la forma geometrica di uno specchio parabolico o iperbolico. Uno specchio sferico ha la forma di una calotta sferica.

te all'asse non convergono in un unico punto, ma si distribuiscono in prossimità del centro della sfera generatrice su una superficie detta *caustica*.



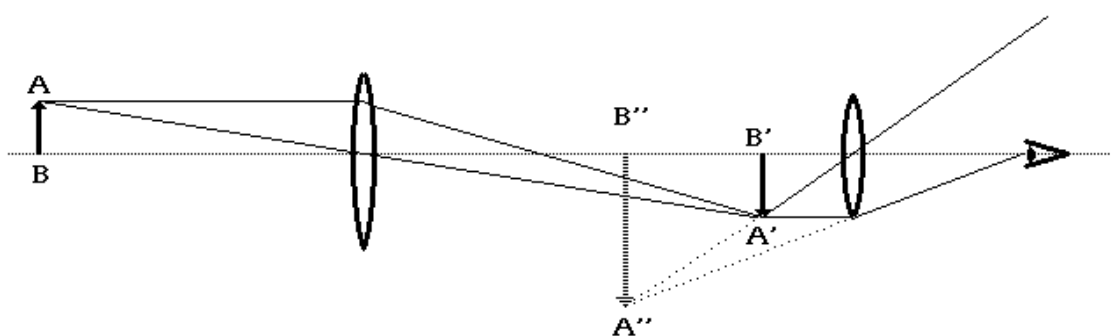
**Figura 5.5**

Entrambi questi specchi si adoperano nei telescopi riflettori (vedi §5.6); quello parabolico è più preciso, ma di più costosa lavorazione, mentre quello sferico necessita di dispositivi di correzione (vedi §5.5), ma il suo costo inferiore ne consente l'utilizzo anche in strumenti di fascia economica (e alla portata delle tasche degli astrofili...).

Per avere un'idea della precisione che ci vuole nella lavorazione delle superficie riflettenti dei telescopi, è interessante sapere che uno specchio “fuori misura” come il parabolico di 5 metri del telescopio *Hale* di Monte Palomar in California (inaugurato nel 1948) è stato ottenuto a partire da uno sferico di 34 m di curvatura dopo molti anni di rifinitura visto che la differenza tra superficie sferica e parabolica era dell'ordine del decimo di millimetro e la precisione richiesta inferiore al decimillesimo di millimetro!

### 5.3 Il Cannocchiale

Il primo cannocchiale dovrebbe essere stato costruito da un ottico fiammingo all'inizio del XVII secolo. Galileo, avuta notizia dell'invenzione, ne produsse uno proprio, perfezionandolo in seguito, e lo rivolse subito al cielo, facendo le sue importantissime scoperte. Keplero ne migliorò ancora le prestazioni sostituendo con una lente convessa quella concava dell'oculare (vedi più avanti) di Galileo.



**Figura 5.6a**

In figura 5.6a è riportato lo schema di un semplice cannocchiale; abbiamo un sistema centrato di due lenti convergenti, una detta *obbiettivo* e rivolta verso la sorgente, un'altra detta *oculare*, rivolta verso l'occhio dell'osservatore e con la possibilità di traslare lungo l'asse ottico del sistema. Nella figura l'oggetto da osservare è situato a distanza finita e molto maggiore della focale dell'obbiettivo (nel disegno la scala non è stata rispettata per ragioni di praticità); l'oculare viene posto in modo che l'immagine  $A'B'$  della sorgente  $AB$  cada in prossimità del suo fuoco e agisce, in questo modo, come una lente di ingrandimento, dandoci un'immagine  $A''B''$  virtuale ingrandita e capovolta di  $AB$  (vedi §5.2). Il rapporto tra le dimensioni di  $A''B''$  e  $AB$  è detto *ingrandimento lineare*.

Le sorgenti astronomiche sono poste a distanza praticamente infinita dall'obbiettivo (vedi fig. 5.6b), quindi la funzione del cannocchiale è quella di ingrandire gli angoli sotto i quali sono visti gli oggetti celesti, migliorando l'acuità visuale dell'occhio nudo (vedi §5.10). L'oculare (di focale  $f$ ) viene posto in modo che il suo fuoco coincida con quello dell'obbiettivo (di focale  $f'$ ). Il rapporto  $\alpha' / \alpha$  è detto *ingrandimento angolare* e si può dimostrare sfruttando la sola geometria piana che

$$\frac{\alpha'}{\alpha} = \frac{y}{y'} = \frac{f'}{f}$$

essendo  $y$  e  $y'$  rispettivamente le dimensioni trasversali di un fascio di raggi luminosi uscenti dall'obbiettivo e dall'oculare.



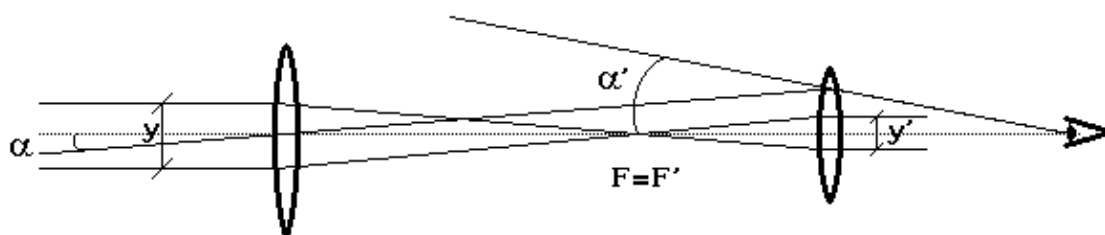


Figura 5.6b

Un cannocchiale di questo tipo è inadatto all'osservazione terrestre perché l'immagine osservata è capovolta; con l'inserzione di una terza lente tra le prime due si può raddrizzare l'immagine, a scapito della sua qualità perché ogni lente introduce alcuni difetti (vedi §5.5); per l'uso astronomico l'inversione dei riferimenti non crea eccessivi problemi, quindi non si usano dispositivi raddrizzatori.

Numerosi miglioramenti sono stati fatti al "primitivo" cannocchiale che noi abbiamo esaminato, fino ad arrivare al monumentale rifrattore di Yerkes (Wisconsin, USA), con un obbiettivo di 102 cm di diametro...

Una lente, inoltre, assorbe una considerevole parte della radiazione luminosa incidente e questo degenera le prestazioni dei telescopi rifrattori al crescere del diametro e dello spessore delle lenti (vedi nota 4). Gli specchi che si usano negli strumenti ottici, al contrario, riflettono almeno il 90% della radiazione incidente e non sono dispersivi; per questo motivo i telescopi di qualità sono tutti riflettori (vedi §5.6).

#### 5.4 Caratteristiche degli Strumenti di Osservazione

Un telescopio (o un cannocchiale) deve raccogliere la maggior quantità di luce possibile, ingrandire gli oggetti e separare particolari molto vicini tra loro. La capacità di raccogliere luce è una caratteristica molto importante perché permette, a parità di altre condizioni, di osservare corpi celesti più distanti e deboli. Essa è funzione del diametro dell'obbiettivo.

La capacità di separare particolari molto vicini, o *potere risolutivo*, espresso in secondi d'arco, dipende dal diametro dell'obbiettivo secondo la formula approssimata:

$$P = 115 / D \quad (D=\text{diametro in mm})$$

La formula è teorica poiché bisogna tener conto di diversi fattori esterni, il più importante dei quali è la *turbolenza atmosferica* che pregiudica notevolmente il potere risolutivo di un telescopio.

Abbiamo già visto che per l'ingrandimento vale la formula:

$$I_v = f_{OB} / f_{OC}$$

in cui  $f_{OB}$  e  $f_{OC}$  sono rispettivamente le focali dell'obiettivo e dell'oculare; **risulta evidente che se si vuole variare l'ingrandimento è sufficiente disporre di oculari con focali diverse.**

Un altro dato che caratterizza il telescopio è il *rapporto focale* dato dalla formula  $f / D$  dove  $D$  è il diametro dell'obiettivo e  $f$  la sua focale. Più questo rapporto è piccolo, più il telescopio è luminoso. In linea di massima, per rapporti che vanno da 3 a 8 il telescopio, oltre che per l'osservazione visuale, è adatto anche per la fotografia; per rapporti maggiori è adatto alle sole osservazioni visuali, eccetto per oggetti luminosi quali il Sole, la Luna, i pianeti.

## 5.5 Le Aberrazioni di Lenti e Specchi

Come abbiamo accennato nel §5.1, l'angolo di rifrazione di un raggio luminoso incidente dipende dalla frequenza della radiazione; più precisamente, esso diminuisce al crescere della frequenza. Poiché un fascio di *luce bianca*, come vedremo nel §5.10, è costituito dall'insieme di tutte le lunghezze d'onda spettrali, ogni componente verrà rifratta secondo angoli diversi, scomponendo spazialmente il raggio luminoso nelle sue diverse componenti *monocromatiche*, costituite, cioè, da una sola frequenza.

Ciò comporta che i raggi rifratti da una lente sono scomposti nei colori dell'iride, come avviene anche con un prisma; ogni colore, quindi, viene focalizzato in un punto diverso. Questa *aberrazione*<sup>9</sup> si chiama *cromatismo* ed il suo effetto è che l'immagine avrà i contorni colorati, rendendo fastidiosa la visione. E' da sottolineare che il cromatismo è una caratteristica delle lenti e non degli specchi. Per correggere questa aberrazione si deve applicare sulla lente convessa una lente divergente a menisco (vedi nota 7) di un vetro con un coefficiente di rifrazione più alto; in questo modo si riesce a introdurre un'aberrazione cromatica uguale e contraria a quella della lente convessa, con la sola conseguenza di allungare un po' la distanza focale. La lente risultante è detta *doppietto acromatico* ed è presente, in pratica, su tutti i moderni telescopi rifrattori.

La *sfericità* è un'aberrazione di lenti e specchi sferici (vedi §5.2) e consiste nella focalizzazione dei raggi in punti diversi (vedi fig. 5.5); attorno all'immagine si forma, quindi, un alone luminoso. Anche questa aberrazione

---

<sup>9</sup> Non bisogna pensare alle aberrazioni come difetti costruttivi: le aberrazioni esisterebbero, infatti, anche in lenti o specchi perfetti – se potessimo realizzarli...

viene corretta abbastanza bene progettando opportunamente il doppietto acromatico; con gli specchi sferici occorre invece interporre una *lastra asferica*, cioè una particolare lente che introduce una sfericità uguale e contraria a quella dello specchio da correggere.

La *coma*, infine, è un'aberrazione presente sia nelle lenti che negli specchi ed è dovuta ad un imperfetto allineamento degli assi ottici. Essa produce sul piano focale un'immagine di una stella che non è più un puntino, ma un piccolo ventaglio di luce simile ad una cometa (“coma” in latino significa “chioma”) le cui dimensioni aumentano quanto più lontana è l'immagine dall'asse ottico, sul quale la coma è assente. Questa aberrazione, fastidiosa soprattutto quando si devono ottenere delle immagini su una superficie di grande estensione (quella della lastra fotografica ad esempio) viene corretta in modo accettabile da speciali obbiettivi chiamati appunto *correttori di coma*.

## 5.6 Il Telescopio Riflettore

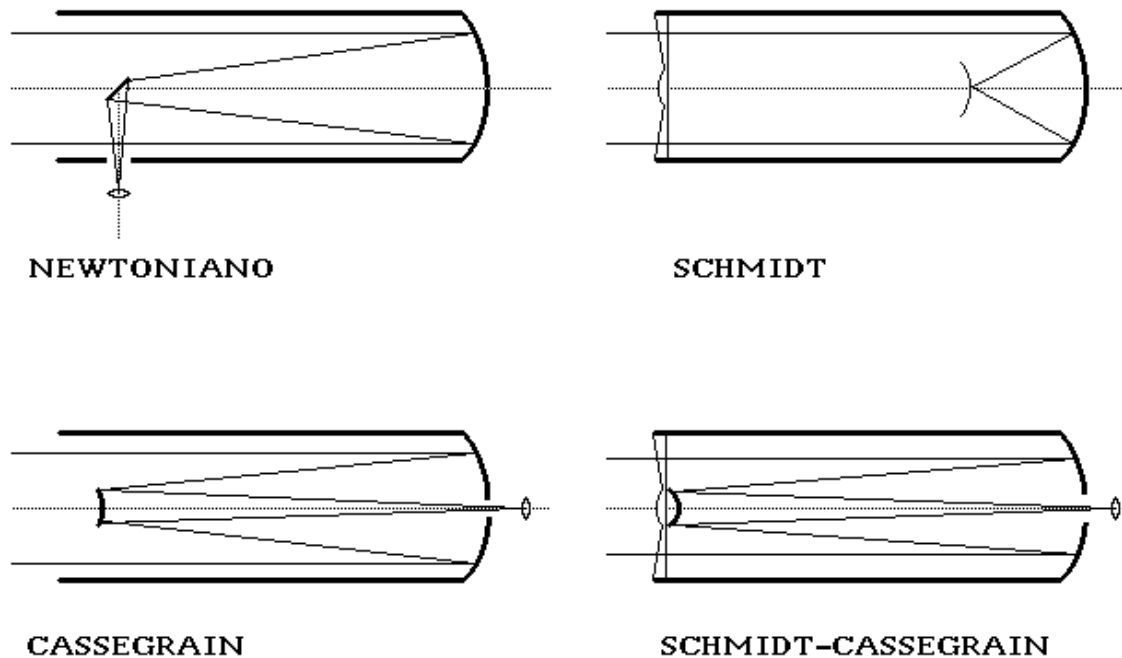
I telescopi *riflettori* si distinguono dai *rifrattori* per l'uso di specchi invece che di lenti (a parte l'oculare che è praticamente lo stesso nei due strumenti).

La prima teorizzazione sul funzionamento dei riflettori fu fatta da Newton nelle sue *Lectiones Opticae* (1669) e lui stesso costruì un piccolissimo prototipo con specchio di 25 mm e focale di 15 cm. Da quel momento i riflettori soppiantarono progressivamente i rifrattori, fino ad arrivare ai “giganti” di oggi, come il *Bolshoi Telescop* situato nel Caucaso (specchio parabolico di 6 metri) in funzione dal 1975, attualmente il più grande telescopio del mondo. In un telescopio tradizionale, 3 o 4 metri di diametro per lo specchio principale sono considerati un buon compromesso tra costi e benefici. Gli strumenti amatoriali hanno specchi che vanno dai 12 ai 30 cm di diametro. E come non menzionare il Telescopio Spaziale (240 cm) che, dopo uno sfortunato avvio dovuto a errori di progetto, si è rivelato lo strumento ottico più prezioso attualmente a disposizione degli astronomi.

La maggiore facilità di lavorazione, l'assenza di cromatismo e il bassissimo assorbimento, fanno preferire i riflettori ai rifrattori. Si possono inoltre raggiungere rapporti focali più bassi rispetto ai rifrattori il che rende i riflettori molto più luminosi.

Lo svantaggio principale è la necessità di eseguire periodicamente la *rialuminatura* delle superficie riflettenti per ripristinarne le proprietà ottiche che si deteriorano col tempo. Inoltre, nei modelli più grandi, il tubo è aperto e, quindi, si creano delle turbolenze d'aria al suo interno che infastidiscono la visione.

Nella figura 5.7 vediamo gli schemi dei quattro tipi di telescopio che verranno brevemente descritti nei paragrafi che seguono.



**Figura 5.7**

### **5.6.1 Telescopio Newtoniano**

In un riflettore *newtoniano* i raggi dopo essere stati riflessi dallo specchio principale parabolico, vengono deviati di  $90^\circ$  da uno specchio piano detto *secondario*, prima di convergere nel fuoco. Questo sistema, molto semplice costruttivamente, richiede che il tubo del telescopio sia lungo quanto la focale del suo specchio e quindi un ingombro notevole per strumenti di una certa potenza. Il punto di osservazione è situato all'estremità opposta dello specchio principale.

### **5.6.2 Telescopio Cassegrain**

Il sistema *Cassegrain* possiede uno specchio principale parabolico con un foro al centro e uno specchietto convesso iperbolico<sup>10</sup> per secondario.

I raggi riflessi dal primario vengono fatti convergere sul secondario; da questo sono riflessi di nuovo verso il primario e, attraverso il foro, convergono nel fuoco situato all'esterno del tubo portante, dietro lo specchio principale. La riflessione del secondario permette di conseguire un allungamento della focale dello specchio principale. Si parlerà quindi di *focale equivalente*. Questo tipo di telescopio è molto compatto pur mantenendo lunghe focali. L'oculare è posto sul retro dello specchio, come nei rifrattori. E' molto maneggevole, poco ingombrante, molto costoso ed adatto soprattutto all'osservazione di pianeti o comunque di oggetti relativamente luminosi.

### 5.6.3 Telescopio Schmidt

Questo tipo di telescopio è adatto solamente all'osservazione fotografica avendo il fuoco che cade all'interno. E' costituito da uno specchio sferico e da una *lastra correttrice asferica* posta nel centro di curvatura dello specchio.

La lastra correttrice serve ad eliminare l'aberrazione sferica introdotta dallo specchio (vedi §5.5). La lastra fotografica dovrà essere posta nel fuoco all'interno e dovrà essere curva, in quanto il campo di questo strumento è curvo. Il diametro della lastra è più piccolo del diametro dello specchio. Ciò contribuisce ad eliminare le aberrazioni di sfericità e coma.

I vantaggi di questo telescopio sono due: grande luminosità e campo esteso. Il rapporto  $f/D$  (con  $D$  diametro della lastra correttrice) può essere molto piccolo e il telescopio può avere, quindi, focali cortissime. L'estensione del campo può arrivare, in alcuni casi, fino a  $25^\circ$ : con un'unica lastra fotografica si riesce cioè a riprendere una porzione di cielo di  $25^\circ$  di diametro con una buona definizione fino al bordo.

### 5.6.4 Telescopio Schmidt-Cassegrain

Il telescopio Schmidt-Cassegrain è uno strumento sia fotografico che visuale ed ha trovato largo impiego tra gli astrofili sia per maneggevolezza che per compattezza. Questo telescopio è una combinazione tra uno Schmidt e un Cassegrain. Lo specchio sferico è forato al centro; i raggi che esso riflette verso la lastra correttrice sono raccolti da uno specchietto divergente iperbolico che, oltre ad allungare la focale, li convoglia verso il foro dello specchio principale.

## 5.7 Gli Oculari

---

<sup>10</sup> Uno specchio iperbolico possiede un fuoco virtuale dalla parte della sua concavità ed ha la proprietà di focalizzare i raggi luminosi che convergono virtualmente sul fuoco stesso.

L'oculare è un elemento essenziale del telescopio; serve a dare l'ingrandimento desiderato dell'immagine. Ne esistono vari tipi che si differenziano soprattutto per il numero di lenti usato.

Gli oculari di *Huygens* e di *Ramsden* sono i più economici e vanno bene con telescopi aventi grandi rapporti focali (da  $f/10$  in su). La ragione sta nel fatto che, con piccole focali, non riescono a correggere le maggiori aberrazioni dando un'immagine accettabile solo al centro. Per queste si preferiscono oculari di *Kellner*, di *Plössl*, *ortoscopici* e di *Erfle*, aventi un minimo di tre lenti, che consentono di ottenere delle immagini accettabili anche ai bordi del campo.

Un altro fattore del quale bisogna tener conto è la focale dell'oculare che non dovrà essere né troppo lunga, né troppo corta rispetto al diametro dell'obbiettivo. Il minimo ingrandimento dovrà essere all'incirca  $1/6$  del diametro, il massimo due volte il diametro.

Un'altra caratteristica è l'*estrazione pupillare*, ossia la distanza dall'oculare alla quale si deve mettere l'occhio per raccogliere tutti i raggi luminosi della immagine. E' buona nei *Plössl*, negli *ortoscopici* e negli *Erfle*, un po' meno negli *Huygens* e nei *Ramsden*.

Il *campo apparente* è l'estensione dell'immagine che si può vedere con un oculare. L'*Huygens* ha un campo da  $25^\circ$  a  $40^\circ$ , il *Ramsden* da  $30^\circ$  a  $40^\circ$ , il *Kellner* da  $35^\circ$  a  $50^\circ$ , il *Plössl* da  $35^\circ$  a  $50^\circ$ , l'*ortoscopico* da  $30^\circ$  a  $50^\circ$  e l'*Erfle* da  $50^\circ$  a  $70^\circ$ .

Per concludere, qualche cenno sulla *lente di Barlow*: interposta tra oculare e telescopio, serve per aumentare l'ingrandimento e normalmente si trova in commercio da  $2\times$ , ovverosia raddoppia l'ingrandimento. Essa agirà sulla lunghezza focale dell'oculare come divisore; ad esempio, con un oculare da 26 mm e una *Barlow*  $2\times$  la focale equivalente diventerà 13 mm. Infatti, ricordando che per l'ingrandimento visuale vale la formula

$$I_v = f_{OB} / f_{OC}$$

possiamo verificare che dimezzando  $f_{OC}$  raddoppia l'ingrandimento.

## 5.8 La Percezione Visiva come Caratteristica Soggettiva

Nei paragrafi precedenti abbiamo visto alcune proprietà fisiche che riguardano i raggi luminosi, come essi vengono rifratti o riflessi da lenti e specchi e come, sfruttando le leggi dell'ottica, si possono costruire gli insostituibili strumenti per lo studio del cielo.

Un telescopio può essere usato essenzialmente in due modi: per l'osservazione visuale e quella fotografica (vedi Cap. 6). Entrambe sono alla

portata dell'astrofilo (e quindi anche alla nostra portata!), ma a livello di ricerca scientifica l'astronomia si avvale esclusivamente della registrazione degli oggetti celesti su pellicola fotografica o in forma elettronica con i moderni CCD<sup>11</sup>, seguita da un'attenta analisi delle immagini raccolte che vengono anche confrontate con altre in archivio inerenti allo stesso soggetto.

I limiti dell'osservazione visuale derivano dalle limitazioni insite nella percezione delle immagini da parte dell'occhio umano. Ed è proprio delle caratteristiche della visione che parleremo in questi ultimi tre paragrafi.

Ad uno *stimolo* luminoso costituito da onde elettromagnetiche dello spettro visibile (vedi § 5.1) provenienti dall'oggetto che stiamo osservando, per esempio il campo all'interno dell'oculare, corrisponde una *sensazione visiva* riprodotta dal nostro cervello sulla base di quanto raccolto dall'occhio (o da entrambi gli occhi in caso di *visione binoculare*).

La percezione visiva è, come tutte le sensazioni umane, *soggettiva* poiché, come vedremo, dipende da come noi filtriamo ed elaboriamo gli stimoli esterni, con variazioni da individuo a individuo. E' evidente che la sensazione visiva è correlata alle caratteristiche fisiche dell'immagine; si possono, quindi, descrivere le sue proprietà tramite parametri *psicofisici* che permettono di *quantificare* la percezione visiva sulla base delle caratteristiche *medie* della visione umana.

Come è possibile far corrispondere tali parametri psicofisici a quelli fisici ad essi relativi esulerebbe dallo scopo di questa trattazione. Noi ci limiteremo a descrivere le principali proprietà della percezione visiva e come queste caratterizzino l'osservazione visuale astronomica.

## 5.9 L'Occhio Umano

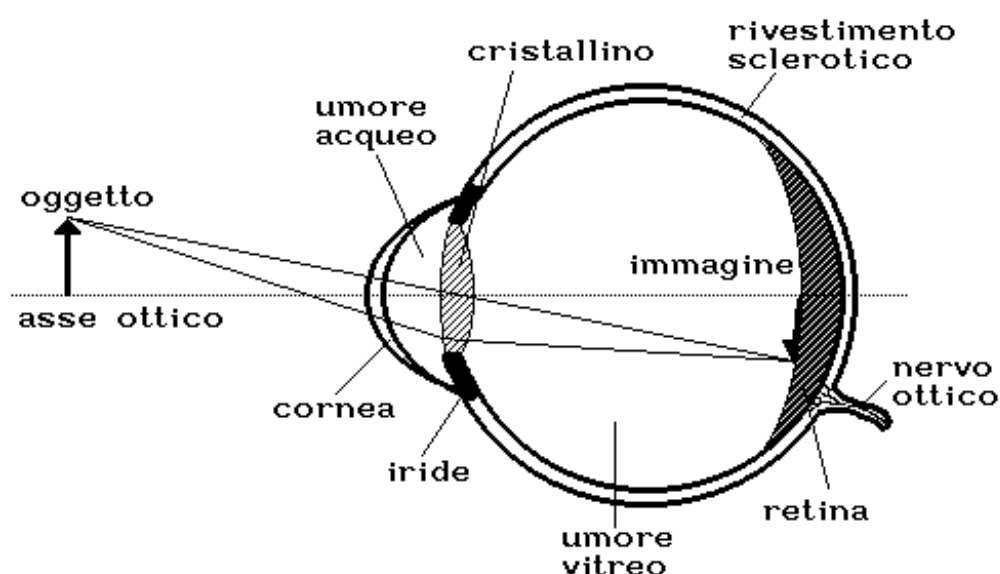
Prima di tutto è opportuno dare una descrizione sommaria del funzionamento del "sensore" della percezione visiva, cioè l'occhio umano, le parti principali del quale sono rappresentate in figura 5.8.

La superficie esterna anteriore dell'occhio è ricoperta da una membrana trasparente, detta *cornea*, che, insieme al *cristallino*, una vera e propria "lente", focalizza un'immagine reale e capovolta degli oggetti sulla *retina*, una membrana sensibile interna all'occhio. La luce che incide sulla retina viene convertita in segnali elettrici. Attraverso il *nervo ottico*, questi vengono condotti al cervello che provvede ad elaborarli e a generare la sensazione visiva.

---

<sup>11</sup> Coupled Charge Device (Dispositivo ad Accoppiamento di Carica); componente elettronico in grado di memorizzare un'immagine a colori sotto forma di una matrice di punti costituita da determinati valori di carica elettrica. Oltre ad essere usato nelle videocamere portatili, sta progressivamente sostituendo la pellicola fotografica in molti campi dell'osservazione astronomica.

La retina è costituita da uno strato di 0,2 mm di due tipi di cellule diverse: i *coni* e i *bastoncelli*, in totale 125 milioni di elementi. I bastoncelli sono sensibili all'*intensità luminosa*, i coni al *colore*. In situazioni di bassa luminosità (*luce crepuscolare*) i coni non sono eccitati ed è per questo che in tali condizioni vediamo “in bianco e nero”. Siamo nella tipica situazione in cui ci si trova durante un’osservazione astronomica; solo delle stelle più luminose possiamo percepire il colore, mentre tutte le altre, come pure le sgargianti nebulose (nelle foto delle riviste specializzate...) che puntiamo col nostro telescopio, ci appaiono di un bianco un po’ sbiadito.



**Figura 5.8**

Di coni ce ne sono di tre tipi sensibili a tre colori fondamentali: il *rosso*, il *verde* e il *blu*. Essi, inoltre, sono circa un quarto in numero rispetto ai bastoncelli; ciò significa che il nostro occhio ha maggiore *potere risolutivo* per punti luminosi piuttosto che per punti colorati. Infatti, a meno di variazioni individuali, possiamo distinguere due punti luminosi su sfondo scuro che formano con la pupilla un angolo di un primo d'arco (due punti separati da 1 mm visti dalla distanza di 3,44 m), ma se i due punti fossero di diverso colore, non saremmo in grado di apprezzare anche la differenza cromatica se non raddoppiando (almeno) la distanza fra di essi.

I coni sono più concentrati al centro della retina (*macchia lutea*), i bastoncelli predominano all'esterno; per questo motivo, **per aumentare l'acuità visuale e la sensibilità quando si osserva col telescopio, si**



**consiglia di tenere l'occhio obliquo, affinché l'immagine si proietti in una zona della retina ricca di bastoncelli.**

L'occhio comprende anche un diaframma opaco, detto *iride*, che regola le dimensioni dell'apertura (la *pupilla*) attraverso la quale la luce entra: un'azione muscolare riflessa provvede a restringerla se l'intensità luminosa è troppo elevata e ad allargarla se è bassa. Il diametro della pupilla può variare tra un minimo di poco più di 1 mm (luce forte) e un massimo di circa 6 mm (al buio).

Anche la curvatura del cristallino può essere regolata tramite un'azione muscolare. In questo modo, l'occhio è in grado di mettere a fuoco oggetti posti a varie distanze da esso: una persona dotata di vista normale può focalizzare oggetti tra l'infinito e la *distanza minima di visione distinta*, il cui valore è di circa 20÷25 cm. Il processo di messa a fuoco è detto *accomodamento*.

La *sensazione visiva* è il risultato dell'elaborazione da parte dell'occhio stesso e del cervello delle due immagini focalizzate sulle retine dei due occhi. Si è scoperto, infatti, che i segnali elettrici provenienti dai 125 milioni di cellule sensibili della retina vengono affasciati in un numero molto minore di terminazioni nervose che costituiscono il *nervo ottico*; quest'ultimo porterà al cervello il risultato di questa prima elaborazione, il quale provvederà a darci la sensazione visiva.

Gli occhi possono presentare difetti che pregiudicano la corretta visione. Tra questi, i più comuni sono le *ametropie*, la *presbiopia* e l'*astigmatismo*.

Le ametropie sono connesse ad una deformazione dell'occhio lungo il suo asse longitudinale (vedi fig. 5.9). Nella *miopia*, l'immagine di un oggetto lontano, da cui provengono quindi raggi luminosi pressoché paralleli, viene a formarsi su un piano anteriore a quello retinico e l'oggetto viene visto sfocato; se, invece, l'oggetto si trova a distanza ravvicinata, esso può ancora essere visto distintamente. La miopia si corregge utilizzando lenti divergenti.

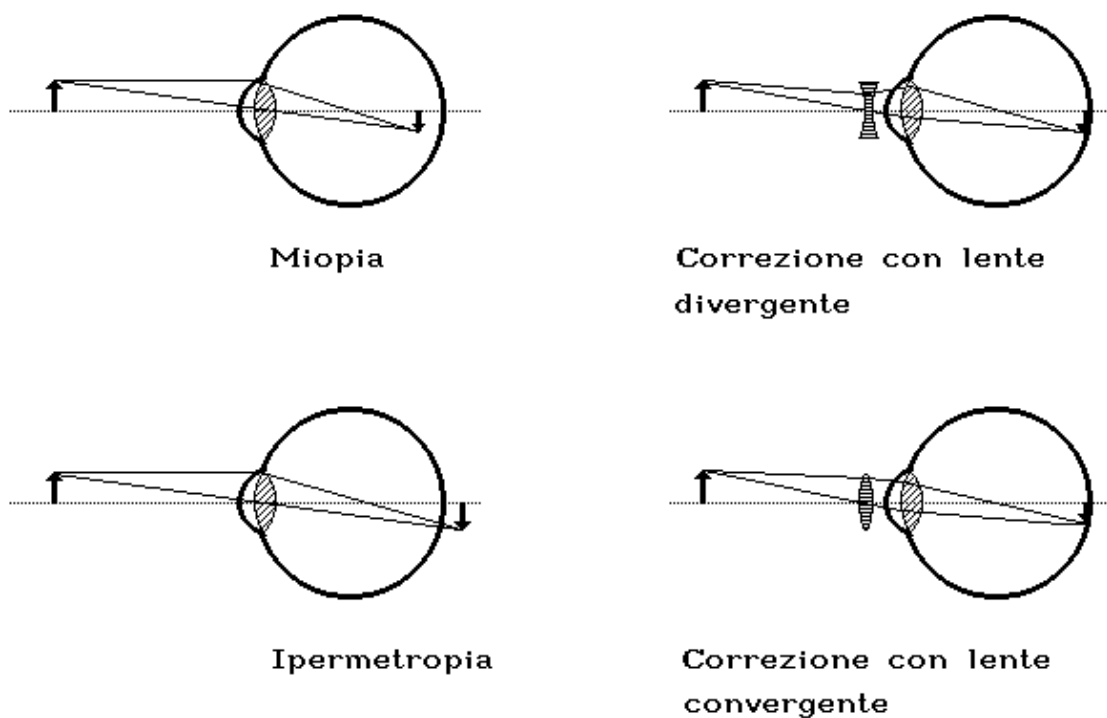
Nell'*ipermetropia* accade esattamente l'opposto: l'immagine si forma posteriormente alla retina e perciò sono gli oggetti vicini ad apparire sfocati. L'ipermetropia si corregge attraverso lenti convergenti.

La presbiopia è una progressiva perdita di elasticità del cristallino che riduce la capacità di accomodamento dell'occhio e, di conseguenza, fa aumentare la distanza minima di visione distinta. La presbiopia si instaura lentamente anche nell'occhio normale a partire dai 40-45 anni, ed è più avvertita dagli ipermetropi (che, come detto, hanno già problemi a vedere da vicino) che non dai miopi. Anche la presbiopia si corregge con lenti convergenti.

L'*astigmatismo* è un'anomalia della curvatura della cornea la quale, da sferica, tende a diventare cilindrica: i raggi luminosi, allora, non sono più focalizzati in un punto ma lungo un determinato asse e l'oggetto viene visto

sfocato indipendentemente dalla distanza a cui si trova. L'astigmatismo si corregge con lenti *cilindriche*<sup>12</sup>.

In ogni caso, **mai usare gli occhiali quando si osserva dall'oculare di un telescopio**; tramite l'apposita manopola si può adattare la messa a fuoco al proprio occhio correggendo miopia e ipermetropia. Usare gli occhiali, oltre che rendere difficoltosa l'osservazione, può rigare la superficie antiriflesso dell'oculare, come pure le parti dure di quest'ultimo possono graffiare i vostri occhiali!



**Figura 5.9**

## 5.10 Generalità sulla Sensazione Visiva

<sup>12</sup> Le lenti cilindriche sono un dispositivo ottico non simmetrico e sono costituite da due superficie cilindriche di diverso raggio; hanno la proprietà di focalizzare i raggi luminosi incidenti lungo una linea parallela agli assi dei cilindri generatori.

La sensazione visiva è un fenomeno assai complesso che comporta informazioni di diversa natura. Tra di esse distinguiamo:

- 1) *informazione spazio-temporale*: conformazione degli oggetti nel campo visivo, loro estensione, posizione e movimenti.
- 2) *informazione luminosa e cromatica*: intensità della sensazione di luminosità o brillantezza degli oggetti e loro caratteristiche cromatiche.

Nei limiti di queste dispense, ci interessa dare qualche elemento sulle informazioni del secondo tipo, studiate dalla *fotometria* e dalla *colorimetria* che costituiscono due branche della *fisica tecnica*.

Una caratteristica fondamentale della visione è che la sensazione di luminosità di un oggetto, sia esso una sorgente (una lampadina, una stella), o un corpo da essa illuminato (un dipinto, una parete), non è proporzionale alla potenza fisica emessa o riflessa dall'oggetto. Per *potenza fisica*  $W$  intendiamo l'intensità del campo elettromagnetico che costituisce i raggi luminosi (vedi § 5.1).

Il nostro occhio è più sensibile alla luce monocromatica *giallo-verde* di lunghezza  $0,55 \mu\text{m}$ . Radiazioni monocromatiche di lunghezza maggiore (verso il rosso fino a  $0,77 \mu\text{m}$ ) o minore (verso il blu fino a  $0,38 \mu\text{m}$ ) vengono percepite sempre meno intensamente secondo una curva ricavata sperimentalmente (vedi fig. 5.10) e definita *curva normale di visibilità*  $V(\lambda)$ .

Tramite questa curva possiamo definire il *flusso luminoso* di una radiazione monocromatica

$$\Phi = V(\lambda) \cdot W$$

che rappresenta una misura equivalente dello stimolo percepito; uguale flusso luminoso significa uguale sensazione di luminosità, essendo diverse, per quanto detto sopra, le potenze luminose  $W$  che danno tali sensazioni. Il flusso luminoso costituisce una *grandezza psicofisica* che lega, cioè, una grandezza fisica come la potenza ad una psichica come la visibilità. In figura 5.10 è rappresentato il grafico del *coefficiente di visibilità*  $v(\lambda)$ , ottenuto dividendo  $V(\lambda)$  per il valore massimo  $V_{\text{max}}$  che la curva raggiunge in corrispondenza della radiazione a  $0,55 \mu\text{m}$ .

Altra grandezza psicofisica è l'*intensità luminosa* che rappresenta il flusso emesso in un angolo solido unitario; si misura in *candele* (cd) e costituisce l'unità di misura primaria della fotometria; la candela è inserita nel Sistema Internazionale (SI) delle unità di misura.

La magnitudine di un corpo celeste è basata proprio sull'intensità luminosa della radiazione dell'astro in questione.

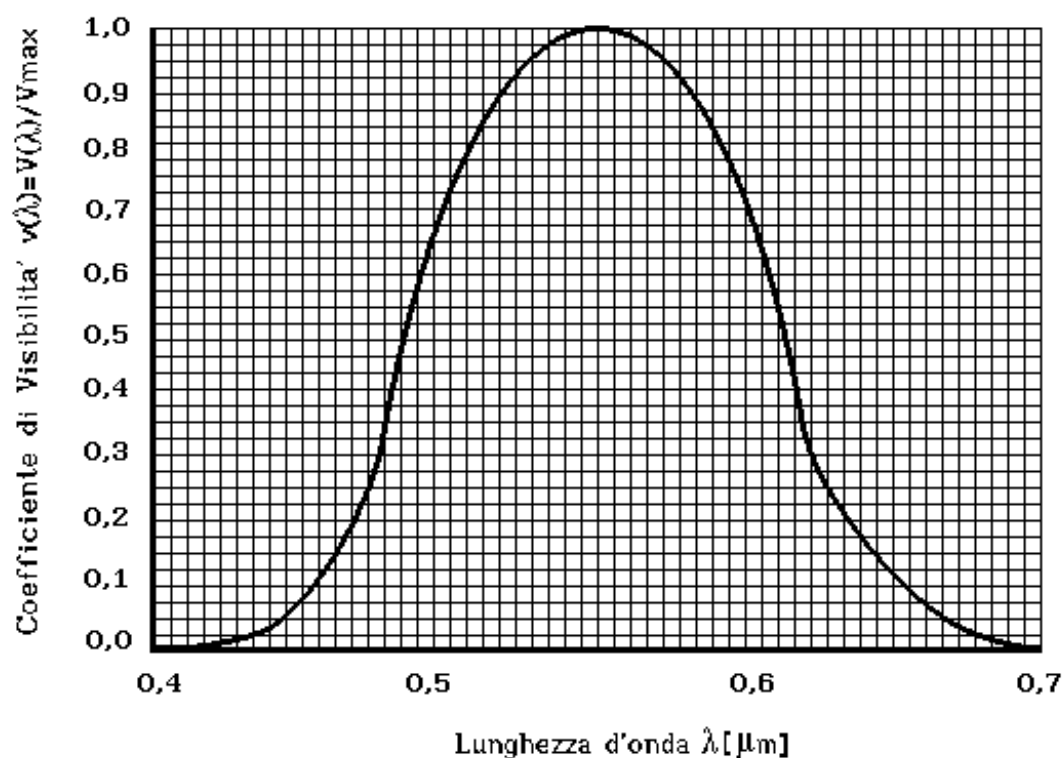
Altre caratteristiche fotometriche della visione che influenzano l'osservazione astronomica sono l'*acuità visuale*, la *soglia di visibilità* e l'*abbagliamento*.

L'acuità visuale rappresenta la capacità di distinguere punti vicini (una stella doppia, per esempio); in condizioni ottimali è pari a 1' d'arco.

La soglia di visibilità rappresenta la minima intensità luminosa percepibile.

**Uno strumento ottico come il telescopio è in grado di aumentare sia l'acuità che la soglia di visibilità proprie dell'occhio umano.**

L'abbagliamento è la momentanea riduzione delle facoltà visive provocata dalla presenza nel campo visivo di un oggetto molto brillante rispetto agli altri circostanti.



**Figura 5.10**

Questi parametri non sono assoluti; la visione è una sensazione “con memoria”, ovvero è fortemente influenzata da ciò che si è osservato in precedenza. Il nostro cervello è in grado di adattare la percezione all'intensità globale dello stimolo. Se la luminosità media degli oggetti nel campo visivo

è elevata, la soglia di visibilità tende a salire, mentre se è bassa, la soglia tende a scendere. Questo adattamento non è istantaneo, ma richiede un certo numero di minuti che dipende dalla differenza tra i due stimoli medi.

**Quando si arriva sul campo di osservazione essendo prima passati per luoghi illuminati, si ha una ridotta percezione del cielo stellato; occorre aspettare al buio un po' di tempo per permettere al cervello di adattarsi alle nuove condizioni di luminosità.** Se il cambiamento è troppo repentino, si ha un abbagliamento momentaneo; è come quando si esce da un luogo buio verso uno spazio assolato, o quando qualcuno accende improvvisamente una luce nella nostra camera buia appena ci siamo svegliati...

**Per questo motivo, durante le osservazioni astronomiche bisogna evitare di accendere luci di qualsiasi tipo; anche una semplice torcia elettrica può disturbare la visione per vari minuti.**

La percezione dell'intensità luminosa è, inoltre, legata al *contrasto* presente nel campo visivo; le macchie solari ci appaiono quasi nere perché molto meno luminose del resto del disco solare, ma prese singolarmente sarebbero anch'esse molto brillanti, così come ad occhio nudo vediamo scuri i "mari" della Luna perché contrastati dalle altre zone della superficie più riflettenti, mentre isolati nel campo del nostro oculare gli stessi si rivelano molto più chiari.

Diamo ora qualche breve cenno di colorimetria. Oltre all'intensità, infatti, abbiamo altri due attributi della sensazione visiva legati alla percezione del *colore*: il *tono* (o *tinta*) e la *saturatione*.

Il tono si riferisce al colore base con cui classifichiamo la sensazione luminosa: rosso, verde, blu, giallo, ecc...

La saturazione si riferisce alla purezza del colore; possiamo avere un rosso più o meno vivo o sbiadito. Colori a bassa saturazione tendono al *grigio*, perdendo così l'attributo cromatico della sensazione. Il grigio, infatti, non è un colore, ma una sensazione di sola luminosità più o meno intensa.

Le radiazioni monocromatiche vengono percepite come colori puri (o saturi): i cosiddetti *colori spettrali*. Le radiazioni composte da onde di lunghezza diversa, come sono le tipiche sorgenti che illuminano il nostro campo visivo (luce del sole, lampadine, ecc.), sono percepite come colore più o meno saturo che rappresenta la sensazione risultante dalla combinazione di una radiazione di *spettro continuo*.

Luci di differenti caratteristiche cromatiche si possono sommare tra di loro per ottenere un terzo colore. Le regole sperimentali che definiscono l'*additività* dei vari colori sono le *leggi di Grassmann*. E' grazie a tale principio che funzionano la televisione, il cinema, la fotografia e la stampa.

Da tre sorgenti fondamentali, il rosso, il verde e il blu, si riescono ad ottenere, per additività, quasi tutti i colori normalmente visibili.

Se ricordiamo quanto detto nel §5.9, nel nostro occhio vi sono tre tipi di recettori (coni) per tre diverse bande luminose fondamentali: rosso, verde e blu; ognuno viene stimolato in modo differente a seconda dell'intensità della gamma cromatica a cui esso è sensibile. La sensazione risultante dall'elaborazione da parte del sistema nervoso dei tre diversi stimoli è il colore, che è una nostra percezione e non una proprietà fisica della radiazione luminosa. La sensazione del colore verde, per esempio, può essere data da una radiazione pura (monocromatica) a  $0,5\ \mu\text{m}$ , oppure da una radiazione costituita da onde nella banda del giallo insieme ad onde della banda del blu (vedi fig. 5.1). Nel primo caso "verde" è un attributo convenzionalmente dato ad una radiazione in un ben determinato campo spettrale, nel secondo caso è una caratteristica della sensazione visiva.

## CAPITOLO 6

### LA FOTOGRAFIA ASTRONOMICA

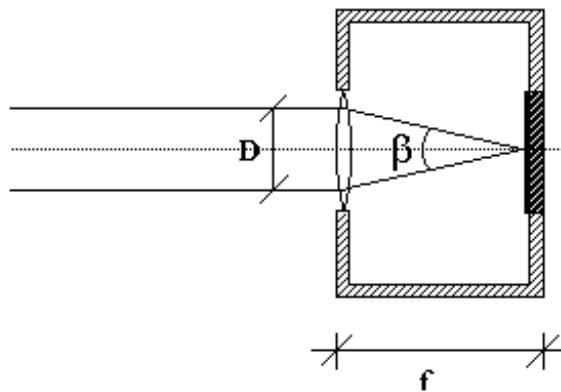
[...] I risultati che si possono ricavare già dalle esperienze [fotografiche] finora fatte sono del più alto interesse ed aprono per il futuro possibilità che possiamo appena osare di figurarci. Anche se potesse essere raggiunto un progresso uguale a quello fatto dal 1850, sarebbe senza dubbio di importanza incalcolabile per l'astronomia.

[G.P.Bond, 1857]

#### 6.1 La Macchina Fotografica

Una macchina fotografica è, essenzialmente, una scatola chiusa con un'apertura praticata in una parete, attraverso la quale la luce entrante incide su una *lastra sensibile* situata sulla parete opposta.

Nella versione più elementare di macchina fotografica, l'apertura altro non è che un foro: tuttavia, se il foro è troppo grande l'immagine che si forma sulla lastra non è ben definita, mentre se è troppo piccolo si rendono necessari tempi lunghi per impressionare la lastra.

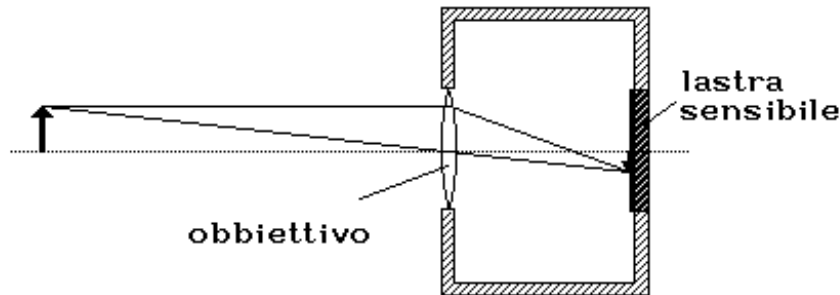


**Figura 6.1**

Così, per focalizzare sulla lastra un'immagine nitida e luminosa, negli apparecchi moderni il foro è sede di un *obbiettivo* (fig. 6.1) costituito da un insieme di lenti o, più raramente, di specchi<sup>1</sup>. E' inoltre presente un *diaframma* che consente di regolare la quantità di luce entrante.

Non è difficile notare la somiglianza tra il dispositivo descritto e l'occhio umano (vedi §5.9).

La capacità di raccolta della luce di una macchina fotografica, o *luminosità*, dipende in maniera essenziale dall'angolo che l'obbiettivo sottende rispetto alla pellicola: maggiore quest'angolo, maggiore la quantità di luce raccolta e convogliata su di essa. Un obbiettivo luminoso consente di ridurre il tempo di esposizione della pellicola ovvero, a parità di tempo di esposizione, di scorgere oggetti più deboli.



**Figura 6.2**

Come si vede, l'angolo  $\beta$  aumenta all'aumentare di  $D$  e al diminuire di  $f$ ; perciò, per valutare la luminosità di un obbiettivo fotografico si utilizza, in maniera del tutto equivalente, il rapporto focale  $f / D$  (vedi § 5.4): più  $f / D$  è piccolo, più l'obbiettivo è luminoso.

Per aumentare la luminosità di un obbiettivo è allora necessario aumentare il diametro o ridurre la lunghezza focale. D'altra parte, la lunghezza focale è proporzionale all'ingrandimento e, pertanto, riducendola si rimpicciolisce l'immagine. Un aumento del diametro dell'obbiettivo non è poi sempre possibile, perché se ne incrementa anche l'ingombro e il peso ed, inoltre, si impone una lavorazione sempre più precisa delle lenti.

Negli obbiettivi commerciali sono sempre riportati i valori della lunghezza focale e del rapporto focale: ad esempio, un obbiettivo "200 mm  $f/2,5$ " ha

<sup>1</sup> Si tratta dei cosiddetti *teleobbiettivi catadiottrici*, con uno specchio sferico sul fondo e uno iperbolico sulla lente esterna, un po' come i telescopi in configurazione Schmidt-Cassegrain (cfr. §5.6.4).



una focale di venti centimetri ed un rapporto focale  $f / D = 2,5$  (e quindi un diametro  $D = 200 / 2,5 = 8$  cm).

Un altro “numeretto” che si cita in riferimento ad una macchina fotografica è quello che indica il *formato* del fotogramma. Il più diffuso è il cosiddetto “35 mm”, o “*formato 135*”, corrispondente ad un fotogramma di 24 mm di altezza per 36 mm di larghezza. Ne esistono anche altri, quali il 18×24 (o “*mezzo formato*”, essendo la metà del precedente) ed il 6×9 (60 mm × 90 mm, usato prevalentemente in campo professionale).

L’obiettivo standard generalmente montato sulle macchine fotografiche formato 135 ha una lunghezza focale di 50 mm. Esso ha la caratteristica di presentare una prospettiva paragonabile a quella che si vede ad occhio nudo, senza ingrandire o rimpicciolire le immagini. Sul fotogramma viene a proiettarsi un *campo visivo* di circa 46°.

Gli obiettivi aventi focali inferiori sono detti *grandangolari*: essi abbracciano un campo più ampio ma, proprio per questo, rimpiccioliscono l’immagine. Per quanto detto in precedenza, appare evidente che la ridotta lunghezza focale consente di ottenere rapporti focali molto piccoli e quindi obiettivi molto luminosi. I grandangolari più diffusi hanno focali di 35 mm (campo visivo di 62°) e 28 mm (campo visivo di 74°). Quelli aventi focali inferiori ai 18÷20 mm sono anche chiamati *fish-eye*, perché la lente principale sporge sensibilmente dal corpo dell’obiettivo dandogli, appunto, l’aspetto di un occhio di pesce. Un fish-eye da 6 mm di focale ha un campo visivo di ben 220° (ma anche un non trascurabile peso di svariati chilogrammi contro i due o tre etti di un 28 mm!).

Gli obiettivi dotati di focale superiore ai 50 mm sono chiamati *teleobiettivi*, perché ingrandiscono l’immagine e pertanto consentono di osservare oggetti lontani. Per contro, l’elevata focale rende questi obiettivi poco luminosi e più pesanti. Ad esempio, un teleobiettivo commerciale da 300 mm  $f/2,8$  ha un campo visivo di circa 8°, ossia  $8^\circ/46^\circ = 0,17$  volte quello dell’obiettivo da 50 mm: ciò vuol dire che ingrandisce gli oggetti di circa  $46^\circ/8^\circ = 5,75$  volte rispetto al 50 mm, ossia all’occhio nudo. Il suo diametro, poi, è  $D = 300/2,8 = 107$  mm e il suo peso si aggira sui due chili e mezzo. Un 300 mm  $f/4,5$  ha invece un diametro di circa 65 mm e pesa poco meno di un chilo.

Esistono poi gli obiettivi a focale regolabile (*zoom*), molto pratici perché consentono di variare con continuità la lunghezza focale senza dover cambiare l’obiettivo (e senza la necessità di portarsene appresso un gran numero). Lo svantaggio principale è che, essendo fisso il diametro della lente, ad un aumento della focale fa riscontro una diminuzione della luminosità.

Di una certa utilità sono i *moltiplicatori di focale*. Si tratta di sistemi di lenti che, interposti tra macchina fotografica ed obiettivo, consentono di raddoppiarne o triplicarne la lunghezza focale. Poiché, ancora una volta, il diametro della lente dell'obiettivo non varia, la sua luminosità inevitabilmente diminuisce.

Diamo infine un cenno sulla *sensibilità* (o *rapidità*) delle pellicole fotografiche, argomento molto complesso ma di notevole importanza nella fotografia astronomica.

Una lastra fotografica è costituita da un supporto in materiale plastico ricoperto, su di un lato, da un'*emulsione fotosensibile*. Quest'ultima ha la caratteristica di cambiare composizione chimica quando viene colpita dalle radiazioni luminose. L'immagine impressa sulla lastra viene successivamente fissata ed evidenziata con il processo di *sviluppo*.

La sensibilità di una pellicola (o, più appropriatamente, dell'emulsione fotosensibile) è un'indicazione della sua capacità di impressionarsi. Diremo che una pellicola è più sensibile di un'altra se, a parità di tempo di esposizione e di caratteristiche dell'obiettivo, è in grado di rivelare sorgenti luminose più deboli.

La sensibilità viene misurata facendo uso di una scala convenzionale, chiamata ASA (*American Standard Association*)<sup>2</sup>. A parità di energia luminosa emessa dalla sorgente fotografata, una pellicola avente sensibilità, in ASA, doppia di un'altra, si impressiona in maniera equivalente rimanendo esposta per metà tempo. Ad esempio, se una sorgente luminosa viene riprodotta correttamente su una pellicola da 100 ASA esponendola per 1 secondo, con una pellicola da 200 ASA sarà sufficiente mezzo secondo di esposizione, con una da 400 ASA 1/4 di secondo e così via.

Le pellicole di uso comune per fotografie in luce diurna hanno una sensibilità di 50 o 100 ASA. Pellicole più rapide possono essere necessarie per fotografare in condizioni di luce attenuata oppure per "fermare" sul fotogramma oggetti in rapido movimento: esistono, allo scopo, pellicole da 200, 400, 800 o 1600 ASA. Per usi particolari (quali l'astrofotografia) si raggiungono i 3200 ASA. Pellicole di sensibilità maggiore non sono in commercio ma sono state realizzate per applicazioni speciali.

La rapidità, però, si paga in termini di qualità dell'immagine. Infatti, per avere alta sensibilità occorre utilizzare un'emulsione sensibile "*a grana grossa*" che poi rimane visibile nella fotografia provocando un effetto simile alla "neve" della televisione.

---

<sup>2</sup> Un'altra scala, oggi poco usata, è quella DIN (*Deutsches Institut Für Normung*); alle sensibilità di 100, 200, 400, 800, 1600, 3200 ASA, corrispondono rispettivamente 21, 24, 27, 30, 33, 36 DIN.

## 6.2 Astrofotografia

La macchina fotografica è uno dei più importanti ausili tecnologici che l'astronomia moderna ha a disposizione. Prima del suo avvento, gli astronomi dovevano registrare manualmente le proprie osservazioni, tracciando grafici e mappe che, spesso, si rivelavano imprecise a causa della scomoda posizione in cui erano costretti a lavorare. Una semplice macchina fotografica al posto dell'oculare del telescopio permette di ottenere, senza sforzo, risultati molto più accurati con ulteriori importanti vantaggi.

Innanzitutto, è possibile produrre emulsioni fotografiche la cui sensibilità all'intensità luminosa è molto maggiore di quella dell'occhio umano, la qual cosa consente di scorgere, a parità di caratteristiche dello strumento ottico impiegato, oggetti molto più deboli di quelli osservabili ad occhio nudo (v. § 5.8). Le pellicole fotografiche sono, oltretutto, più sensibili ai colori rispetto all'occhio umano e non sono affette dalla curva normale di sensibilità (v. §§ 5.9-10), quindi possiamo catturare le sfumature cromatiche degli oggetti *deep-sky* che erano precluse all'osservazione puramente visuale.

Inoltre, si possono creare emulsioni sensibili solo a certi colori dello spettro luminoso, anche quelli che l'occhio umano non è in grado di percepire (ad es., l'infrarosso e l'ultravioletto), consentendo di evidenziare altre peculiarità degli oggetti osservati.

Infine, l'emulsione fotografica può “accumulare” la luce che incide su di essa, cosicché allungando il tempo di posa la lastra viene impressionata da sorgenti sempre meno luminose.

Anche se può sembrare una disciplina riservata agli “addetti ai lavori”, la fotografia astronomica è invece accessibile anche dagli astronomi dilettanti a patto di avere a disposizione semplicemente una macchina fotografica il cui sistema di scatto consenta la *posa B* (cioè l'apertura dell'otturatore per un tempo indefinito) ed un cavalletto. Basta poi munirsi di una pellicola abbastanza sensibile (400 ASA o, possibilmente, anche di più) e di uno *scatto flessibile* (reperibile in qualsiasi negozio di accessori fotografici al costo di poche migliaia di lire), cioè un “prolungamento” del pulsante di scatto che permette di premerlo a distanza evitando di muovere l'apparecchio sul più bello, ed il gioco è fatto.

La scelta degli oggetti da fotografare va fatta tenendo conto di due importanti fattori: la loro declinazione e il tipo di obiettivo a disposizione.

Come già osservato, l'obiettivo è l'elemento fondamentale di una macchina fotografica. Solitamente, gli apparecchi commerciali vengono venduti assieme ad un obiettivo da 50 mm, spesso anche molto luminoso ( $f/D = 1,4 \div 2$ ), e già questo sarebbe, di per sé, più che sufficiente. Se si dispone

di altri obbiettivi o se si prevede di acquistarne, è meglio orientarsi verso grandangolari piuttosto che verso teleobbiettivi.

Ciò potrebbe, a prima vista, sembrare strano, ma non è così per diversi motivi. Si rammenti, infatti, che i grandangolari sono in grado di offrire rapporti focali minori dei teleobbiettivi e quindi risultano più luminosi. E' vero che una focale più lunga porta a un maggiore ingrandimento, ma l'ingrandimento dei teleobbiettivi non è sufficiente per l'uso astronomico: nell'esempio al paragrafo precedente abbiamo visto che un teleobiettivo da 300 mm (che è già un buon teleobiettivo – ed anche abbastanza costoso!) ha meno di sei ingrandimenti, quando un telescopio astronomico, per potersi (a malapena...) fregiare di tale aggettivo, deve averne almeno una cinquantina!

Un ulteriore svantaggio degli obbiettivi a lunga focale è la necessità di ridurre il tempo di posa a causa del moto apparente della volta celeste. Per spiegarne il motivo, consideriamo un teleobiettivo da 300 mm (campo visivo di  $8^\circ$ ), un obiettivo da 50 mm (campo di  $46^\circ$ ) e un grandangolare da 28 mm (campo di  $74^\circ$ ). Poiché la Terra ruota su sé stessa alla velocità di circa  $15^\circ$  l'ora, una stella che si trovi sul bordo orientale del campo visivo dell'obiettivo da 300 mm uscirà dal bordo occidentale dopo  $8/15$  di ora, ossia 32 minuti; questo tempo cresce fino a poco più di 3 ore ( $46/15$ ) per l'obiettivo da 50 mm e a quasi 5 ore ( $74/15$ ) per il 28 mm.

In realtà, noi non dovremo posare tanto a lungo perché così facendo otterremmo soltanto una striscia luminosa che attraversa il fotogramma. Affinché l'immagine della stella rimanga puntiforme occorre posare per tempi tanto più brevi quanto maggiore è la focale dell'obiettivo e quanto minore è la declinazione. Infatti, a parità di arco percorso, una stella prossima all'equatore celeste descrive una circonferenza più lunga di una situata nelle vicinanze del polo. Esiste, a tal proposito, una formula che consente di ricavare il tempo di posa  $T$  (in secondi), in funzione della lunghezza focale  $f$  dell'obiettivo (in millimetri) e della declinazione  $\delta$  dell'oggetto celeste:

$$T = 550 / (f \cos \delta)$$

Ad es., per un oggetto posto sull'equatore celeste, il tempo di posa è limitato a meno di 2 secondi con un 300 mm, a 11 secondi con un 50 mm e a 19 secondi con un 28 mm. E' quindi evidente che, a parità di sensibilità della pellicola e supponendo uguali le luminosità dei suddetti obbiettivi (ma si ricordi che solitamente i grandangolari hanno rapporti focali più piccoli e quindi sono più luminosi, il che ne migliora ulteriormente le qualità), sulla

foto scattata col grandangolare si potranno scorgere stelle più deboli che su quella presa col teleobiettivo.

In pratica, il tempo T dato dalla formula precedente può essere ecceduto senza problemi: preparatevi però a trovare, sul fotogramma, striscette luminose anziché punti, il che può anche essere interessante. Provate, ad es., a puntare sul polo Nord celeste lasciando l'otturatore aperto per 20-30 minuti: troverete tanti archi di cerchio concentrici, la cui lunghezza... beh, ormai dovrete saperla calcolare da soli!

Quanto detto si applica nel caso di fotografie a macchina fissa. Tuttavia, la fotografia astronomica consente di ottenere i risultati più spettacolari quando si effettuano pose con *inseguimento*.

Supponiamo di avere uno strumento con montatura equatoriale. Come si ricorderà (cap. 1), ascensione retta e declinazione di un astro non cambiano nel tempo, ma comunque l'astro si sposta sulla volta celeste assieme al punto gamma per effetto della rotazione terrestre. Per compensare questo movimento, è sufficiente dotare lo strumento di un motore che lo faccia ruotare intorno all'asse polare con velocità uguale ed opposta a quella di rotazione della Terra, ovverosia uguale a quella di rotazione apparente della volta celeste, cioè un giro ogni  $23^{\text{h}} 56^{\text{m}} 04^{\text{s}}$  in senso orario (da Est verso Ovest).

In questo modo, se la montatura è ben fatta ed orientata (*allineata*) in modo giusto, il motore "inseguirà" l'oggetto celeste originariamente puntato, mantenendolo costantemente nel centro del campo visivo dello strumento. E' così possibile eseguire fotografie a lunghissima esposizione senza doversi preoccupare delle "strisciate": si possono utilizzare obbiettivi di grande lunghezza focale e pellicole meno sensibili ma a grana più fine, ed ottenere immagini di eccezionale valore scientifico. Le tecniche, allora, cambiano, e si presentano problemi diversi da quelli che si avevano con la macchina fissa, sui quali però non ci addentriamo, rinviando gli interessati ai testi specializzati.

Per chi volesse invece cimentarsi con la più semplice (ma non meno appagante) fotografia a macchina fissa, concludiamo con qualche consiglio pratico:

- Appuntate sempre su un block notes tutti i dati che vi permettano di interpretare la fotografia scattata: prendete nota della pellicola caricata, del soggetto della foto, dell'obiettivo usato, del tempo di posa e dell'impostazione del diaframma. Torneranno utili!
- Adottate sempre la tecnica del *bracketing*: scattare più fotografie dello stesso soggetto variando il tempo di posa. Infatti, le condizioni del cielo

non sono mai identiche, e così facendo sarete sicuri che almeno una delle foto risulterà soddisfacente.

- Poiché i laboratori fotografici a cui affiderete la pellicola non sono avvezzi a trattare foto astronomiche, onde evitare che vi rovinino il lavoro e vi facciano spendere soldi inutilmente, chiedete sempre di: 1) eseguire il solo sviluppo (niente stampa: prima dovrete verificare quali foto sono venute e sono degne di essere stampate); 2) lasciare integra la pellicola dopo il trattamento (poiché le negative sono quasi completamente uniformi e indistinguibili, è molto probabile che i frettolosi addetti allo sviluppo taglino la pellicola dove non devono, rovinandovi magari una buona immagine); 3) se possibile, effettuare la lavorazione con un bagno di sviluppo nuovo (onde evitare che peli e grani di polvere sporchino i fotogrammi).
- Non date assolutamente retta a chi vi dice che “non è venuto niente”! Non è vero – a meno che non vi siate proprio dimenticati di togliere il tappo dall’obbiettivo...
- Effettuate l’esame della pellicola con una lente d’ingrandimento o un contafile, oppure con un proiettore per diapositive. Potrete così scegliere le immagini migliori per poi stamparle.
- Non vi scoraggiate se le prime fotografie risultano deludenti: ricordate che il progresso della scienza si deve soprattutto ad esperimenti non riusciti! L’importante è capire dove si è sbagliato e riprovarci.

## CAPITOLO 7

### L'OSSERVAZIONE DEL CIELO

Ed uscimmo a riveder le stelle.

(Dante Alighieri, *Inferno*)

#### 7.1 Preparazione di un'Osservazione

Affacciandosi sul terrazzo della propria casa, sono sufficienti una cartina (come quelle fornite insieme a questa raccolta di appunti) ed un pizzico di esperienza per riconoscere ad occhio nudo le costellazioni e le stelle più brillanti del cielo. In questo, essere in una città aiuta perché l'inquinamento luminoso oscura le stelle più deboli, lasciando soltanto le più luminose che poi sono quelle che determinano i contorni delle costellazioni.

Gli oggetti più interessanti del cielo, tuttavia, non sono visibili ad occhio nudo, o comunque lo sono solo con difficoltà. Per puntare uno strumento ottico (binocolo, telescopio, macchina fotografica) sull'oggetto da osservare è necessario procedere in maniera meno empirica ed utilizzare le nozioni introdotte nei capitoli precedenti. Tale approccio è consigliabile anche all'inesperto, in quanto permette di sapere cosa troverà in cielo quando effettuerà l'osservazione.

La prima cosa da fare è determinare l'*età della Luna*, cioè l'intervallo di tempo trascorso dall'ultimo novilunio. Il procedimento è molto complesso e non lo riportiamo, anche perché le fasi lunari sono reperibili su quasi tutti i calendari domestici.

Se la Luna è l'obiettivo primario dell'osservazione è bene che si scelgano per l'osservazione delle serate abbastanza lontane dal novilunio e dal plenilunio (almeno  $2\div 3$  giorni). In tali condizioni, infatti, è ben visibile il *terminatore*, cioè la linea che separa l'emisfero illuminato da quello buio. In prossimità di esso, i raggi solari arrivano molto inclinati e le ombre proiettate dai picchi montuosi e dai bordi dei crateri consentono di apprezzare la tridimensionalità di tali formazioni.

**Problema 7.1.** Quale dovrà essere l'età della Luna se se ne vuole effettuare un'osservazione della Luna in prima serata?

Se invece si vogliono osservare altri oggetti celesti, è opportuno che la Luna non sia sopra l'orizzonte in quanto la luce proveniente da essa offusca quella proveniente dalle stelle e dagli oggetti più deboli. Se l'osservazione viene fatta di sera sarà bene scegliere giorni in cui la Luna sorge tardi, ossia da 4÷5 giorni dopo il plenilunio fino al novilunio; se l'osservazione viene fatta a notte inoltrata i giorni migliori sono quelli immediatamente successivi al novilunio, quando la Luna tramonta presto.

Il passo successivo nella pianificazione dell'osservazione consiste nel determinare l'ora siderale locale seguendo, ad es., il procedimento riportato ai §§ 2.5-6. Se lo strumento utilizzato ha una *montatura equatoriale* ed è provvisto di *moto orario*, ossia di un motore che faccia ruotare l'asse polare in modo da compensare la rotazione della Terra, è sufficiente eseguire questo calcolo per un solo istante; altrimenti è opportuno ripeterlo per più istanti successivi intervallati di un periodo sufficiente a garantire la precisione richiesta dallo strumento. Anche nel caso di un'osservazione ad occhio nudo è sufficiente un solo calcolo dell'ora siderale per sapere quale porzione di cielo sarà sopra l'orizzonte.

Note l'ora siderale e la latitudine del luogo di osservazione, si potranno individuare, utilizzando una mappa del cielo, gli oggetti più interessanti che si trovano sopra l'orizzonte. La scelta degli obiettivi dell'osservazione va fatta in base alle caratteristiche degli oggetti stessi (evitare i più deboli), della loro posizione in cielo (è bene lasciar perdere quelli che sono molto bassi sull'orizzonte, per via dell'inquinamento atmosferico) e delle caratteristiche dello strumento utilizzato.

Infine, se si vogliono eseguire osservazioni dei pianeti è necessario disporre di *almanacchi* o di *software* su personal computer che consentano di ricavarne la posizione in cielo. Un metodo geometrico approssimato per il calcolo delle effemeridi dei pianeti facendo uso unicamente di una calcolatrice tascabile e un goniometro è riportato nell'appendice E.

Una volta riportati tutti i dati di interesse su un foglio di carta o su una mappa del cielo si può senz'altro incominciare l'osservazione.

## 7.2 Le Stelle e le Costellazioni

Riconoscere una stella in cielo non è cosa facile. Ecco perché le stelle sono state raggruppate convenzionalmente in *costellazioni*, tracciando delle linee immaginarie tra l'una e l'altra per formare delle configurazioni geometriche semplici o particolarmente evidenti.

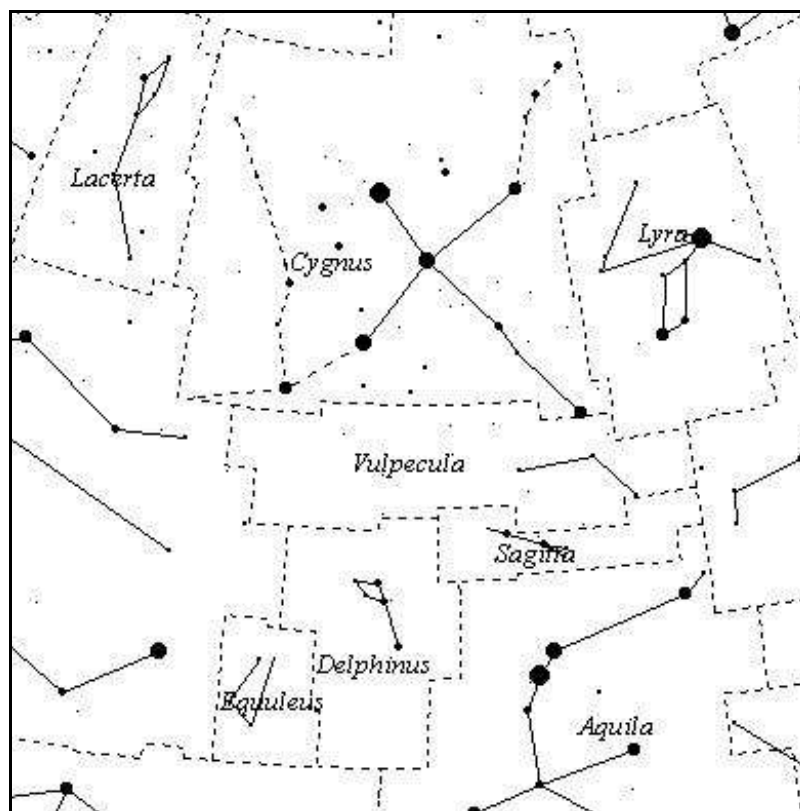
Nell'ambito delle singole costellazioni, le stelle sono state classificate in diversi modi. Il più antico, usato ancora ai tempi di Galileo, è quello di indi-



carle con un nome attinente la posizione della stella all'interno della figura mitologica che la costellazione rappresentava. Così, ad es., nel Leone troviamo *Adhafera* (la “criniera”), *Al Genubi* (la “testa”), *Al Gieba* (la “fronte”), *Denebola* (la “coda”), ecc. La maggior parte di questi nomi ha origine araba, essendo stati importati dall'oriente assieme all'*Almagesto* di Tolomeo; non mancano, comunque, nomi latini come *Antares*, *Bellatrix*, *Capella*, *Pulcherrima*, ecc..

Quando l'astronomia divenne una scienza (nella moderna accezione del termine), cioè all'epoca di Galileo e Keplero, l'astronomo tedesco Johannes Bayer nel suo atlante *Uranometria Nova* (1603) prese a chiamare le singole stelle con una lettera greca seguita dal nome latino della costellazione declinato al genitivo. Le lettere greche vennero attribuite da Bayer seguendo in parte l'ordine di splendore delle stelle (la stella indicata con  $\alpha$  è quasi sempre la più luminosa della costellazione) ed in parte l'ordine in cui si succedevano nella figura rappresentata.

Mano a mano che altre stelle sempre più deboli venivano scoperte e incluse nei cataloghi, le lettere greche – che sono solo ventisei – non bastarono più e si iniziarono ad usare i numeri arabi. Questo tipo di classificazione comparve per la prima volta nell'*Historia Coelestis Britannica* (1725) di John Flamsteed, astronomo inglese, nonché fondatore dell'osservatorio di Greenwich.



**Figura 7.1**

Col passar del tempo, la catalogazione delle stelle ha cominciato a prescindere dall'appartenenza all'una o all'altra delle costellazioni, nel frattempo trasformatesi da *asterismi* – cioè gruppi di stelle uniti idealmente da linee a ricordare qualche figura geometrica – in zone di cielo limitate da tratti di meridiani e paralleli celesti, a somiglianza degli stati in una carta geografica (v. fig. 7.1). Nella Tabella 7.1 sono elencate le 88 costellazioni in cui è suddivisa la sfera celeste.

Attualmente, i cataloghi riportano per ogni stella un semplice numero progressivo, il che sarà pure utile dal punto di vista della creazione di *data-base* computerizzati ma fa perdere all'astronomia molto del suo fascino originario. Perciò astronomi e astrofili quando parlano, ad es., della stella più luminosa del cielo, la indicano ancora come *Sirio* oppure  $\alpha$  *Canis Maioris*, non certo come 9 *Canis Maioris*, e men che mai (Dio ci scampi!) come *SAO*<sup>1</sup> 151881!

### 7.3 Le Mappe Celesti

<sup>1</sup> SAO è l'abbreviazione del monumentale catalogo dello *Smithsonian Astrophysical Observatory*, che contiene i dati di oltre duecentocinquantamila stelle.

Insieme a questi appunti sono fornite 12 *over-head maps* (letteralmente “mappe sopra-la-testa”, così chiamate perché vanno tenute sopra la testa, orientandole in modo da far combaciare i punti cardinali) che riportano l’aspetto del cielo alle ore 21 solari (senza tener conto dell’ora legale nei mesi estivi) del primo giorno di ogni mese da una località posta alla latitudine di Roma ( $42^\circ$  N).

Ogni mappa riporta il giorno e l’ora per cui è stata calcolata. Ad es., la mappa 1 porta la dicitura: “1 Gennaio, ore 21:00”. Ciò vuol dire che quello è l’aspetto del cielo alle 21 ora locale del primo Gennaio, ma, per quanto detto ai capp. 1 e 2, sarà anche l’aspetto del cielo alle 20:56 del 2 Gennaio, alle 20:52 del 3 Gennaio e così via.

Per illustrare come scegliere la mappa adatta, ci aiuteremo con un esempio. Supponiamo di voler effettuare un’osservazione intorno alle  $18^h$  locali del 10 Novembre: che mappa utilizzare?

La mappa numero 11 (1 Novembre) non va bene, perché essa rappresenta il cielo visibile il 10 Novembre alle  $20^h 20^m$ . Quest’ora si ottiene sottraendo a  $21^h 00^m$  (l’ora per cui è calcolata la mappa)  $3^m 56^s$  – facciamo  $4^m$  – al giorno per i 10 giorni trascorsi tra il  $1^\circ$  e il 10 Novembre.

Tentiamo con la numero 12 (1 Dicembre): questa, il 10 Novembre, rappresenta il cielo delle  $21^h 00^m + (\text{giorni trascorsi dal 10 Novembre al 1 Dicembre} = 20) \times 4^m = 22^h 20^m$ . Peggio di prima.

Proviamo allora ad andare alla 10 (1 Ottobre): il 10 Novembre va bene alle  $21^h 00^m - (\text{giorni trascorsi dal 1 Ottobre al 10 Novembre} = 41) \times 4^m = 18^h 16^m$ .

Se andiamo ancora indietro alla numero 9 (1 Settembre) vediamo che il 10 Novembre è esatta alle  $21^h 00^m - 71 \times 4^m = 16^h 16^m$ . E così via.

In definitiva, la mappa che meglio si adatta al nostro scopo è la numero 10. Osserviamo che alle  $18^h$ , l’ora fissata per l’osservazione, la volta celeste sarà ruotata di  $16^m = 4^\circ$  circa verso Est rispetto alla mappa: tuttavia, le discrepanze non saranno molto sensibili (tranne, forse, in prossimità dell’orizzonte).

Riassumendo, possiamo fornire il seguente metodo per la scelta della mappa per un giorno G desiderato:

1. Partiamo dalla mappa corrispondente al  $1^\circ$  del mese in cui si effettua l’osservazione (indichiamo con M il suo numero).
2. Calcoliamo l’ora del giorno G in cui la mappa M è esatta: per far ciò moltiplichiamo per  $4^m$  il numero di giorni trascorsi dal  $1^\circ$  del mese al giorno G, e sottraiamo il risultato a  $21^h$ .

3. Facciamo la differenza tra l'ora fissata per l'osservazione e l'ora in cui la mappa  $M$  è esatta; dividiamo poi tale differenza per 2 e prendiamo il numero intero  $N$  più vicino al risultato ottenuto.
4. La mappa più adatta è la numero  $N + M$ .

Il lettore che ci ha seguito con attenzione fin qui e che ha raggiunto un minimo di dimestichezza con ore siderali ed ascensioni rette non dovrebbe avere difficoltà a rendersi conto di ciò che sta dietro le operazioni fatte nei quattro passi elencati.

**Problema 7.2.** Si voglia effettuare un'osservazione intorno alle 18<sup>h</sup> locali del 18 Febbraio. Quale mappa conviene utilizzare?

**Problema 7.3.** Si voglia effettuare un'osservazione intorno alle 23<sup>h</sup> locali del 21 Agosto. Quale mappa conviene utilizzare?

Naturalmente, le mappe “sopra-la-testa” servono solo come ausilio per riconoscere ad occhio nudo le costellazioni e le stelle più luminose. Per puntare un telescopio sono necessarie mappe più dettagliate quali quelle riportate sugli atlanti celesti. Per utilizzarle è però necessario calcolare l'ora siderale.

Per misurare gli archi in cielo si possono utilizzare le mani: tenendo il braccio teso, la larghezza della punta del mignolo è, in media, circa un grado; indice, medio ed anulare affiancati coprono circa 5°, il pugno chiuso 10°, la spanna 25°. Naturalmente, quelli elencati sono valori medi e variano a seconda delle proporzioni di braccia e mani di ognuno. Non è comunque difficile, con l'ausilio delle mappe, calibrare il proprio... “spannometro”.

## 7.4 Lo Splendore delle Stelle

In tutte le mappe le stelle sono disegnate in modo che le loro dimensioni siano proporzionali alla loro luminosità apparente. La classificazione in funzione di questa proprietà venne ideata da Tolomeo, che raggruppò stelle di splendore confrontabile in *classi*, o *magnitudini*. Le stelle di prima magnitudine erano quelle che la sera apparivano subito dopo il tramonto del Sole; alla seconda magnitudine appartenevano quelle un po' più deboli, che divenivano visibili successivamente, e così via fino alla sesta magnitudine, a cui appartenevano le stelle più deboli, a malapena visibili a notte fonda.

In epoca moderna, l'analisi della luce emessa dalle stelle effettuata con il *fotometro* (strumento elettrico in grado di fornire una misura diretta della

luminosità di una stella) ha mostrato che una stella appartenente ad una certa classe di magnitudine è mediamente due volte e mezzo più luminosa di una della classe immediatamente successiva. La scala di Tolomeo, soggettiva e abbastanza grossolana, venne così resa più precisa adottando la *convenzione di Pogson*, dal nome dell'astronomo inglese che la propose nel 1857: ad una differenza di un'unità nella scala delle magnitudini corrisponde un rapporto di luminosità di 2,511886. Ciò vuol dire che una stella di magnitudine 3 è circa 2,511886 volte più luminosa di una di magnitudine 4, che a sua volta è circa 2,511886 volte più luminosa di una di magnitudine 5, e così via.

**Problema 7.4.** Quante volte una stella è più luminosa di un'altra stella la cui magnitudine è di cinque unità più elevata?

Con questo metodo le stelle sono state riclassificate, prendendo come campione la stella Polare (successivamente sostituita da una serie di stelle campione, in quanto si scoprì che la Polare presenta fluttuazioni di luminosità), a cui venne attribuita convenzionalmente la magnitudine 2,12.

Con la scala di Pogson, alcune stelle vengono ad avere magnitudine inferiore ad 1: ad es., Sirio, la stella più luminosa del cielo, ha magnitudine  $-1,46$ . Altre tre stelle hanno magnitudine minore di 0, ed altre 11 compresa tra 0 e 1. Magnitudini negative possono essere raggiunte anche dai pianeti più splendidi (Venere,  $-4,4$ ; Giove  $-2,6$ ; Marte  $-2,0$ ; Mercurio  $-0,1$ ), dalla Luna e dal Sole. All'altro capo della scala, l'uso di strumenti ottici sempre più perfezionati ha consentito di osservare o fotografare stelle di magnitudine 28 che, per la formula di Pogson, sono quasi un miliardo di volte più deboli delle più deboli stelle visibili ad occhio nudo.

E' opportuno notare che le stelle che si trovano più in alto nella scala delle magnitudini non sono le più luminose ma le più vicine. Ad esempio, consideriamo Sirio (magnitudine  $-1,46$ ) e *Rigel* (0,08). La convenzione di Pogson ci dice che Sirio è circa 4 volte più luminoso di Rigel; tuttavia, se Rigel, che si trova a distanza superiore a 800 anni luce, venisse messo al posto di Sirio, che dista da noi poco più di 8 anni luce, brillerebbe in cielo quanto la Luna al primo quarto. Per questo la magnitudine stabilita con la formula di Pogson viene detta *magnitudine apparente*.

Per valutare l'effettiva luminosità di una stella si usa la *magnitudine assoluta*, corrispondente alla magnitudine apparente che la stella avrebbe se venisse posta alla distanza standard di 32,6 anni luce dalla Terra. Ad es., il Sole, che ha magnitudine apparente  $-26,4$ , ha invece magnitudine assoluta

4,7 (sarebbe cioè a malapena visibile se fosse a quella distanza), Sirio 1,4 e Rigel -6,9.

La massima magnitudine osservabile con uno strumento ottico è detta *magnitudine limite*: essa è pari a

$$M_{\text{lim}} = 1,8 + 5 \times \log(D)$$

dove D è il diametro dello strumento espresso in millimetri. Ad es., la pupilla dell'occhio umano può allargarsi fino a un diametro di poco meno di 6 mm, e perciò la sua magnitudine limite è circa 5,7. Il nostro telescopio, avente un diametro di 200 mm, permette di individuare stelle fino alla magnitudine 13,3. Tutto ciò, naturalmente, in condizioni perfette di visibilità che raramente si riescono ad ottenere.

## 7.5 Stelle Doppie e Variabili

Il riconoscimento di una costellazione o di una stella in cielo è fonte di grande soddisfazione per l'astrofilo alle prime armi, ma ben presto diventa semplice routine. Basta però un piccolo strumento ottico per rendersi conto che il *deep-sky* (letteralmente "cielo profondo") è molto più ricco di quanto si riesca a vedere ad occhio nudo, sebbene da una città come Roma molte delle sue ricchezze rimangano celate dall'inquinamento atmosferico.

I primi e più accessibili oggetti peculiari del cielo sono le *stelle doppie*, sistemi formati da due stelle che ruotano l'una intorno all'altra. Non si tratta di una rarità, in quanto circa il 20% delle stelle visibili ad occhio nudo sono doppie. Se le due componenti il sistema sono separabili (ossia discernibili come due stelle separate) con uno strumento ottico, si parla di stelle doppie visuali. Più lo strumento ottico è grande e meglio riesce a separare due punti vicini: ad es., il nostro telescopio permette di distinguere oggetti aventi separazione angolare maggiore di sei decimi di secondo d'arco.

In molti casi, però, le due stelle sono talmente vicine tra loro, o talmente lontane da noi, che è impossibile separarle. La natura di sistema doppio può allora essere svelata solo tramite l'analisi della luce proveniente da esso (*stelle doppie spettroscopiche*). In altri casi, invece, la vicinanza tra le stelle di una coppia è solo un fatto prospettico: nella realtà, tali stelle sono molto distanti tra loro, e non sono legate dalla mutua attrazione gravitazionale. Una coppia siffatta si indica col nome di *doppia ottica*.

**Problema 7.5.** Un buon metodo per mettere alla prova la vostra vista. In una limpida serata primaverile o estiva, provate ad osservare l'Orsa

Maggiore; una delle stelle del timone del Gran Carro è doppia. Se riuscite ad individuare quale, avete davvero un occhio di falco e, se foste vissuti nell'antica Persia, sareste stati destinati alla Guardia di Palazzo del Sultano!

Alcune delle principali doppie visuali osservabili dalle nostre latitudini con un piccolo strumento sono elencate nella Tabella 7.2.

Un'altra categoria di astri notevoli è quella delle *stelle variabili*. Si tratta di stelle che stanno attraversando fasi critiche della loro evoluzione, caratterizzate da forti squilibri nei processi di fusione nucleare che le fanno risplendere. Questi squilibri possono determinare grosse variazioni della loro luminosità anche in periodi abbastanza brevi.

Le stelle variabili sono generalmente classificate in sei categorie principali:

- *Le Cefeidi*, il cui rappresentante più tipico è  $\delta$  Cephei (da cui il nome), sono stelle che pulsano in maniera estremamente regolare. Il periodo di variabilità e l'intervallo di variazione della loro luminosità sono così ben delimitati che queste stelle vengono utilizzate per stimare le distanze delle galassie a cui appartengono.
- *Le variabili ad eclisse* sono stelle doppie in cui le orbite delle due componenti giacciono su un piano contenente (o quasi) la Terra. Perciò, nel loro moto di rivoluzione, le due stelle si occultano vicendevolmente ad intervalli regolari, e durante le eclissi la luminosità della coppia diminuisce più o meno sensibilmente. Rappresentante principale di questa classe è *Algol* ( $\beta$  Persei).
- *Le variabili di lungo periodo* sono stelle giganti la cui magnitudini cambiano lentamente in archi di tempo abbastanza lunghi. Tipico esempio è *Mira* (o – omicron – Ceti), che presenta una variazione di 6,5 magnitudini in circa 332<sup>d</sup>.
- *Le variabili irregolari* sono stelle la cui luminosità varia all'improvviso e ad intervalli di tempo non fissi. *Betelgeuse* ( $\alpha$  Orionis) è una di queste: la sua luminosità varia tra magnitudine 0,1 e 1,2 a causa di improvvise espansioni della massa gassosa che ne costituisce gli strati più esterni.
- *Le novae* sono stelle appartenenti a sistemi binari stretti la cui compagna è una nana bianca, cioè una stella molto piccola e densa giunta alle ultime fasi della sua esistenza. Quest'ultima cattura materia appartenente alla sua compagna, si riscalda e, raggiunta una condizione critica, la espelle provocando un enorme incremento di luminosità (fino a 15 magnitudini). Dopo qualche giorno tutto torna alla normalità e il ciclo si ripete con periodi abbastanza regolari di decine di anni o anche secoli.

- *Le supernovae*, infine, sono stelle che terminano la loro vita con un'esplosione, aumentando la loro luminosità anche di 20 magnitudini in poco tempo per poi affievolirsi nel giro di qualche mese o qualche anno. L'esplosione di una supernova è un evento molto raro ed imprevedibile.

Di grande aiuto nell'osservazione delle stelle variabili è la fotografia. Scattando foto della stella variabile e della zona immediatamente circostante ad intervalli regolari, se ne può ricostruire agevolmente ed obiettivamente la curva di variazione della luminosità. L'intervallo tra due pose successive andrà scelto sulla base del periodo di variabilità della stella: ad es., per una stella come Mira Ceti, il cui periodo è quasi un anno, sarà sufficiente fare uno scatto ogni dieci o quindici giorni, mentre per una come  $\delta$  Cephei, di periodo 5 giorni, bisognerà prevedere almeno uno scatto ogni sera (meglio due o tre intervallati di qualche ora).

Nella Tabella 7.3 sono indicate le caratteristiche di alcune stelle variabili che al massimo si rendono più luminose della magnitudine 5 e perciò osservabili ad occhio nudo o con un piccolo strumento.

**Problema 7.6.** In che modo vi organizzereste per determinare, tramite osservazioni al telescopio, la curva di variazione della luminosità di una stella variabile?

## 7.6 Ammassi Stellari, Nebulose e Galassie

Per osservare questo tipo di oggetti è necessario avere un telescopio o un binocolo e, soprattutto, essere in un luogo in cui le condizioni del cielo (indicate spesso con il termine inglese *seeing*) siano buone. Ciò significa essere lontano dai centri abitati, nei quali l'illuminazione stradale e lo smog sbiadiscono il cielo, e preferibilmente in collina o in montagna, dove l'atmosfera è più tenue e dà un minore impedimento alla luce proveniente dalle stelle che tenta di attraversarla.

Gli *ammassi stellari* sono gli oggetti deep-sky più accessibili, gli unici (tranne qualche eccezione) osservabili dalla città anche con un modesto binocolo. In particolare, le *Pleiadi* e le *Iadi*, nella costellazione del Toro, sono ammassi abbastanza grandi e luminosi da risultare visibili anche ad occhio nudo nel cielo invernale.

Gli astronomi dei secoli scorsi classificarono gli ammassi in due classi: gli *ammassi globulari*, che presentano un gran numero di stelle concentrate in una zona di cielo molto ristretta; e gli *ammassi aperti*, le cui stelle appaiono



sparse in una zona più ampia. In entrambi i casi si tratta di raggruppamenti fisicamente legati dall'attrazione gravitazionale.

Come le stelle di magnitudine più bassa non sono, in generale, le più grandi ma bensì le più vicine, così gli ammassi aperti non sono più grandi di quelli globulari, ma appaiono tali solo perché molto più vicini a noi. Ad esempio, cinque stelle del Grande Carro dell'Orsa Maggiore appartengono ad uno stesso ammasso aperto del quale fanno parte anche Sirio ed  $\alpha$  Coronae Borealis. L'estensione di questo ammasso è conseguenza del fatto che il Sole si trova quasi all'interno di esso, pur non facendone parte. Il Sole ha infatti un moto proprio del tutto diverso da quello delle stelle componenti l'ammasso, e lo attraverserà nei prossimi dieci milioni di anni.

Nonostante condividano parte del nome, gli ammassi aperti e quelli globulari sono profondamente diversi dal punto di vista fisico. Gli ammassi aperti si trovano nel disco galattico e sono costituiti da stelle molto giovani, grandi e luminose (dette *stelle di popolazione I*), spesso immerse in nubi di materia interstellare da cui continuamente nascono nuove stelle. Gli ammassi globulari, invece, sono distribuiti intorno alla nostra galassia in un alone sferico (*Galactic Halo*) il cui raggio è di qualche decina di migliaia di anni luce, e le stelle che li compongono sono estremamente vecchie (*stelle di popolazione II*). E' stato proprio grazie a queste diversità che gli astrofisici hanno scoperto i segreti dell'evoluzione delle stelle.

Le *nebulose* sono, come dice il nome, delle nuvole di materia interstellare. Si distinguono diversi tipi di questi oggetti:

- *Le nebulose diffuse*, o a riflessione (la prima dizione è da preferire), sono rese visibili dalla luce di altre stelle che le attraversa prima di giungere a noi. A questa categoria appartiene *M42* in Orione, l'unica nebulosa visibile ad occhio nudo anche dalle città.
- *Le nebulose ad emissione*, i cui gas assorbono luce ultravioletta proveniente da stelle particolarmente attive e si ionizzano, emettendo radiazioni luminose di altri colori. Questo fenomeno, noto come fluorescenza, è comunemente utilizzato in certi tipi di lampadine.
- *Le nebulose oscure*, che non emettono né si lasciano attraversare dalla luce e sono visibili soltanto se si frappongono tra noi e oggetti abbastanza estesi e luminosi. E' il caso dell'arcinota nebulosa a Testa di Cavallo di Orione, che si proietta davanti ad una zona di Via Lattea particolarmente ricca di stelle e nebulose luminose creando un contrasto irripetibile.
- *Le nebulose planetarie*, gusci di gas in rapida espansione che circondano alcune stelle estremamente calde dalle quali sono stati espulsi in maniera più o meno violenta.

Le *galassie*, classificate a seconda della loro forma (a spirale, a spirale barrata, sferiche, ellittiche, irregolari, ecc.), sono oggetti molto deboli, ancora una volta non per l'effettiva luminosità ma per la distanza che le separa da noi. Solo poche di esse (tra cui spicca *M31*, la Galassia di Andromeda) sono visibili ad occhio nudo in una serata limpida; molte di più se ne individuano con un telescopio o un binocolo, ma la maggior parte sono osservabili solo con strumenti di grandi dimensioni o con tecniche fotografiche sofisticate.

Caso a parte è la *Via Lattea*, che è la galassia a cui appartiene il sistema solare. Le mappe celesti mostrano come essa attraversi il cielo notturno grosso modo in senso Nord-Sud; nelle sue immediate vicinanze si trovano la maggior parte delle stelle più brillanti, degli ammassi aperti e delle nebulose osservabili.

In Tabella 7.4 è riportato il catalogo compilato nel 1782 dall'astronomo e "cacciatore di comete" francese Charles Messier. Nelle sue sistematiche osservazioni del deep-sky, Messier scoprì 14 comete, ma numerosi altri oggetti da lui individuati si rivelarono "falsi allarmi". Così, per evitare di incorrere in cocenti delusioni, Messier pensò bene di "liberarsi" definitivamente di tutti quegli strani oggetti stilandone un catalogo che, più delle sue comete, lo fece entrare per sempre nella storia dell'astronomia.

Una curiosità: lo strumento utilizzato da Messier per le sue osservazioni era un telescopio riflettore di 19 cm di diametro, ossia più piccolo di quelli comunemente usati oggi dagli astrofili dilettanti!

Il catalogo di Messier non è ovviamente definitivo. Nei due secoli trascorsi da allora, migliaia di altri oggetti deep-sky sono stati scoperti con l'ausilio di telescopi e radiotelescopi, e probabilmente molti ancora ne verranno scoperti ora che l'*Hubble Space Telescope*, il telescopio orbitante, è divenuto operativo. Questi oggetti sono però molto più deboli e difficilmente si riesce ad individuarli anche con un buon telescopio e in condizioni ottimali di seeing. Nella Tabella 7.5 ne sono elencati alcuni tra quelli meno inaccessibili. Una foto a lunga esposizione con un obiettivo molto luminoso e una pellicola abbastanza sensibile può essere in grado di "acchiapparne" qualcuno: un primo tentativo (di quasi sicuro successo!) potrebbe essere la nebulosa di Orione, *M42*.

## 7.7 Osservazioni nel Sistema Solare

Come si è già detto, il sistema solare è costituito da una miriade di oggetti le cui dimensioni variano da qualche metro (asteroidi) al milione di chilometri

(il Sole). Naturalmente, il numero di quelli osservabili dipende dalla bontà dello strumento utilizzato; tuttavia, anche avendo un buon telescopio, raramente si riesce ad uscire dalla ristretta cerchia dei pianeti, tra i quali i più spettacolari sono Giove e Saturno.

Il sistema di Giove e dei suoi quattro satelliti maggiori (Io, Europa, Ganimede e Callisto) è facilmente visibile anche con strumenti modesti. Le effemeridi dei satelliti medicei, come vennero battezzati dal loro scopritore, Galileo Galilei, in onore del duca di Toscana, sono note con grande precisione e permettono di preparare osservazioni in corrispondenza di eclissi e transiti sul disco di Giove. Anche interessante è l'osservazione della mutevole atmosfera gioviana, per la quale è però consigliabile qualche ingrandimento in più.

Saturno e i suoi anelli sono anch'essi alla portata di piccoli strumenti, sebbene i particolari della sua superficie e della struttura degli anelli stessi (quali la *divisione di Cassini*) diventino evidenti solo con un telescopio di una certa caratura.

Urano, Nettuno e Plutone possono essere scorti (come deboli puntini) solo con grandi strumenti e in condizioni ottimali di visibilità. Tuttavia, se la serata è limpida e si sa dove cercare, una fotografia a lunga posa potrebbe svelarne la posizione.

Marte, Venere e Mercurio sono individuabili ad occhio nudo. Uno strumento dotato di un buon numero di ingrandimenti consente di scorgere la caratteristica “falce” (simile a quella della Luna) di Venere e Mercurio nei periodi in cui si trovano alle massime elongazioni. Di Marte, invece, in occasione delle opposizioni, si possono notare alcuni particolari superficiali come le calotte polari (il cui bianco spicca sul disco rosso del pianeta) o qualche rilievo.

Della Luna abbiamo già parlato nel capitolo 4. Con una buona mappa lunare si possono individuare i crateri, i mari, le formazioni montuose maggiori. La semplice osservazione al telescopio consente di ottenere numerose informazioni sulla storia e l'evoluzione del nostro satellite.

Osservabili ad occhio nudo e di grande fascino sono le *piogge di meteorite*<sup>2</sup>, che si ripetono regolarmente in ben determinati periodi di ogni anno.

---

<sup>2</sup> Sembra opportuno introdurre un po' di nomenclatura, anche perché nel linguaggio comune si fa spesso confusione. Con il nome *meteora* o “stella cadente” si indica un corpo extraterrestre che, entrando nell'atmosfera, brucia completamente per il riscaldamento causato dall'attrito dell'aria ad una quota compresa tra i 50 e gli 80 km. Per *meteorite*, invece, si intende un corpo extraterrestre che non brucia completamente nell'atmosfera e raggiunge il suolo originando un cratere da impatto. Il termine *bolide*, infine, si attribuisce ad una meteora o ad un meteorite particolarmente luminosa la cui caduta è accompagnata da fenomeni acustici.

Una pioggia di meteore si verifica in corrispondenza del transito della Terra attraverso l'orbita di una cometa, quando i detriti che si è persa per strada a causa del vento solare entrano nell'atmosfera e bruciano per attrito prima di arrivare al suolo.

I principali sciame di stelle cadenti sono elencati nella Tabella 7.6. Il più famoso è quello delle Perseidi (le cosiddette *Lacrime di San Lorenzo*), che raggiunge il suo massimo il 10 Agosto.

Stelle cadenti isolate (per lo più piccoli sassi vaganti per il sistema solare e casualmente intercettati dalla Terra) possono essere occasionalmente scorte anche in periodi diversi da quelli degli sciame. Con un pizzico di fortuna, qualche meteora può casualmente entrare nel campo visivo dell'obiettivo della macchina fotografica lasciando sul fotogramma una spettacolare "strisciata".

Le *comete* sono oggetti molto spettacolari e meno rari di quanto non si pensi. Passaggi di comete nella zona interna del sistema solare avvengono molto di frequente, ma spesso la distanza o le loro piccole dimensioni ne precludono l'osservazione. In altri casi, un po' più rari, le comete si rendono visibili anche ad occhio nudo, almeno da località in cui il cielo è abbastanza scuro, e le loro code coprono una notevole porzione di cielo. A causa delle forti incertezze sulle traiettorie da esse percorse (fortemente perturbate dall'attrazione gravitazionale dei pianeti maggiori, Giove e Saturno), le effemeridi delle comete sono di difficile determinazione e vengono solitamente diffuse dagli osservatori più grandi, che riescono ad avvistarle con un certo anticipo rispetto al loro passaggio nelle vicinanze del Sole e della Terra.

Per amore di completezza citiamo infine gli *asteroidi*. Essi sono praticamente fuori portata dell'osservazione visuale, ma con fotografie a lunga esposizione e strumenti adeguati è possibile individuarne qualcuno dei più grandi e più vicini (a patto di sapere dove cercare!). La loro natura è rivelata dal differente moto che hanno rispetto alle stelle fisse.

**Tabella 7.1 - Le Costellazioni**

<b>Nome italiano</b>	<b>Nome latino</b>	<b>Abbr.</b>	<b>Visibilità</b>	<b>Ideatore</b>
Acquario	Aquarius	Aqr	Autunno	Tolomeo
Altare	Ara	Ara	Inverno (+)	Tolomeo
Andromeda	Andromeda	And	Autunno	Tolomeo
Aquila	Aquila	Aql	Estate	Tolomeo
Ariete	Aries	Ari	Autunno	Tolomeo
Auriga (Cocchiere)	Auriga	Aur	Inverno	Tolomeo
Balena	Cetus	Cet	Autunno	Tolomeo
Bilancia	Libra	Lib	Primavera	Tolomeo
Bootes (Bifolco)	Bootes	Boo	Primavera	Tolomeo
Bulino	Caelum	Cae	Inverno (#)	Lacaille (1756)
Bussola	Pyxis	Pyx	Primavera (#)	Lacaille (1756)
Camaleonte	Chamaeleon	Cha	Autunno (+)	Bayer (1603)
Cancro	Cancer	Cnc	Inverno	Tolomeo
Cane Maggiore	Canis Maior	CMa	Inverno	Tolomeo
Cane Minore	Canis Minor	CMi	Inverno	Tolomeo
Cani da Caccia	Canes Venatici	CVn	Primavera	Hevelius (1690)
Capricorno	Capricornus	Cap	Estate	Tolomeo
Carena	Carina	Car	Autunno (+)	Lacaille (1756)
Cassiopea	Cassiopeia	Cas	Autunno (*)	Tolomeo
Cavallino	Equuleus	Equ	Estate	Tolomeo
Cefeo	Cepheus	Cep	Autunno (*)	Tolomeo
Centaurio	Centaurus	Cen	Autunno (+)	Tolomeo
Chioma di Berenice	Coma Berenices	Com	Primavera	Mercatore (1551)
Cigno	Cygnus	Cyg	Estate	Tolomeo
Colomba	Columba	Col	Inverno (#)	Plancius (1592)
Compasso	Circinus	Cir	Inverno (+)	Lacaille (1756)
Coppa	Crater	Crt	Primavera	Tolomeo
Corona Australe	Corona Australis	CrA	Estate (#)	Tolomeo
Corona Boreale	Corona Borealis	CrB	Primavera	Tolomeo
Corvo	Corvus	Crv	Primavera	Tolomeo
Croce	Cruce	Cru	Autunno (+)	Royer (1679)
Delfino	Delphinus	Del	Estate	Tolomeo
Dorado	Dorado	Dor	Estate (+)	Bayer (1603)
Dragone	Draco	Dra	Estate (*)	Tolomeo
Ercole	Hercules	Her	Estate	Tolomeo
Eridano	Eridanus	Eri	Inverno	Tolomeo
Fenice	Phoenix	Phe	Primavera (+)	Bayer (1603)
Forno	Fornax	For	Inverno (#)	Lacaille (1756)
Freccia	Sagitta	Sge	Estate	Tolomeo
Gemelli	Gemini	Gem	Inverno	Tolomeo
Giraffa	Camelopardalis	Cam	Inverno (*)	Bartsch (1624)
Gru	Grus	Gru	Primavera (+)	Bayer (1603)

Idra	Hydra	Hya	Primavera	Tolomeo
Idra Maschio	Hydrus	Hyi	Estate (+)	Bayer (1603)
Indiano	Indus	Ind	Primavera (+)	Bayer (1603)

**Tabella 7.1 (cont.) - Le Costellazioni**

Nome italiano	Nome latino	Abbr.	Visibilità	Ideatore
Leone	Leo	Leo	Primavera	Tolomeo
Leone Minore	Leo Minor	LMi	Primavera	Hevelius (1690)
Lepre	Lepus	Lep	Inverno	Tolomeo
Lince	Lynx	Lyn	Inverno	Hevelius (1690)
Lira	Lyra	Lyr	Estate	Tolomeo
Lucertola	Lacerta	Lac	Autunno	Hevelius (1690)
Lupo	Lupus	Lup	Inverno (+)	Tolomeo
Macchina Pneumatica	Antlia	Ant	Primavera (#)	Lacaille (1756)
Microscopio	Microscopium	Mic	Autunno (#)	Lacaille (1756)
Mosca	Musca	Mus	Autunno (+)	Bartsch (1624)
Ofiuco (Serpentario)	Ophiuchus	Oph	Estate	Tolomeo
Orione	Orion	Ori	Inverno	Tolomeo
Orologio	Horologium	Hor	Estate (+)	Lacaille (1756)
Orsa Maggiore	Ursa Maior	UMa	Primavera (*)	Tolomeo
Orsa Minore	Ursa Minor	UMi	Estate (*)	Tolomeo
Ottante	Octans	Oct	Inverno (+)	Lacaille (1756)
Pavone	Pavo	Pav	Inverno (+)	Bayer (1603)
Pegaso	Pegasus	Peg	Autunno	Tolomeo
Perseo	Perseus	Per	Autunno	Tolomeo
Pesce Australe	Piscis Austrinus	PsA	Autunno (#)	Tolomeo
Pesce Volante	Volans	Vol	Autunno (+)	Bayer (1603)
Pesci	Pisces	Psc	Autunno	Tolomeo
Pittore	Pictor	Pic	Estate (+)	Lacaille (1756)
Poppa	Puppis	Pup	Primavera (#)	Lacaille (1756)
Reticolo	Reticulum	Ret	Estate (+)	Lacaille (1756)
Sagittario	Sagittarius	Sgr	Estate	Tolomeo
Scorpione	Scorpius	Sco	Estate	Tolomeo
Scudo	Scutum	Sct	Estate	Hevelius (1690)
Sculutore	Sculptor	Scl	Autunno (#)	Lacaille (1756)
Serpente	Serpens	Ser	Estate	Tolomeo
Sestante	Sextans	Sex	Primavera	Hevelius (1690)
Squadra	Norma	Nor	Inverno (+)	Lacaille (1756)
Tavola	Mensa	Men	Estate (+)	Lacaille (1756)
Telescopio	Telescopium	Tel	Inverno (+)	Lacaille (1756)
Triangolo	Triangulum	Tri	Autunno	Tolomeo
Triangolo Australe	Triangulum Australe	TrA	Inverno (+)	Plancius (1592)
Toro	Taurus	Tau	Inverno	Tolomeo
Tucano	Tucana	Tuc	Primavera (+)	Bayer (1603)

Uccello del Paradiso	Apus	Aps	Inverno (+)	Bayer (1603)
Unicorno	Monoceros	Mon	Inverno	Bartsch (1624)
Vela	Vela	Vel	Autunno (+)	Lacaille (1756)
Vergine	Virgo	Vir	Primavera	Tolomeo
Volpetta	Vulpecula	Vul	Estate	Hevelius (1690)

\* = costellazione circumpolare alle nostre latitudini

+ = costellazione australe invisibile dalle nostre latitudini

# = costellazione australe visibile alle nostre latitudini bassa sull'orizzonte Sud

**Tabella 7.2 - Stelle Doppie alla portata di piccoli strumenti**

Nome	Magnitudini visuali	Separazione angolare
$\gamma$ Arietis	4,7 - 4,8	8''
$\alpha$ Piscium	4,3 - 5,2	2''
$\gamma$ Andromedae	2,3 - 4,8	10''
$\alpha$ Geminorum ( <i>Castor</i> )	2,0 - 2,9	2''
$\zeta$ Cancri (tripla)	5,6 - 6,0 - 6,3	6''
$\gamma$ Leonis	2,6 - 3,8	4''
$\xi$ Ursae Maioris	4,4 - 4,9	2''
$\gamma$ Virginis	3,7 - 3,7	4''
$\alpha$ Canum Venaticorum	2,9 - 5,6	19''
$\zeta$ Ursae Maioris ( <i>Mizar</i> )	2,3 - 3,9	14''
$\pi$ Bootis	4,9 - 5,8	5''
$\epsilon$ Bootis	2,7 - 5,1	3''
$\zeta$ Bootis	4,4 - 4,8	7''
$\delta$ Serpentis	4,2 - 5,2	4''
$\alpha$ Scorpii ( <i>Antares</i> )	1,2 - 6,5	3''
$\beta$ Scorpii	2,6 - 4,9	14''
$\alpha$ Herculis	3,5 - 5,4	5''
$\epsilon_1$ Lyrae	5,6 - 6,2	3''
$\epsilon_2$ Lyrae	5,1 - 5,4	2''
$\beta$ Cygni ( <i>Albireo</i> )	3,2 - 5,1	35''
$\delta$ Cygni	2,9 - 6,3	2''
$\gamma$ Delphini	4,3 - 5,1	10''
$\zeta$ Aquarii	4,4 - 4,6	2''

**Tabella 7.3 - Stelle Variabili**

Nome	Tipo	$\alpha$	$\delta$	magnitudine	periodo
$\delta$ Cephei	C	22 <sup>h</sup> 28 <sup>m</sup>	+58°19'	3,9 - 5,1	5 <sup>d</sup> 08 <sup>h</sup> 48 <sup>m</sup>
$\eta$ Aquilae	C	19 <sup>h</sup> 51 <sup>m</sup>	+00°57'	3,5 - 4,3	7 <sup>d</sup> 04 <sup>h</sup> 14 <sup>m</sup>
$\theta$ Ceti	L	02 <sup>h</sup> 18 <sup>m</sup>	-03°04'	2,0 - 10,1	331 <sup>d</sup> 21 <sup>h</sup>
R Cassiopeiae	L	23 <sup>h</sup> 57 <sup>m</sup>	+51°17'	4,7 - 13,5	430 <sup>d</sup> 12 <sup>h</sup>
$\chi$ Cygni	L	19 <sup>h</sup> 50 <sup>m</sup>	+32°52'	3,3 - 14,2	406 <sup>d</sup> 20 <sup>h</sup>
$\alpha$ Orionis	I	05 <sup>h</sup> 54 <sup>m</sup>	+07°24'	0,4 - 1,3	ca. 2335 <sup>d</sup>
$\alpha$ Scorpii	I	16 <sup>h</sup> 28 <sup>m</sup>	-26°24'	0,9 - 1,8	ca. 1733 <sup>d</sup>
$\mu$ Cephei	I	21 <sup>h</sup> 43 <sup>m</sup>	+58°41'	3,6 - 5,1	-
$\rho$ Cassiopeiae	I	23 <sup>h</sup> 53 <sup>m</sup>	+57°22'	4,1 - 6,2	-
$\beta$ Persei	E	03 <sup>h</sup> 07 <sup>m</sup>	+40°53'	2,1 - 3,4	2 <sup>d</sup> 20 <sup>h</sup> 49 <sup>m</sup>
$\beta$ Lyrae	E	18 <sup>h</sup> 50 <sup>m</sup>	+33°20'	3,3 - 4,3	12 <sup>d</sup> 21 <sup>h</sup> 56 <sup>m</sup>

Legenda: C = Cefeide; L = variabile a lungo periodo; I = variabile irregolare; E = variabile ad eclisse.



**Tabella 7.4 – Oggetti di Messier**

<b>M</b>	<b>Tipo</b>	<b>Costellazione</b>	<b><math>\alpha</math></b>	<b><math>\delta</math></b>	<b>diametro</b>	<b>mag.</b>
1	NP	Taurus	05 <sup>h</sup> 33 <sup>m</sup>	+22°01'	6'×4'	8.4
2	AG	Aquarius	21 <sup>h</sup> 32 <sup>m</sup>	-00°54'	8'	6.3
3	AG	Canes Venatici	13 <sup>h</sup> 41 <sup>m</sup>	+28°29'	15'	6.4
4	AG	Scorpius	16 <sup>h</sup> 22 <sup>m</sup>	-26°27'	14'	6.4
5	AG	Serpens	15 <sup>h</sup> 17 <sup>m</sup>	+02°11'	13'	6.2
6	AA	Scorpius	17 <sup>h</sup> 39 <sup>m</sup>	-32°11'	25'	5.3
7	AA	Scorpius	17 <sup>h</sup> 53 <sup>m</sup>	-34°48'	60'	3.2
8	ND	Sagittarius	18 <sup>h</sup> 02 <sup>m</sup>	-24°23'	60'×35'	
9	AG	Ophiuchus	17 <sup>h</sup> 18 <sup>m</sup>	-18°30'	2'	7.3
10	AG	Ophiuchus	16 <sup>h</sup> 56 <sup>m</sup>	-04°05'	8'	6.7
11	AA	Scutum	18 <sup>h</sup> 50 <sup>m</sup>	-06°18'	10'	6.3
12	AG	Ophiuchus	16 <sup>h</sup> 46 <sup>m</sup>	-01°55'	9'	6.6
13	AG	Hercules	16 <sup>h</sup> 41 <sup>m</sup>	+36°30'	10'	5.7
14	AG	Ophiuchus	17 <sup>h</sup> 37 <sup>m</sup>	-03°14'		7.7
15	AG	Pegasus	21 <sup>h</sup> 29 <sup>m</sup>	+12°05'	7'	6.0
16	AA	Serpens	18 <sup>h</sup> 18 <sup>m</sup>	-13°48'	25'	6.4
17	ND	Sagittarius	18 <sup>h</sup> 20 <sup>m</sup>	-16°12'	46'×37'	
18	AA	Sagittarius	18 <sup>h</sup> 19 <sup>m</sup>	-17°09'	20'	8.0
19	AG	Ophiuchus	17 <sup>h</sup> 01 <sup>m</sup>	-26°14'	4'	6.6
20	ND	Sagittarius	18 <sup>h</sup> 01 <sup>m</sup>	-23°02'	29'×27'	
21	AA	Sagittarius	18 <sup>h</sup> 03 <sup>m</sup>	-22°30'	10'	7.0
22	AG	Sagittarius	18 <sup>h</sup> 35 <sup>m</sup>	-23°55'	17'	5.9
23	AA	Sagittarius	17 <sup>h</sup> 56 <sup>m</sup>	-19°00'	15'	6.0
24	AA	Sagittarius	18 <sup>h</sup> 17 <sup>m</sup>	-18°27'	4'	4.6
25	AA	Sagittarius	18 <sup>h</sup> 31 <sup>m</sup>	-19°16'	40'	6.5
26	AA	Scutum	18 <sup>h</sup> 44 <sup>m</sup>	-09°25'	9'	9.3
27	NP	Vulpecula	19 <sup>h</sup> 59 <sup>m</sup>	+22°40'	8'×4'	7.6
28	AG	Sagittarius	18 <sup>h</sup> 23 <sup>m</sup>	-24°52'	5'	7.3
29	AA	Cygnus	20 <sup>h</sup> 23 <sup>m</sup>	+38°27'	12'	7.1
30	AG	Capricornus	21 <sup>h</sup> 39 <sup>m</sup>	-23°15'	6'	8.4
31	G	Andromeda	00 <sup>h</sup> 42 <sup>m</sup>	+41°09'	160'×35'	4.8
32	G	Andromeda	00 <sup>h</sup> 42 <sup>m</sup>	+40°45'	3'×3'	8.7
33	G	Triangulum	01 <sup>h</sup> 33 <sup>m</sup>	+30°33'	65'×35'	6.7
34	AA	Perseus	02 <sup>h</sup> 41 <sup>m</sup>	+42°43'	18'	5.5
35	AA	Gemini	06 <sup>h</sup> 08 <sup>m</sup>	+24°21'	40'	5.3
36	AA	Auriga	05 <sup>h</sup> 35 <sup>m</sup>	+35°05'	12'	6.3
37	AA	Auriga	05 <sup>h</sup> 52 <sup>m</sup>	+32°33'	20'	6.2
38	AA	Auriga	05 <sup>h</sup> 27 <sup>m</sup>	+35°48'	20'	7.4
39	AA	Cygnus	21 <sup>h</sup> 32 <sup>m</sup>	+48°21'	30'	5.2
40	Erroneo					
41	AA	Canis Maior	06 <sup>h</sup> 46 <sup>m</sup>	-20°43'	30'	5.0
42	ND	Orion	05 <sup>h</sup> 34 <sup>m</sup>	-05°24'	66'×60'	

43	ND	Orion	05 <sup>h</sup> 34 <sup>m</sup>	-05°18'	20'×15'	
44	AA	Cancer	08 <sup>h</sup> 39 <sup>m</sup>	+20°04'	95'	3.7
45	AA	Taurus (Pleiadi)	03 <sup>h</sup> 46 <sup>m</sup>	+24°03'	100'	1.4

**Tabella 7.4 (cont.) – Oggetti di Messier**

<b>M</b>	<b>Tipo</b>	<b>Costellazione</b>	<b>α</b>	<b>δ</b>	<b>diametro</b>	<b>mag.</b>
46	AA	Puppis	07 <sup>h</sup> 41 <sup>m</sup>	-14°46'	24'	9.2
47	AA	Puppis	07 <sup>h</sup> 36 <sup>m</sup>	-14°27'	25'	4.5
48	AA	Hydra	08 <sup>h</sup> 13 <sup>m</sup>	-05°43'	30'	5.3
49	G	Virgo	12 <sup>h</sup> 29 <sup>m</sup>	+08°07'	3'×2'	8.6
50	AA	Monoceros	07 <sup>h</sup> 02 <sup>m</sup>	-08°19'	15'	6.9
51	G	Canes Venatici	13 <sup>h</sup> 29 <sup>m</sup>	+47°18'	10'×5'	8.1
52	AA	Cassiopeia	23 <sup>h</sup> 23 <sup>m</sup>	+61°29'	12'	7.3
53	AG	Coma Berenices	13 <sup>h</sup> 12 <sup>m</sup>	+18°17'		7.8
54	AG	Sagittarius	18 <sup>h</sup> 54 <sup>m</sup>	-30°30'	3'	7.5
55	AG	Sagittarius	19 <sup>h</sup> 39 <sup>m</sup>	-31°00'	10'	4.4
56	AG	Lyra	19 <sup>h</sup> 16 <sup>m</sup>	+30°08'		8.2
57	NP	Lyra	18 <sup>h</sup> 53 <sup>m</sup>	+33°01'	2'×1'	9.0
58	G	Virgo	12 <sup>h</sup> 37 <sup>m</sup>	+11°56'		9.2
59	G	Virgo	12 <sup>h</sup> 41 <sup>m</sup>	+11°47'		9.6
60	G	Virgo	12 <sup>h</sup> 43 <sup>m</sup>	+11°41'		8.9
61	G	Virgo	12 <sup>h</sup> 21 <sup>m</sup>	+04°36'		10.1
62	AG	Ophiuchus	17 <sup>h</sup> 00 <sup>m</sup>	-30°05'	4'	6.6
63	G	Canes Venatici	13 <sup>h</sup> 15 <sup>m</sup>	+42°08'	9'	8.7
64	G	Coma Berenices	12 <sup>h</sup> 56 <sup>m</sup>	+21°48'	7'×3'	8.8
65	G	Leo	11 <sup>h</sup> 18 <sup>m</sup>	+13°13'	8'×2'	9.3
66	G	Leo	11 <sup>h</sup> 19 <sup>m</sup>	+13°07'	8'×3'	8.4
67	AA	Cancer	08 <sup>h</sup> 50 <sup>m</sup>	+11°54'	15'	6.1
68	AG	Hydra	12 <sup>h</sup> 38 <sup>m</sup>	-26°38'	2'	8.0
69	AG	Sagittarius	18 <sup>h</sup> 30 <sup>m</sup>	-32°23'		7.5
70	AG	Sagittarius	18 <sup>h</sup> 42 <sup>m</sup>	-32°18'	5'	8.5
71	AG	Sagitta	19 <sup>h</sup> 53 <sup>m</sup>	+18°44'		8.7
72	AG	Aquarius	20 <sup>h</sup> 52 <sup>m</sup>	-12°39'	2'	9.8
73	Erroneo					
74	G	Pisces	01 <sup>h</sup> 36 <sup>m</sup>	+15°41'	8'	10.0
75	AG	Sagittarius	20 <sup>h</sup> 05 <sup>m</sup>	-21°59'		8.0
76	NP	Perseus	01 <sup>h</sup> 41 <sup>m</sup>	+51°28'	3'×2'	10.0
77	G	Cetus	02 <sup>h</sup> 42 <sup>m</sup>	+00°04'		9.0
78	ND	Orion	05 <sup>h</sup> 46 <sup>m</sup>	+00°02'		
79	AG	Lepus	05 <sup>h</sup> 23 <sup>m</sup>	-24°32'	3'	8.0
80	AG	Scorpius	16 <sup>h</sup> 16 <sup>m</sup>	-22°56'	3'	7.7
81	G	Ursa Maior	09 <sup>h</sup> 54 <sup>m</sup>	+69°09'	21'×10'	7.9
82	G	Ursa Maior	09 <sup>h</sup> 54 <sup>m</sup>	+69°47'	9'×4'	8.8
83	G	Hydra	13 <sup>h</sup> 36 <sup>m</sup>	-29°46'	10'×8'	8.0
84	G	Virgo	12 <sup>h</sup> 24 <sup>m</sup>	+13°00'		9.3

85	G	Coma Berenices	12 <sup>h</sup> 24 <sup>m</sup>	+18°18'		9.0
86	G	Virgo	12 <sup>h</sup> 25 <sup>m</sup>	+13°03'		9.7
87	G	Virgo	12 <sup>h</sup> 30 <sup>m</sup>	+12°30'		9.2
88	G	Coma Berenices	12 <sup>h</sup> 31 <sup>m</sup>	+14°32'		10.0
89	G	Virgo	12 <sup>h</sup> 35 <sup>m</sup>	+12°40'		9.5
90	G	Virgo	12 <sup>h</sup> 36 <sup>m</sup>	+13°16'		10.0

**Tabella 7.4 (cont.) – Oggetti di Messier**

<b>M</b>	<b>Tipo</b>	<b>Costellazione</b>	<b>α</b>	<b>δ</b>	<b>diametro</b>	<b>mag.</b>
91	G	Coma Berenices	12 <sup>h</sup> 34 <sup>m</sup>	+14°36'		
92	AG	Hercules	17 <sup>h</sup> 17 <sup>m</sup>	+43°10'	8'	6.1
93	AA	Puppis	07 <sup>h</sup> 44 <sup>m</sup>	-23°49'	25'	6.5
94	G	Canes Venatici	12 <sup>h</sup> 50 <sup>m</sup>	+41°14'	5'×4'	7.9
95	G	Leo	10 <sup>h</sup> 43 <sup>m</sup>	+11°49'	6'×4'	10.4
96	G	Leo	10 <sup>h</sup> 46 <sup>m</sup>	+11°56'	5'×4'	9.1
97	NP	Ursa Maior	11 <sup>h</sup> 14 <sup>m</sup>	+55°08'	3'	9.0
98	G	Coma Berenices	12 <sup>h</sup> 13 <sup>m</sup>	+15°01'		10.0
99	G	Coma Berenices	12 <sup>h</sup> 18 <sup>m</sup>	+14°32'		10.5
100	G	Coma Berenices	12 <sup>h</sup> 22 <sup>m</sup>	+15°56'		10.0
101	G	Ursa Maior	14 <sup>h</sup> 03 <sup>m</sup>	+54°27'	22'	9.6
102	G	Draco	15 <sup>h</sup> 06 <sup>m</sup>	+55°50'		11.0
103	AA	Cassiopeia	01 <sup>h</sup> 32 <sup>m</sup>	+60°35'	6'	7.0
104	G	Virgo	12 <sup>h</sup> 39 <sup>m</sup>	-11°31'	6'×3'	8.7
105	G	Leo	10 <sup>h</sup> 47 <sup>m</sup>	+12°40'		9.2
106	G	Canes Venatici	12 <sup>h</sup> 18 <sup>m</sup>	+47°25'	20'×7'	8.4
107	AG	Ophiuchus	16 <sup>h</sup> 31 <sup>m</sup>	-13°01'	2'	8.0
108	G	Ursa Maior	11 <sup>h</sup> 10 <sup>m</sup>	+55°47'		

Legenda: AA = Ammasso Aperto; AG = Ammasso Globulare; ND = Nebulosa Diffusa; NP = Nebulosa Planetaria; G = Galassia.

**Tabella 7.5 – Altri Oggetti Deep-Sky**

<b>Nome</b>	<b>Tipo</b>	<b>Costellazione</b>	<b>α</b>	<b>δ</b>	<b>diametro</b>	<b>mag.</b>
NGC 869	AA	Perseus	02 <sup>h</sup> 18 <sup>m</sup>	+57°03'	36'	4.4
NGC 884	AA	Perseus	02 <sup>h</sup> 21 <sup>m</sup>	+57°01'	36'	4.7
Hyades	AA	Taurus	04 <sup>h</sup> 19 <sup>m</sup>	+15°35'	330'	0.8
NGC 1499	ND	Perseus	04 <sup>h</sup> 02 <sup>m</sup>	+36°22'	145'×40'	
I 434	ND	Orion	05 <sup>h</sup> 40 <sup>m</sup>	-2°25'	60'×10'	
NGC 2237	ND	Monoceros	06 <sup>h</sup> 31 <sup>m</sup>	+04°39'	60'	
NGC 6960	ND	Cygnus	20 <sup>h</sup> 45 <sup>m</sup>	+30°39'	70'×6'	
I 5067	ND	Cygnus	20 <sup>h</sup> 48 <sup>m</sup>	+44°18'	85'×75'	
NGC 7000	ND	Cygnus	20 <sup>h</sup> 58 <sup>m</sup>	+44°15'	120'×100'	
NGC 7009	NP	Aquarius	21 <sup>h</sup> 03 <sup>m</sup>	-11°27'	0,7'×0,4'	

I 5146	ND	Cygnus	21 <sup>h</sup> 52 <sup>m</sup>	+47°10'	12'×12'	
NCG 7293	NP	Aquarius	22 <sup>h</sup> 27 <sup>m</sup>	-21°06'	15'×12'	

Nota: NGC sta per *New General Catalogue*; I per *International Catalogue*.

**Tabella 7.6 – Principali Sciame Meteorici**

<b>Nome</b>	<b>Periodo di visibilità</b>	<b>Data del massimo</b>	<b>TOZ (1)</b>	<b>Cometa di origine</b>
<b>Quadrantidi</b> <sup>(2)</sup>	1-4 Gen	3 Gen	130	Machholz
<b>Liridi</b>	20-23 Apr	21 Apr	35	Thatcher
<b>η Aquaridi</b>	2-6 Mag	4 Mag	50	Halley
<b>δ Aquaridi</b>	14 Lug-19 Ago	28 Lug	20	
<b>Perseidi</b>	29 Lug-17 Ago	12 Ago	90	Swift-Tuttle
<b>Draconidi</b>	9 Ott	9 Ott		Giacobini-Zinner
<b>Orionidi</b>	18-26 Ott	22 Ott	20	Halley
<b>Leonidi</b>	14-20 Nov	16 Nov	20	Tempel-Tuttle
<b>Andromedidi</b>	18-26 Nov	23 Nov		Biela
<b>Geminidi</b>	7-15 Dic	13 Dic	115	Fetonte
<b>Ursidi</b>	17-24 Dic	22 Dic	20	Tuttle

(1) Tasso Orario Zenitale. Numero di meteore visibili in un'ora in condizioni ideali di osservazione (cielo limpido, orizzonte completamente sgombro, radiante dello sciame allo zenit).

(2) Il radiante di questo sciame si trova nella costellazione del Draco, qualche grado a Sud della stella  $\alpha$ .

# APPENDICE A

## INTERPOLAZIONE

Interpolare vuol dire leggere tra le righe delle tabelle.

(J. Todd, *Basic Numerical Mathematics*)

### A.1 Interpolazione Lineare

Malgrado la diffusione del personal computer, che in pochi secondi ci fornisce la situazione del cielo per la data voluta, qualche volta si ha disposizione solo una tabella e una calcolatrice tascabile.

Le riviste specializzate di astronomia, per esempio, pubblicano mensilmente le posizioni dei pianeti con intervalli di cinque o dieci giorni; gli almanacchi, più precisi, riportano tali valori per tutti i giorni dell'anno alle 0<sup>h</sup> TU. Un analogo discorso lo si potrebbe fare per gli orari del sorgere e del tramontare del Sole, o per le fasi della Luna. In tutti questi casi vengono tabellati valori solo per un numero discreto di istanti di tempo.

Poniamo, ad esempio, di voler conoscere l'ascensione retta ( $\alpha$ ), di Marte il giorno 19 ottobre 1995 alle ore 18<sup>h</sup> TU e di avere a disposizione solo i due valori calcolati per le 0<sup>h</sup> TU del 16 e del 21 di ottobre 1995. Se immaginiamo di porre su un diagramma cartesiano il tempo in ascissa e i valori dell'ascensione retta (AR) in ordinata, ai due valori noti corrisponderanno sul piano due punti di coordinate  $(T_1, \alpha_1)$  e  $(T_2, \alpha_2)$ <sup>1</sup>.

Con  $\alpha^*$  e  $T^*$  abbiamo indicato rispettivamente l'a.r. che vogliamo trovare e l'istante di tempo considerato (19/10/1995/18<sup>h</sup> TU).

Come si capisce dal grafico, non abbiamo fatto altro che congiungere i punti che rappresentano i valori noti con un segmento di retta, e supporre che la coppia  $(T^*, \alpha^*)$  si trovi su di esso. Questo equivale a dire che abbiamo ipotizzato che l'a.r. vari linearmente tra  $T_1$  e  $T_2$  (vedi fig. A.1).

E' evidente che si tratta di un'approssimazione piuttosto grossolana visto che la posizione dei pianeti segue una legge tutt'altro che lineare, ma per conoscere in linea di massima il valore che ci serve è la tecnica più semplice che possiamo usare.

Per ricavare  $\alpha^*$  dobbiamo ricordarci la formula per trovare l'equazione della retta che passa per due punti:

---

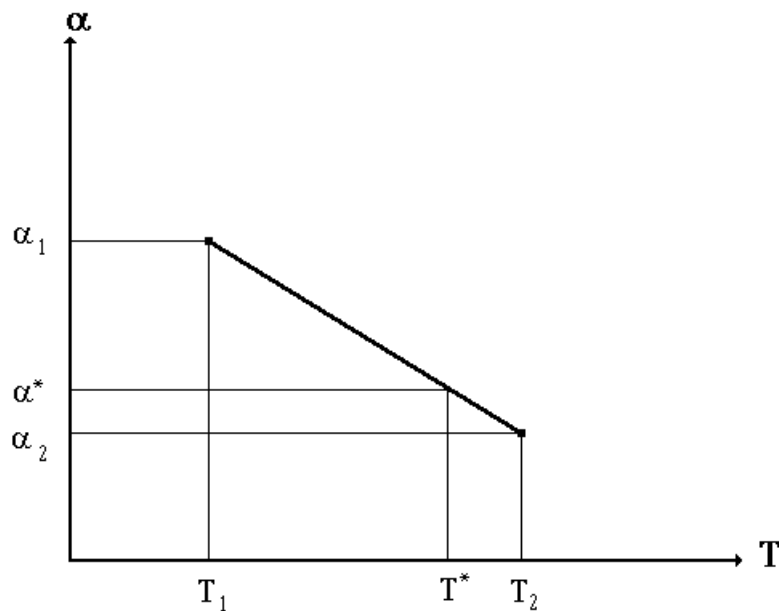
<sup>1</sup> Per poter essere usati nella formula di interpolazione i tempi e le ascensioni rette devono essere decimalizzati: si devono convertire le a.r. in ore+frazione di ora e i tempi in giorno+frazione di giorno. Per altri chiarimenti in proposito, si legga l'appendice B.

$$\frac{T - T_1}{T_2 - T_1} = \frac{\alpha - \alpha_1}{\alpha_2 - \alpha_1}$$

dalla quale si ricava

$$\alpha^* = (T^* - T_1) \frac{\alpha_2 - \alpha_1}{T_2 - T_1} + \alpha_1$$

Questo procedimento prende il nome di *interpolazione lineare* e dà risultati tanto più esatti quanto il valore da cercare varia gradualmente e con piccoli incrementi tra i due estremi noti.



**Figura A.1**

**Problema A.1.** Noti i seguenti valori per l'ascensione retta di Marte nel mese di ottobre 1995

<i>giorno</i>	<i>ora</i>	<i>ascensione retta</i>
16/10/1995	0 <sup>h</sup> TU	15 <sup>h</sup> 36 <sup>m</sup> 17 <sup>s</sup>
21/10/1995	0 <sup>h</sup> TU	15 <sup>h</sup> 51 <sup>m</sup> 03 <sup>s</sup>

Calcolare tramite interpolazione lineare il valore approssimato dell'a.r. del pianeta per il giorno 19 dello stesso mese alle ore 18<sup>h</sup> TU.

## A.2 Formule di Interpolazione Non Lineare

L'interpolazione lineare di un valore da una tabella è la più semplice da calcolare perché bastano solo due termini e si deve applicare una semplice formula, ma paga lo svantaggio di un'approssimazione che in certi casi potrebbe essere eccessiva, soprattutto se il comportamento della funzione tabellata è fortemente *non lineare*.

Esistono altre tecniche di interpolazione non lineari, che a partire da  $N$  valori tabulari, approssimano la funzione con una curva polinomiale di grado  $N-1$ . Non entreremo nel dettaglio di questi metodi che si basano su proprietà matematiche che non vengono trattate nei programmi della scuola secondaria superiore; per chi fosse interessato alle dimostrazioni, si rimanda a qualunque testo di *analisi numerica*.

Il vantaggio dell'interpolazione non lineare sta nel fatto che l'errore rispetto al valore esatto è praticamente lo stesso generato dal calcolo diretto della funzione da parte del computer che è, comunque, ottenuto numericamente tramite procedimenti di approssimazione.

### A.2.1 Interpolazione da tre valori tabellari

Date tre coppie di valori  $(x, y)$ , con  $x_1, x_2$  e  $x_3$  presi ad intervallo tabulare  $u$  costante, tali cioè che  $u = x_2 - x_1 = x_3 - x_2$ , si crea la *tavola delle differenze*

$x_1$	$y_1$		
		a	
$x_2$	$y_2$		c
		b	
$x_3$	$y_3$		

con

$$a = y_2 - y_1 \quad b = y_3 - y_2 \quad c = b - a = y_1 - 2y_2 + y_3$$

Si deve scegliere  $y_2$  il più vicino possibile al valore  $y^*$  cercato; per  $x = x^*$ , si pone  $n = (x^* - x_2) / u$ , poiché  $n$  va espresso in *unità di intervallo tabulare*  $u$ ; questo vuol dire, per esempio, che se  $x_1, x_2$  e  $x_3$  rappresentano i giorni 1, 16 e 31 del mese, l'intervallo tabulare è  $u = 15^d$ , da cui, per  $x^* = 19$ ,  $n = (19 - 16) / 15 = 0,2$ .



Si applica quindi, la formula

$$y^* = y_2 + n \cdot (a + b + nc) / 2$$

L'errore sarà tanto più piccolo quanto  $c$  è prossimo a 0.

### A.2.2 Interpolazione da cinque valori tabellari

Si procede in modo analogo al metodo precedente, ricavando per prima cosa la tavola delle differenze per cinque valori della funzione tabulata ad intervallo costante

$x_1$	$y_1$				
		$a$			
$x_2$	$y_2$		$e$		
		$b$		$h$	
$x_3$	$y_3$		$f$		$j$
		$c$		$i$	
$x_4$	$y_4$		$g$		
		$d$			
$x_5$	$y_5$				

con

$$\begin{aligned}
 a &= y_2 - y_1 & b &= y_3 - y_2 & c &= y_4 - y_3 & d &= y_5 - y_4 \\
 e &= b - a & f &= c - b & g &= d - c & & \\
 h &= f - e & i &= g - f & & & & \\
 j &= i - h & & & & & & 
 \end{aligned}$$

Il valore  $y^*$  da trovare deve essere il più vicino possibile al valore centrale  $y_3$ ; per  $x = x^*$ , posto  $n = (x^* - x_3) / u$ , essendo  $u$ , come spiegato per l'interpolazione a tre valori, l'intervallo tabulare costante, si applica la formula di interpolazione

$$y^* = y_3 + n(b + c) / 2 + n^2 f / 2 + n(n^2 - 1)(h + j) / 12 + n^2(n^2 - 1)k / 24$$

In questo caso l'errore dovuto all'interpolazione sarà tanto minore quanto più  $j$  è vicino a 0.

## APPENDICE B

### IL SISTEMA SESSAGESIMALE

#### B.1 La Misura degli Angoli in Astronomia

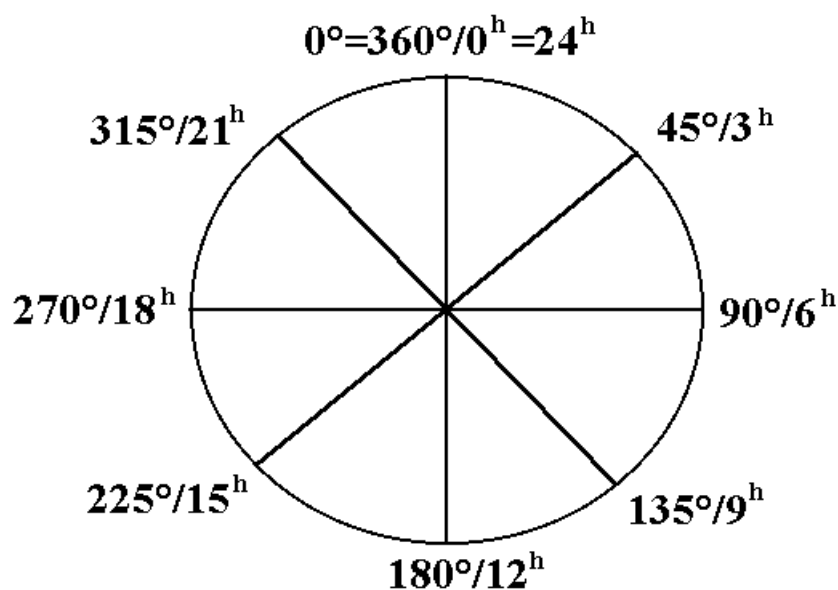
La misura degli angoli mediante il *sistema sessagesimale* risale agli albori dell'astronomia. La scelta di dividere il cerchio in 360 gradi, infatti, non è casuale, ma corrisponde all'incirca al numero di giorni di un anno solare, ovvero sia un grado rappresenta il percorso angolare apparente del sole sul cerchio dell'eclittica in un giorno.

In modo del tutto analogo, riferendosi alla rotazione terrestre, si può dividere un cerchio in 24 ore e misurare gli angoli in ore, minuti e secondi *orari*, seguendo un uso che è proprio dell'astronomia ed è spiegato nel Capitolo 1.

In questa appendice vogliamo soffermarci sulla normalizzazione e sulla decimalizzazione delle quantità angolari, operazioni assolutamente indispensabili per poter eseguire qualunque tipo di calcolo con gli angoli.

Lo stesso identico discorso vale per i tempi che, secondo le convenzioni civili, vengono misurati col sistema sessagesimale.

Riassumiamo in questo schema le equivalenze tra i sistemi in uso.



Tali equivalenze sono espresse dalle relazioni

$$\begin{array}{lll} 1^{\text{h}} = 15^{\circ} & 1^{\text{m}} = 15' & 1^{\text{s}} = 15'' \\ 1^{\circ} = 4^{\text{m}} & 1' = 4^{\text{s}} & 1'' = (1 / 15)^{\text{s}} = 0,666... \end{array}$$

## B.2 Conversione tra le Unità di Misura

Con un angolo e un tempo espressi in sessagesimale si possono fare agevolmente somme e sottrazioni, facendo attenzione ai riporti ed eliminando i multipli di  $360^{\circ}$  o di  $24^{\text{h}}$ :

$$215^{\circ} 21' 54'' + 198^{\circ} 8' 14'' = 413^{\circ} 29' 8'' = 53^{\circ} 29' 8''$$

$$1^{\text{h}} 10^{\text{m}} 7^{\text{s}} - 0^{\text{h}} 32^{\text{m}} 45^{\text{s}} = 0^{\text{h}} 37^{\text{m}} 22^{\text{s}}$$

Ma eseguire una moltiplicazione col sistema sessagesimale è molto più complicato. Inoltre, le calcolatrici e i personal computer difficilmente permettono di eseguire i calcoli in questo formato numerico.

E' opportuno conoscere alcune semplici formule che consentono di convertire un numero da sessagesimale a decimale e viceversa.

Introduciamo i seguenti *operatori* matematici:

$$\begin{array}{ll} \text{int}(...) = & \text{parte intera di ...} \\ \text{frac}(...) = & \text{parte decimale di ...} \\ \text{abs}(...) = & \text{valore assoluto di ...} \end{array}$$

### Esempi:

$$\begin{array}{lll} \text{int}(2,5) = 2 & \text{int}(-3,1) = -3 & \text{int}(6) = 6 \\ \text{frac}(2,5) = 0,5 & \text{frac}(-3,1) = -0,1 & \text{frac}(6) = 0 \\ \text{abs}(2,5) = 2,5 & \text{abs}(-3,1) = 3,1 & \text{abs}(6) = 6 \end{array}$$

**B.2.1 Conversione da sessagesimale a decimale**

d = numero decimale

G M S = numero sessagesimale (Gradi Minuti Secondi)

$$d = G + M / 60 + S / 3600$$

**Esempio.** G M S = 12°30' 18"

$$d = 12^\circ + 30 / 60 + 18 / 3600 = 12 + 0,5 + 0,005 = 12,505$$

**B.2.2 Conversione da decimale a sessagesimale**

d = numero decimale

G M S = numero sessagesimale (Gradi Minuti Secondi)

$$G = \text{int}(d)$$

$$M = \text{abs}(\text{int}(\text{frac}(d) \times 60))$$

$$S = \text{abs}(\text{frac}(\text{frac}(d) \times 60) \times 60)$$

**Esempio.** d = 12,505

$$G = \text{int}(12,505) = 12$$

$$M = \text{abs}(\text{int}(\text{frac}(12,505) \times 60)) = \text{int}(0,505 \times 60) = \text{int}(30,3) = 30$$

$$\begin{aligned} S &= \text{abs}(\text{frac}(\text{frac}(12,505) \times 60) \times 60) = \text{frac}(0,505 \times 60) \times 60 = \\ &= \text{frac}(30,3) \times 60 = 0,3 \times 60 = 18 \end{aligned}$$

$$G M S = 12^\circ 30' 18''$$

**B.2.3 Conversioni da decimale a orario**

Il procedimento è analogo al caso sessagesimale descritto nel §B.1.1.

d = numero decimale

h m s = numero orario (Ore Minuti Secondi)

$$d = h + m / 60 + s / 3600$$

**Esempio:** h m s = 9<sup>h</sup> 36<sup>m</sup> 54<sup>s</sup>

$$d = 9 + 36 / 60 + 54 / 3600 = 9,615$$

### B.2.4 Conversione da orario a decimale

Si procede con lo stesso metodo descritto al §B.2.2 per il caso sessagesimale. Si sostituisce, ovviamente, il valore in gradi  $G$  col corrispondente valore orario  $h$ .

### B.2.5 Conversioni tra radianti e gradi

In campo astronomico si usano normalmente i gradi (facilmente convertibili, come abbiamo visto, in ore), ma le usali funzioni trigonometriche implementate sui calcolatori necessitano quasi sempre di un argomento in *radianti* e in tale unità di misura le funzioni inverse restituiscono i loro valori. Ecco, quindi, i fattori di conversione da radianti a gradi e viceversa:

$$\begin{aligned}\text{gradi} &= \text{radianti} \cdot 180 / \pi \\ \text{radianti} &= \text{gradi} \cdot \pi / 180\end{aligned}$$

## B.3 Uso dei Tempi nei Calcoli Astronomici

Nel Cap. 2 si è visto come sia importante avere a disposizione un tempo misurato in un'unità decimale e fissato a partire da una precisa origine temporale. L'usuale notazione della data civile, per il semplice fatto che un mese non contiene lo stesso numero di giorni – senza contare poi gli anni bisestili –, rende impossibile calcolare immediatamente intervalli di tempo in giorni e ore a partire dalle corrispondenti date civili.

La conversione della data civile in giuliana con i metodi descritti nel §2.2 o in appendice D consente di ovviare a tutto questo esprimendo qualsiasi data in giorni solari.

Ricordiamo solo qualche semplice espressione da usare nei calcoli, con la precisazione che si tratta di quantità decimali, convertite, cioè, secondo i metodi descritti nel §B.2

$$g = \text{giorni} \qquad h = \text{ore}$$

ora espressa in giorni:

$$g = h / 24$$

numero intero di giorni corrispondenti ad  $h$  ore:

$$g = \text{int}(h / 24)$$

ore dopo la mezzanotte di un tempo di  $g$  giorni:

$$h = \text{frac}(g)$$

## APPENDICE C

### IL PROBLEMA DEL SORGERE, DEL TRANSITO E DEL TRAMONTARE

...Giosué disse al Signore sotto gli occhi di Israele:  
Sole, fermati in Gabaon  
e tu, luna, sulla valle di Aialon.  
Si fermò il sole  
e la luna rimase immobile...

(Giosué 10, 12-13)

#### C.1 Definizione del Problema

In riferimento all'orizzonte locale, un astro *sorge* o *tramonta* quando la sua altezza  $H$  sull'orizzonte è nulla; *culmina*, invece, quando la sua altezza  $H$  è massima e questo avviene, come si vede dalla figura C.1, quando *transita al meridiano* locale dell'osservatore. Si definisce *angolo orario* di un oggetto celeste  $\Sigma$  l'angolo  $\tau$ , misurato da sud verso ovest sull'equatore celeste, che il meridiano locale forma con il meridiano che passa per l'astro. Ricordando la definizione di Tempo Siderale Medio Locale (TSML, vedi §2.4) è immediato riscontrare che

$$\tau = \text{TSML} - \alpha$$

essendo  $\alpha$  l'ascensione retta.

Tra azimut  $A$ , altezza  $H$ , angolo orario  $\tau$ , declinazione  $\delta$  e latitudine  $\phi$  esiste una semplice (!) relazione

$$\sin H = \sin \phi \cdot \sin \delta + \cos \phi \cdot \cos \delta \cdot \cos \tau$$

che, pur appartenendo alla trigonometria sferica<sup>1</sup>, si può ricavare con un po' di pazienza (lo lasciamo per esercizio al lettore) dai teoremi di geometria e trigonometria piana, una volta proiettata la sfera celeste sul piano orizzontale.

---

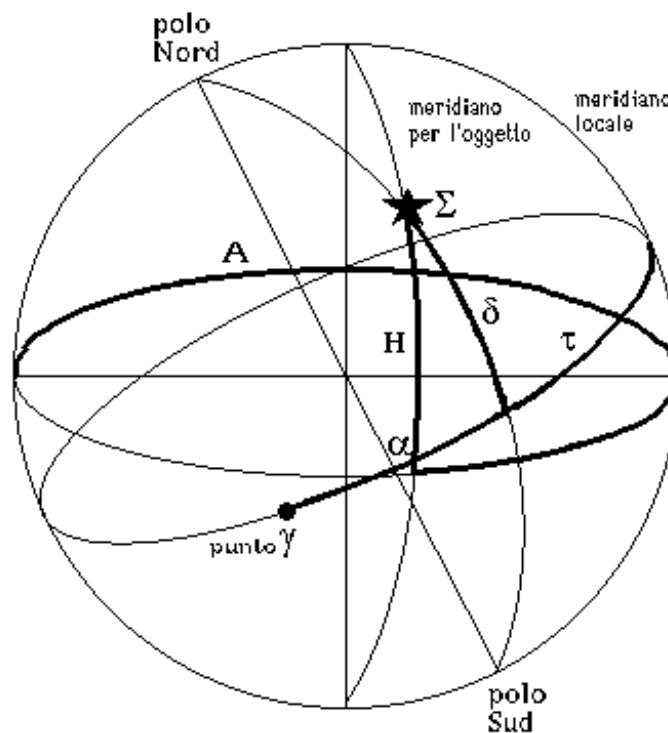
<sup>1</sup> Disciplina che si occupa delle proprietà di angoli e triangoli su *spazi sferici*, anziché piani.

Sapere quando un astro sorge, transita al meridiano e tramonta serve per conoscere la “finestra” di visibilità dell’oggetto celeste in questione, cioè se questo è osservabile e quali sono le ore migliori per osservarlo. Nel caso particolare del Sole e della Luna tali dati, forniti anche dai comuni calendari o nei notiziari meteorologici alla radio e alla tv, assumono importanza rilevante per quanto riguarda la determinazione delle ore di luce, la navigazione, la previsione delle maree, ecc.

In generale non è un problema di immediata risoluzione se non si dispone di adeguati strumenti di calcolo. E’ evidente che al transito sul meridiano l’angolo orario di un astro è nullo, mentre al sorgere e al tramontare è nulla la sua altezza, quindi, ponendo  $H = 0^\circ$  nella relazione precedente, si ottiene:

$$\cos \tau = -\tan \phi \cdot \tan \delta$$

Ricordiamo che, per le convenzioni da noi assunte,  $\tau$  è positivo al tramontare e negativo al sorgere.



**Riferimenti locali ed equatoriali per un oggetto**

**Figura C.1**



## C.2 Risoluzione Generale del Problema

Una volta determinato  $\tau$  l'unica difficoltà è calcolare l'ora civile corrispondente ai tre momenti del sorgere, del transito e del tramontare. Nel caso più semplice in cui l'astro è una stella "fissa" oppure un pianeta che si suppone abbia spostamenti "trascurabili" nell'arco di 24 ore, prima di tutto si calcolano o si ricavano dalle apposite tabelle l'ascensione retta  $\alpha$  e la declinazione  $\delta$  dell'oggetto, riferite, se si tratta di un pianeta, ad un tempo qualsiasi, per esempio alle 0<sup>h</sup> TU del giorno in questione.

Come si deduce dalla figura che rappresenta tutti i possibili riferimenti angolari per l'astro  $\Sigma$  in questione, essendo al culmine  $\tau = 0^h$ , allora  $\Sigma$  transita sul meridiano locale quando il Tempo Siderale Medio Locale è pari alla sua l'ascensione retta  $\alpha$ .

$$\text{TSML}_C = \alpha$$

L'angolo orario al sorgere e al tramontare di  $\Sigma$  si calcola con la formula

$$\tau = \pm \arccos(-\tan\phi \cdot \tan\delta) / 15$$

che ci dà  $\tau$  espresso in ore se la funzione *arccos* restituisce un valore in gradi<sup>2</sup>. Si prende il segno positivo per il tramontare e quello negativo per il sorgere.

Tenendo sempre presente la figura C.1, il TSML al tramontare è

$$\text{TSML}_T = \alpha + \tau$$

mentre al sorgere è

$$\text{TSML}_S = \alpha - \tau$$

Rimane da calcolare il tempo civile corrispondente ai tre tempi siderali; si può applicare in maniera inversa il procedimento esposto nel §2.5 oppure invertire la formula data nell'appendice D, con tutte le cautele necessarie sui segni e sul numero di cifre decimali necessarie. Si lascia il calcolo alla buona volontà del lettore...

---

<sup>2</sup> Se *arccos* restituisse il valore in *radianti* anziché in gradi (come accade per le funzioni implementate nei linguaggi di programmazione dei personal computer), bisognerebbe moltiplicare il risultato prodotto da *arccos* per il fattore di conversione  $180/\pi$  (vedi § B.2.5).

**Problema C.1.** Calcolare i tempi siderali al sorgere, al transito sul meridiano locale e al tramontare della stella variabile irregolare  $\alpha$  Orionis, di ascensione retta  $5^h 54^m$  e declinazione  $7^\circ 24'$ , per la latitudine media dell'Italia centrale  $\phi = 42^\circ$ .

## C.3 Il Sorgere, il Transito e il Tramontare del Sole

### C.3.1 I Fusi Orari

Calcolare l'ora civile alla quale il Sole raggiunge la massima altezza sull'orizzonte è un problema risolvibile immediatamente nota la longitudine  $\lambda$  del luogo di osservazione. Questo caso si differenzia in pratica da quello generale esposto nel §C.2 poiché, per definizione, il Sole transita sul meridiano alle  $12^h$  locali.

Per *ora locale* si intende l'angolo orario, misurato da Sud verso Ovest che il Sole forma con il meridiano dell'osservatore. E' evidente che **osservatori situati alla stessa longitudine, cioè sullo stesso meridiano, avranno il medesimo tempo locale qualunque sia la loro latitudine, mentre osservatori situati a diversa longitudine avranno differente ora locale anche a parità di latitudine; in particolare l'ora locale dell'osservatore situato più a Ovest sarà in anticipo rispetto a quella di un altro situato più ad Est.**

Convenzionalmente si è divisa la Terra in 24 *fusi* di  $15^\circ$ , cioè  $1^h$ , di ampiezza e ad ognuno di essi si è assegnato un orario corrispondente all'ora locale del meridiano centrale del fuso. Il tempo del meridiano  $0^\circ$  che passa per Greenwich, detto GMT (*Greenwich Mean Time*) è stato assunto come *Tempo Universale* (TU) di riferimento per tutti gli eventi, astronomici e non (vedi §2.5).

Osservando la carta dei fusi riportata più avanti, si noterà che i confini tra le varie zone orarie sono stati scelti in modo convenzionale per adattarli ai confini nazionali e regionali. In quasi tutti gli stati dell'Europa vige lo stesso tempo civile TMEC (Tempo Medio dell'Europa Centrale), ad eccezione di Portogallo e Gran Bretagna (TMEC-1) e di Finlandia e Grecia (TMEC+1). Negli USA continentali vigono ben quattro ore civili differenti; se a New York sono le 20:00 ET (Eastern Time), a Chicago sono le 19:00 CT (Central Time), a Denver le 18:00 MT (Mountain Time) e a Los Angeles le 17:00 PT (Pacific Time). L'Arabia, l'Iran, l'Afghanistan, l'India, il Bangladesh, la Birmania e la Tasmania, per motivi diversi, adottano un tempo civile spostato di  $30^m$  rispetto al fuso di appartenenza.

Molti paesi nei mesi primaverili ed estivi aumentano di 1<sup>h</sup> il tempo civile standard del loro fuso orario. In Europa, come stabilito dall'ultima convenzione comunitaria (che scade nel '96), vige l'*ora legale* a partire dall'ultima domenica di marzo fino all'ultima domenica di ottobre. Negli USA vige il DST (*Daylight Saving Time*) dalla prima domenica di aprile all'ultima di ottobre.

Convenzionalmente i fusi orari sono indicati con un numero che rappresenta la differenza oraria rispetto al GMT, positiva ad Est (longitudini positive) e negativa a Ovest (longitudini negative).

Muovendosi di 360° verso Ovest o verso Est si attraversano tutti e 24 i fusi orari e si ritorna a quello di partenza; ci deve perciò essere un meridiano oltre il quale cambia convenzionalmente la data, altrimenti (provare per credere...) i conti non tornano, come notò Phileas Fogg al ritorno del suo *Giro del mondo in ottanta giorni*! La *linea del cambiamento di data* passa irregolarmente (per non attraversare terre emerse) nello stretto di Bering, tra la Russia orientale e l'Alaska ed è tale che, attraversandola da Ovest ad Est, si torna indietro di un giorno.

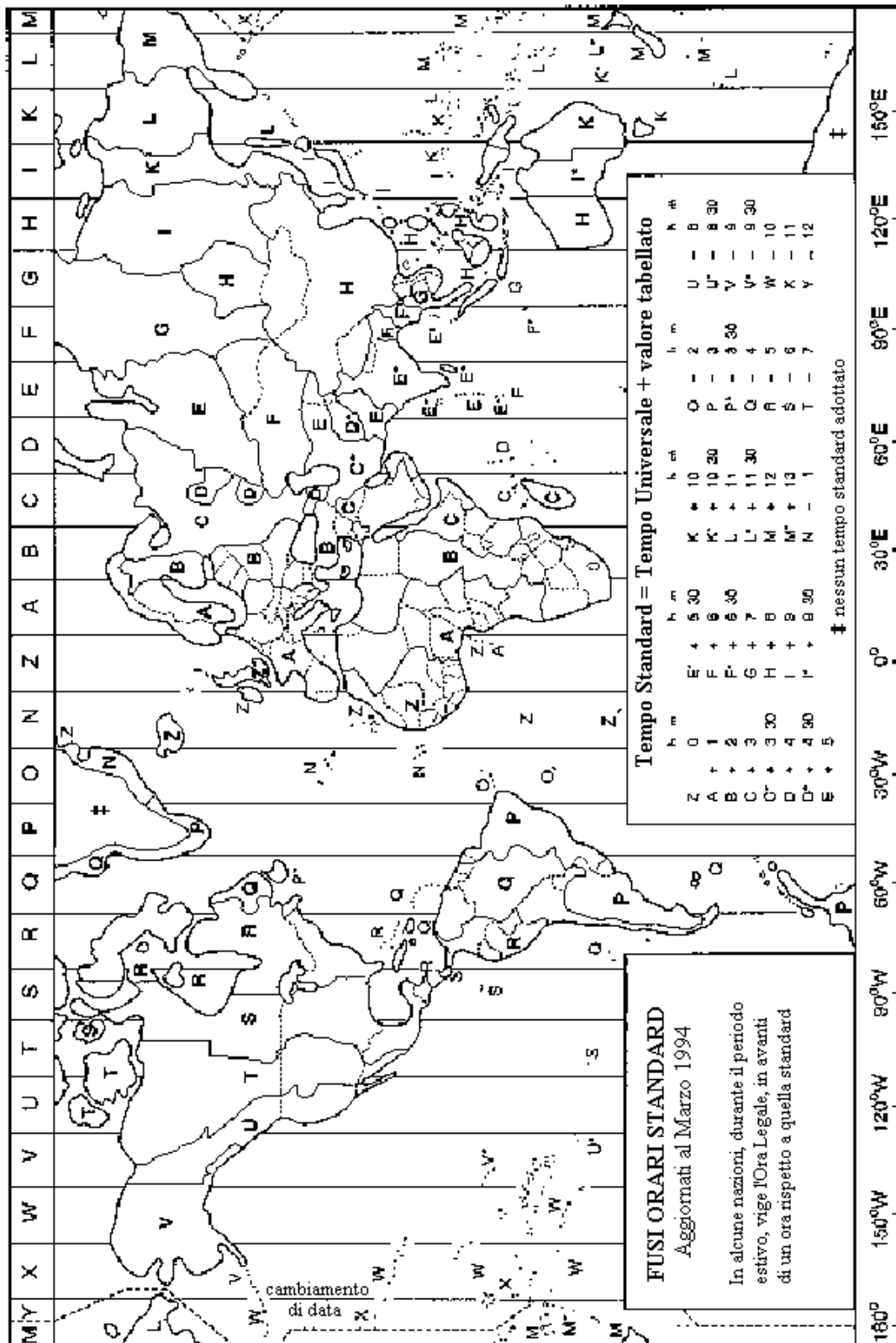
Nella tabella sono indicate le longitudini in gradi+decimali e le differenze orarie per alcune città del mondo. Ricordiamo che secondo la convenzione recentemente adottata dagli astronomi, le longitudini Est sono positive, mentre quelle Ovest sono negative.

**Tabella C.1 - I Fusi Orari**

Città	Longitudine	Fuso orario
Lisbona	-9°,08	0
Madrid	-6°,41	+ 1
Dublino	-6°,16	0
Greenwich (Londra)	0°	0
Parigi	+2°,20	+1
Ginevra	+6°,10	+ 1
Roma	+12°,30	+ 1
Berlino	+13°,22	+ 1
Vienna	+16°,22	+ 1
Atene	+23°,43	+ 2
Helsinki	+24°,58	+ 2
Il Cairo	+31°,15	+ 2
Nairobi	+36°,49	+ 3
Teheran	+51°,26	+ 4
New Delhi	+77°,12	+5:30
Jakarta	+106°,49	+ 7
Perth	+115°,50	+ 8
Tokyo	+139°,46	+ 9
Melbourne	+145°,00	+10
Wellington	+174°,51	+12
Anchorage	-149°,53	-10

Los Angeles	-118°,14	- 8
Denver	-104°,59	- 7
Chicago	- 87°,30	- 6
New York	- 74°,00	- 5
Caracas	- 66°,55	- 4
Rio de Janeiro	- 43°,14	- 3

## MAPPA MONDIALE DEI FUSI ORARI



### C.3.2 Il Transito del Sole sul Meridiano Locale

Come si è detto nel primo paragrafo, la risoluzione del problema del transito del Sole è immediata. Alle 12<sup>h</sup> locali, infatti, la nostra stella raggiunge la massima altezza sull'orizzonte che, come è facile dedurre dalla figura C.1, vale  $(90^\circ - \phi + \delta)$ , essendo  $\delta$  la declinazione del Sole in quell'istante e  $\phi$  la latitudine.

Indichiamo con  $\lambda$  la longitudine del luogo espressa in ore e con  $\Delta T$  la differenza oraria del fuso orario locale rispetto al GMT. Le 12<sup>h</sup> locali corrispondono alle  $(12^h - \lambda)$  GMT (o TU), ossia alle ore  $(12^h - \lambda + \Delta T)$  dell'ora civile del luogo di osservazione. Il Sole culmina, quindi, al tempo civile

$$T_C = 12^h - \lambda + \Delta T$$

**Esempio.** Calcolare a che ora culmina il Sole il 10 agosto a Roma alla longitudine  $+12^\circ,5$ .

$$\lambda = 12^\circ,5 / 15 = 0^h,8333333333$$

$$\Delta T = +2 \quad (\text{il 10 agosto in Europa vige l'ora legale!})$$

$$T_C = 12^h - 0^h,8333333333 + 2^h = 13^h,16666667$$

Il Sole culmina alle 13:10 circa.

**Problema C.2.** Calcolare a che ora culmina il Sole in inverno nelle seguenti località:

	<i>longitudine</i>	$\Delta T$
Milano	+ 9°,12	+1
Atene	+ 23°,43	+2
Miami	- 80°,12	-5
Tokyo	+139°,46	+9
Buenos Aires	- 58°,27	-3

### C.3.3 Il Sorgere e il Tramontare del Sole.

Noto l'angolo orario  $\tau$  del Sole al suo sorgere e al suo tramontare, ricavato con la formula data nel §C.2 che qui ripetiamo per comodità

$$\tau = \pm \arccos(-\tan\phi \cdot \tan\delta) / 15$$

è facile osservare che  $\tau$  è proprio la “distanza oraria” del Sole rispetto alle 12<sup>h</sup> locali.

Il problema non è così semplice come quello del transito esposto nel paragrafo precedente. Per calcolare  $\tau$  bisogna conoscere la declinazione del Sole e questa non è costante come quella delle stelle fisse, ma dipende dal tempo; quindi dovremmo conoscere  $\delta$  proprio negli istanti del sorgere e del tramontare che a loro volta sono proprio quelli che vogliamo calcolare! Visto, comunque, che la declinazione non varia poi così tanto tra l'alba e il tramonto, la supporremo costante e pari al valore che assume alle  $0^h$  TU così da poterla ricavare direttamente dagli almanacchi.

Utilizzando la formula per ricavare il tempo civile di culminazione del Sole data nel §C.3.2, si verifica facilmente che il Sole sorge alle

$$T_S = 12^h - \lambda + \Delta T - \tau$$

e tramonta alle

$$T_T = 12^h - \lambda + \Delta T + \tau$$

**Problema C.3.** Calcolare  $T_S$  e  $T_T$  a Roma ( $\lambda = +12^\circ 5'$ ;  $\phi = +42^\circ$ ) il 14 febbraio 1997, assumendo per il Sole una declinazione  $\delta = -12^\circ 92'$ .

## C.4 Limiti dei Metodi di Calcolo

I metodi descritti nei §C.2 e §C.3 risolvono il problema del sorgere, del transito al meridiano e del tramontare in modo *geometrico*, senza tenere conto della *rifrazione atmosferica* e del *diametro apparente* degli astri.

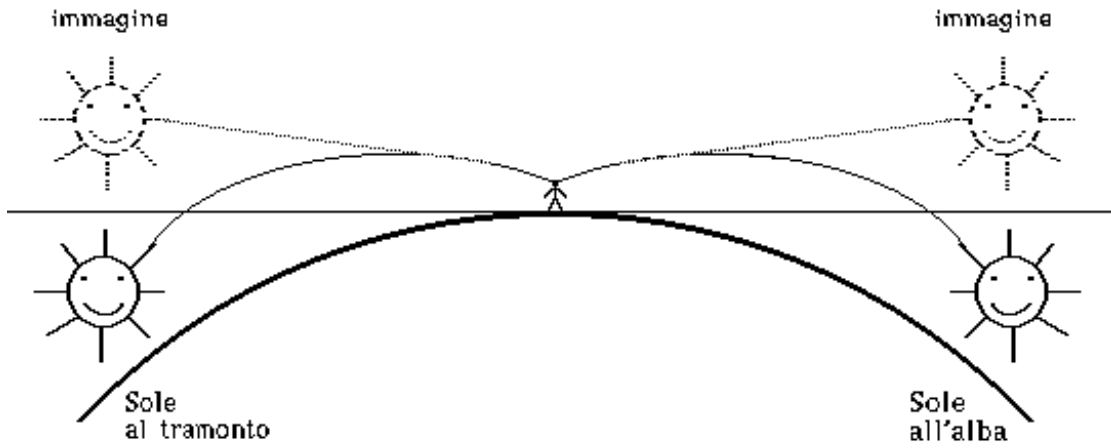
Per effetto dell'atmosfera, i raggi luminosi vengono incurvati in modo tale che, **all'istante in cui noi vediamo l'astro apparire sopra l'orizzonte esso non è ancora sorto e all'istante in cui lo vediamo scomparire, esso è già tramontato** (vedi fig. C.2).

Inoltre, per il Sole e per la Luna noi consideriamo convenzionalmente come istante del sorgere o del tramontare *apparente* quello in cui compare o scompare il lembo superiore del disco.

Volendo, quindi, essere più precisi, possiamo calcolare l'angolo orario con le seguenti formule corrette (che non dimostreremo...)

$$\tau = \pm \arccos \left( - \frac{0,00989 + \sin \phi \sin \delta}{\cos \phi \cos \delta} \right) / 15 \quad \text{per stelle e pianeti}$$

$$\tau = \pm \arccos\left(-\frac{0,01454 + \sin\phi \sin\delta}{\cos\phi \cos\delta}\right) / 15 \quad \text{per il Sole}$$



**Figura C.2**

Nel caso della Luna si deve tenere conto anche della *parallasse orizzontale*, cioè dello spostamento della sua declinazione che si ha al variare della latitudine<sup>3</sup>. Inoltre la Luna si sposta nel cielo di circa  $13^\circ$  in  $24^h$  e questo non rende più trascurabile la variazione di  $\delta$  tra il suo sorgere e il suo tramontare.

Se si volesse usare nel calcolo di  $\tau$  la declinazione “più esatta” possibile, si dovrebbe prima calcolare  $\tau$  assumendo  $\delta = \delta_0$  pari alla declinazione calcolata per un’ora qualsiasi del giorno, meglio se all’ora più vicina a quella stimata per il sorgere o il tramontare; con il valore  $\tau_0$  ottenuto si procede con due calcoli distinti, uno per il sorgere e uno per il tramontare. Supponendo di voler calcolare l’ora del sorgere, si ricava  $T_S(\tau_0)$  e con questo si determina un nuovo valore  $\delta_1$  per la declinazione dell’astro e il corrispondente angolo orario  $\tau_1$ ; quest’ultimo lo si usa per calcolare  $T_S(\tau_1)$  e si ripete in modo iterativo tutto il procedimento per  $n$  volte fino a quando la differenza

$$\Delta T_S = T_S(\tau_n) - T_S(\tau_{n-1})$$

<sup>3</sup> Spostandosi lungo un meridiano, cambia la *declinazione apparente* della Luna sulla volta celeste; lo scostamento tra la declinazione apparente e quella *geocentrica* (vista da un ipotetico osservatore al centro della Terra) è detta *parallasse orizzontale*.



è dell'ordine di qualche secondo. Per calcolare  $T_C$  si procede in modo del tutto analogo. Il numero  $n$  dei passi necessari per il calcolo dipende da quanto si è stimato correttamente il valore  $\delta_0$ .

## APPENDICE D

### ASTRONOMIA COL COMPUTER

Creai un esercito di servi perfetti, capaci di eseguire per tuo conto compiti ingrati, e sarai il padrone del mondo.

(N. Tartaglia, *Il general trattato di numeri et misure*)

#### D.1 Introduzione

Il calcolatore elettronico è diventato un supporto indispensabile per la pianificazione delle osservazioni astronomiche. Esiste sul mercato *software* per le più diffuse piattaforme *hardware* che è in grado, in pochi secondi, di calcolare, per qualunque istante e qualsiasi luogo noi vogliamo, la posizione relativa all'osservatore di tutte le stelle fino alla ventesima magnitudine (e oltre...) e le effemeridi del Sole, della Luna e di tutti i pianeti del sistema solare! Inoltre molti programmi lavorano come un *planetario virtuale*, mostrandoci sullo schermo la volta celeste che noi vedremmo se fossimo materialmente sul posto ad osservare il cielo.

In questa nostra sintetica trattazione abbiamo esposto semplici procedimenti di calcolo alla portata di chiunque abbia un foglio di carta, una penna e una calcolatrice tascabile. Questi, infatti, sono stati pensati apposta per essere applicati senza troppa difficoltà e in breve tempo. Il lettore che sappia programmare un personal computer potrebbe pensare di scrivere un programma per il suo calcolatore che, ad esempio, calcoli il tempo siderale o le effemeridi planetarie secondo i metodi da noi trattati.

I programmi commerciali, non avendo vincoli né sulla complessità dei calcoli, né sulla velocità di esecuzione (che è comunque molto alta sui personal computer diffusi oggi), sfruttano formule e procedimenti molto complessi che tengono conto di numerose variabili di cui non abbiamo parlato. Nel calcolare la posizione di un pianeta nel cielo viene risolta in forma numerica l'equazione fisica del moto e si tiene conto di fenomeni come l'influenza gravitazionale reciproca tra i vari pianeti, la precessione, la nutazione e l'aberrazione. Il lettore interessato a questi procedimenti troverà nella bibliografia alcuni titoli di testi sull'argomento.

Lo scopo di questa appendice non è quello di insegnare a sviluppare potenti programmi astronomici per computer, né di essere un completo compendio di formule. Si vuole solo integrare i procedimenti in parte già esposti

con altri alternativi che ben si prestano ad essere implementati su un personal computer, ma che, senza troppa fatica, possono essere applicati anche avendo a disposizione una semplice calcolatrice.

### D.1.1 Alcune Precisazioni sul Calcolo

Quando si lavora con quantità numeriche è opportuno sapere quante cifre decimali bisogna considerare per assicurare una adeguata precisione nel calcolo.

Lavorando con gli angoli è sufficiente per i nostri scopi una precisione dell'ordine di 1" d'arco che corrisponde a circa  $2,77 \cdot 10^{-4}$  gradi; questo significa che le quantità decimali corrispondenti vanno considerate almeno fino alla 6<sup>a</sup> cifra. Se questo valore viene convertito in ore, cioè diviso per 15, si dovrà tenere conto dei decimali fino alla 7<sup>a</sup> cifra.

Lavorando con i tempi possiamo considerare accettabile una precisione dell'ordine di 1<sup>s</sup> e, analogamente agli angoli, va bene un troncamento dei decimali alla 6<sup>a</sup> cifra, ma solo se tali tempi sono espressi in ore. Se si adoperasse la data giuliana, ad esempio, 1<sup>s</sup> espresso in giorni varrebbe all'incirca  $1,157 \cdot 10^{-5}$ , che corrisponde ad una precisione di 8 cifre decimali.

Nella tabella sono rappresentate le cifre decimali richieste per le misure temporali precise a meno di 1<sup>s</sup> per diverse unità di tempo.

Unità temporale	Numero di cifre decimali
ore	6
giorni	8
anni	10
secoli	12

Un'altra precisazione riguarda le funzioni trigonometriche inverse, in particolare la funzione arcotangente  $\arctan( )$ . Come tutti sapranno, un computer o una calcolatrice scientifica restituiscono questa funzione nell'intervallo  $-90^\circ \div +90^\circ$ ; se ci si aspetta un risultato tra  $0^\circ$  e  $360^\circ$ , abbiamo indeterminazione per quanto riguarda il quadrante esatto.

Poniamo di dover calcolare il valore dell'espressione

$$H = \arctan\left(\frac{N}{D}\right)$$

Ricordando la definizione di tangente di un angolo, la precedente corrisponde a

$$H = \arctan\left(\frac{\sin n}{\cos d}\right)$$

quindi, in base ai segni di N e D, si può ricavare il quadrante corretto di H.

**Tabella D.1 - Quadrante corretto di  $\arctg(N / D)$**

Segno di N	Segno di D	Quadrante	Intervallo	Offset
+	+	I	$0^\circ \div 90^\circ$	$+0^\circ$
-	+	II	$90^\circ \div 180^\circ$	$+180^\circ$
-	-	III	$180^\circ \div 270^\circ$	$+180^\circ$
+	-	IV	$270^\circ \div 360^\circ$	$+360^\circ$

Si suggerisce, quindi, di calcolare separatamente numeratore N e denominatore D dell'argomento dell'arcotangente e di eseguire un test sui segni; una volta ricavato il valore dell'angolo compreso tra  $-90^\circ$  e  $90^\circ$  si aggiungerà ad esso un opportuno *offset* (scostamento) per portarlo nel quadrante corretto.

## D.2 Conversione di Coordinate

Può essere utile, a volte, poter passare da un sistema di coordinate ad un altro. Se, per esempio, misuriamo l'altezza e l'azimut di un astro in un determinato istante, si potrebbero ottenere le corrispondenti ascensione retta e declinazione; oppure, note queste ultime, si potrebbero ottenere le prime per un qualsiasi istante. Queste formule di conversione sono ricavabili dalla trigonometria sferica e noi non le dimostreremo.

Assumiamo le seguenti convenzioni:

A = azimut

H = altezza

$\tau$  = angolo orario

$\alpha$  = ascensione retta

$\delta$  = declinazione

TSML = Tempo Siderale Medio Locale

e ricordiamo la relazione  $\tau = \text{TSML} - \alpha$

### D.2.1 Conversione da coordinate equatoriali a altazimutali

$$A = \arctan\left(\frac{\sin\tau}{\cos\tau \sin\phi - \tan\delta \cos\phi}\right)$$

$$H = \arcsin(\sin\phi \sin\delta + \cos\phi \cos\delta \cos\tau)$$

### D.2.2 Conversione da coordinate altazimutali a equatoriali

$$\tau = \arctan\left(\frac{\sin A}{\cos A \sin\phi + \tan H \cos\phi}\right)$$

$$\delta = \arcsin(\sin\phi \sin H - \cos\phi \cos H \cos A)$$

$$\alpha = \text{TSML} - \tau$$

## D.3 Data Giuliana

Calcolare la data giuliana corrispondente ad una determinata data civile è assolutamente indispensabile per poter effettuare qualunque calcolo astronomico che coinvolga archi di tempo superiori alle 24 ore. Analogamente è importante saper trasformare una data giuliana in una data civile per poter rappresentare i risultati dei nostri calcoli in una forma più comoda e comprensibile.

La data giuliana è utile anche in ambito non strettamente astronomico. Rende possibile, infatti, il calcolo del numero di intervalli di tempo in giorni tra due date, operazione non facilmente attuabile altrimenti. Inoltre, nota la data giuliana  $J_0$  calcolata alle 0<sup>h</sup>, si può calcolare il giorno della settimana corrispondente. Basta aggiungere 1,5 a  $J_0$  e dividere per 7; il resto della divisione darà il giorno secondo la convenzione: 0 = domenica, 1 = lunedì, 2 = martedì, 3 = mercoledì, 4 = giovedì, 5 = venerdì e 6 = sabato. Un procedimento molto semplice per ottenere il resto della divisione è il seguente:

$$Q = (J_0 + 1,5) / 7$$

$$R = Q - \text{int}(Q) \times 7$$

Le definizioni di  $\text{int}(\dots)$  e  $\text{frac}(\dots)$  si trovano nell'appendice B.

### D.3.1 Conversione da Data Civile a Data Giuliana<sup>1</sup>

Y = Anno                      M = Mese                      G = Giorno

passo 1:     se  $M = 1$  o  $M = 2$   
sottrarre 1 a Y e sommare 12 a M

passo 2:     se la data è anteriore al 15/10/1582, porre:  $A = 0$ ;  $B = 0$   
altrimenti porre:  
 $A = \text{int}(Y / 100)$                        $B = 2 - A + \text{int}(A / 4)$

passo 3      $C = \text{int}(365,25 \times Y)$                        $D = \text{int}(30,6001 \times (M + 1))$

passo 4:     Si ottiene il Giorno Giuliano per le 0<sup>h</sup>  
 $J_0 = B + C + D + G + 1720994,5$

### D.3.2 Conversione da Data Giuliana a Data Civile

$J_0$  = Data Giuliana alle 0<sup>h</sup> TU

passo 1:      $I = \text{int}(J_0 + 0,5)$                        $F = \text{frac}(J_0 + 0,5)$

passo 2:     se I è minore o uguale a 2299160 si pone  $B = I$   
altrimenti si pone  
 $A = \text{int}((I - 1867216,25) / 36524,25)$   
 $B = I + 1 + A - \text{int}(A / 4)$

passo 3:      $C = B + 1524$                        $D = \text{int}((C - 122,1) / 365,25)$   
 $E = \text{int}(365,25 \times D)$                        $H = \text{int}((C - E) / 30,6001)$

passo 4:     si ottiene il giorno G del mese  
 $G = C - E + F - \text{int}(30,6001 \times H)$

passo 5:     si ottiene il mese M:  
se H è minore di 14 si pone  $M = H - 1$   
altrimenti si pone  $M = H - 13$

---

<sup>1</sup> I due procedimenti D.3.1 e D.3.2 tengono conto del fatto che, a causa della riforma del calendario da parte di Papa Gregorio XIII, si passò direttamente dal 4/10/1582 al 15/10/1582 (vedi §2.2).

passo 6: si ottiene l'anno  $Y$ :  
 se  $M$  è minore di 3 si pone  $Y = D - 4715$   
 altrimenti si pone  $Y = D - 4716$

#### D.4 Calcolo del Tempo Siderale Medio Locale

Il TSML è uno dei più importanti parametri per la pianificazione di un'osservazione astronomica. Consente, infatti, il corretto puntamento del telescopio poiché fissa l'origine della scala delle ascensioni rette ed è un dato fondamentale per la conversione delle coordinate da un sistema ad un altro (vedi §D.2). E' un *tempo medio* perché non si considerano le oscillazioni periodiche dell'inclinazione dell'asse terrestre (vedi §2.1). Il TSML si ricava dal TSMG (Tempo Siderale Medio di Greenwich) aggiungendo ad esso la latitudine del luogo che, secondo le più recenti convenzioni internazionali è positiva ad Est e negativa ad Ovest di Greenwich.

Il metodo di calcolo del TSMG che proponiamo, alternativo a quello esposto nel §2.4, si basa su una semplice considerazione. Supponiamo di conoscere il valore di TSMG per un tempo  $T_0$ ; per ottenere il Tempo Siderale nell'istante generico  $T$ , non dovremo fare altro che moltiplicare  $T$  per un coefficiente  $a$  che rappresenta le ore siderali contenute nell'unità di tempo in cui è misurato  $T$  e aggiungere  $T_0$ . Questo, tuttavia, non basta perché la rotazione della Terra, che scandisce il TSMG, non è costante, ma risente di perturbazioni non periodiche che ne fanno lentamente aumentare la velocità; possiamo riassumere questo effetto a lungo termine con un termine aggiuntivo proporzionale, tramite un coefficiente  $b$ , al quadrato di  $T$ . In definitiva si ha:

$$\text{TSMG} = T_0 + aT + bT^2$$

Ovviamente il valore che si ottiene sarà multiplo di 24 ore e andrà ridotto nell'intervallo  $0^h \div 24^h$ .

Veniamo ora al calcolo effettivo. Come tempo di riferimento  $T_0$  si è scelto il 31 dicembre 1899 alle  $12^h$  TU, corrispondente alla data giuliana 2415020,0. L'unità di misura scelta per  $T$  è il *secolo giuliano*, che corrisponde a 36525 giorni giuliani.

Si voglia calcolare il TSML a longitudine  $\lambda$  (espressa in ore), alle ore  $t$  di tempo civile, che dista  $\Delta T$  dal TU (vedi §C.3.1). Si procede per passi successivi:

passo 1: Calcolo del TSMG alle 0<sup>h</sup> TU

- 1.1: Calcolare il giorno giuliano JD alle 0<sup>h</sup> TU (v. §D.3.1)
- 1.2:  $T = (JD - 2415020,0) / 36525$
- 1.3:  $TS = 6,6460656 + 2400,051262 \times T + 0,00002581 \times T^2$   
 $TSMG = \text{frac}(TS / 24) \times 24$

passo 2: Calcolo del TSML alle ore t civili del fuso orario locale

- 2.1:  $TSML_0 = TSMG + \lambda$
- 2.2:  $TSML = TSML_0 + (t - \Delta T) \times 1,002737908$

Il procedimento ora esposto è valido con buona approssimazione per molti secoli a cavallo del ventesimo, ma dà risultati ancora significativi nell'arco di qualche millennio!

E' importante ricordare che il metodo ora descritto è valido solo se la data giuliana JD da cui si parte è calcolata per le 0<sup>h</sup> TU immediatamente precedenti l'ora civile per la quale vogliamo ricavare il TSML (per intenderci, JD deve avere parte decimale pari a 5). La correzione per un'ora qualsiasi deve essere esclusivamente quella effettuata nel passo 2.2, altrimenti si otterrà un risultato non significativo, poiché le cifre decimali considerate nei coefficienti del passo 1.3 non sono sufficienti a garantire la necessaria precisione "al secondo" (vedi §D.1.1). Inoltre JD è sempre calcolato per tempi civili espressi in TU.

**Problema D.1.** Si calcolino, con il metodo esposto nel §D.3.1, le date giuliane corrispondenti alle seguenti date civili:

19 ottobre 1993	ore 19:30 TU
19 ottobre 1996	ore 21:42 TU
29 luglio 1969	ore 00:00 TU
18 giugno 2071	ore 18:00 TU

**Problema D.2.** Si calcoli il TSML a Melbourne ( $\lambda = +145^\circ$ ) per le date e le ore dell'esercizio precedente (riflettere sul perché, in questo problema, non è necessario conoscere il fuso orario  $\Delta T$  della località;  $t - \Delta T$  è per definizione pari a...).

**Problema D.3.** Sapendo che per la città australiana di Melbourne abbiamo un fuso orario  $\Delta T = +10$ , calcolare l'ora civile corrispondente



alle ore TU del problema D.1, specificando anche il giorno del mese.

## APPENDICE E

### CALCOLO APPROSSIMATO DELLE EFFEMERIDI DEI PIANETI

Dice: chi è che gira, la Terra intorno al Sole o il Sole intorno alla Terra? Dico: boh, non ci ho mai fatto caso.

(Aldo Fabrizi)

Illustriamo qui un metodo per determinare la posizione di un pianeta in cielo. Questo metodo, a causa delle semplificazioni che adotta onde evitare l'uso della trigonometria sferica e delle equazioni complete della meccanica celeste, presenta un certo errore che nei casi più sfavorevoli può assommare a qualche grado d'arco.

Tale errore, inaccettabile per effettuare puntamenti di precisione di strumenti ottici, può risultare poco significativo nel caso si voglia semplicemente verificare se il pianeta sarà visibile o meno nel momento in cui ci si metterà ad osservare il cielo e, se sì, in che zona di cielo si troverà. Stabilito ciò, il pianeta potrà essere facilmente individuato come “intruso” tra le stelle delle mappe celesti in quanto la sua luminosità è sempre abbastanza elevata da permettere di scorgerlo ad occhio nudo (fanno eccezione Urano, Nettuno e Plutone che però sono oggetti molto poco interessanti al telescopio).

Le ipotesi semplificative sopra accennate sono le seguenti:

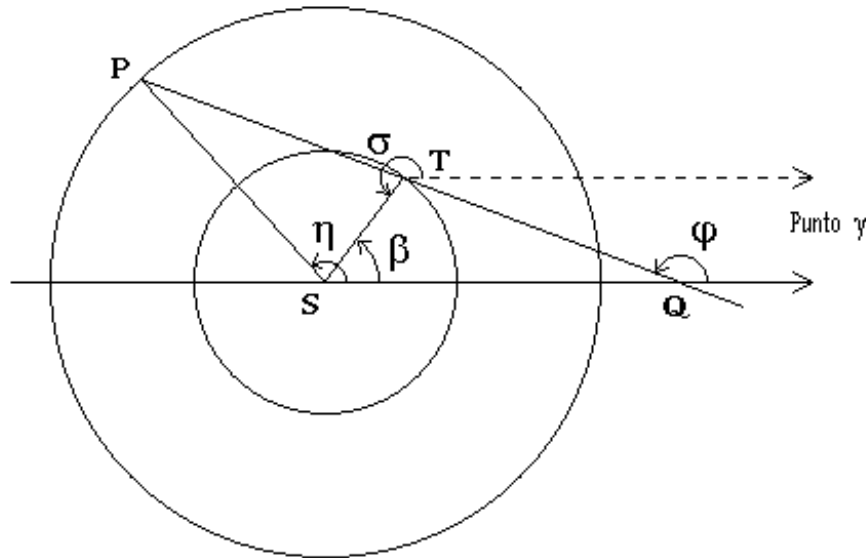
- 1) le orbite dei pianeti sono circolari ( $e = 0$ );
- 2) i piani orbitali dei pianeti coincidono con l'eclittica ( $i = 0^\circ$ ).

Queste ipotesi sono abbastanza lecite in quanto tutti i pianeti (tranne Mercurio e Plutone) presentano eccentricità piuttosto piccole e inclinazioni prossime a zero (v. tabella 3.1 del cap. 3). L'errore commesso sarà tanto maggiore quanto più grandi sono le effettive eccentricità ed inclinazioni: per intenderci, non usatelo per Mercurio o Plutone!

Conseguenza della prima ipotesi ( $e = 0$ ) è una velocità orbitale costante e pari al rapporto tra lunghezza dell'orbita e periodo di rivoluzione. Conseguenza della seconda ( $i = 0^\circ$ ) è la “sparizione” della linea dei nodi, che ri-

mane indeterminata in quanto tutti i piani orbitali vengono a coincidere con l'eclittica.

Perciò, la posizione del pianeta in un certo istante di riferimento  $T_0$  è univocamente determinata dall'angolo che il suo raggio vettore forma in quell'istante rispetto alla direzione del punto d'Ariete (fig. E.1). Questo angolo,  $\eta$ , è detto *longitudine eliocentrica* del pianeta.



**Figura E.1**

L'angolo  $\phi$  tra la congiungente Terra-pianeta (TP) e la direzione del punto gamma è chiamato *longitudine geocentrica* del pianeta<sup>1</sup>.

E' evidentemente possibile definire una longitudine eliocentrica per tutti i pianeti (ed anche per la Terra: l'angolo  $\beta$  in figura E.1), così come è possibile definire una longitudine geocentrica per tutti i pianeti (ed anche per il Sole: l'angolo  $\sigma$ ).

**Problema E.1.** Sapreste esprimere la longitudine geocentrica del Sole in funzione della longitudine eliocentrica della Terra?

La longitudine eliocentrica dei pianeti per una certa data di riferimento può essere ricavata da un almanacco. Qui si riporta un estratto

<sup>1</sup> Il disegno e la trattazione che seguono fanno riferimento ad un pianeta superiore, ma nulla cambia per un pianeta inferiore.

dell' *American Ephemeris and Nautical Almanac*, che fornisce gli elementi necessari per i calcoli:

**Tabella E.1 - Elementi orbitali dei pianeti**

<b>Pianeta</b>	<b>Semiasse (UA)</b>	<b>Periodo (giorni)</b>	<b><math>\eta_0</math> (°)</b>
Mercurio	0,3871	87,969	341°,111
Venere	0,7233	224,701	326°,400
Terra	1,0000	365,256	276°,117
Marte	1,524	686,980	265°,096
Giove	5,203	4332,589	188°,568
Saturno	9,519	10759,22	31°,074
Urano	19,28	30685,4	183°,225
Nettuno	30,17	60189	237°,573
Plutone	39,76	90465	175°,423

$T_0 = 28$  Giugno 1969, 00<sup>h</sup> 00<sup>m</sup> TU (2440400,5 JD).

Nota la posizione del pianeta all'epoca  $T_0$ , vediamo come si fa a determinare la sua posizione alla data attuale,  $T$ .

Innanzitutto bisogna contare quanti giorni sono passati da  $T_0$  a  $T$ : per fare questo utilizzeremo la data giuliana (vedi § 2.2 o appendice D).

La longitudine eliocentrica del pianeta alla data attuale è pari alla longitudine eliocentrica alla data  $T_0$ , più l'arco d'orbita  $\Delta$  percorso nell'intervallo  $(T - T_0)$ . Questo arco può essere calcolato tramite una semplice proporzione, in quanto l'ipotesi  $e = 0$  ci assicura, come in precedenza osservato, che la velocità orbitale è costante:

$$360^\circ : (\text{Periodo orbitale}) = \Delta : (T - T_0)$$

Si ottiene allora

$$\Delta = 360^\circ \times (\text{Periodo orbitale}) / (T - T_0)$$

ed

$$\eta = \eta_0 + \Delta$$

(eventualmente ridotto al primo giro se dovesse superare  $360^\circ$ ).

Se ora fossimo sul Sole, il gioco sarebbe fatto in quanto la longitudine eliocentrica  $\eta$  ci indicherebbe la direzione in cui guardare. Però siamo sulla Terra, e quindi la direzione in cui guardare è la longitudine geocentrica  $\varphi$ , per calcolare la quale occorre fare qualche altro passaggio.

Per prima cosa, procedendo in modo completamente identico, si calcola la longitudine eliocentrica  $\beta$  della Terra. Se adesso consideriamo il triangolo PST, ci accorgiamo che di esso sono noti i due lati PS ed ST, pari rispettivamente ai semiassi maggiori delle orbite del pianeta e della Terra, e l'angolo  $PST = \eta - \beta$ . Il triangolo PST è allora risolubile, in quanto sono noti i valori di due lati ed un angolo. Si potrà allora calcolare quanto vale l'angolo STP e, di conseguenza, anche l'angolo  $STQ = 180^\circ - STP$ .

Per la nota proprietà per cui un angolo esterno di un triangolo è pari alla somma degli angoli interni ad esso non adiacenti, la longitudine geocentrica  $\varphi$  vale

$$\varphi = \beta + STQ$$

Il problema è dunque risolto, a patto di risolvere il triangolo STP. Possiamo, a tal proposito, scrivere le seguenti relazioni:

$$\begin{aligned} SPT &= \varphi - \eta \\ STQ &= \varphi - \beta \\ PTS &= 180^\circ - STQ = 180^\circ - \varphi - \beta \end{aligned}$$

Essendo inoltre, per ogni angolo  $\theta$ ,

$$\text{sen}(180^\circ - \theta) = \text{sen}(\theta)$$

applicando una volta il teorema dei seni al triangolo PTS si ottiene

$$\text{sen}(\varphi - \eta) : |ST| = \text{sen}(\varphi - \beta) : |SP|$$

con la quale si può determinare l'unica incognita,  $\varphi$ .

Purtroppo, la soluzione analitica di questa equazione trascendente è impossibile perché  $\varphi$  compare ad argomento di entrambe le funzioni trigonometriche. Si potrebbe procedere per tentativi, ma la cosa sarebbe lunga e tediosa a meno di non disporre di un calcolatore (nel qual caso il gioco non varrebbe la candela, perché ci sono programmi che forniscono risultati molto più precisi in tempi assai inferiori).

Procediamo allora in un altro modo, mettendo da parte tutte le precedenti considerazioni sui triangoli. Tracciamo un disegno accurato in scala del sistema Terra-Sole-pianeta, utilizzando i valori dei semiassi riportati in precedenza e gli angoli  $\eta$  e  $\beta$  calcolati. Fatto ciò, tracciamo la retta PQ e, con un goniometro, misuriamo  $\varphi$ . Abbiamo così determinato la longitudine geocentrica del pianeta e possiamo risalire alla costellazione in cui il pianeta si trova consultando la tabella E.2.

**Tabella E.2 - Ampiezze delle Costellazioni**

$\eta$	Costellazioni	$\eta$	Costellazione
28° – 52°	Ariete	217° – 240°	Bilancia
52° – 89°	Toro	240° – 248°	Scorpione
89° – 117°	Gemelli	248° – 266°	Ofiuco
117° – 137°	Cancro	266° – 299°	Sagittario
137° – 173°	Leone	299° – 328°	Capricorno
173° – 217°	Vergine	328° – 350°	Acquario
		350° – 28°	Pesci

**Problema E.2.** Si confrontino le definizioni di longitudine geocentrica (all'inizio di questa appendice) e di ascensione retta (§ 1.3). Qual è la differenza tra questi due angoli?

Possiamo infine calcolare anche ascensione retta e declinazione del pianeta. Per passare dalla longitudine geocentrica all'ascensione retta e alla declinazione esistono formule di trigonometria sferica esatte, ma per i nostri scopi ci limitiamo a fornire le tabelle di conversione E.3 ed E.4. Tra un valore e l'altro è sempre possibile interpolare utilizzando uno dei metodi spiegati nell'appendice A.

**Tabella E.3**

**Conversione Longitudine Geocentrica - Ascensione Retta**

$\eta$	$\alpha$	$\eta$	$\alpha$	$\eta$	$\alpha$
16°	1 <sup>h</sup>	133°	9 <sup>h</sup>	256°	17 <sup>h</sup>
32°	2 <sup>h</sup>	148°	10 <sup>h</sup>	270°	18 <sup>h</sup>

$47^\circ = 3^h$	$164^\circ = 11^h$	$284^\circ = 19^h$
$62^\circ = 4^h$	$180^\circ = 12^h$	$298^\circ = 20^h$
$76^\circ = 5^h$	$196^\circ = 13^h$	$313^\circ = 21^h$
$90^\circ = 6^h$	$212^\circ = 14^h$	$328^\circ = 22^h$
$104^\circ = 7^h$	$227^\circ = 15^h$	$344^\circ = 23^h$
$118^\circ = 8^h$	$242^\circ = 16^h$	$360^\circ = 24^h$

**Tabella E.4 - Declinazione dell'eclittica**

$\alpha$	$\delta$	$\alpha$	$\delta$	$\alpha$	$\delta$
$1^h$	$+6^\circ,5$	$9^h$	$+17^\circ,0$	$17^h$	$-22^\circ,7$
$2^h$	$+12^\circ,2$	$10^h$	$+12^\circ,2$	$18^h$	$-23^\circ,5$
$3^h$	$+17^\circ,0$	$11^h$	$+6^\circ,5$	$19^h$	$-22^\circ,7$
$4^h$	$+20^\circ,6$	$12^h$	$0^\circ,0$	$20^h$	$-20^\circ,6$
$5^h$	$+22^\circ,7$	$13^h$	$-6^\circ,5$	$21^h$	$-17^\circ,0$
$6^h$	$+23^\circ,5$	$14^h$	$-12^\circ,2$	$22^h$	$-12^\circ,2$
$7^h$	$+22^\circ,7$	$15^h$	$-17^\circ,0$	$23^h$	$-6^\circ,5$
$8^h$	$+20^\circ,6$	$16^h$	$-20^\circ,6$	$0^h$	$0^\circ,0$

Probabilmente un esempio aiuterà a chiarire meglio quanto è stato detto fin qui. Si voglia calcolare la posizione di Giove alle  $18^h$  TU del giorno 13 settembre 1999, corrispondente (v. § 2.2) alla data giuliana 2451435,25. Tra l'istante  $T_0$  e questa data sono trascorsi

$$(T - T_0) = 2451435,25 - 2440400,50 = 11034^d,75$$

Poiché il periodo siderale di Giove è  $4332^d,589$  (tab. 3.1), in questo lasso di tempo il pianeta avrà compiuto un arco di orbita di

$$\Delta = 360^\circ \times (11034^d,75 / 4332^d,589) = 916^\circ,892$$

e pertanto, alle  $18^h$  del 13 settembre 1999, la longitudine eliocentrica di Giove sarà pari a

$$\eta = 188^\circ,568 + 916^\circ,892 = 1105^\circ,460 = 25^\circ,460$$

(abbiamo ridotto l'arco al primo giro).

Per quel che riguarda la Terra, allo stesso modo, è

$$\Delta' = 360^\circ \times (11034^{\text{d}},75 / 365^{\text{d}},256) = 10875^\circ,961$$

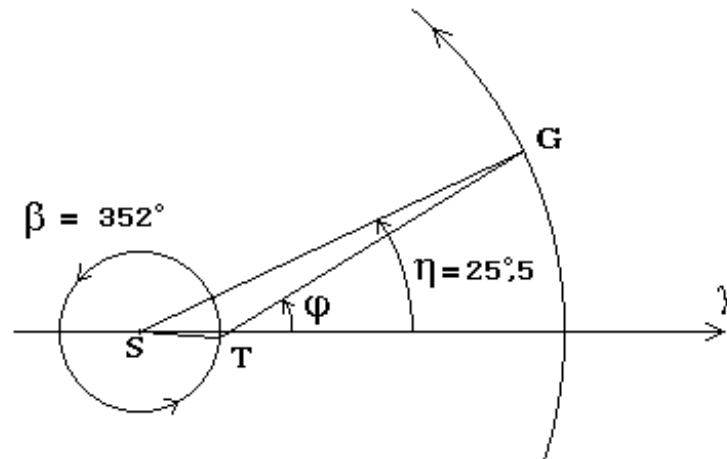
e perciò

$$\beta = 276^\circ,117 + 10875^\circ,961 = 11152^\circ,078$$

che ridotto al primo giro diviene

$$\beta = 352^\circ,078$$

Facciamo ora un disegno in scala del sistema Sole-Terra-Giove. Se, ad es., l'orbita terrestre venisse tracciata con raggio di 1 cm, quella di Giove dovrebbe avere raggio 5,2 cm; gli angoli  $\beta$  ed  $\eta$  dovranno, ovviamente, essere pari a quelli calcolati.



**Figura E.2**

Con il goniometro misuriamo  $\varphi$  che risulta pari a circa  $33^\circ$ . La tabella E.2 ci dice quindi che Giove si trova in Ariete. Inoltre, utilizzando la tabella E.3, troviamo che  $\varphi$  eccede di  $1^\circ$  il valore corrispondente a  $2^{\text{h}}$ ; applicando la formula di interpolazione lineare si ha

$$\alpha = 2^{\text{h}} + 1^\circ / (47^\circ - 32^\circ) = 2^{\text{h}} 04^{\text{m}}$$



Allo stesso modo, interpolando tra i dati della tabella E.4 troviamo che l'eclittica (non il pianeta!) ha una declinazione

$$\delta_E = 12^\circ,2 + (17^\circ,0 - 12^\circ,2) \times 4^m / 60^m = 12^\circ,5 = 12^\circ 30'$$

Poiché l'inclinazione dell'orbita di Giove è  $1^\circ 18'$  circa (v. tabella 3.1), ci possiamo aspettare che Giove si trovi sopra o sotto l'eclittica ma comunque non più distante da essa di  $1^\circ 18'$ . Con tale incertezza, possiamo affermare che Giove avrà una declinazione compresa tra  $(12^\circ 30' - 1^\circ 18')$  e  $(12^\circ 30' + 1^\circ 18')$ , ossia tra  $11^\circ 12'$  e  $13^\circ 48'$ .

I valori esatti, determinati con un programma per calcolatore che fa uso di algoritmi più accurati, sono  $\alpha = 2^h 10^m$ ,  $\delta = 11^\circ 34'$ . Come si vede gli errori commessi sono molto piccoli e ampiamente accettabili.

**Problema E.3.** All'istante considerato, Giove sarà visibile da Roma?

**Problema E.4.** Dove si trova il Sole in quell'istante?

# **APPENDICE F**

## **I RIVELATORI ASTRONOMICI**

A cura di G. Capobianco

### **INDICE**

<b>Introduzione .....</b>	<b>2</b>
<b>1. Il detector per eccellenza, l'occhio umano .....</b>	<b>2</b>
<b>2. Lo spettroscopio .....</b>	<b>3</b>
<b>3. Le emulsioni fotografiche .....</b>	<b>3</b>
<b>3.1 L'obiettivo giusto per le nostre foto .....</b>	<b>4</b>
<b>3.2 La pellicola giusta per le nostre foto .....</b>	<b>5</b>
<b>3.3 Le macchine fotografiche digitali .....</b>	<b>6</b>
<b>4. Le camere CCD .....</b>	<b>6</b>
<b>5. Altri detector .....</b>	<b>8</b>
<b>6. Consigli per l'astrofotografia .....</b>	<b>8</b>

# I RIVELATORI ASTRONOMICI

“...Il mio scopo non è, dunque, quello d'insegnare il metodo che ciascuno deve seguire per ben condurre la propria ragione, ma di far vedere soltanto in che direzione ho cercato di condurre la mia...”

*(René Descartes - Discorso sul metodo)*

## INTRODUZIONE

L'osservazione del cielo è sicuramente una delle attività più antiche dell'uomo. Graffiti del sole, delle fasi lunari e delle stelle non sono rari nelle caverne abitate dall'uomo già prima dell'età della pietra. Per capire il fascino del cielo è sufficiente pensare a grandi opere costruite nell'antichità, come le piramidi, il complesso di Stonehenge o la biblica torre di Babele. Tutte le civiltà esistite subivano il fascino del cielo e lo osservavano attentamente. La conferma che molti popoli conoscessero molto bene il cielo ci può essere data ad esempio dalle leggende della mitologia greca. Ancora oggi, tantissime persone sono attratte dall'astronomia, soprattutto per le immagini spettacolari che ci arrivano dai telescopi terrestri e non solo. Sicuramente queste immagini hanno un grandissimo fascino, ma per chi fa scienza, non è sufficiente avere una “semplice” foto. Ogni foto deve poter rispondere ad alcune domande fondamentali e deve poter fornire informazioni ad esempio sulla temperatura, o sulla distanza dell'oggetto. Per questo motivi sono stati sviluppati dei dispositivi sempre più complessi, proprio per poter avere immagini che riescano a dare queste informazioni con la maggior precisione possibile. I dispositivi per acquisire dati e immagini prendono il nome di rivelatori o **detector**. In questo capitolo, seguendo anche uno sviluppo storico, descriveremo proprio questi strumenti, soffermandoci particolarmente sui dispositivi maggiormente utilizzati anche dalle persone che hanno piacere a fare qualche foto di buona qualità.

### 1. IL DETECTOR PER ECCELLENZA, L'OCCHIO UMANO

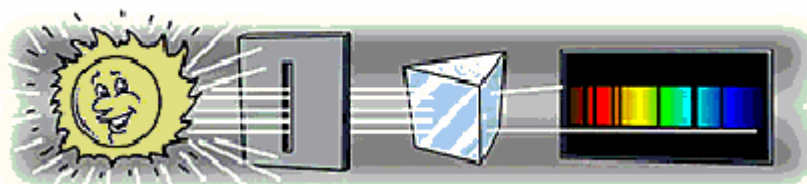
Un detector non è altro che un dispositivo in grado di immagazzinare la maggior quantità possibile di luce e la natura ci ha fornito di un detector veramente strepitoso, l'**occhio umano**. Questo permette sicuramente una buona risoluzione sotto molte condizioni di luce e una visione panoramica. Tuttavia ha alcuni limiti. Innanzitutto non permette di integrare il segnale, non è cioè in grado di accumulare e registrare un segnale, poi non permette di fare misure quantitative, anche se permette di fare misure relative, cioè confrontare la luminosità di una stella ad esempio, con una stella di magnitudine nota. Inoltre ha una sensibilità limitata solo ad una piccola parte di tutte le

frequenze dello spettro elettromagnetico. Permette quindi di vedere solo una piccola regione, quello della luce visibile. Tuttavia può essere utilizzato per descrivere oggetti in base alla loro forma, cioè in base alla morfologia. Sicuramente Saturno riuscireste a riconoscerlo in modo inequivocabile!!!

Dall'invenzione del telescopio, per quasi due secoli, l'occhio umano è stato l'unico detector utilizzato. Bisogna aspettare gli inizi dell'800 per trovare un detector "artificiale". Da non trascurare che Galileo servendosi solo dei propri occhi e di un telescopio, riuscì a scoprire i crateri della luna, i satelliti di Giove e gli anelli di Saturno.

## 2. LO SPETTROSCOPIO

Era l'inizio dell'800, quando Fraunhofer notò che facendo passare un fascio di luce bianca attraverso un prisma, questa in uscita veniva scomposta in un fascio colorato, quello che oggi prende il nome di **spettro**. Ogni elemento chimico aveva uno spettro caratteristico. Ciò permise quindi, innanzitutto la classificazione degli elementi. Questo aspetto non è secondario, perché proprio osservando il Sole, se ne evidenziò uno spettro particolare. A questo elemento fu dato il nome di elio, proprio dal nome greco del sole, *helios*. Chiaramente dall'osservazione del Sole si evidenziò anche la presenza di altri elementi le cui righe spettrali erano già note: l'idrogeno, il calcio, il sodio e il ferro. Si apriva così una nuova era per le osservazioni. Tuttora, le tecniche spettroscopiche sono molto utilizzate dagli astronomi.



**Figura 1** – Schema dello spettroscopio di Fraunhofer. Il fascio di luce viene inviato in una fenditura e in seguito in un prisma. Quello che si osserva è la suddivisione del fascio in righe.

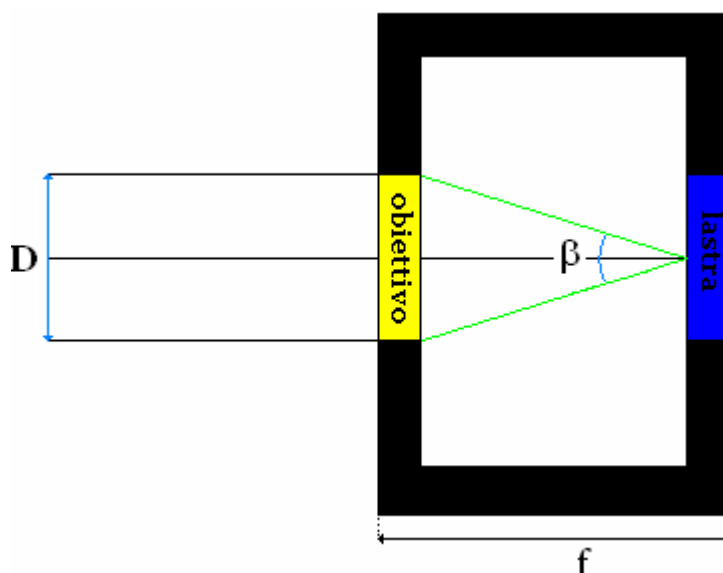
## 3. LE EMULSIONI FOTOGRAFICHE

Quando si parla di rivelatori, tuttavia, dalla fine dell'ottocento in poi, è stato normale riferirsi alle emulsioni fotografiche. Queste permettevano osservazioni molto più accurate e sensibili delle osservazioni visive e inoltre si poteva creare un archivio degli stessi. Dopo la loro invenzione, queste vennero applicate all'osservazione di galassie, stelle, pianeti, mentre si costruivano telescopi sempre più grandi. Tuttavia, di tutta la luce che le colpiscono, solo una piccola parte viene registrata, inoltre presentano quello che si chiama "**difetto di reciprocità**", ovvero, un segnale di intensità doppia, non ne produce uno doppio sulla lastra e ancora non permettono misure

quantitative di luminosità stellare. Ma ciò non toglie che siano ancora molto utilizzate, soprattutto tra gli astrofili, anche se la loro produzione si è ridotta drasticamente. Il principio di funzionamento di una macchina fotografica è molto simile a quello dell'occhio umano. Nella sua versione più semplice, infatti, la luce entra all'interno di una scatola buia, tramite un foro praticato sulla sua superficie e qui impressiona una lastra. Ovviamente il foro va dimensionato in modo da ottimizzare i tempi necessari per impressionare la lastra e il diametro del foro stesso. Infatti queste grandezze sono inversamente proporzionali e se il foro fosse troppo grande l'immagine non sarebbe ben definita, mentre al contrario, se questo fosse troppo piccolo i tempi per impressionare la lastra<sup>1</sup> diventerebbero lunghissimi. La soluzione è quella di montare un *diaframma* e un *obiettivo*. Il diaframma serve per regolare la quantità di luce, mentre l'obiettivo non è altro che un sistema di lenti o di specchi la cui funzione è di ottimizzare il rapporto tra tempo di esposizione e qualità dell'immagine. Il prossimo paragrafo sarà dedicato alla scelta dell'obiettivo per le nostre foto.

### 3.1 L'OBIETTIVO GIUSTO PER LE NOSTRE FOTO

Quindi non esiste un obiettivo che vada bene per qualsiasi foto. Questo è abbastanza ovvio se abbiamo bene in mente quanto detto sopra. Potremmo aver bisogno di ottima risoluzione in un piccolo campo, oppure una risoluzione un po' più bassa, ma su un campo più largo. Schematizziamo la macchina fotografica come in figura 2, dove  $D$  è il diametro dell'obiettivo,  $f$  la lunghezza focale e  $\beta$  l'angolo di incisione.



**Figura 2** – Schema di una macchina fotografica.

<sup>1</sup> Questo tempo prende il nome di tempo di esposizione. Da ora in poi ci riferiremo sempre al tempo di esposizione.

L'angolo  $\beta$  è direttamente proporzionale a  $f$  e inversamente proporzionale a  $D$ . Per questo motivo, si introduce un parametro detto **rapporto focale**<sup>2</sup> ( $F/\#$ ):

$$F/\# = \frac{f}{D}$$

Quindi se si vuole aumentare la luminosità si deve ridurre la lunghezza focale o aumentare il diametro. Però riducendo la lunghezza focale si riduce anche l'ingrandimento e ci sono dei limiti sul diametro dell'obiettivo.

Quando si acquista un obiettivo vengono sempre dichiarati la lunghezza focale ( $f$ ) e il rapporto focale.

**Domanda:** Che diametro ha un obiettivo con  $f = 400$  mm e  $f/5$  ?

Un altro parametro da tenere ben presente quando si acquista un obiettivo è il **formato del fotogramma**. Quello maggiormente utilizzato è il formato "35 mm", detto anche "formato 135". A questo formato sono associate le dimensioni 24x36 mm.

Gli obiettivi standard hanno una focale di 50mm ed usano un formato 135. Questo obiettivi non ingrandiscono e hanno una prospettiva pari a quella dell'occhio umano, con un campo visivo di circa 46°. Esistono poi i *teleobiettivi*, che hanno una focale superiore ai 50 mm e che quindi ingrandiscono le immagini, ma di contro sono poco luminosi e pesanti. Gli obiettivi con focale inferiore ai 50 mm vengono detti invece *grandangolari* perché rimpiccioliscono l'immagine, ma permettono campi più grandi. Obiettivi con focale piccolissima, inferiore ai 20 mm, vengono detti anche *fish-eye*. Esistono infine obiettivi con *lunghezza focale regolabile*, o *zoom regolabile*. Questi obiettivi sono molto pratici, ma avendo il diametro fisso, a grandi focali si ha piccola luminosità.

### 3.2 LA PELLICOLA GIUSTA PER LE NOSTRE FOTO

Un parametro fondamentale, quando si sceglie una pellicola è la **sensibilità** della pellicola. Ovvero, la sua capacità a farsi impressionare. La sensibilità è misurata in ASA. Una pellicola con una sensibilità in ASA superiore, a parità di luminosità in ingresso, richiederà tempi minori per farsi impressionare. Se, ad esempio, una pellicola a 100 ASA saranno richiesti 4 secondi per farla impressionare, per una a 200 ASA saranno sufficienti 2 secondi e per una a 400 ASA solo 1 secondo. Generalmente le pellicole in commercio sono a 50/100 ASA.

---

<sup>2</sup> Questo numero è detto anche  $F/\#$  number (si legga F number)

### **3.3 LE MACCHINE FOTOGRAFICHE DIGITALI**

Da qualche anno ormai, le pellicole fotografiche stanno scomparendo. Le macchine fotografiche sono state sostituite da macchine fotografiche digitali. I principi e le regole per la scelta dell'obiettivo sono le stesse. L'unica cosa che cambia è la presenza di un rivelatore di fotoni elettronico, posto in sostituzione dell'emulsione fotografica. Quindi non si avranno più lastre, ma le nostre foto saranno già in formato elettronico, pronte per essere modificate al PC, per mettere in rilievo i particolari che più ci interessano.

### **4. LE CAMERE CCD**

Le camere CCD, o dispositivi ad accoppiamento di carica (Charged Coupled Device), sono dispositivi speciali che applicati ad un telescopio permettono l'acquisizione e il trasferimento delle immagini ad un computer. I vantaggi dell'utilizzo di tali dispositivi rispetto a quello delle normali pellicole fotografiche, sono essenzialmente dovuti alla diminuzione dei tempi di esposizione, e quindi all'eliminazione della maggior parte dei problemi d'inseguimento dell'oggetto, e al fatto che si hanno immagini in formato digitale, costituite cioè da numeri e che possono essere corrette e manipolate, eliminando molti errori.

Le camere CCD possono essere classificate come dispositivi a semiconduttore, essendo costruite schematicamente montando una matrice di celle equidistanti, disposte a creare un reticolo, sopra un chip di silicio. Ognuna di queste celle costituisce un pixel, ossia un elemento dell'immagine che appare sul computer. Ovviamente maggiore è il numero di pixel, maggiore sarà la risoluzione di ogni foto. La camera CCD che utilizzo presso il laboratorio in cui lavoro, ad esempio, ha una matrice di 1024 x 1024 pixel. Ad ogni pixel è associato un valore di luminosità, che varia in un range di  $2^n$  valori, dove  $n$  è il numero di bit a cui lavora la camera. Ad esempio questo range può assumere 65536 valori per camere che lavorano a 16 bit. Su questi valori si possono applicare tutte le regole del calcolo matriciale per risaltare gli aspetti che più ci interessano di ogni immagine acquisita. Queste operazioni sono impossibili per immagini tradizionali su pellicola.

In una camera CCD ideale, ciascuna cella fotosensibile dovrebbe avere la stessa sensibilità e il segnale si dovrebbe trasmettere senza interferenze dallo strumento al computer, ma nella realtà non è così, infatti, oltre alle imperfezioni delle lenti o dello specchio del telescopio, esistono innumerevoli problemi elettronici, dovuti essenzialmente alla trasmissione dei dati, alle interferenze elettromagnetiche e soprattutto al principio di funzionamento della camera, che come tutti i dispositivi a semiconduttore, ha un rumore dovuto alla cosiddetta "corrente di buio". Per ridurre

questo ultimo tipo di disturbo, si fa lavorare la camera a bassissime temperature (quasi tutti i modelli, presentano infatti la possibilità di agire su questo parametro). Quindi si capisce subito la possibilità di dover innanzitutto calibrare lo strumento e poi di dover elaborare le immagini. Innanzitutto, le alterazioni dei dati grezzi rispetto al numero di fotoni sono di due tipi: sistematici e casuali. Per risolvere i problemi di natura elettronica si prende una posa in cui la luce non cade nel telescopio (dark frame), ottenuta con il telescopio coperto e avente lo stesso tempo di esposizione dell'immagine da correggere; per i problemi di natura ottica, invece, bisogna prendere una posa uniforme di bianco, ottenuta per esempio ponendo il telescopio davanti ad un pannello, del tipo di quelli per diapositive (flat field). Queste due pose vanno sottratte, numero per numero, dall'immagine da correggere. Più difficile è invece risolvere il problema della temperatura che fa muovere in maniera casuale gli atomi delle celle sensibili. Non basta sottrarre determinate pose. Occorrono invece appositi filtri che, utilizzando i numeri della matrice, eliminano in maniera statistica i problemi, o in prima approssimazione facciano la media di più pose dello stesso oggetto.

I programmi per elaborare immagini CCD operano, in generale, sostituendo a ciascun numero un altro, tutte le volte che questo compare. Solitamente le immagini risultano troppo scure o troppo chiare, oppure i grigi si addensano in una tonalità: i filtri detti di riscaldamento lineare le stirano fino a farle essere più luminose e più contrastate, occupando tutta la scala di valori da 0 (nero) a  $2^n$  (bianco). Quando invece l'immagine già occupa l'intera scala di luminosità, ma si vogliono evidenziare alcuni dettagli nei toni chiari o nei toni scuri, per esempio i bracci esterni di una galassia o i particolari della luna o dei pianeti, si possono usare dei riscaldamenti logaritmici o esponenziali. Altre volte le immagini presentano delle caratteristiche fastidiose, come il “fondo cielo sale-e-pepe” (dovuto generalmente a interferenze nella trasmissione del segnale dalla CCD al computer), oppure la sovraesposizione di alcune parti già luminose per ricevere informazioni da oggetti deboli. Si ha l'opportunità di mascherare quei dati che altrimenti catturerebbero l'attenzione: basta chiedere al programma di sostituire i numeri sotto (o sopra) una certa soglia con un valore scelto da noi. La tecnica di mascheramento (masking) non falsifica l'immagine, ma è soltanto un'operazione di pulizia della posa. Generalmente, si possono anche utilizzare dei filtri di convoluzione che operano comparando il valore di ciascun pixel con quelli dei pixel circostanti. Filtri di questo tipo vengono utilizzati per eliminare le interferenze di natura casuale, dovute alla temperatura della CCD, permettendo anche di mantenere le variazioni di luminosità di piccola scala (filtri passa-alto), rendendo i contorni più marcati, oppure di attutire i contrasti (filtri passa-basso).



Le normali macchine fotografiche digitali, hanno all'interno un CCD. Ciò che caratterizza e differenzia le camere CCD professionali dalle macchine fotografiche digitali, sono le prestazioni e i parametri che si possono settare. Infatti ogni camera CCD professionale ha qualche decina di parametri che possono essere cambiati per ogni esposizione.

Questi dispositivi sono di gran lunga i più utilizzati tra gli astronomi.

## **5. ALTRI DETECTOR**

Per completezza, in questo paragrafo si riportano altri rivelatori utilizzati in campo astronomico. Questi sono, in molti casi specifici per lunghezze d'onde non nel visibile, ma ad esempio per raggi X, ultravioletto o infrarosso. Tra questi dispositivi si trovano:

- Fotomoltiplicatori o PMT;
- Fotodiodi;
- Spettrografi e spettrometri (già descritti in linea di principio);
- Coronografi.

## **6. CONSIGLI PER L'ASTROFOTOGRAFIA**

In questo ultimo paragrafo, si daranno alcuni consigli per fare le vostre foto. Questi consigli sono molto generici e possono pertanto essere sempre validi:

- Disattivate sempre eventuali funzioni di flash;
- Cercate di mettere a fuoco il più possibile l'oggetto da fotografare;
- Sempre meglio utilizzare un cavalletto o un dispositivo che tenga immobile il vostro rivelatore;
- Non fate mai una sola immagine, ma provate con diversi tempi di esposizione;
- Potete poi provare a combinare queste immagini, se sono in formato digitale. Anche se alcune zone sono sovrapposte, dalla combinazione di tutte potrebbe venir fuori qualcosa di molto interessante;
- Se fotografate il Sole, utilizzate dei filtri.

Un ultimo consiglio, non rinunciate a fare foto se le prime sono un po' deludenti. Con un po' di esperienza vedrete che anche voi otterrete dei buoni risultati.

## NOTA BIBLIOGRAFICA

**Dimostrazione.** La dimostrazione segue subito da quella del teorema 3.3,III. Da questa si trae infatti che le ipotesi del teorema 3.3,III, e quindi quelle del teorema 7.2, implicano quelle del teorema 3.2,III, ossia quelle del teorema 7.1, e che la (7.4) può dedursi dalla (7.3) servendosi della (3.11),III per esprimere  $M_{N+1}$  e ponendo poi  $C = ML / (2\pi)$  e  $\Gamma = (b-a) / \delta$ .

(Testo universitario del quale, per pietà,  
omettiamo titolo ed autore)

La divulgazione scientifica è probabilmente la parte più difficile e più trascurata della scienza.

Se, infatti, è semplice spiegare la scienza a chi già la conosce – e assai spesso non ci si riesce ugualmente! –, tutt'altra cosa è rendere tangibili ai comuni mortali i concetti che stanno dietro la massa di simboli e formule con cui si esprimono i fisici.

Potremmo paragonare la difficoltà di fare divulgazione scientifica a quella di tradurre un poema scritto in un'altra lingua con un altro alfabeto, riuscendo a mantenere inalterata la metrica nonché i contenuti. Non abbiamo certo la presunzione di essere riusciti in un'impresa tanto ardua, e perciò proponiamo qui una bibliografia minima – senz'altro incompleta – a mo' di guida per chi volesse approfondire gli argomenti trattati.

Tra i testi introduttivi citiamo il non più recentissimo ma sempre valido *Guardiamo il Cielo*, di Livio Gratton (ed. ERI, Torino 1975); *Stella per Stella*, di Piero Bianucci (ed. Giunti-Martello, 1985); *Introduzione all'Astronomia*, di Giuliano Romano (ed. Muzzio, Padova 1985), un po' più teorico ma ricco di esercizi e problemi pratici; ed *Il libro dell'astronomo dilettante*, di Walter Ferreri e Gianfranco Sinigaglia (ed. Curcio, Roma 1985).

Ottimi manuali “da campo” sono: *Guida delle stelle e dei pianeti*, di Ian Ridpath e Will Tirion (ed. Muzzio, Padova), corredato di ben 120 mappe celesti; ed *Il cielo ad occhio nudo e con il binocolo*, di Pierre Bourge e Jean Lacroux (ed. Zanichelli, 1985).

Vivamente consigliato è *Guardare la Notte*, di Terence Dickinson (Cappelli Ed., Bologna 1990): è un libro molto discorsivo (anche se la sua

traduzione italiana non è delle migliori), e non c'è praticamente l'ombra di una formula! Siamo sicuri che risulterà una lettura molto piacevole.

Per quel che riguarda la teoria, non si può fare a meno di citare la notissima Margherita Hack ed il suo *Corso di Astronomia* (ed. Hoepli, Milano 1985). Agli appassionati di informatica consigliamo *Astronomia con il Computer*, di Jean Meeus (ed. Hoepli, Milano 1990), una vera e propria Bibbia in materia. Entrambi sono testi a livello avanzato e pertanto... “vietati ai minori”.

Nella biblioteca dell'astronomo non può assolutamente mancare un atlante celeste. Qui la scelta è vasta, e si può soltanto consigliare di optare per i volumi più recenti in quanto la veste grafica è migliore. Uno tra tutti: lo *Sky Atlas 2000* di Will Tirion (Sky Publishing Corp., Cambridge), che riporta stelle ed oggetti fino all'ottava magnitudine ma che, purtroppo, è tutt'altro che economico!

Molto ampia è anche la scelta di titoli di Astrofisica, Cosmologia e Planetologia, argomenti non trattati in queste dispense e soltanto sfiorati nel corso di Scienze del quinto anno di Liceo Scientifico.

Ci limitiamo a fare i nomi di alcuni autori, noti e meno noti (rigorosamente in ordine alfabetico!): Piero Angela, Isaac Asimov (il *Buon Dottore*, forse più conosciuto come scrittore di fantascienza), Stephen Hawking (ma leggete prima qualcos'altro!), Paolo Maffei, Mario Rigutti, Carl Sagan, Piero Tempesti.

Molto ben fatta è anche l'enciclopedia *Astronomia – Alla Scoperta del Cielo* (A. Curcio ed., 1983), praticamente unica nel suo genere, rivolta direttamente a chi si avvicina per la prima volta a queste materie. Si tratta di un'opera a fascicoli che viene periodicamente riproposta, e pertanto un po' più difficile da reperire in libreria. Da poco uscita in edicola è un'altra enciclopedia a fascicoli, *L'Universo* (ed. De Agostini), di ottima fattura.

Per le osservazioni, ogni anno vengono pubblicati almanacchi che riportano tutte le informazioni utili sui fenomeni celesti più importanti. In Italia si pubblicano annualmente l'*Almanacco Astronomico*, di Salvo De Meis e Jean Meeus (ed. Hoepli, Milano), e l'*Almanacco di Astronomia UAI* (ed. Biroma, Padova), quest'ultimo curato dall'Unione Astrofili Italiani.

Infine, le riviste. In edicola ogni mese sono *L'Astronomia* (Media Presse, Milano), *Nuovo Orione* (Sirio srl, Milano) ed *Il Cielo* (Biroma ed., Padova).

Esistono poi numerose pubblicazioni a cura di associazioni di astrofili, reperibili solo in abbonamento.

# RISPOSTE AI PROBLEMI

## Capitolo 1

- 1.1. Rispettivamente  $+90^\circ$  e  $-90^\circ$ .
- 1.2. Al polo geografico Nord. Al polo geografico Sud.
- 1.3. Perché, come si vede dalla fig. 4, l'equatore e l'orizzonte giacciono su piani intersecantisi (coincidono solo ai poli). Perciò la distanza tra punti appartenenti ad essi non sarà costante, ma avrà un massimo (pari, appunto, al complementare della latitudine locale) ed un minimo (zero gradi, dove si intersecano).
- 1.4. Dalla fig. 5 si vede che l'altezza massima del polo Sud è pari alla latitudine del luogo cambiata di segno (il polo Sud è sotto l'orizzonte).
- 1.5. La 1) e la risposta alla domanda dell'esercizio precedente non cambiano, mentre la 2) diviene: l'altezza massima dell'equatore è pari alla latitudine del luogo d'osservazione più  $90^\circ$ .
- 1.6. Le altezze cercate sono, nell'ordine:  $+90^\circ$ ,  $+66^\circ 33'$ ,  $+42^\circ$ ,  $+23^\circ 27'$ ,  $0^\circ$ ,  $-23^\circ 27'$ ,  $-66^\circ 33'$ ,  $-90^\circ$ .
- 1.7. La risposta ad entrambe le domande è: i poli celesti. Le loro altezze sono infatti sempre pari rispettivamente alla latitudine locale e alla latitudine locale più  $90^\circ$ , mentre i loro azimut sono rispettivamente di  $0^\circ$  e  $180^\circ$ .
- 1.8. Compie 366 giri: 365 su sé stessa ed uno intorno al Sole.
- 1.9. Alle  $19^h 56^m$  circa; Alle  $18^h 00^m$  circa. Infatti, un giorno siderale è circa  $4^m$  più corto di un giorno solare.

## Capitolo 2

- 2.1. Poiché il polo celeste si sposta di  $50''$  all'anno, per fare un giro completo impiegherà  $(360^\circ / 0^\circ 0' 50'') \cong 26000$  anni.
- 2.2. In quattrocento anni gregoriani ci sono 97 anni bisestili (anziché 100, come nel calendario giuliano) e 303 anni normali; perciò la durata media di un anno è di  $(365 \times 303 + 366 \times 97) / 400 = 365^d 5^h 49^m 12^s$ , ossia solo 27 secondi più dell'anno tropico.
- 2.3. La data del 21 marzo venne fissata dal Concilio di Nicea (325 d.C.); nei 370 anni trascorsi dal 45 a.C., l'equinozio ha anticipato di  $370 \times 11^m 5^s = 69^h 22^m 30^s$ . Perciò, ai tempi di Giulio Cesare, l'equinozio di primavera cadeva circa 3 giorni dopo, ossia il 24 marzo.

- 2.4. Alle 12<sup>h</sup> del 1° gennaio 1999 la data giuliana è  $(2451000) + 179 + 1 = 2451180,00$ . Quando sono le 0<sup>h</sup> mancano ancora 12/24 di giorno per arrivare a quella data, e perciò  $JD = 2451179,50$ .
- 2.5. Si può far riferimento alla posizione del Sole rispetto all'equatore celeste, la cui altezza è determinabile per quanto detto al § 1.2. Si ha:

	Equinozio Primavera	Solstizio Estate	Equinozio Autunno	Solstizio Inverno
<b>Polo Nord</b>	0°	23°27'	0°	-23°27'
<b>Circolo Polare Artico</b>	23°27'	46°54'	23°27'	0°
<b>Roma</b>	48°	71°27'	48°	24°33'
<b>Tropico del Cancro</b>	66°33'	90°	66°33'	43°06'
<b>Equatore</b>	90°	66°33'	90°	66°33'
<b>Tropico del Capricorno</b>	66°33'	43°06'	66°33'	90°
<b>Circolo Polare Antartico</b>	23°27'	0°	23°27'	46°54'
<b>Polo Sud</b>	0°	-23°27'	0°	23°27'

- 2.6. Utilizzando il metodo esposto si trova che all'inizio del transito il tempo siderale locale è 23<sup>h</sup> 27<sup>m</sup> 43<sup>s</sup>. In quell'istante sarà sopra l'orizzonte l'arco di equatore celeste compreso tra le ascensioni rette 23<sup>h</sup> 27<sup>m</sup> 43<sup>s</sup> - 6<sup>h</sup> = 17<sup>h</sup> 27<sup>m</sup> 43<sup>s</sup> (ad Ovest) e 23<sup>h</sup> 27<sup>m</sup> 43<sup>s</sup> + 6<sup>h</sup> = 5<sup>h</sup> 23<sup>m</sup> 27<sup>s</sup> (ad Est). Venere, che ha  $\alpha = 5^h 07^m$  e non è molto distante dall'equatore celeste, risulta perciò visibile, e poiché è appena sorta si manterrà sopra l'orizzonte per le prossime 12 ore circa. Anche senza calcolare il tempo siderale locale per la fine del transito, si può concludere che il fenomeno sarà osservabile integralmente da Roma.

## Capitolo 3

- 3.1. Rispettivamente al tramonto e all'alba (ricordare che la Terra ruota da Ovest verso Est).
- 3.2. Mercurio 116<sup>d</sup>; Venere 584<sup>d</sup>; Marte 780<sup>d</sup>; Giove 399<sup>d</sup>; Saturno 378<sup>d</sup>; Urano 369<sup>d</sup>,7; Nettuno 367<sup>d</sup>,5; Plutone 366<sup>d</sup>,7.
- 3.3. Dalla fig. 20 si ha immediatamente che  $x_f = (r_a - r_p)/2$ , ed  $a = (r_a + r_p)/2$ ; pertanto  $e = (r_a - r_p) / (r_a + r_p)$ . Risolvendo il sistema costituito dalle ultime due relazioni si ottiene  $r_a = a \cdot (1+e)$  ed  $r_p = a \cdot (1-e)$ .

## Capitolo 4

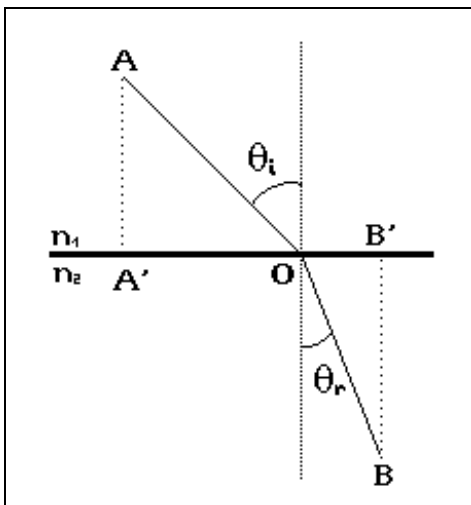
- 4.1.** Al novilunio, la Luna sorge e tramonta insieme al Sole. Al plenilunio, la Luna sorge quando il Sole tramonta e tramonta quando il Sole sorge. Al primo quarto la Luna si trova in meridiano quando il Sole tramonta, mentre all'ultimo quarto vi si trova quando il Sole sorge.
- 4.2.** Nel suo moto, la Luna compie  $360^\circ$  in  $27^d 7^h 43^m$ , perciò  $3'11''$  vengono percorsi in  $5^m 48^s$ . Questo è lo spostamento giornaliero (anticipo) della linea dei nodi. In un mese draconico,  $D$ , si accumula un anticipo di  $5^m 48^s \times D$ . Indicando allora con  $M$  la durata del mese siderale,  $D$  si ottiene tramite la relazione:

$$M - D \times 5^m 48^s = D$$

Risolvendo si ha  $D \cong 27^d 5^h 5^m$ .

- 4.3.** Se la linea dei nodi si sposta di  $3'11''$  al giorno, per fare  $360^\circ$  occorreranno  $360^\circ / 0^\circ 3'11'' = 6785^d$ , equivalenti a circa 18,6 anni.
- 4.4.** Rispettivamente  $70^\circ 36'$  ( $42^\circ + 28^\circ 36'$ ) di altezza massima e  $13^\circ 24'$  ( $42^\circ - 28^\circ 36'$ ) di minima quando il nodo ascendente coincide con il punto d'Ariete;  $60^\circ 36'$  ( $42^\circ + 18^\circ 36'$ ) e  $23^\circ 24'$  ( $42^\circ - 18^\circ 36'$ ) quando è il nodo discendente a coincidere con il punto d'Ariete.
- 4.5.** Ricordando (cfr. Problema 3.3) che  $r_a = a \cdot (1 + e)$  e che  $r_p = a \cdot (1 - e)$ , si ha subito che  $r_a = 405'500$  km e  $r_p = 363'300$  km circa.
- 4.6.** Perché in 18 anni ci possono essere quattro o cinque anni bisestili: se ce ne sono quattro, 6585 giorni equivalgono a 18 anni e 11 giorni, se ce ne sono cinque equivalgono a 18 anni e 10 giorni.
- 4.7.** Tra le due eclissi ci sono  $6585^d 8^h$  di differenza. In  $8^h$ , la Terra ruota di  $8 \times 15^\circ = 120^\circ$ , e perciò al saros successivo l'eclisse sarà visibile in regioni situate  $120^\circ$  di longitudine più a Ovest.
- 4.8.** Considerando che il diametro apparente della Luna varia tra un minimo di  $29'56''$  (all'apogeo) e un massimo di  $33'29''$  (al perigeo), basta impostare la proporzione: se la Luna compie  $360^\circ$  in un mese siderale, percorrerà il suo diametro apparente minimo/massimo in un tempo  $x$ . A conti fatti, si ottengono i valori minimo e massimo di circa  $54^m 31^s$  e  $1^h 00^m 59^s$ .

## Capitolo 5



**5.1.** Dalla relazione  $n = c / v$ , possiamo ricavare le espressioni delle velocità  $v_1$  e  $v_2$  della luce nei due mezzi, e quindi del *tempo totale di percorrenza* tra i due punti fissi A e B

$$t_p = \frac{AO}{v_1} + \frac{OB}{v_2} = \frac{n_1 \cdot AO + n_2 \cdot OB}{c}$$

Applicando il teorema di Pitagora si ha:

$$AO = \sqrt{A'A^2 + A'O^2}$$

$$OB = \sqrt{B'O^2 + B'B^2}$$

Indicando come incognita  $x$  del problema il segmento  $A'O$ , poniamo

$$A'O = x$$

$$OB' = A'B' - x$$

quindi  $t_p$  diventa

$$t_p = \frac{1}{c} \cdot \left( n_1 \sqrt{A'A^2 + x^2} + n_2 \sqrt{(A'B' - x)^2 + B'B^2} \right)$$

Dovendo *minimizzare* il tempo di percorrenza, deriviamo l'espressione di  $t_p$  rispetto all'incognita  $x$  e la uguagliamo a zero:

$$\frac{dt_p}{dx} = \frac{1}{c} \cdot \left( \frac{n_1 x}{\sqrt{A'A^2 + x^2}} - \frac{n_2 (A'B' - x)}{\sqrt{(A'B' - x)^2 + B'B^2}} \right) = 0$$

Applicando semplici relazioni di trigonometria piana ai cateti dei due triangoli rettangoli  $AA'O$  e  $BB'O$ , si può riscrivere la suddetta equazione eliminando il fattore comune  $1 / c$

$$n_1 \sin \theta_i - n_2 \sin \theta_r = 0$$

che è proprio l'espressione della *legge di Snell*, c.v.d.



## Capitolo 7

- 7.1.** La Luna è visibile di sera, dopo il tramonto del Sole, immediatamente dopo il novilunio e prima del plenilunio. Per avere una buona visione del terminatore è perciò opportuno effettuare l'osservazione quando l'età della Luna è compresa tra 2-3 giorni e 11-12 giorni.
- 7.2.** La mappa di Gennaio (numero 1). Infatti, la mappa di Febbraio ( $M = 2$ ) rappresenta il cielo del 18 Febbraio alle  $(21^h - 18 \times 4^m) = 19^h 48^m$ . Si ha poi  $N = (18^h - 19^h 48^m) / 2 = -0^h 54^m = -0^h,9$  arrotondato a  $-1^h$ , e quindi  $M + N = 2 - 1 = 1$ .
- 7.3.** La mappa di Settembre. Procedendo come per il problema precedente, la mappa di Agosto ( $M = 8$ ) è esatta alle  $19^h 36^m$  del 21 Agosto. Poiché in Agosto è in vigore l'ora legale, le  $23^h$  locali sono in realtà le  $22^h$  e perciò  $N = \dots = 1,2$  arrotondato a  $+1$ . Così risulta  $M + N = 8 + 1 = 9$ .
- 7.4.** E'  $(2,511886)^5 = 100$  volte più luminosa. Il fattore 2,511886 venne scelto proprio perché ci si accorse che una stella di magnitudine 1 nella scala di Tolomeo era mediamente 100 volte più luminosa di una di magnitudine 6.
- 7.5.** *Mizar* ( $\zeta$  Ursae Maioris, mag. 2,3), la seconda stella del timone, ha una compagna di mag. 4 di nome *Alcor*, separata da essa da una distanza angolare di quasi  $12'$ , cioè circa  $1/3$  del diametro della Luna piena. Poiché 80 anni luce ci separano da loro, l'effettiva distanza tra *Mizar* ed *Alcor* è pari a circa  $15'000$  volte la distanza Terra-Sole. Se perciò *Mizar* ed *Alcor* fossero effettivamente legati gravitazionalmente, il loro periodo di rivoluzione sarebbe di qualche milione di anni: per questo non è stato ancora possibile chiarire se questi astri formano una doppia visuale o una doppia ottica. Certo è invece che *Mizar* è una doppia visuale, avendo una compagna (*Mizar B*) di mag. 3,9 separata però di soli  $14''$  (v. Tabella 7.2) e ruotante intorno ad essa all'incirca in  $10'000$  anni. E non è tutto: *Mizar* è un sistema doppio, mentre *Mizar B* è addirittura triplo! In entrambi i casi, tuttavia, solo la spettroscopia riesce a rivelare tale natura.
- 7.6.** Il metodo migliore per osservare una stella variabile consiste nel procurarsi una mappa dettagliata della zona di cielo immediatamente circostante la stella. Su di essa si riportano le magnitudini delle stelle vicine, in particolare di quelle la cui luminosità è comparabile con quella della stella variabile. In ogni osservazione (da ripetere ad intervalli di tempo tanto più vicini quanto più rapidamente la stella varia luminosità), si eseguirà una stima della magnitudine della variabile confrontandola con

quelle delle stelle vicine, e si riporterà il valore su un diagramma cartesiano in cui in ascissa si segnerà la data e in ordinata la magnitudine. Dopo un adeguato numero di osservazioni si potrà tracciare la curva di variazione della luminosità della stella.

## Appendice A

- A.1.** Applicando la formula di interpolazione lineare si ottiene  $15^{\text{h}} 47^{\text{m}} 21^{\text{s}},5$ . Confrontando questo valore con quello esatto calcolato dal computer  $15^{\text{h}} 47^{\text{m}} 19^{\text{s}},0$ , si vede che abbiamo commesso un errore di  $+2^{\text{s}},5$  che è accettabile per le osservazioni.

## Appendice C

- C.1.**  $\text{TSML}_C = 5^{\text{h}} 54^{\text{m}}$ ;  $\text{TSML}_T = 11^{\text{h}} 27^{\text{m}}$ ;  $\text{TSML}_S = 0^{\text{h}} 21^{\text{m}}$ .  
**C.2.** Milano 12:23; Atene 12:26; Miami 12:20; Tokyo 11:42; Buenos Aires 12:53.  
**C.3.**  $T_S = 6:58$ ;  $T_C = 17:22$ . Gli almanacchi danno rispettivamente 7:07 e 17:41. Questa differenza è dovuta al fatto che normalmente si calcolano dei tempi corretti per la rifrazione atmosferica e che, nel caso del Sole (e anche della Luna), si riferiscono al sorgere e al tramontare rispettivamente del lembo superiore e inferiore.

## Appendice D

- D.1.** 2449280,3125; 2450376,404167; 2440431,5; 2477646,25.  
**D.2.**  $t - \Delta T$  rappresenta il Tempo Universale; 07:03; 09:16; 06:05; 21:25  
**D.3.** 05:30 del 20; 07:42 del 20; 10:00 del 29; 04:00 del 19.

## Appendice E

- E.1.** Dalla fig. E.1, prolungando il segmento ST dalla parte della Terra, ci si può rendere conto facilmente che  $\sigma = 180^\circ + \beta$ .  
**E.2.** La differenza è che la longitudine geocentrica si misura sul piano dell'eclittica mentre l'ascensione retta si misura sull'equatore celeste che (*repetita iuvant!*) è inclinato rispetto all'eclittica di  $23^\circ 27'$  per via dell'inclinazione dell'asse terrestre.

- E.3.** In quell'istante l'ora siderale a Roma è  $18^{\text{h}} 19^{\text{m}} 05^{\text{s}}$  (v. esempio di calcolo al § 2.6), e perciò gli astri prossimi all'equatore celeste aventi ascensione retta compresa tra circa  $12^{\text{h}} 19^{\text{m}} 95^{\text{s}}$  (orizzonte Ovest) e  $0^{\text{h}} 19^{\text{m}} 05^{\text{s}}$  (orizzonte Est) saranno visibili. Giove, quindi, avendo  $\alpha = 2^{\text{h}} 04^{\text{m}}$ , non è visibile, ma sorgerà nel giro di un paio d'ore.
- E.4.** Poiché  $\beta = 352^{\circ},078$ , la longitudine geocentrica del Sole è  $\sigma = 172^{\circ},078$ . La tabella E.3 ci dice che tale valore corrisponde ad  $\alpha = 11^{\text{h}} 30^{\text{m}}$  circa. Ciò significa che il Sole, in quell'istante, è da poco tramontato.