

Questo atlante è una guida e un manuale per lo studio dell'universo. Tutte le informazioni sono illustrate da schemi, diagrammi, grafici, mappe e cartine, in 134 tavole a colori, del tipo di quella parzialmente riprodotta qui sopra, che affiancano puntualmente la materia trattata e contribuiscono a esemplificarla, impostazione che permette anche a chi è privo di conoscenze specialistiche di impadronirsi di argomenti anche complessi.

Il panorama offerto è molto ampio, dalle origini fino alle più moderne teorie sulla struttura e l'evoluzione dell'universo, e comprende un particolareggiato atlante stellare con la descrizione delle singole costellazioni, strumento introvabile anche in pubblicazioni specifiche e perciò una vera e propria rarità.

Joachim Herrmann, nato a Tubinga nel 1931, ha studiato astronomia, fisica e matematica presso le università di Heidelberg, Tubinga e Monaco. Dal 1962 dirige l'osservatorio pubblico della Vestfalia e il planetario di Recklinghausen. Ha portato il suo contributo scientifico in numerose conferenze, trasmissioni radiofoniche e televisive. Molte sono le pubblicazioni, tra le quali: « Una moderna astronomia » (1960), « Nascita e morte dell'universo » (1964), « Le leggi dell'universo » (1969).

In copertina:
La « collisione » di due galassie nello spazio cosmico.

Lire 4.000
(3773)

12338

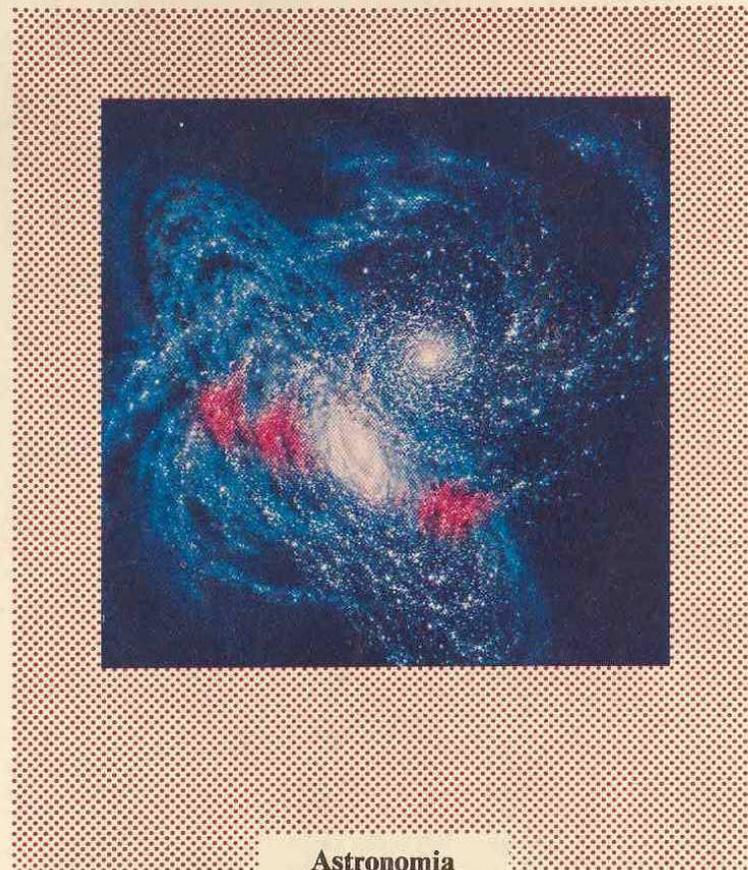
OS 29

JOACHIM HERRMANN - ATLANTE DI ASTRONOMIA

OSCAR MONDADORI



Joachim Herrmann atlante di astronomia



Astronomia

l'uomo e l'universo



Oscar Studio Mondadori

Joachim Herrmann

Atlante di astronomia

Traduzione di Francesco Job

134 tavole a colori

Arnoldo Mondadori Editore

Sommario

vii	<i>Introduzione</i>
xI	Elenco dei simboli e delle abbreviazioni
1	Storia dell'astronomia
10	Strumenti e metodi di ricerca
30	Astronomia sferica e meccanica celeste
56	Il sistema solare
108	Comete, meteore e materia interplanetaria
130	La struttura delle stelle
160	La materia interstellare
166	La Via Lattea
174	La formazione e l'evoluzione delle stelle
188	Lo spazio extragalattico
196	Cosmologia
202	Atlante stellare
275	<i>Bibliografia</i>
277	<i>Indice della materia</i>

© Deutscher Taschenbuch Verlag GmbH & Co. KG, München 1973

© Arnoldo Mondadori Editore, Milano 1975
Titolo dell'opera originale
dtv Atlas zur Astronomie
I edizione Oscar Mondadori giugno 1975

Introduzione

Negli ultimi anni l'astronomia ha suscitato un interesse crescente, a cui hanno contribuito sia i successi tecnici della ricerca spaziale, sia le precedenti conoscenze sulla Terra e sulla sua posizione nell'universo.

Questo Atlante di Astronomia vuole, in uno spazio relativamente ristretto, trasmettere il maggior numero possibile di informazioni, tra le prime quelle che sono importanti, per chi non sia specialista, come premessa per lo studio dell'universo. Dalla storia dell'astronomia e dall'analisi di questa in tutte le sue accezioni classiche, quali l'astronomia sferica e la meccanica celeste, si passa allo studio delle caratteristiche fisiche dei corpi celesti, per giungere alle più moderne teorie sulla struttura e sull'evoluzione dell'universo. È stato fatto un impiego moderato di espressioni matematiche, che fra l'altro possono essere trascurate senza pregiudizio per la comprensione del testo. Il volume termina con un atlante stellare particolareggiato: si raccomanda a chi non sia già esperto di orientarsi dapprima con l'aiuto delle quattro mappe stellari riportate tra la p. 202 e la p. 208 e di passare successivamente alla descrizione delle singole costellazioni, riportate alle pagine seguenti.

Un particolare ringraziamento è dovuto a Ruth e Harald Bukor che impiegarono parecchia fantasia nell'interpretare e nel tradurre in disegni e diagrammi, in formato ridotto, i progetti e le proposte dell'autore. Un ringraziamento è dovuto anche ai pazienti collaboratori del Deutscher Taschenbuch Verlag.

Joachim Herrmann

Recklinghausen, primavera 1972
Planetario e Osservatorio popolare
della Vestfalia

Simboli e abbreviazioni

Sono qui riportati i simboli e le abbreviazioni più importanti della letteratura astronomica internazionale. Le abbreviazioni particolari vengono illustrate in ogni singolo punto.

- ☉ Sole
- ☾ Luna
- ☿ Mercurio
- ♀ Venere
- ♂ Terra
- ♃ Marte
- ♄ Giove
- ♅ Saturno
- ♁ Urano
- ♆ Nettuno
- ♇ Plutone
- ☄ Cometa
- ★ Stella

- ♈ Ariete
- ♉ Toro
- ♊ Gemelli
- ♋ Cancro
- ♌ Leone
- ♍ Vergine
- ♎ Bilancia
- ♏ Scorpione
- ♐ Sagittario
- ♑ Capricorno
- ♒ Acquario
- ♓ Pesci

- > maggiore di
- < minore di
- ♌ Congiunzione
- Quadratura
- ♁ Opposizione
- △ Trigono
- * Sestile
- ♈ Equinozio di primavera (Primo punto d'Ariete)
- ♊ Nodo ascendente
- ♋ Nodo discendente
- ⊙ Diametro
- Δ Distanza (dalla Terra nel sistema solare)
- ☾ Luna Nuova
- ☾ Primo Quarto
- ☾ Luna Piena
- ☾ Ultimo Quarto

Elementi orbitali

- ω Distanza del perielio dal nodo ascendente
- Ω Longitudine del nodo ascendente
- π Longitudine del perielio = $\Omega + \omega$ (anche $\bar{\omega}$)
- i Inclinazione del piano orbitale
- e Eccentricità numerica
 $e = \sqrt{a^2 - b^2}/a$
- φ Eccentricità angolare ($\sin \varphi = e$)
- a Semiasse maggiore
- b Semiasse minore
- q Distanza al perielio dal Sole
- Q Distanza all'afelio dal Sole
- T Epoca del passaggio al perielio, perigeo, periastro ecc.

58° 16' 37",48 significa 58 gradi 16 primi 37,48 secondi

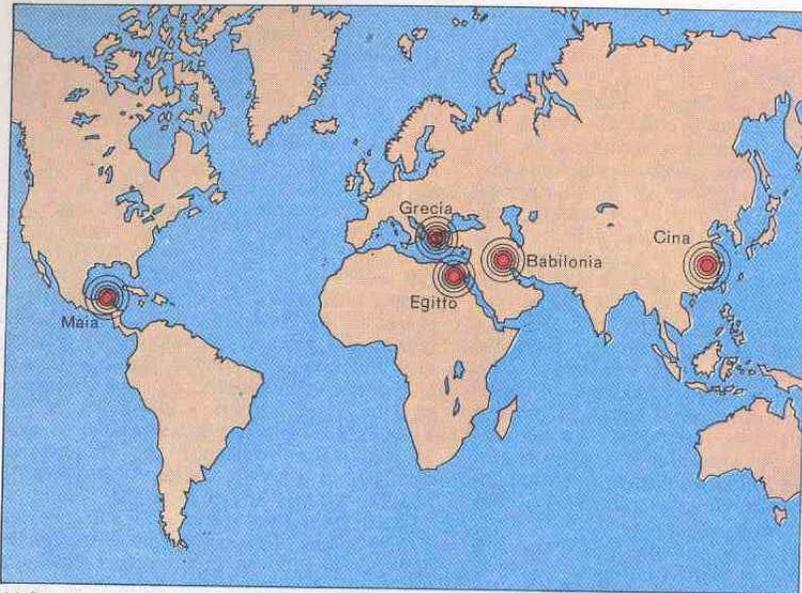
Alfabeto greco

Alfa	A	α
Beta	B	β
Gamma	Γ	γ
Delta	Δ	δ
Epsilon	E	ϵ
Zeta	Z	ζ
Eta	H	η
Theta	Θ	θ
Iota	I	ι
Kappa	K	κ
Lambda	Λ	λ
Mi	M	μ
Ni	N	ν
Xi	Ξ	ξ
Omikron	O	\omicron
Pi	Π	π
Rho	P	ρ
Sigma	Σ	σ
Tau	T	τ
Ypsilon	Y	υ
Phi	Φ	ϕ
Chi	X	χ
Psi	Ψ	ψ
Omega	Ω	ω

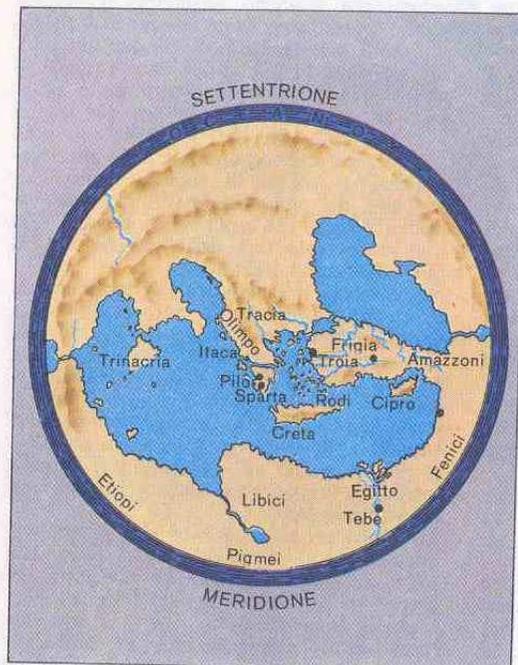
I simboli h, m, s (ore, minuti, secondi) vengono impiegati per indicare sia misure di tempo che coordinate sulla sfera celeste.

a	azimut	l''	longitudine galattica nel nuovo sistema
a	anno		
A	ampère	log	logaritmo in base 10
Å	Ångström ($1 \text{ Å} = 1/10\,000\,000 \text{ mm}$)	L	luminosità di una stella (riferita a Sole = 1)
AG	Astronomische Gesellschaft	m	magnitudine apparente
al	anno luce	m	massa
AP	angolo di posizione	m	metro
AR	ascensione retta (anche α)	m	minuto
b^I	latitudine galattica nel vecchio sistema	m_{bol}, M_{bol}	magnitudine bolometrica apparente, assoluta
b^{II}	latitudine galattica nel nuovo sistema	m_{pg}, M_{pg}	magnitudine fotografica apparente, assoluta
BD	Bonner Durchmusterung	m_{pv}, M_{pv}	magnitudine fotovisuale apparente, assoluta
B-V	indice di colore (magnitudine fotografica meno magnitudine visuale)	m_{vis}, M_{vis}	magnitudine visuale apparente, assoluta
c	velocità della luce	M	magnitudine assoluta
$^{\circ}\text{C}$	grado centigrado (Celsius)	M	massa di una stella (riferita a Sole = 1)
CI	indice di colore (« colour index »)	M 37	No. 37 del catalogo di Messier
d	distanza polare	mHz	megahertz
d	giorno	MP	moto proprio
eV	elettronVolt	mpc	megaparsec
E	anomalia eccentrica	n	moto medio diurno siderale
f	distanza focale	NGC 2418	No. 2418 del New General Catalogue of Nebulae and Clusters
g	accelerazione di gravità sulla superficie terrestre	p	angolo di posizione
G	costante di gravitazione universale	pc	parsec
G	accelerazione gravitazionale sulla superficie di alcune stelle (riferita a Sole = 1)	P	periodo
		P	pressione
		r	raggio
h	altezza	r	distanza (dal Sole nel sistema solare)
h	costante di Planck	R	raggio di una stella (riferito a Sole = 1)
h	ora	s	secondo
HRD	diagramma di Hertzsprung-Russell	Sp	tipo spettrale
Hz	hertz	t	angolo orario
I	intensità	T	temperatura
I 4996	No. 4996 dell'Index Catalog	T_{abs}	temperatura assoluta
IAU	International Astronomical Union	T_{eff}	temperatura effettiva o efficace
JD	giorno giuliano, data giuliana	T_{ion}	temperatura di ionizzazione
kHz	kilohertz	TE	tempo delle effemeridi
kpc	kiloparsec	TLM	tempo locale medio
kV	kilovolt	TLV	tempo locale vero
kW	kilowatt	UA	unità astronomica
kWh	kilowattora	UT	tempo universale (« universal time »)
$^{\circ}\text{K}$	grado Kelvin o assoluto	v	velocità
l^I	longitudine galattica nel vecchio sistema	v	anomalia vera

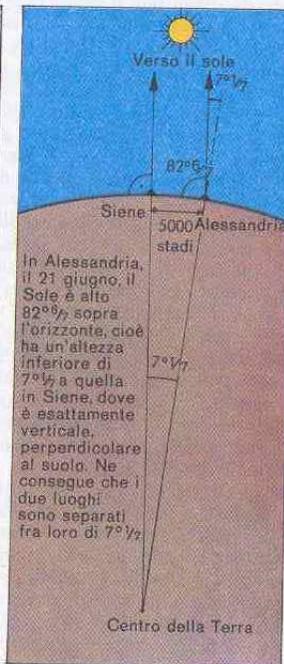
V	Volt	λ	lunghezza d'onda
VdS	Vereinigung der Sternfreunde	λ	longitudine eclittica
VR	velocità radiale	μ	moto proprio (anche MP)
W	watt	μ	micron, micrometro
z	distanza zenitale	v	frequenza
		π	parallasse
α	ascensione retta	ρ	distanza angolare (fra le componenti una stella doppia)
β	latitudine eclittica	ρ	densità
γ	costante di gravitazione	τ	angolo orario
δ	declinazione	φ	latitudine geografica, altezza del polo
ϵ	obliquità dell'eclittica	φ	angolo di fase
\ominus	tempo siderale		



A) Centri storici e preistorici di cultura astronomica



B) Rappresentazione greca del disco della Terra circondata dall'Oceano (8° sec. a.C. circa)



C) Il calcolo di Eratostene

dell'anno (di 12 mesi di 30 giorni, con 5 giorni supplementari). L'anno iniziava nel giorno in cui la stella Sirio sorgeva per la prima volta nel crepuscolo del mattino (sorgere « eliaco »), il che avveniva contemporaneamente all'inizio delle piene del Nilo. Osservazioni successive mostrano che il sorgere eliaco di Sirio ritardava di circa un giorno ogni quattro anni, cosicché solo dopo 1460 anni (*periodo sottomico*) il sorgere eliaco di Sirio tornava ad essere contemporaneo alle piene del Nilo. Più tardi si poté dedurre l'effettiva durata dell'anno, di 365,25 giorni: dal 238 a.C. ogni quattro anni si introdusse un giorno supplementare.

Accanto alle altre costellazioni, in Egitto si usava dividere lo zodiaco in 36 decani, ognuno corrispondente a una divinità che in quel periodo assicurava la propria protezione.

3. Cina: come a Babilonia, così anche l'antico calendario cinese, del II secolo a.C., era lunisolare, con ciclo di 19 anni. Un libro (*Calendario dei tre cicli*), di LIU HSIN, intorno all'inizio dell'era cristiana riporta la storia dell'astronomia cinese fin dal 3° millennio a.C.; i più cospicui avvenimenti celesti venivano accuratamente osservati dagli astronomi imperiali e riportati in cronache, molte delle quali sono giunte fino a noi. Queste cronache sono spesso per lo studioso una vera miniera che permette di provare l'esistenza e l'osservazione di nuove stelle, comete ecc.; su di esse venivano indicate anche le eclissi: verso la fine del 3° millennio gli astronomi HI e HO furono mandati a morte per aver trascurato di annunciare una prossima eclisse, come sarebbe stato loro dovere.

Lo studio del movimento dei pianeti e della Luna iniziò per contro intorno al I secolo a.C., quantunque fosse già possibile effettuare previsioni degli istanti di alcuni fenomeni celesti ed eclissi; con tutto ciò, si prediligevano osservazioni e calcoli a lungo periodo: ad es. 25639040 anni era, secondo tali calcoli, l'intervallo di tempo dopo il quale le configurazioni planetarie si sarebbero ripetute identicamente.

Le costellazioni cinesi antiche differivano di molto dalle contemporanee babilonesi e occidentali: l'equatore celeste era diviso in 28 « case »; in tutto si conoscevano 284 costellazioni.

4. America centrale: i maya possedevano straordinarie conoscenze astronomiche fin dal 3° o dal 4° millennio a.C. Sono giunte a noi numerose osservazioni, ad esempio di un'eclissi di Luna del 15.2.3379 a.C.; in particolare erano ben conosciuti i periodi sinodici dei pianeti, le periodicità delle eclissi ecc. ... Il *calendario* ini-

ziava da una data che è possibile coincidere, nella nostra cronologia, con il 8.6.8498 a.C., ma il problema di questa data non è ancora stato risolto. Le unità di tempo usate erano le seguenti: un Kin = 1 giorno, 1 Vinal = 1 Kin, 1 Tun = 18 Vinal, 1 Katun = 20 Tun, 1 Baktun = 20 Katun, o 144000 giorni. Più tardi i maya adottarono un calendario con un anno di 365 giorni (18 mesi di 20 giorni ciascuno, e con un mese intercalato di 5 giorni), nonché un *periodo Tzolkin* di 260 giorni.

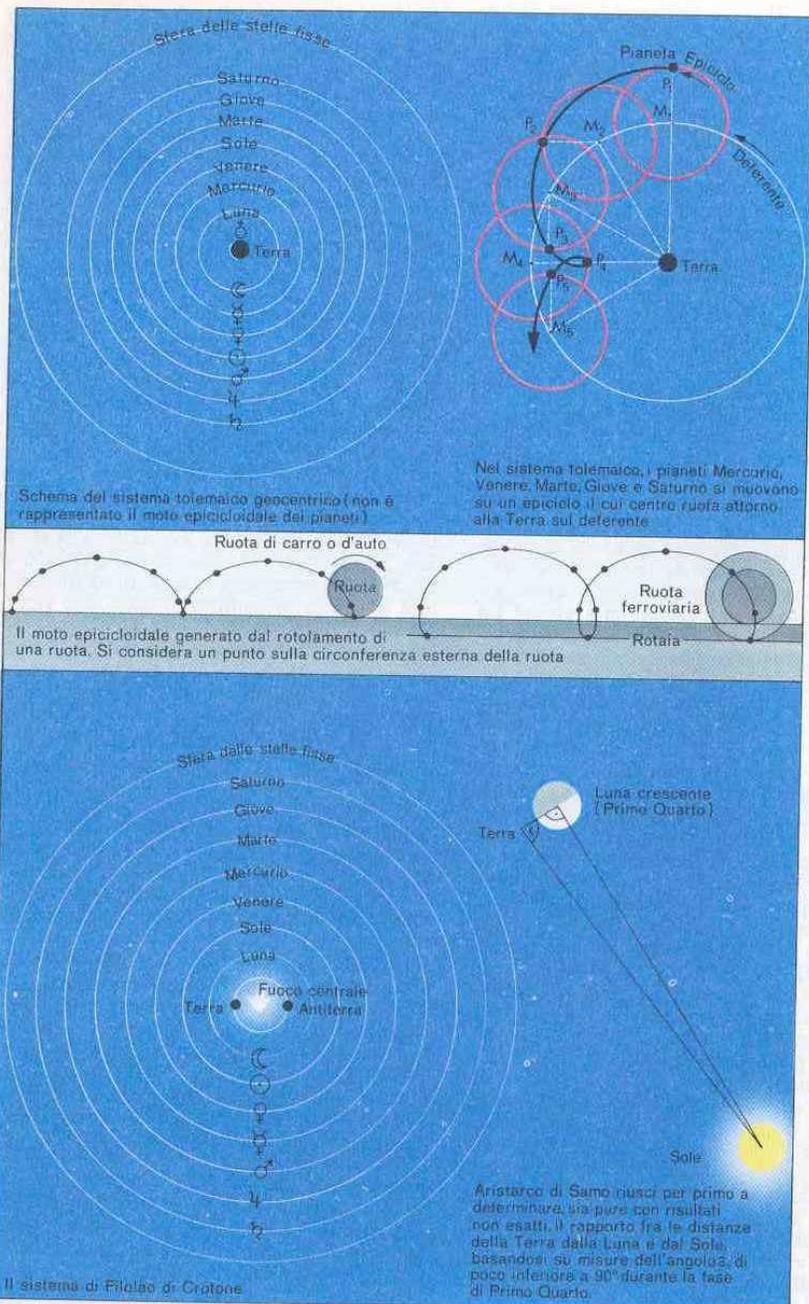
Anche l'astronomia degli inca, nell'antico Perù, aveva avuto un certo sviluppo; era noto con buona precisione il periodo di rivoluzione dei pianeti; dalle notazioni Quipu (corticelle annodate), per esempio, R. MÜLLER e L. LOCKE dedussero per Mercurio un periodo di 115,8 giorni, per Venere di 548,8 e per Giove di 398,1, mentre i valori oggi adottati sono rispettivamente di 115,88, 583,92 e 398,88. Il calendario era basato su un anno solare di 365 giorni, con 12 mesi di 30 giorni e 5 giorni supplementari. Tutte le culture citate avevano in comune il fatto che ricorrevano a fatti naturali per spiegare l'esistenza degli splendori celesti. La Terra, dalla forma di disco, o con forme analoghe, era completamente circondata dalla sfera celeste, occasionalmente rappresentata con forma umana (la dea celeste Nut presso gli egizi).

Per l'astronomia il primo nuovo periodo di sviluppo cominciò in Grecia. Agli inizi della storia greca la Terra era rappresentata come un disco, nel cui centro si trovava l'Olimpo, circondato completamente dall'Okeanos, il mare. A poco a poco prese però piede la concezione di una *forma sferica della Terra*; a prova di ciò si possono citare le osservazioni di navi durante il loro avvicinamento alla costa, l'osservazione che, durante un'eclissi, l'ombra della Terra proiettata dal Sole sulla Luna possiede un aspetto circolare (ARISTOTELE, 384-322 a.C.) e l'osservazione che, in differenti luoghi, le medesime stelle vengono viste con differenti altezze sull'orizzonte.

ERATOSTENE (ca. 280-ca. 200 a.C.), mediante osservazioni dell'altezza meridiana del Sole, fissò in $7^{\circ} 1/2$ la distanza angolare fra Alessandria e Siene; essendo d'altra parte la distanza lineare tra questi luoghi di 5000 stadi, egli poté calcolare la misura della circonferenza terrestre:

$$\frac{5000 \cdot 360^{\circ}}{7^{\circ} 1/2} = 252\,000 \text{ stadi}$$

ovvero 39690 km, vicino al valore esatto. Anche le altre stelle erano ritenute corpi di forma sferica. ANASSAGORA (ca. 500-425



Teorie astronomiche dell'antichità

a.C.) asseriva che il Sole era una pietra infuocata, più grande del Peloponneso. DEMOCRITO (ca. 460-ca. 370 a.C.) riteneva che la Via Lattea fosse composta di innumerevoli stelle.

Una particolarità dell'astronomia greca è il tentativo di chiarire con una teoria il *moto dei pianeti*; fra quelli che se ne occuparono si possono citare IPPARCO DI NICEA (ca. 190-ca. 125 a.C.) e CLAUDIO TOLOMEO (ca. 87-ca. 170 d.C.).

TOLOMEO raccolse tutte le conoscenze di astronomia del suo tempo nella sua opera in 13 volumi *Mathematike Syntaxis*, più nota come *Megale Syntaxis*, che giunse nei secoli successivi in Europa con il nome di origine araba *Almagesto*. I 7 pianeti, tra i quali si facevano rientrare per tradizione anche il Sole e la Luna, si muovevano su 7 sfere concentriche alla Terra (da cui il nome di *sistema geocentrico*): partendo dalla sfera più interna, si trovavano la Luna, Mercurio, Venere, il Sole, Marte, Giove, Saturno; al di là di quella di Saturno, si trovava la sfera delle stelle fisse. La Terra non era esattamente nel centro delle orbite circolari, che erano eccentriche rispetto ad essa; solo il Sole e la Luna percorrevano esattamente il rispettivo cerchio, mentre gli altri pianeti si muovevano su un altro cerchio (*epiciclo*) il cui centro ruotava con moto uniforme sul cerchio principale (detto *deferente*). In questo modo, scegliendo i valori opportuni per i periodi di rivoluzione del pianeta sull'epiciclo e di questo sul deferente, si poteva descrivere perfettamente sia il moto reale del pianeta sia quello apparente.

Come avvenga il moto epicicloideale, si può facilmente comprendere, per esempio, facendo rotolare una ruota su una strada piana, o su una rotaia: il mozzo della ruota sembra percorrere, per un osservatore sulla strada, una linea retta, mentre un punto della circonferenza della ruota descriverà una curva ondulata, con cuspidi nel caso di ruote normali, con cappi se ruota di tipo ferroviario (in questo caso si dovrà seguire il moto di un punto sulla corona esterna della ruota).

La teoria degli epicicli di TOLOMEO permise non solo una interpretazione teorica del moto dei pianeti, ma anche calcoli precisi di previsione.

È storicamente significativo che, accanto alle prevalenti teorie geocentriche, sorgessero nell'astronomia greca altre teorie. Il pitagorico FILOLAO DI CROTONE (fine del V secolo a.C.) e, in forma più generalizzata, ERACLIDE PONTICO (ca. 388-ca. 310 a.C.), posero nel centro del cosmo un fuoco, attorno al quale si muovevano il Sole, la Luna, i pianeti e la Terra: il lato abitato di questa è rivolto nella direzione op-

posta al fuoco centrale, che perciò non può mai essere osservato; lo stesso vale anche per l'antiterra, posta dall'altra parte del fuoco centrale.

ARISTARCO DI SAMO (ca. 310-ca. 250 a.C.) definì, quasi due millenni prima di NICOLA COPERNICO, il *sistema eliocentrico*, in cui il Sole occupa la posizione centrale ed i pianeti, Terra compresa, si muovono attorno ad esso. Il *sistema egizio*, che probabilmente ebbe origine in una scuola ellenistica di Alessandria, prevedeva che il Sole si muovesse attorno alla Terra (che si trova nella posizione centrale) e che i pianeti ruotassero attorno al Sole.

I greci effettuarono le prime determinazioni di distanze nel cosmo. ARISTARCO fissò in 1:19 il rapporto delle distanze dalla Terra della Luna e del Sole. Il diametro della Luna era ritenuto 0,36 volte quello della Terra, e quello del Sole 6,75.

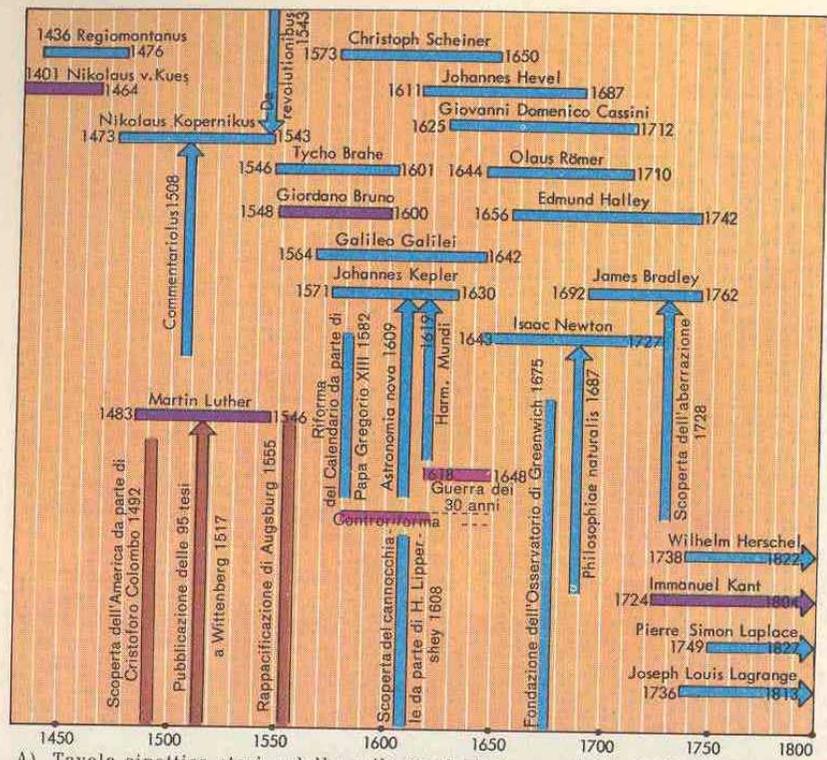
Importante è anche il catalogo stellare di oltre 1000 stelle di IPPARCO, tramandatoci da TOLOMEO; IPPARCO scoperse anche la precessione (v. p. 52 e sgg.).

Anche gli altri popoli europei possedevano già prima di Cristo conoscenze astronomiche che impiegavano nella costruzione di monumenti megalitici (p. es. Stonehenge in Inghilterra); per la maggior parte erano basate su osservazioni del moto del Sole e della Luna contemporaneamente.

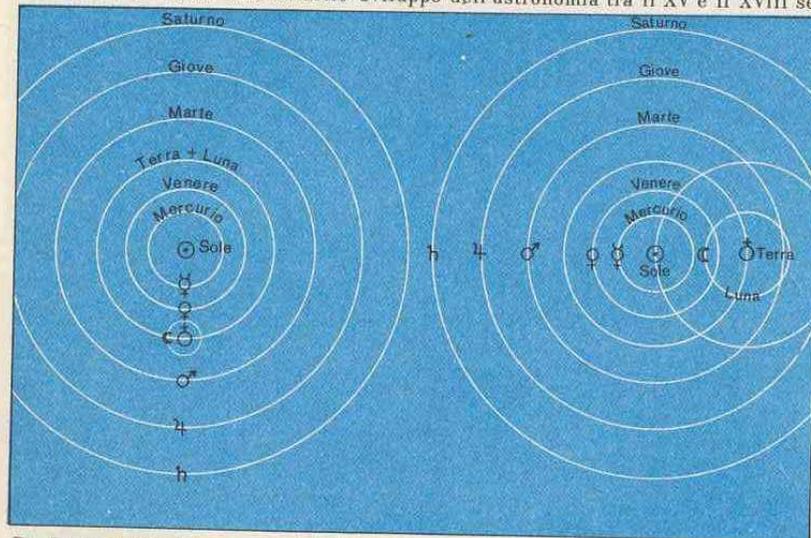
Medio Evo: L'eredità dell'astronomia greca fu raccolta, tra il X e il XV secolo, dagli *arabi*; a loro è dovuta la traduzione dell'opera di TOLOMEO (*Almagesto*), nonché la particolare denominazione delle più cospicue stelle nelle varie costellazioni, tuttora in uso; inoltre compilarono cataloghi stellari e tavole planetarie. I più validi astronomi arabi furono AL BATTANI (ALBATEGNIUS, ca. 858-ca. 929) e AL SUFI (903-986). Il principe tartaro ULUG-BEG (1394-1449) eresse in Samarcanda un gigantesco osservatorio. ALFONSO X, re di Castiglia (1226-1284), fece pubblicare le *Tavole Alfonsine*.

In Occidente, nello stesso periodo, non si registra nessuno sviluppo nell'astronomia; inoltre, per molto tempo la Terra fu raffigurata come un disco piatto. Solo nel XV secolo, in seguito alla traduzione (del 1150 circa) dell'*Almagesto* di TOLOMEO dal greco o dall'arabo in latino, ebbe inizio una nuova fase nella storia dell'astronomia.

Nuove misure ed osservazioni furono compiute, fra gli altri, da JOHANNES MÜLLER (detto REGIOMONTANUS, 1436-1476), che nel 1474 pubblicò a Norimberga le sue tavole planetarie. A poco a poco sorsero dubbi circa la correttezza del sistema tolemaico. Nel 1464, NIKOLAUS VON KUES (1401-1464), più noto come NICCOLÒ CUSANO, asserì che la Terra non poteva trovarsi in quiete.



A) Tavola sinottica storica dello sviluppo dell'astronomia tra il XV e il XVIII secolo



B) Schema del sistema eliocentrico di Copernico

C) Schema del sistema liconico (o egizio)

mentre tutto l'universo era da considerare come qualcosa di illimitato; il mondo era un'immagine matematica di Dio.

L'inizio dell'astronomia moderna

Il vero riformatore dell'astronomia è NIKOLAUS KOPERNIKUS (it. NICOLA COPERNICO; Thorn 19.2.1473-Frauenburg 24.5.1543). Dopo numerosi studi e viaggi, che fra l'altro lo portarono a Cracovia, a Bologna e a Padova, nel 1512 si stabilì a Frauenburg (Prussia occidentale) come canonico.

Già durante la giovinezza si era interessato di astronomia ed aveva imparato a conoscere, del sistema tolemaico, la mancanza di semplicità e di verosimiglianza; se n'era convinto attraverso la lettura di antichi scrittori, che si rifacevano al sistema eliocentrico di ARISTARCO DI SAMO. Nel 1512 iniziò, sotto forma di manoscritto dedicato ad alcune personalità da lui conosciute, il suo *Commentariolus* sulla struttura del sistema planetario; in esso era descritta la rotazione della Terra sul proprio asse e il movimento della Terra e dei pianeti attorno al Sole. KOPERNIKUS era giunto a queste conclusioni attraverso deduzioni teoriche più che per mezzo di misure ed osservazioni.

Nel 1540 fu pubblicata, come prima opera sul sistema copernicano, la *Narratio prima* di G. J. RHETICUS e, nell'anno della morte di KOPERNIKUS, la sua opera maggiore *De revolutionibus orbium coelestium* (Sul moto di rivoluzione dei corpi celesti).

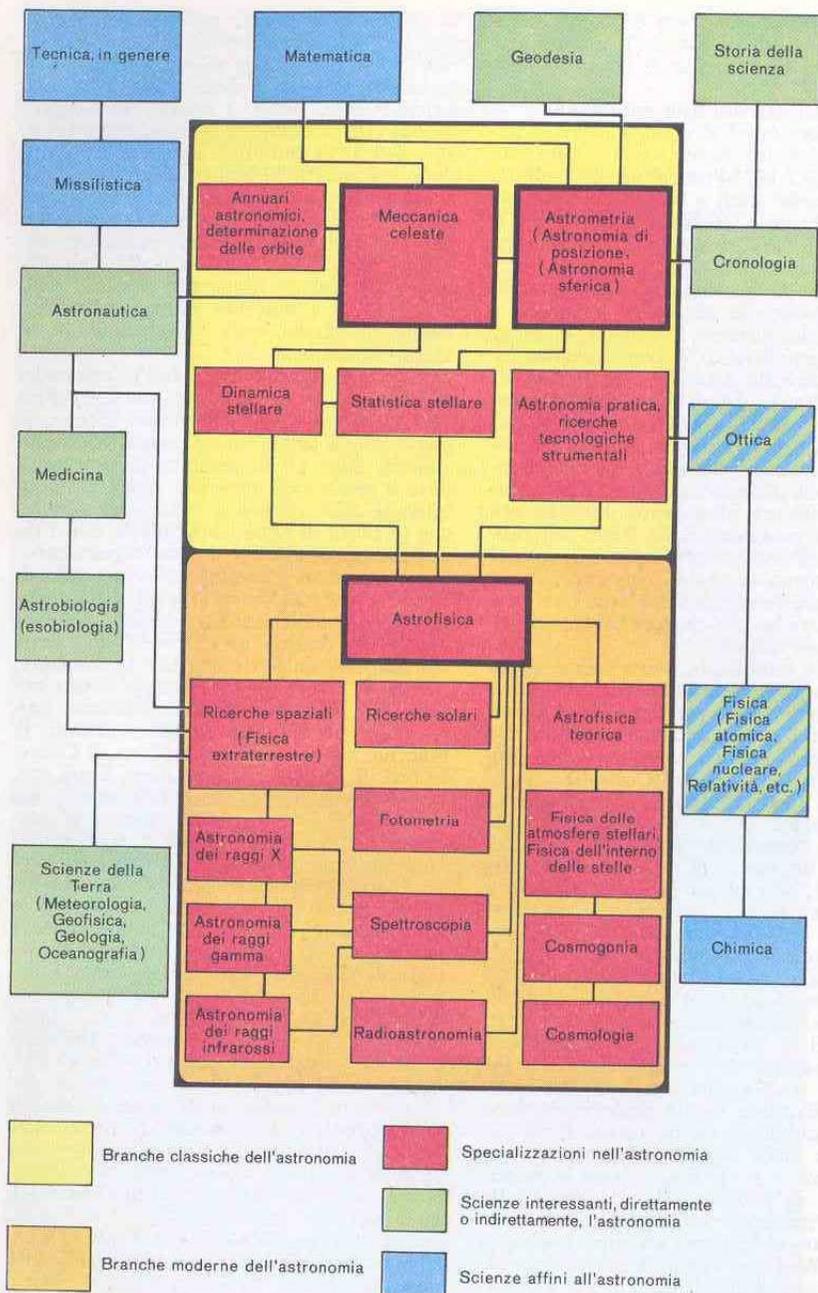
Purtroppo non era possibile, sulla base del nuovo sistema copernicano, calcolare le effemeridi planetarie; KOPERNIKUS fu costretto ad impiegare di nuovo la teoria degli epicicli, allo scopo di accordare teoria ed osservazioni. Il problema, come oggi sappiamo, era che KOPERNIKUS impiegava nel calcolo orbite circolari.

TYCHO BRAHE (Knudstrup/Schonon 14.12.1546-Praga 24.10.1601) osservò l'orbita di Marte con i grossi quadranti murali negli osservatori di Uranienburg e Sternenburg per lui costruiti dal re di Danimarca Federico II: sono queste le più precise osservazioni effettuate prima della invenzione del cannocchiale (con un errore medio di 2'). TYCHO diede la sua preferenza al « sistema egizio » (v. p. 6 C). Dopo la morte, nel 1599, di Federico II, si trasferì alla corte dell'imperatore Rodolfo, a Praga, dove nel 1600 ebbe come aiutante JOHANNES KEPLER (Weil der Staat/Württemberg 27.12.1571-Regensburg 15.11.1630). KEPLER, dopo studi teologici, era stato a Graz come insegnante e matematico. Nel 1596 aveva pubblicato la sua opera *Mysterium cosmographicum*, che lo aveva portato in contatto con TYCHO, che avrebbe sostituito alla sua morte quale astronomo imperiale, cominciando la riduzione delle osservazio-

ni di Marte effettuate dallo stesso TYCHO. Nel 1609 KEPLER pubblicò la sua *Astronomia Nova*, con le due prime leggi del moto planetario (legge delle orbite ellittiche e legge delle aree). L'opera *Harmonices mundi* (1619) contiene la terza legge (v. p. 46). Nel 1611 pubblicò *Dioptrik* che contiene i fondamenti numerici ed ottici del cannocchiale astronomico (detto anche kepleriano). Dal 1612, KEPLER visse a Linz; nel 1627 pubblicò le *Tavole rudolfine*, impiegate fino al XVII secolo. Sulla base delle leggi di KEPLER divennero possibili esatti calcoli di effemeridi; di pari passo aumentò la fiducia nella correttezza del sistema eliocentrico.

Un fervente propugnatore dell'insegnamento copernicano fu GALILEO GALILEI (Pisa 15.2.1564-Arcetri 8.1.1642). Nel 1616 comparve per la prima volta davanti all'Inquisizione, dove gli fu proibito di propagare il sistema eliocentrico. Nel 1632 pubblicò il *Dialogo sopra i massimi sistemi*, che lo portò di nuovo in conflitto con l'Inquisizione (abiura del sistema copernicano, breve prigionia e confino nella sua villa di Arcetri). GALILEI trovò le leggi della caduta libera e delle oscillazioni del pendolo. Nel 1609, costruì un *cannocchiale*, della cui scoperta da parte di HANS LIPPERSHEY, nel 1608, aveva probabilmente avuto notizia. Nel 1610, nel *Sidereus nuncius*, parlò delle sue scoperte ed osservazioni: le macchie solari, i satelliti medicei di Giove, le fasi di Venere, i monti della Luna ecc. Lo sviluppo del cannocchiale portò, nel XVII secolo, a un grande numero di scoperte. Fra gli astronomi più significativi citiamo: SIMON MARIUS (satelliti di Giove; scoperta della nebulosa di Andromeda, 1612), CHRISTOPH SCHEINER (primo studio sistematico delle macchie solari, « Rosa ursina », 1630), JOHANNES HEVEL (osservatorio di Danzica, osservazioni della Luna e di comete), CHRISTIAN HUYGENS (scoperta degli anelli di Saturno e di Titano, maggiore satellite di Saturno, 1655-56), GIOVANNI DOMENICO CASSINI (fine XVII-inizio XVIII secolo; numerose osservazioni di pianeti, scoperta di quattro satelliti di Saturno), OLAUS RÖMER (misura della velocità della luce in base alle eclissi dei satelliti di Giove, 1676), JOHN FLAMSTEED (fondazione dell'osservatorio di Greenwich 1675, catalogo stellare).

ISAAC NEWTON (Woolthorpe 4.1.1643-Kensington 31.3.1727) ideò la *legge della gravitazione* (v. p. 48 e sgg.) e una teoria matematica che spiegava i movimenti dei corpi celesti. NEWTON fu dal 1669 professore di matematica a Cambridge; nel 1671 era membro e nel 1703 presidente della « Royal Society », nel 1695 ispettore e nel 1699 direttore della Zecca reale. Nel 1671 costruì un telescopio a specchio; nel 1687



Struttura dell'astronomia e delle scienze affini

pubblicò la sua opera principale *Philosophiae naturalis principia mathematica*. La scoperta della legge di gravitazione permise non solo di dare le fondamenta al sistema copernicano, ma anche di aumentare la precisione nel calcolo delle effemeridi della Luna e dei pianeti. Con l'aiuto di questa legge si potevano comprendere anche le perturbazioni gravitazionali che hanno luogo fra i corpi celesti.

Nel XVIII e all'inizio del XIX secolo si assisté al trionfo decisivo della *meccanica celeste*; per tutte valgono queste date: E. HALLEY scopre l'ellitticità delle orbite cometary nel 1682; I. KANT nel 1755 ridusse la formazione dei sistemi planetari a un fatto meccanico; J. L. LAGRANGE nel 1788 trattò il problema dei tre corpi ed alcuni suoi casi particolari esattamente risolvibili; P. S. LAPLACE pubblicò nel 1799 la sua « meccanica celeste » e scoprì l'immutabilità degli assi maggiori delle orbite planetarie; l'esistenza di Urano fu dedotta da LEVERRIER e ADAMS in base alle perturbazioni nel moto di Urano e confermata nel 1846 all'osservatorio di Berlino. F. W. BESSEL dedusse nel 1844, in base alle perturbazioni nel moto proprio, l'esistenza di un compagno invisibile della stella Sirio, scoperto poi con un telescopio nel 1862.

La specializzazione nell'astronomia

Nel XVIII e nel XIX secolo, anche la tecnologia degli strumenti ebbe notevoli sviluppi. Nel 1750, l'inglese J. DOLLOND costruì un telescopio a lente acromatica, che dava immagini nette e prive di colori spurii, migliorato più tardi in Germania da JOSEPH FRAUNHOFER (1787-1826). WILHELM HERSCHEL (1738-1822), in Inghilterra, costruì il primo telescopio a specchio, col quale compì innumerevoli osservazioni (scoperta del pianeta Urano, nel 1781; studi sulle nebulose e sugli ammassi stellari; studi statistici della Via Lattea; scoperta di nuovi satelliti planetari).

Furono migliorate anche le tecniche ed i metodi di misura, permettendo così, p. es., nel 1728 la scoperta dell'aberrazione da parte di J. BRADLEY, o la misura della parallasse di una stella fissa, nel 1838, da parte di F. W. BESSEL e F. G. W. STRUVE. Si compilarono anche i primi grandi cataloghi stellari. Con le ricerche di FRAUNHOFER sullo spettro solare (e con la scoperta, in questo, nel 1814, delle righe da lui chiamate oscure), con l'inizio dell'analisi spettrale (R. W. BUNSEN e G. R. KIRCHHOFF, 1859) e con l'imporsi della fotografia e dei metodi fotometrici, nacque l'*astrofisica*.

Nel XX secolo, in seguito a un ripetuto rinnovamento dei metodi di ricerca, si ebbe una vera specializzazione dell'astronomia in numerosi campi collegati fra loro.

Nell'*astronomia classica* si suole comprendere l'insieme di ricerche specializzate nella determinazione di posizioni di stelle e nella loro interpretazione alla luce della teoria della gravitazione. Il termine « classico » non deve essere inteso in senso stretto, in quanto oggi non avrebbe significato: l'astronomia classica rappresenta tuttora una base indispensabile per numerose ricerche.

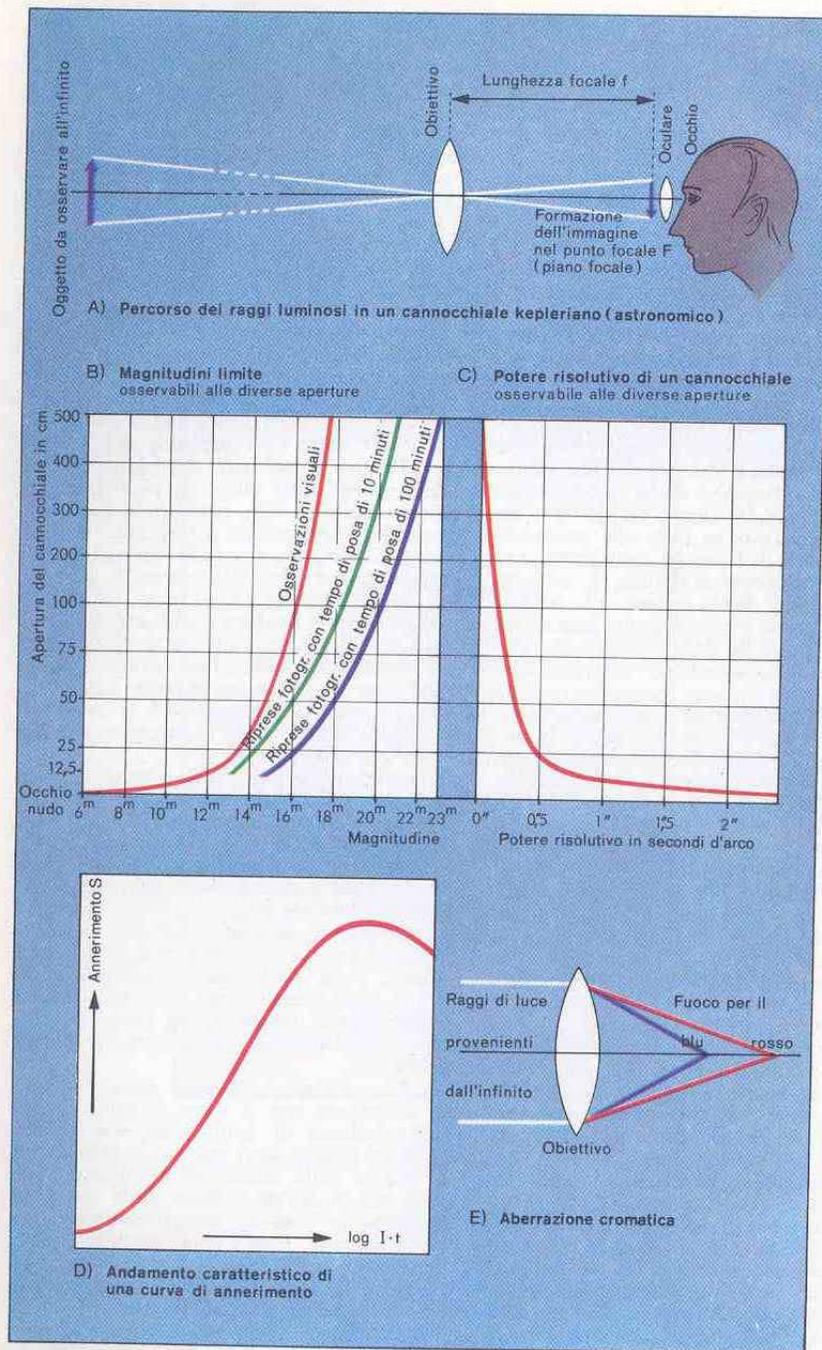
L'*astrometria* (astronomia di posizione, astronomia sferica) si occupa della esatta determinazione di posizioni stellari, corrette per i diversi errori (strumentali e dovuti alla rifrazione atmosferica) e così pure della determinazione dei moti dei corpi celesti. La determinazione quantitativa degli errori di misura è legata alla teoria degli strumenti, che porta a sua volta all'ottica e alla fisica. La *meccanica celeste* tratta della teoria dei moti dei pianeti, della Luna e degli altri astri: da essa deriva il *calcolo delle orbite*, nonché la compilazione degli almanacchi astronomici e delle effemeridi (tabelle che indicano giorno per giorno, o secondo altri intervalli di tempo, la posizione dei vari astri); la meccanica celeste ha anche un collegamento con l'astronautica in quanto tratta del problema del calcolo delle orbite nello spazio di sonde, con o senza equipaggio. Del resto sotto il termine di *astronautica* si comprende tutto l'insieme delle conoscenze relative al volo spaziale.

La *statistica stellare* tratta e analizza, per un numero molto elevato di stelle, dati quali posizione, moto, proprietà fisiche ecc.; la *dinamica stellare* tratta questo materiale dal punto di vista delle leggi della meccanica celeste e ne ricava il movimento di interi sistemi stellari.

L'*astrofisica* è lo studio dell'universo con metodi fisici. La *fisica solare* si occupa del rilievo, delle statistiche e dell'interpretazione degli eventi solari. Con l'*astrofisica* ha un legame lo studio dei fenomeni terrestri, cioè delle *scienze geologiche e geofisiche*.

La *fotometria* è la misura della quantità di radiazione che ci viene inviata da una stella (misura di luminosità). Per mezzo della *spettroscopia* si può analizzare anche la qualità della radiazione e conoscere così la composizione chimica della stella, la presenza in essa di campi magnetici, la sua rotazione, i vari suoi parametri fisici (pressione, temperatura). La *radioastronomia* esplora l'universo alle lunghezze d'onda radio che si possono ricevere.

L'*astrofisica teorica*, per risolvere il problema della struttura delle atmosfere e dell'interno delle stelle, si serve delle basi fisiche teoriche e di opportuno materiale d'osservazione utilizzato anche dalla *cosmogonia* (studio della formazione e dello



sviluppo di corpi celesti singoli) e dalla *cosmologia* (studio della struttura spaziale e dell'evoluzione temporale dell'universo). La *ricerca spaziale o fisica extraterrestre* si serve delle possibilità tecniche offerte dai voli spaziali per compiere misure ed osservazioni fuori dell'atmosfera terrestre. L'*astrobiologia* studia il problema della diffusione della vita organica nel cosmo. Il telescopio « olandese o galileiano », costruito per la prima volta probabilmente da H. LIPPERSHEY nel 1608 e da G. GALILEI nel 1609 è, nel suo schema, riprodotto oggi nei binocoli da teatro: quantunque dia luogo a immagini diritte, non rovesciate, non è impiegato per strumenti potenti. Il principio del *telescopio astronomico* o kepleriano risale a J. KEPLER, 1611: i raggi di luce provenienti da un oggetto a distanza infinita attraversano l'obiettivo del cannocchiale in modo da concentrarsi sul fuoco F di questo a formare un'immagine reale e rovesciata. Per osservazioni visuali, immediatamente dietro il fuoco viene collocato un *oculare* per mezzo del quale l'immagine focale viene osservata ingrandita. L'ingrandimento M di un cannocchiale è dato dal rapporto fra la lunghezza focale f_1 dell'obiettivo e quella f_2 dell'oculare:

$$M = \frac{f_1}{f_2}$$

Poiché in genere non si cambia l'obiettivo di un telescopio, per osservare con diversi ingrandimenti occorre cambiare l'oculare. L'ingrandimento però non è un dato caratterizzante le prestazioni di un telescopio, che sono meglio descritte dalla sua *capacità di raccogliere luce* e dal suo potere risolutivo. La prima di queste due caratteristiche, importante perché permette, a parità di altre condizioni, di osservare oggetti celesti più distanti o deboli, è proporzionale all'apertura ovvero al diametro dell'obiettivo, spesso indicata in pollici (ingl. « inch » = 2,54 cm). Per indicare quantitativamente la sensibilità luminosa di un obiettivo, è opportuno sapere se verranno osservati oggetti puntiformi (quali le stelle) oppure estesi (nebulose cosmiche); in quest'ultimo caso, lo studio di oggetti poco luminosi è ben più difficile. Una volta definita la luminosità delle stelle con la solita scala di grandezza (v. p. 21 e sgg.), si può tracciare il diagramma della luminosità limite per osservazioni visuali e fotografiche, cioè si può definire la luminosità delle stelle che sono ancora visibili nelle migliori condizioni atmosferiche e dopo completo adattamento al buio dell'occhio umano. La grandezza limite fotografica si trova ad essere significativamente inferiore, il che equivale a dire che si possono osservare stelle più deboli in

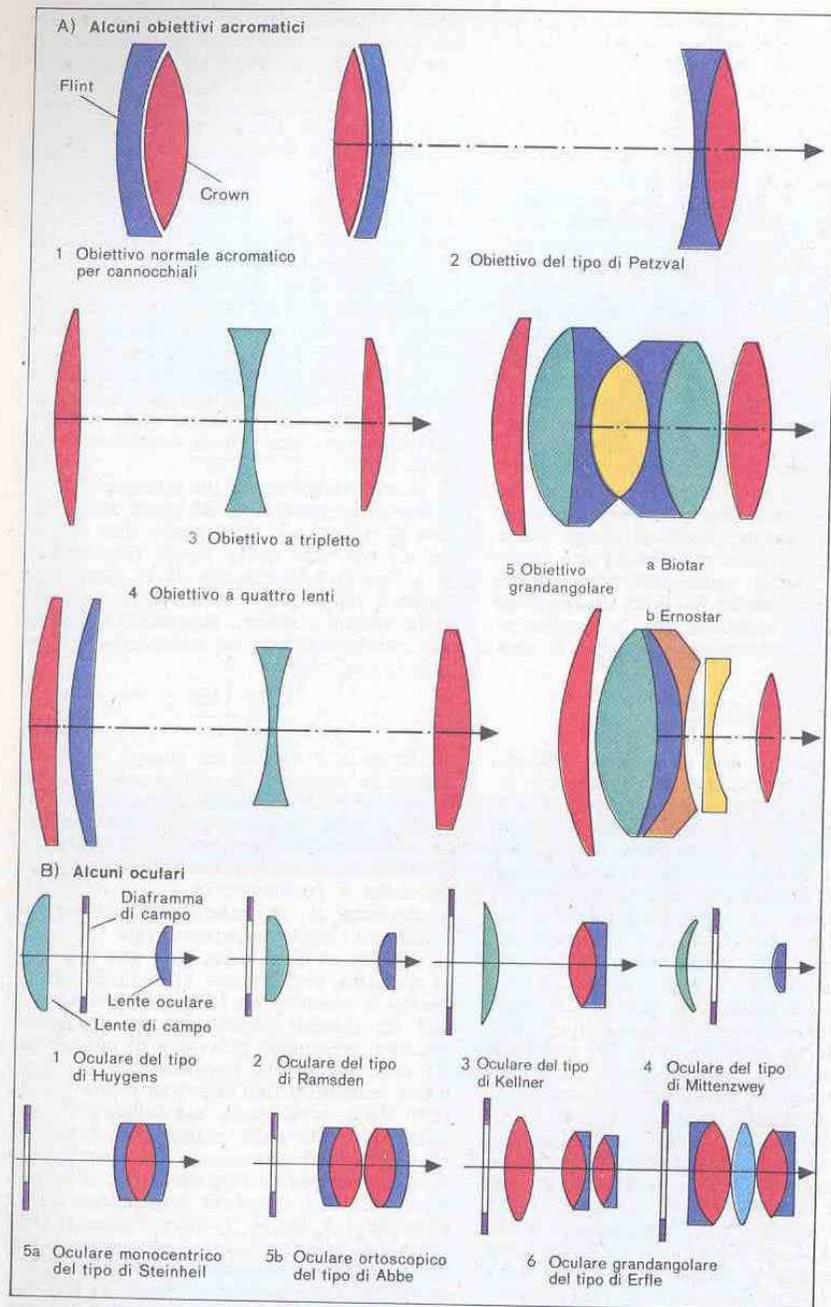
quanto l'emulsione fotografica ha il pregio di sommare gli stimoli luminosi che la raggiungono; con tempi di posa crescenti aumenta anche il numero delle stelle che possono essere fotografate. L'annerimento di un'emulsione fotografica è proporzionale al tempo di illuminazione, eccetto che all'inizio dell'esposizione, in cui l'annerimento avviene più lentamente. È richiesta anche un'illuminazione minima per poter impressionare l'emulsione. D'altra parte, per tempi lunghi di esposizione si ha un fenomeno di saturazione dell'annerimento. La relazione fra l'annerimento S dell'emulsione e il logaritmo del prodotto dell'intensità I della luce incidente per il tempo t di esposizione è data dalla legge di SCHWARZSCHILD, rappresentata graficamente nella figura; la pendenza della curva è differente nei vari tipi di emulsioni fotografiche.

Il *potere risolutivo* di un telescopio è un indice della possibilità, da parte dell'obiettivo di questo, di distinguere due oggetti vicini: per due stelle vicine (stella doppia), vale la formula che dà la distanza ρ minima, in secondi d'arco, alla quale la stella doppia è ancora separabile nelle sue due componenti con un telescopio di apertura D (in mm).

$$\rho = \frac{115}{D}$$

La formula è teorica in quanto vale per una stella doppia le cui componenti abbiano entrambe luminosità compresa fra 5^m e 6^m, e nella massima quiete atmosferica; se la luminosità fosse molto differente, la distanza minima effettiva sarebbe molto superiore a quella teorica.

L'esistenza di un potere risolutivo pone anche un limite superiore agli ingrandimenti che un dato telescopio, con una certa apertura, può offrire: al di là di questo limite si avrebbe un falso ingrandimento, con un quadro effettivamente ingrandito ma non per questo più ricco di particolari (se non addirittura peggiore per la diminuita sensibilità dell'obiettivo e per gli effetti della turbolenza atmosferica). Non esiste una formula esatta che definisca l'*ingrandimento massimo*: per piccoli telescopi, come regola approssimata, il valore numerico del massimo ingrandimento è dato da 1,5 fino a 2 volte l'apertura (in mm) del telescopio, se si osservano stelle doppie, la Luna o pianeti; se si vogliono osservare nebulose deboli, il valore dell'ingrandimento impiegabile è sensibilmente inferiore. Lo stesso vale per gli ammassi stellari che richiedono un ampio campo visivo e permettono l'impiego di oculari con bassi ingrandimenti: il minimo ingrandimento utilizzabile è dato numericamente da $\frac{1}{6}$ del diametro (in mm) dell'obiettivo.



Obiettivi e Oculari

La *dimensione B* in cm, nel piano focale di un telescopio, di un'immagine di un oggetto le cui dimensioni angolari siano w (in gradi) è data da

$$B = 0,0175 \cdot w \cdot f$$

dove f è la distanza focale (in cm) dell'obiettivo del telescopio. Per esempio il Sole e la Luna, che hanno entrambi dimensioni angolari di circa $0^{\circ},5$, con un telescopio avente distanza focale di 100 cm, daranno luogo ad un'immagine di circa 1 cm di diametro (per esempio su una lastra fotografica posta nel piano focale del telescopio). Con il termine *rapporto di apertura* si indica il rapporto fra l'apertura di un obiettivo e la sua lunghezza focale; per telescopi a lente, tale rapporto ha valori compresi fra 1:10 e 1:20. Con *vero campo visivo* si indica quella parte della volta celeste effettivamente visibile con il telescopio; in genere, con gli ingrandimenti normalmente impiegati, non è superiore a $0^{\circ},5$ o 1° ; con l'aumentare degli ingrandimenti, diminuisce sensibilmente. Solo i binocoli hanno campi visivi sensibilmente superiori. Il *campo visivo apparente* è dato dalla dimensione angolare del campo effettivamente osservabile nell'oculare.

Difficilmente un moderno **obiettivo** è costituito da una sola lente, e ciò allo scopo di eliminare l'*aberrazione cromatica*: le singole lunghezze d'onda (colori) vengono suddivise all'interno di una lente, e possiedono rispetto a questa differenti lunghezze focali; un obiettivo acromatico è composto di almeno due lenti in vetro di tipo differente (crown e flint). Per usi fotografici vengono anche costruiti obiettivi molto complessi, che devono essere corretti particolarmente per l'intervallo di lunghezze d'onda alle quali è sensibile l'emulsione fotografica impiegata.

Anche gli **oculari** devono essere composti di almeno due lenti, una di campo e l'altra vera e propria oculare. I tipi di oculare più usati sono i seguenti:

1. **Oculare di HUYGENS**. In questo l'immagine prodotta dall'obiettivo si trova fra le due lenti, in una posizione ove si può applicare anche un reticolo filare per misure micrometriche. Il campo visivo apparente è di $25^{\circ}-40^{\circ}$.
2. **Oculare di RAMSDEN**. L'immagine dell'obiettivo si trova davanti alla lente di campo. Analogo è l'
3. **Oculare di KELLNER**, la cui lente oculare è composta da due lenti singole ed è quindi acromatica.
4. **Oculare di MITTENZWEY**. È simile all'oculare di Huygens, con lente di campo differente. Ha un ampio campo visivo apparente (ca. 50°).
5. **Oculari acromatici** quali, p. es., quello monocentrico di STEINHEIL e quello orto-

scopico di ABBE, che hanno un alto grado di acromaticità; il loro campo visivo non è di conseguenza molto grande.

6. **Oculare grandangolare** (di ERFLE), con un campo visivo apparente di 70° ; è spesso impiegato con prismi.

Le *lenti di BARLOW* sono un sistema ottico per l'allungamento della lunghezza totale dell'obiettivo, normalmente fino a raddoppiarla: queste lenti, a due componenti ed acromatiche, vengono collocate quasi nel piano focale dell'obiettivo.

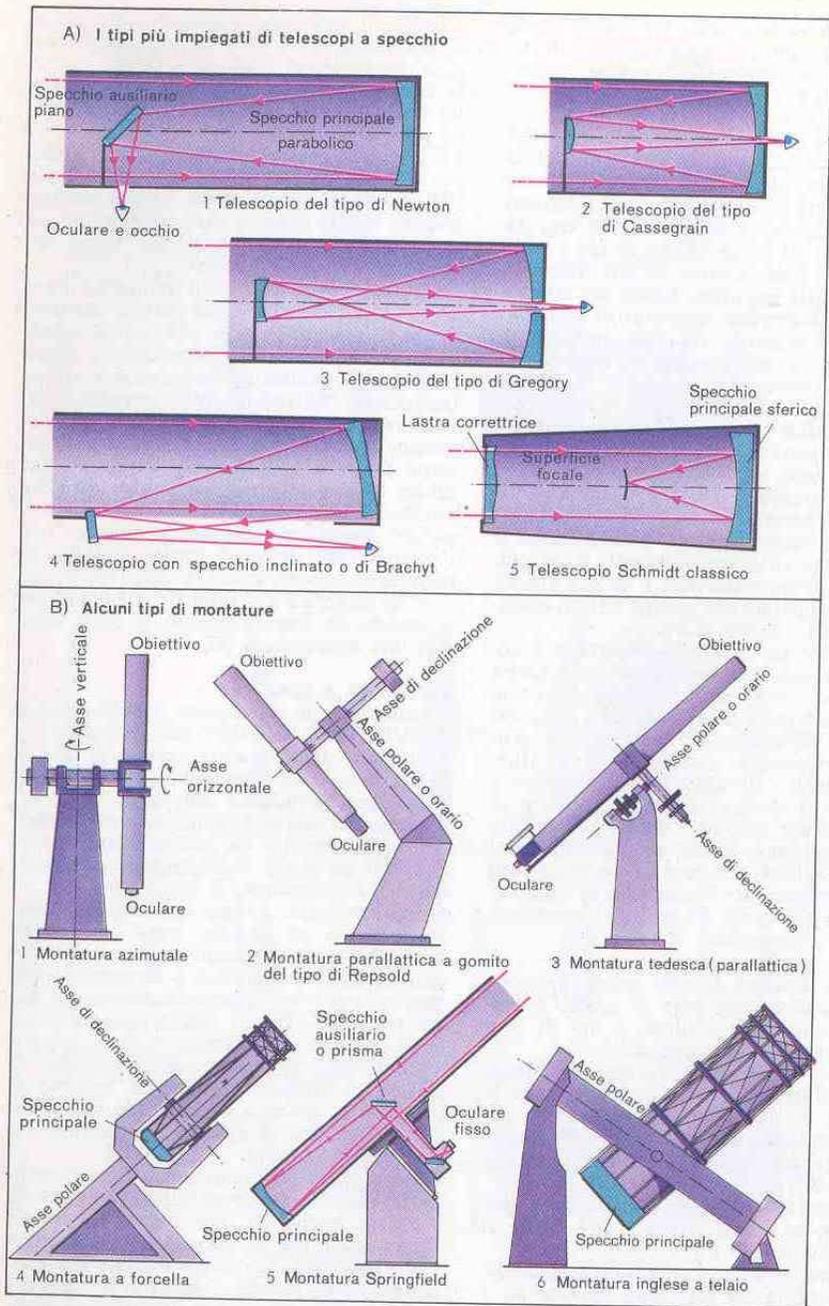
La rotazione di 180° dell'immagine deve essere tollerata nelle osservazioni astronomiche in quanto le lenti addizionali necessarie per raddrizzarla altererebbero sensibilmente la qualità dell'immagine e la sua luminosità. Nei cannocchiali *terrestri* e soprattutto nei *binocoli prismatici*, tale rotazione viene conseguita per mezzo di sistemi di prismi. I binocoli possono talvolta essere impiegati per osservazioni astronomiche: il loro campo visivo considerevolmente ampio può essere impiegato nell'osservazione di vasti campi stellari, di nebulose, comete ecc.; la dicitura p. es. 7×50 impressa sui binocoli significa che si ottiene un ingrandimento di sette volte con una apertura di 50 mm.

Telescopi a specchio

I telescopi a lente vengono talvolta indicati anche come *rifrattori* (da rifrazione = deviazione della luce) in quanto in essi la formazione delle immagini avviene attraverso una deviazione dei raggi luminosi. Accanto ad essi si hanno i *telescopi riflettori*, o *a specchio* (o, più brevemente, riflettori), nei quali l'immagine si forma in seguito a riflessione di raggi luminosi su specchi concavi. I raggi luminosi che provengono da un oggetto posto a distanza infinita vengono riflessi e concentrati da uno specchio parabolico a formare un'immagine reale nel piano focale, come già nei rifrattori. Tutti i dati e le notizie sul potere risolutivo, apertura, oculari, ingrandimenti ecc., si possono trasferire dai rifrattori ai riflettori: solamente, anziché di apertura o distanza focale della lente, occorrerà parlare di apertura o distanza focale dello specchio.

Gli specchi costruiti in vetro sono rivestiti da un leggero strato di alluminio o rodio e spesso anche da uno strato di quarzo. L'immagine che si formerebbe nel fuoco dello specchio dev'essere deviata da questa posizione perché l'osservatore, durante l'esame all'oculare, non intercetti i raggi luminosi. Questo può avvenire nei seguenti modi:

1. **Sistema newtoniano**. Prevede che un piccolo specchio piano, inclinato di 45° rispetto all'asse del telescopio, devii di 90° verso un lato del telescopio stesso i raggi



Telescopi a specchio e cannocchiali

di luce poco prima che vengano concentrati dallo specchio principale nel suo piano focale: l'oculare è quindi collocato verso l'estremità superiore del telescopio; la perdita di luminosità dovuta alla presenza dello specchio piano è al massimo del 7%.

2. **Sistema Cassegrain.** Uno specchio convesso iperbolico posto a breve distanza dal piano focale dello specchio principale riflette i raggi luminosi di nuovo verso lo specchio principale al cui centro è un foro al di là del quale si concentrano i raggi. Attraverso la riflessione si consegue anche un allungamento della lunghezza focale dello specchio principale. L'oculare può, con questo sistema, essere applicato all'estremità inferiore del tubo del telescopio, come in un normale rifrattore. Il cammino dei raggi luminosi nel sistema Cassegrain è « spezzettato ».

3. **Sistema gregoriano.** Lo specchio ausiliario è ellissoidico concavo: il fuoco dello specchio principale coincide con il primo dei fuochi dello specchio ellissoidico, che concentra l'immagine finale nel secondo dei suoi fuochi, al di là dello specchio principale, attraverso un foro praticato nel centro di questo. L'oculare è applicato, come nel Cassegrain, dietro lo specchio principale.

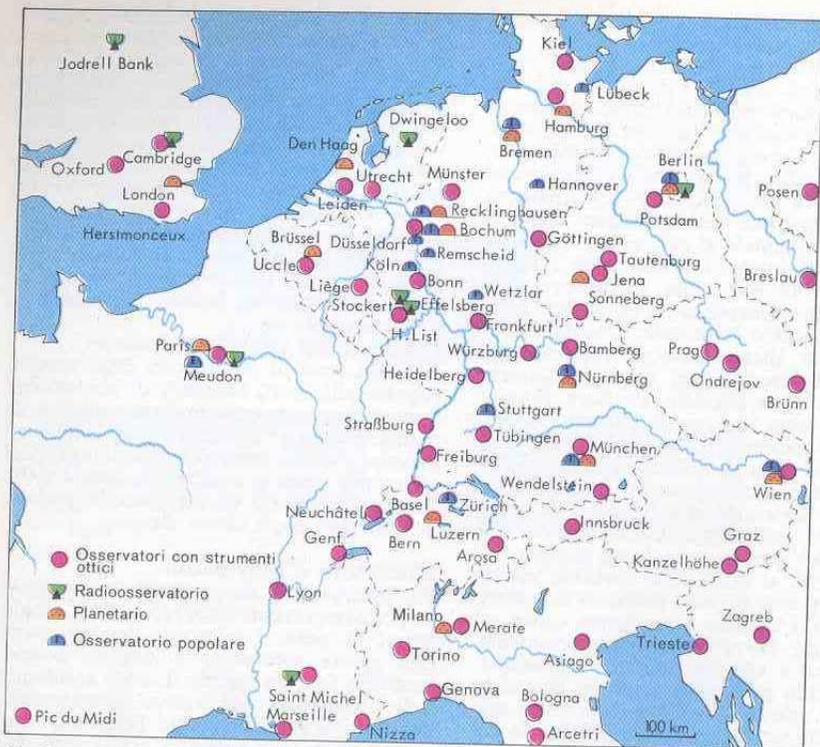
4. **Sistema a specchio obliquo (Brachyt).** Lo specchio principale posto in posizione sghemba riflette i raggi luminosi verso uno specchietto ausiliario (posto all'esterno del tubo del telescopio) che li concentra nel fuoco, in posizione prossima allo specchio principale. Spesso, tra il fuoco e lo specchio ausiliario si trova una lente correttiva.

5. **Sistema Schmidt.** Un normale specchio parabolico possiede il difetto ottico della coma, che consiste in una minore definizione dell'immagine al di fuori dell'asse ottico. La coma ha scarsa importanza nelle osservazioni visuali, compiute quasi esclusivamente sull'asse ottico, ma non è più trascurabile nelle osservazioni fotografiche, che necessitano di immagini stellari puntiformi anche ai bordi del campo visivo. B. SCHMIDT costruì nel 1931 un telescopio riflettore privo della coma: in questo i raggi luminosi passano dapprima attraverso una *lastra correttiva* posta a una distanza dallo specchio principale pari al doppio della sua distanza focale, per andare poi a riflettersi sullo specchio principale, che è sferico. Uno specchio sferico non possiede il difetto della coma, ma possiede quello dell'*aberrazione sferica*, che consiste nel fatto che i raggi luminosi riflessi dai bordi dello specchio hanno un fuoco differente da quelli riflessi dal centro dello stesso specchio: questo difetto è però facilmente eliminabile per mezzo della lastra correttiva. La lastra o la pellicola fotografica sono poste nel fuoco dello specchio; poiché la superficie focale è curva, occorre

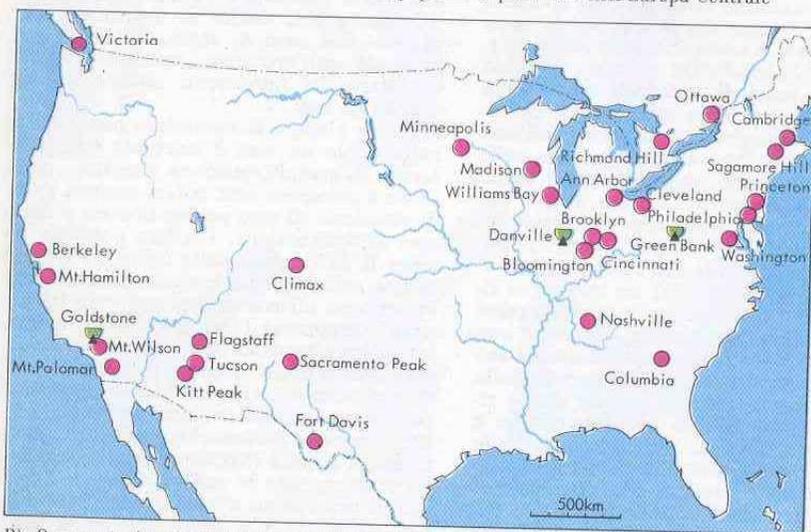
curvare opportunamente le lastre o pellicole fotografiche, ovvero occorre impiegare lenti che appiattiscano il campo. Un altro sistema ottico privo di coma è quello ideato da D. D. MAKUTOW, che prevede l'impiego di un menisco (una lente fortemente « curvata ») in luogo della lastra correttiva del sistema SCHMIDT. Per impieghi speciali, il sistema SUPERSCHMIDT ha un rapporto d'apertura fino a 1:0,3, con campi visivi fino a 50°; apparecchi del genere vengono impiegati per la riproduzione di vaste zone di cielo, per la fotografia di meteore, di aurore polari, di satelliti e sonde spaziali ecc.

Differenze fra riflettori e rifrattori
I minori costi di produzione degli specchi rispetto alle lenti, l'assenza di aberrazioni cromatiche e soprattutto l'impossibilità di montare grossi obiettivi (con diametro maggiore di un metro) sopra il tubo del telescopio senza provocare in questo delle flessioni, spiegano la maggiore diffusione dei riflettori negli ultimi decenni.

Montature e movimenti
Per osservazioni astronomiche e soprattutto per osservazioni fotografiche con lunghi tempi di posa, i telescopi devono avere una solida montatura e devono potersi muovere così da seguire il moto apparente delle stelle da est verso ovest, conseguenza del moto di rotazione della Terra. La *montatura azimutale*, semplice con i suoi due assi, l'uno verticale e l'altro perpendicolare, orizzontale, risulta ai fini citati poco pratica: nel caso di stelle, il cui moto è inclinato sull'orizzonte, occorrerà infatti effettuare dei movimenti attorno ad entrambi gli assi.
Più utile è allora la *montatura parallattica*, nella quale un asse è orientato parallelamente all'asse di rotazione terrestre: quell'asse è chiamato asse polare mentre l'asse di rotazione ad esso perpendicolare è detto asse di declinazione. È allora possibile seguire il movimento delle stelle, in quanto risulta sufficiente far ruotare tutto il sistema attorno all'asse polare con velocità angolare opportuna (15' ogni minuto siderale): questo avviene oggi automaticamente, con l'impiego di orologi meccanici o di motori elettrici, ai quali si sovrappone il continuo controllo dell'osservatore.
Una completa *automazione* nell'impiego di telescopi è stata raggiunta negli ultimi anni, e comprende la realizzazione di determinati programmi d'osservazione. Con metodi fotoelettrici si può adattare la velocità di rotazione del telescopio a differenti condizioni. Negli USA, per esempio, esistono telescopi fotografici che, dietro comando di una centrale, si puntano automaticamente verso la zona di cielo desiderata ed effettuano la ripresa fotografica.



A) Osservatori astronomici, osservatori popolari e planetari nell'Europa Centrale



B) Osservatori astronomici nell'America Settentrionale

senza che sia richiesta presenza di personale nella cupola.

La montatura parallattica ha diverse versioni (v. p. 14 B).

In alcuni tipi di telescopio, mediante specchi o prismi, si può deviare il cammino dei raggi luminosi in modo che l'oculare o la lastra fotografica si trovino sul prolungamento dell'asse polare. Poiché la loro posizione rimane fissa, qualunque sia il movimento del telescopio, si può adottare tale disposizione per applicarvi parti accessorie più pesanti e fisse. A questi tipi appartengono il *riflettore coudé*, il *riflettore Cassegrain-coudé* e il *sistema Springfield*. Viene qui dato un elenco dei più famosi istituti di ricerche astronomiche in Germania, in Europa e nel mondo; per ogni istituto sono indicati gli strumenti principali (R = rifrattore; S = riflettore; RT = radiotelescopio). Per i telescopi SCHMIDT sono indicati i diametri della lastra correttiva e dello specchio (p. es. 34/39 cm).

Germania (RFT e RDT).

Bonn: 36 cm - R, 34/50 cm S (*Höher List*), 25 m - RT (*Stockert* sui monti Eifel); 100 m RT (*Effelsberg*, a SE degli Eifel) del Max-Planck-Inst. für Radioastronomie. **Hamburg:** 80/120 cm - S, 100 cm - S. **Heidelberg:** 72 cm - S, 40 cm - R, 50 cm - S a *Bloemfontein* (Sud Africa); il Max-Planck-Inst. für Astronomie ha anche 1,2 m - S, due 2,2 m - S e 3,5 m - S a Calar Alto (Spagna) e nell'emisfero boreale. **Potsdam:** 80 cm - R, 50/70 cm - S, osservatorio solare; **Tautenburg:** 134/200 cm - S.

Europa e resto del mondo:

Arcetri: osservatorio solare. **Arecibo** (Portorico): 305 m - RT (fisso). **Arosa** (Svizzera): osservatorio solare. **Asiago:** 182 cm - S. **Bjurakan** (Armenia): 100/150 cm - S. **Bloemfontein** (Sud Africa): 152 cm - S. **Bosque Alegre** (Argentina): 154 cm - S. **Cambridge** (Inghilterra): radiointerf. con paraboloide cilindrico 98×12 m e 442×20 m. **Cambridge** (USA): 154 cm - S. **Caracas:** 100/152 cm - S. **Cerro Encantada** (Messico): 300 cm - S. **Cerro Tololo** (Cile): 400 cm - S. **Climax** (USA): osservatorio solare. **Crimea** (URSS): 264 cm e 122 cm - S; osservatorio solare. **Danville** (USA): 183×122 - RT (fisso). **Dwingeloo** (Olanda): 25 m - RT. **Flagstaff** (USA): 175 cm e 155 cm - S. **Fort Davis** (USA): 208 cm e 273 cm - S. **Goldstone** (USA): 63 m e 26 m - RT. **Green Bank** (USA): 91,5 m, 42,7 m e 26 m - RT. **Helwan** (Egitto): 188 cm - S. **Herstmonceux** (Inghilterra): 93 cm e 250 cm - S. **Hyderabad** (India): 122 cm - S. **Jodrell Bank** (Inghilterra): 76,2 m - RT, radiointerf. **Kitt Peak** (USA): 213 cm, 228 cm e 400 cm - S; osservatorio solare. **La Silla** (Cile): 365 cm - S. **Leoncito** (Argen-

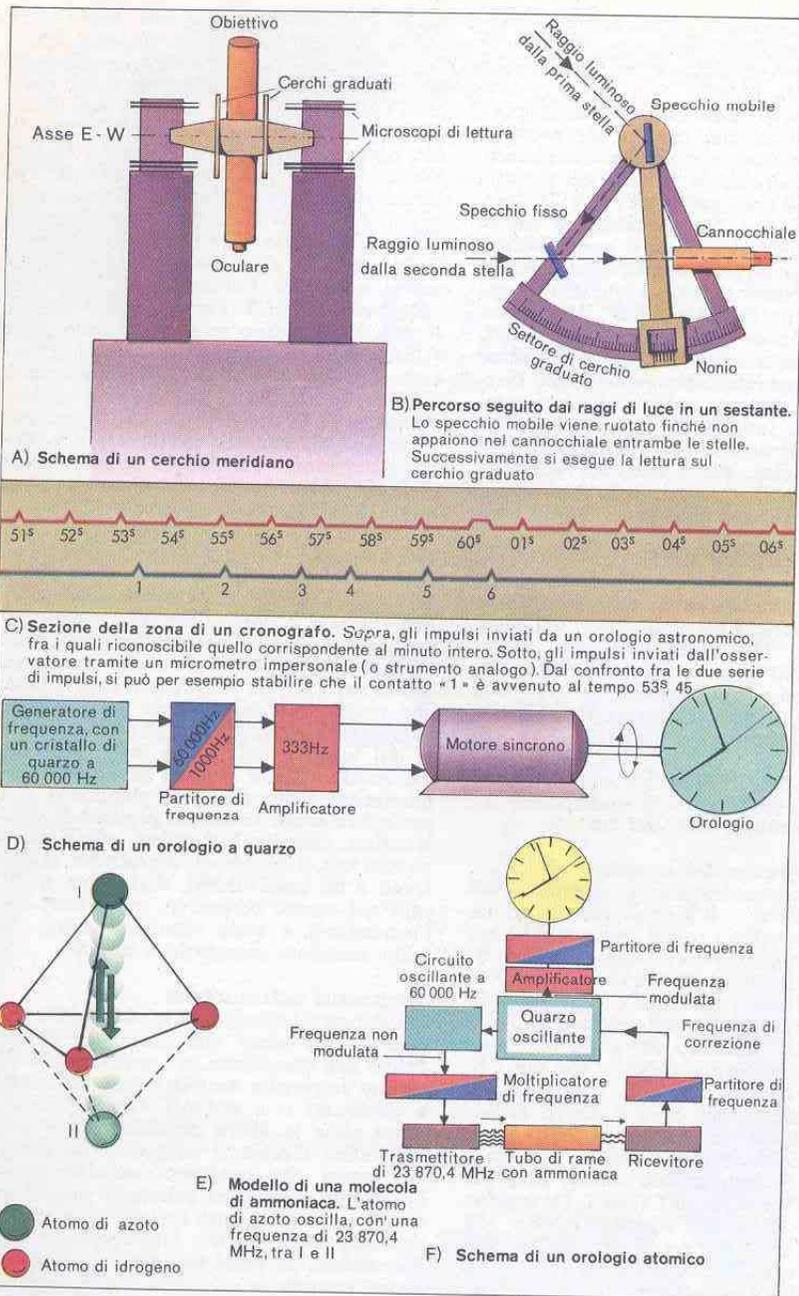
tina): 216 cm - S. **Mauna Kea** (USA): 224 cm - S. **Merate:** 102 cm - S. **Meudon** (Francia): 100 cm - S. **Mt. Chikurin** (Giappone): 188 cm - S. **Mt. Hamilton** (Lick obs., USA): 305 cm - S, 91 cm - R. **Mt. Palomar** (USA): 508 cm - S, 122/183 cm - S. **Mt. Stromlo** (Australia): 188 cm - S. **Mt. Wilson** (USA): 254 cm e 152 cm - S; osservatorio solare. **Ondrejov** (Cecoslovacchia): 200 cm - S. **Parke** (Australia): 64 m - RT. **Pretoria** (Sud Africa): 188 cm - S. **Pic du Midi** (Francia): 105 cm - S; osservatorio solare. **Pulkowo** (URSS): 65 cm - R. **Richmond Hill** (Canada): 188 cm - S. **Roma:** osservatorio solare. **Sagamore Hill** (USA): 45,8 m - RT. **Saint Michel** (Francia): 193 cm e 120 cm - S; radiointerf. **Schemacha** (URSS): 200 cm - S. **Selenicukskaja** (URSS): 610 cm - S. **Stoccolma** (Svezia): 102 cm - S, 65/100 cm - S. **Tokio** (Giappone): osservatorio solare. **Uccle** (Belgio): 84/120 cm - S. **Uppsala** (Svezia): 100/135 cm - S. **Victoria** (Canada): 185 cm e 122 cm - S. **Vienna** (Austria): 150 cm - S. **Williams Bay** (Yerkes obs., USA): 102 cm - R.

Per chi non è particolarmente esperto di astronomia, vi sono **osservatori popolari** e **planetari**. Il planetario è uno strumento ideato nel 1924 da W. BAUERSFELD, a Jena, che proietta su una cupola un'immagine fedele del cielo stellato, indipendentemente dal luogo e dall'istante della proiezione, accelerabile a volontà per mostrare i movimenti delle stelle; il planetario può proiettare anche fenomeni particolari, quali eclissi, meteore, luci polari, effetti astronautici ecc. I planetari, soprattutto se collegati a un osservatorio, si rivelano molto utili nel campo educativo, nei settori dell'astronomia e della ricerca spaziale. In Italia esiste un planetario a Milano.

Strumenti astrometrici

Gli strumenti classici utilizzabili nell'astrometria sono adatti alla misura di angoli. Prima dell'invenzione del cannocchiale venivano impiegate semplici mire, collegate a quadranti o a sestanti. Grande importanza ebbe la **sfera armillare**, già nota nell'antica Grecia, e composta da parecchi cerchi che venivano orientati lungo l'orizzonte, l'equatore celeste, il meridiano ecc.; i cerchi recavano spesso incise le graduazioni degli angoli. Un essenziale miglioramento di precisione nelle misure avvenne quando si accoppiò il telescopio al cerchio graduato.

Il più importante strumento per la misura delle coordinate celesti delle stelle (ascensione retta e declinazione) è il **cerchio meridiano**; il suo cannocchiale è mobile solo nel piano del meridiano: si osserva allora il passaggio in meridiano di una



Strumenti di misura astronomici

stella, della quale si legge l'altezza (sull'orizzonte) su cerchi graduati fissati sull'asse di rotazione del cannocchiale, orientato nella direzione est-ovest. L'altezza sull'orizzonte può facilmente essere trasformata in declinazione conoscendo la latitudine del luogo di osservazione, spesso con una precisione di 0",1. La seconda coordinata della stella viene misurata quando avviene il passaggio in meridiano della stella, quando cioè questa incrocia esattamente un sistema di fili fissato all'interno dell'oculare del cannocchiale: in quell'istante, il tempo siderale è uguale, numericamente, all'ascensione retta della stella. Per esatte determinazioni dell'istante del passaggio in meridiano, viene impiegato un *micrometro impersonale* nel quale un filo mobile segue la stella prima e dopo il passaggio: automaticamente la chiusura di determinati contatti elettrici (solidalmente al moto del filo mobile) viene registrata sulla striscia di carta di un *cronografo* assieme ai regolari impulsi inviati ogni secondo da un orologio a tempo siderale. Con questo metodo si può raggiungere una precisione di 0,01 s se si elimina la cosiddetta *equazione personale*, per la quale la durata di un avvenimento elementare è stimata da un osservatore con un errore non esattamente misurabile.

Si deve inoltre tener conto degli *errori strumentali*, p. es. che gli assi del cannocchiale (asse di rotazione ed asse ottico) non sono perpendicolari tra loro, o che l'asse di rotazione, orizzontale, non giace esattamente nella direzione est-ovest. Gli errori strumentali vanno tenuti sotto controllo costante, tramite sempre nuove opportune osservazioni. Negli ultimi anni l'automazione è entrata in larga misura anche nelle osservazioni meridiane. Metodi fotoelettrici hanno semplificato le osservazioni e aumentato la loro precisione.

Accanto al cerchio meridiano, si usa anche lo *strumento dei passaggi*, impiegato solo per la determinazione dell'istante del passaggio in meridiano, nonché il *cerchio verticale*, pure mobile attorno ad un asse perpendicolare all'asse ottico, così da poter osservare il passaggio delle stelle anche fuori dal meridiano, per esempio nel verticale che passa per lo zenit e i punti ovest e est sull'orizzonte. Gli *strumenti universali* sono piccoli cerchi verticali trasportabili, graduati con precisione sufficiente, impiegati per la determinazione di distanze angolari del piano del meridiano, cioè di azimut.

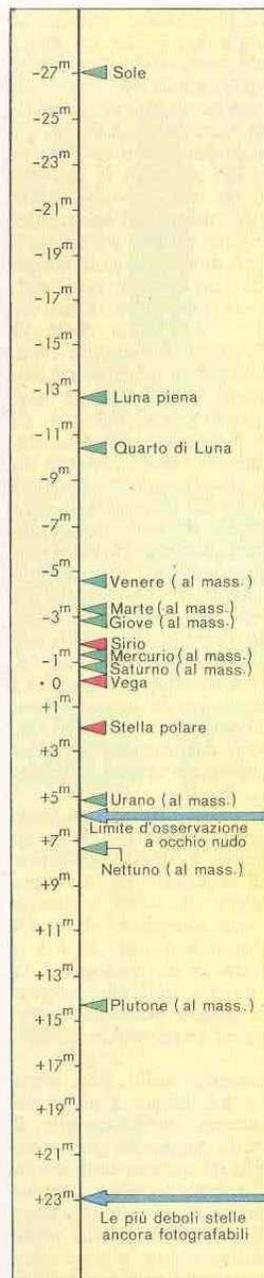
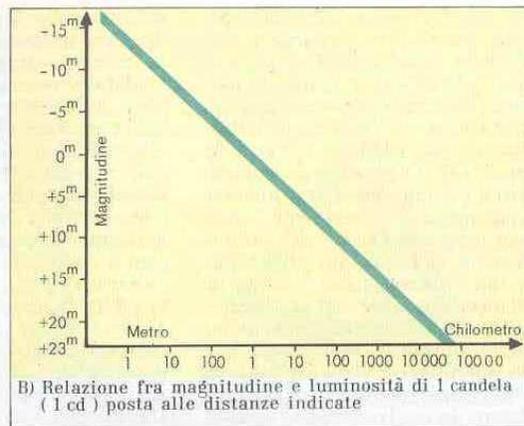
Con i *telescopi zenitali* è possibile misurare in prossimità dello zenit la distanza angolare fra una stella e lo zenit: tali strumenti sono quindi montati verticalmente. Con un *sestante*, impiegato soprattutto per misure nautiche, si può misurare l'altezza

di una stella sopra l'orizzonte, oppure la distanza reciproca tra due stelle. La misura delle coordinate di una stella è possibile anche per mezzo di osservazioni fotografiche: allo scopo vengono impiegati particolari *strumenti di misura di coordinate*.

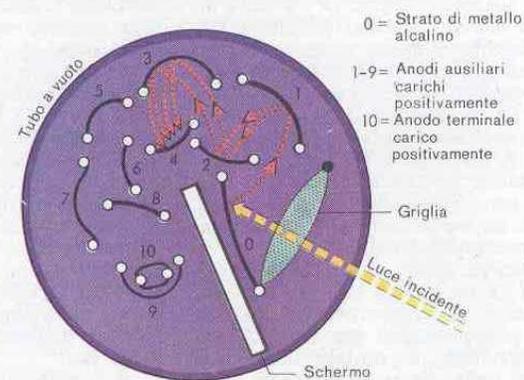
Naturalmente, con un cerchio meridiano o con uno strumento dei passaggi si può determinare l'ascensione retta di una stella conoscendo il tempo siderale all'istante del passaggio in meridiano; si può anche però fare il contrario, cioè determinare il tempo siderale conoscendo l'ascensione retta della stella osservata in meridiano. Osservazioni di quest'ultimo tipo sono dette di *determinazione del tempo* e vengono compiute in alcuni osservatori che effettuano così il *servizio orario* (in Germania, dal Deutsches Hydrographisches Institut di Amburgo). Alcune stazioni radio trasmettono regolari segnali di tempo, spesso su onde corte, p. es. alle frequenze normali di 2,5; 5; 10; 15; 20; 25 MHz [da Roma, Istituto superiore delle Poste e Telecomunicazioni, e da Torino, Istituto elettrotecnico nazionale Galileo Ferraris, su 5 MHz]. Negli osservatori vengono impiegati per la *conservazione del tempo* i tradizionali **orologi a pendolo** astronomici, nei quali il pendolo è fabbricato con materiali (p. es. invar) che subiscono minime variazioni di lunghezza al variare della temperatura. Inoltre vengono conservati in locali o ambienti poco soggetti a variazioni di pressione e di temperatura, a scosse e vibrazioni ecc.

Con il termine *correzione di un orologio* si suole indicare la differenza fra il tempo calcolato teoricamente e quello effettivamente segnato dall'orologio: un orologio che ha una correzione di + 1,2 s ritarda di 1,2 s, viceversa una correzione di - 4,8 s indica che l'orologio è avanti di 4,8 s. La marcia giornaliera di un orologio è la variazione in un giorno della sua correzione. I migliori orologi a pendolo hanno una precisione che può raggiungere $\pm 0,01$ s al mese.

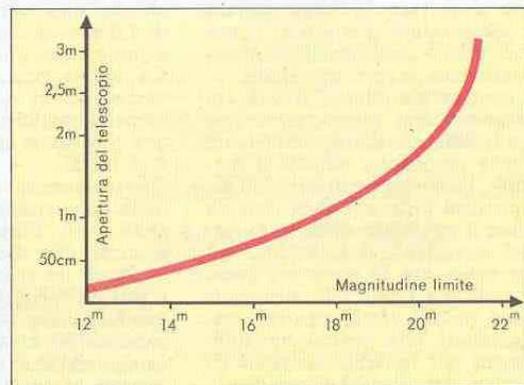
Un sostanziale aumento nella precisione della conservazione del tempo si ebbe nel 1933, con l'invenzione dell'**orologio a quarzo**, che sfrutta le proprietà piezoelettriche di un cristallo di quarzo tagliato in forma opportuna: questo significa che un cristallo viene posto in uno stato di vibrazioni di 60 kHz quando è soggetto a un campo elettrico oscillante con la stessa frequenza, che è la frequenza propria del cristallo. Le vibrazioni a 60 kHz vengono trasformate in un partitore di frequenza in vibrazioni, p. es. a 333 Hz, con cui è possibile mettere in moto i meccanismi di un orologio. La deriva annua di un orologio a quarzo è di circa 0,03 s, ed è originata essenzialmente da processi di invecchia-

A) La scala delle magnitudini astronomiche m 

B) Relazione fra magnitudine e luminosità di 1 candela (1 cd) posta alle distanze indicate



C) Principio di un fotomoltiplicatore



D) Magnitudini limite osservabili fotoelettricamente con telescopi di differenti aperture.

mento del cristallo oscillante. I moderni orologi atomici sfruttano le naturali oscillazioni di atomi o molecole per correggere la marcia di un orologio a quarzo: una molecola di ammoniaca eccitata ha una frequenza propria di oscillazione di 23870,4 MHz, mentre la frequenza propria dell'atomo di cesio è di 9,192 MHz. I migliori orologi atomici hanno una deriva annua di 0,002 millisecondi all'anno. Nel caso dell'orologio « all'ammoniaca » la frequenza naturale del quarzo viene moltiplicata in modo da raggiungere esattamente la frequenza propria della molecola d'ammoniaca, poiché solo in questo caso l'ammoniaca assorbe completamente le vibrazioni; in caso contrario resterà disponibile una vibrazione residua che sarà impiegata per correggere la marcia dell'orologio a quarzo.

Misure di luminosità (fotometria)

Le scale tuttora impiegate in astronomia per la misura della luminosità delle stelle si possono essenzialmente far risalire a IPPARCO; egli divise tutte le stelle in sei classi di grandezza, che oggi vengono indicate con $1^m, 2^m, \dots, 6^m$, dove m significa magnitudine (dal latino, grandezza). Va però notato che questi numeri non hanno nulla a che fare con le effettive dimensioni delle stelle. IPPARCO riunì nella 1^a grandezza tutte le stelle più luminose, nella 6^a quelle appena visibili ad occhio nudo; più tardi la scala fu estesa anche a stelle telescopiche, invisibili ad occhio nudo, sotto la 6^a magnitudine: $7^m, 8^m$ ecc. Con i più potenti strumenti e con tempi di esposizione sufficientemente lunghi si possono fotografare stelle fino a 23^m (v. p. 11). Analogamente, la scala fu ampliata anche dal lato delle stelle più luminose, dei pianeti e del Sole e della Luna: $0^m, -1^m, -2^m$ ecc.: la luminosità visuale del Sole è di $-26^m,86$. Per misure esatte, le scale di magnitudine sono suddivise in frazioni decimali. L'occhio umano può rilevare differenze di magnitudine anche fino a $0^m,1$. Nel XIX secolo fu definita esattamente la differenza fra due classi contigue di luminosità, che è di $10^{0,4} = 2,512$: una stella di 1^m è di 2,512 volte più luminosa di una stella di 2^m ; una differenza di 5^m è pari a una differenza di luminosità di $1:10^{0,4 \cdot 5} = 1:100$. In tal modo fra il Sole e le stelle più deboli c'è una differenza di circa 50^m , pari a un rapporto di luminosità di $1:10^{20}$. Se due stelle hanno magnitudini m_1 e m_2 , il rapporto fra le rispettive luminosità I_1 e I_2 è dato da:

$$\log \frac{I_1}{I_2} = -0,4 (m_1 - m_2).$$

La Stella Polare era il punto di riferimento della scala di luminosità, con la sua magnitudine di $2^m,12$. Poiché più tardi si

scoprese che la Stella Polare ha una leggera variabilità nella sua magnitudine e poiché d'altra parte anche in altri intervalli di luminosità occorre sufficienti punti di riferimento, nel 1922 si definì la *International Polar Sequence, IPS* (come miglioramento della precedente Harvard Polar Sequence) che si estende a stelle attorno al polo celeste nord con magnitudini fino alla 17^m , misurata quindi con la massima precisione possibile.

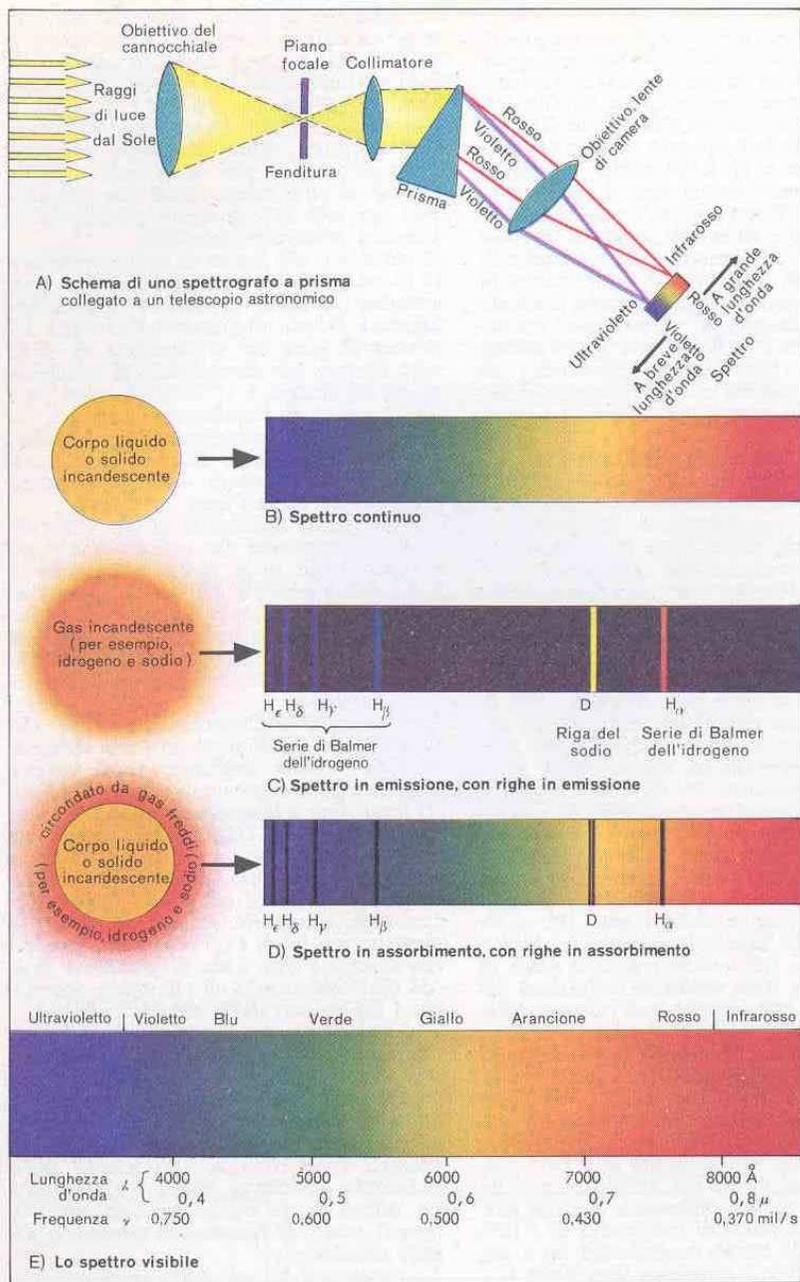
Si consideri, allo scopo di collegare le unità in uso nell'astronomia con quelle corrispondenti in fisica, la candela: questa, abbreviata in cd, rappresenta l'intensità luminosa di $1/60 \text{ cm}^2$ di superficie di corpo nero portato alla temperatura di solidificazione del platino, a 1769°C (il corpo nero ha un potere di assorbimento pari a 1, assorbe cioè tutte le radiazioni che lo colpiscono). 1 cd a 1 m di distanza ha la luminosità di un oggetto di $-13^m,94$, qualcosa di più della Luna Piena ($-12^m,55$).

Il valore della luminosità di una stella dipende strettamente dal metodo impiegato per la misura: p. es. le lastre fotografiche sono meno sensibili dell'occhio umano al rosso e quindi le magnitudini fotografiche m_{pg} di stelle rosse sono inferiori alle magnitudini visuali m_{vis} ; il contrario succede per il blu. La differenza $m_{pg} - m_{vis}$ è detta *indice di colore*.

Intorno al 1900 divennero disponibili dei *fotometri* nei quali si trovava una sorgente di luce (« stella artificiale ») che veniva opportunamente attenuata per mezzo di filtri tarati fino a diventare luminosa quanto la stella in esame. Oggi si preferiscono metodi fotografici: con un microfotometro si misura in laboratorio l'annerimento prodotto da una stella su una lastra fotografica. Inoltre è necessario definire la curva di annerimento (v. p. 11) della lastra facendo riferimento a una scala di grandezze note (da ciò l'opportunità di effettuare osservazioni preliminari della sequenza polare).

I più moderni metodi di misura della luminosità fanno capo a *fotometri fotoelettrici*. Se un fascio di luce colpisce uno strato sottile di un metallo alcalino (sodio, potassio, rubidio, cesio), questo emette degli elettroni - caricati negativamente - in numero proporzionale all'intensità della radiazione incidente; questi ultimi vengono attirati da un anodo, caricato positivamente, posto di fronte allo strato di metallo alcalino.

La luminosità di una stella viene così misurata sotto forma di corrente elettrica; poiché la corrente di elettroni emessa da un metallo alcalino irradiato da una stella è in genere molto piccola, si deve ricorrere a un *fotomoltiplicatore* (moltiplicatore di elettroni secondari): gli elettroni emessi dallo strato alcalino vengono accelerati in



un campo elettrico e convogliati a colpire un secondo strato metallico dal quale vengono riemessi in numero molto maggiore. Questo processo viene ripetuto più volte per mezzo di numerosi anodi secondari, cosicché la corrente elettronica è amplificata anche milioni di volte e quindi misurata. Con questo procedimento si può misurare la luminosità di una stella, anche debòle, con la precisione di $\pm 0,01$, limite imposto dalla turbolenza atmosferica e dalla conseguente scintillazione dell'immagine stellare, piú che dall'imperfezione delle tecniche strumentali.

Alla fotometria spetta anche il compito di misurare la ripartizione dell'intensità luminosa in uno spettro (*spettrofotometria*). In alcuni metodi si utilizza un *microfotometro registratore*, nel quale le riprese fotografiche dello spettro scorrendo automaticamente intercettano il raggio di luce di un fotometro: l'intensità luminosa da questo indicata viene riportata graficamente su un rullo di carta in funzione della lunghezza d'onda. Il procedimento è però complicato e viene impiegato solo per le migliori riprese fotografiche, cosicché spesso ci si deve accontentare di dati ottenuti con opportuni filtri, che delimitano particolari intervalli spettrali, o di colore. Il lavoro termina con il confronto dei dati di luminosità ottenuti in differenti intervalli spettrali (*fotometria a piú colori*): il sistema piú usato è quello *UBV* (U = ultravioletto, B = blu, V = visuale, o anche giallo).

L'analisi spettrale nell'astronomia

Se si fa passare un raggio di luce attraverso una fenditura e successivamente attraverso un prisma, se ne ottiene la scomposizione nei colori semplici, cioè in uno *spettro*; all'uscita dello strumento, che è composto anche da un collimatore e da un obiettivo, il raggio di luce può venir proiettato su uno schermo o inviato su una lastra fotografica. La luce è composta da differenti intervalli di lunghezze d'onda: l'intervallo al quale è sensibile anche l'occhio umano va da circa 4000 \AA (1 \AA = 10^{-8} cm) nel violetto fino a circa 8000 \AA nel rosso, passando per il blu, il verde, il giallo e l'arancione. La frequenza ν della radiazione è legata alla lunghezza d'onda λ dalla relazione

$$\lambda = \frac{c}{\nu}$$

dove c è il valore della velocità della luce, pari a 300 000 km/s.

Con *spettroscopio* si suole indicare uno strumento mediante il quale è possibile osservare visualmente lo spettro di una stella, mentre *spettrografo* è l'apparecchiatura che permette la registrazione fotografica dello spettro stesso.

Nella spettrografia possono essere impiegati anche dei *reticoli*: si tratta di lastre di vetro sulle quali sono state tracciate parecchie centinaia di solchi per mm, tutti paralleli fra loro. Mentre in uno spettrografo a prisma lo spettro viene prodotto dalla rifrazione del raggio luminoso all'interno del prisma, con i reticoli il fenomeno della diffrazione dipende dalla lunghezza d'onda; in astronomia, gli spettrografi a reticolo trovano applicazione solo nell'osservazione degli oggetti piú luminosi, in particolare del Sole.

Tutti gli strumenti finora descritti vengono applicati a un'estremità di un cannocchiale, quella dove l'obiettivo o lo specchio concentrano la luce (anzi la fenditura va applicata esattamente nel piano focale dell'obiettivo o dello specchio); è però possibile applicare un prisma anche davanti all'obiettivo (*prisma-obiettivo*): si ottiene così, di una certa zona di cielo, una riproduzione nella quale, invece delle immagini stellari, compaiono i corrispondenti spettri, sotto forma di brevi tratti tutti paralleli fra loro, piú che sufficienti ai fini di classificazioni, statistiche ecc.

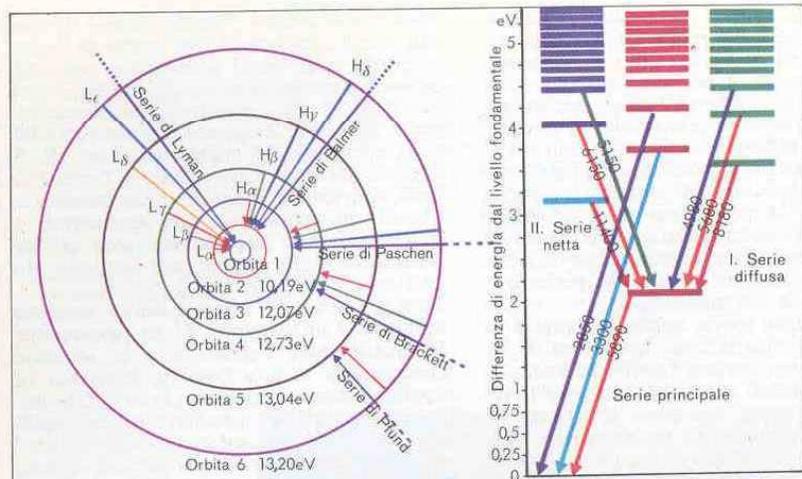
Per misure e studi piú particolareggiati questi dispositivi non sono piú utilizzabili. Sono allora da tener presenti i seguenti parametri:

1. Alta *dispersione*, cioè la possibilità di ottenere uno spettro allargato: viene espressa in $\text{\AA}/\text{mm}$, cioè indicando quanti \AA ngström sono compresi in 1 mm di lunghezza dello spettro, alle varie lunghezze d'onda.
2. Grande *potere risolutivo*, cioè il poter distinguere come separate due righe spettrali vicine. La dispersione e il potere risolutivo sono definiti analogamente, ma non identicamente, all'ingrandimento e al potere risolutivo di un cannocchiale per osservazioni visuali (v. p. 11). Se alla lunghezza d'onda λ possono essere ancora distinte separatamente due righe spettrali che hanno tra loro una differenza di lunghezza $\Delta \lambda$, allora il potere risolutivo è definito dal rapporto

$$\frac{\lambda}{\Delta \lambda}$$

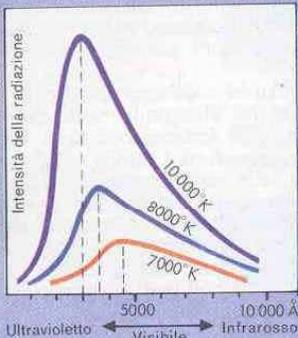
A causa della bassa intensità apparente della luce stellare, dispersione e potere risolutivo sono da definire come valore limite: la massima dispersione raggiungibile è dell'ordine di 1 $\text{\AA}/\text{mm}$, mentre il potere risolutivo può essere, a 5000 \AA , dell'ordine di 0,01 \AA , o anche meno.

Gli spettri del Sole e delle stelle presentano sul fondo *continuo* delle righe scure (raramente anche delle righe piú chiare del continuo). Le righe oscure piú marcate furono scoperte per la prima volta da W. H. WOLLASTON nel 1802, nello spettro del Sole; nel 1814, J. FRAUNHOFER le indicò

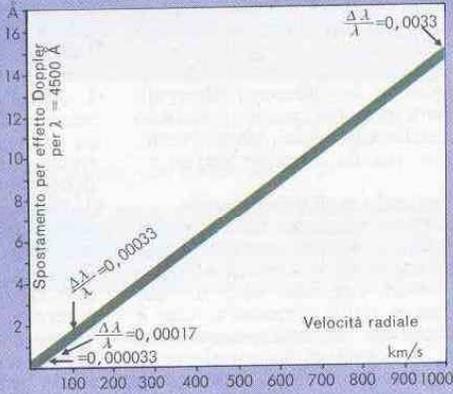


A) Serie spettrale dell'idrogeno; i livelli energetici delle varie orbite sono riferiti all'orbita 1

B) Rappresentazione semplificata dei termini spettrali del sodio, con indicazione della lunghezza d'onda in Å delle varie righe spettrali



C) Rappresentazione grafica della legge di Planck sull'irraggiamento e della legge di Wien dello spostamento



D) Valore dello spostamento Doppler alle diverse velocità radiali



E) L'effetto Doppler

L'analisi spettrale e l'effetto Doppler

con le lettere latine tuttora in uso. La loro interpretazione fu possibile nel 1859, quando R. W. BUNSEN e G. R. KIRCHHOFF stabilirono, in seguito alle loro ricerche di laboratorio, le basi dell'analisi spettrale:

1. Un corpo incandescente, solido o liquido, o gas ad alta pressione e alta temperatura, presenta uno *spettro continuo* senza righe.
2. I gas luminosi, a bassa pressione e bassa temperatura, presentano alcune luminose *righe in emissione*; ogni elemento chimico presenta righe in emissione che gli sono caratteristiche, cosicché dallo spettro in emissione dei gas è possibile dedurre la loro composizione chimica.
3. Se attraverso un gas si fa passare la luce emessa da un corpo che presenta uno spettro continuo, si otterrà uno spettro sul cui continuo appaiono delle righe oscure (*righe di assorbimento*, o *righe di Fraunhofer*) esattamente a quelle stesse lunghezze d'onda alle quali il gas, alle opportune condizioni di eccitazione, presenterebbe delle righe in emissione. Questo vale anche per le stelle e il Sole, in cui i raggi di luce provenienti dalle zone più interne devono attraversare gli strati più esterni e più freddi: in alcuni di questi (*strato di inversione*) si formano le righe di Fraunhofer.

Tutto ciò risulterà più comprensibile quando saranno chiariti i meccanismi di emissione e di assorbimento della luce nel modello dell'atomo più semplice, quello dell'idrogeno, nel quale un elettrone, che possiede una carica unitaria negativa, ruota attorno al nucleo, composto da un protone carico positivamente. Gli elettroni sono innumerevoli, ma possono percorrere solo certe orbite in corrispondenza a determinati livelli energetici. L'orbita 1 più interna (*livello fondamentale*) è la più povera d'energia: un elettrone che dovesse raggiungere un'orbita più esterna, dovrebbe essere stimolato dall'esterno a compiere il salto, cioè dovrebbe ricevere energia dall'esterno: per il salto, per esempio, dall'orbita 1 all'orbita 2, sarebbe necessaria una quantità d'energia di 10,19 eV (volt-elettrone: 1 eV è l'energia che un elettrone acquisisce quando è sottoposto a un campo elettrico con una differenza di potenziale di 1 Volt). Per un salto dall'orbita 1 all'orbita 3 sono necessari 12,07 eV; con 13,595 eV (o più) l'elettrone si stacca dal resto dell'atomo (*ionizzazione*).

Inversamente, il salto di un elettrone verso un'orbita più interna rende disponibile una certa quantità di energia sotto forma di radiazione di una determinata lunghezza d'onda, dando origine alla formazione di una riga in emissione. Lunghezza d'onda λ ed energia E liberata sono legate dalla relazione

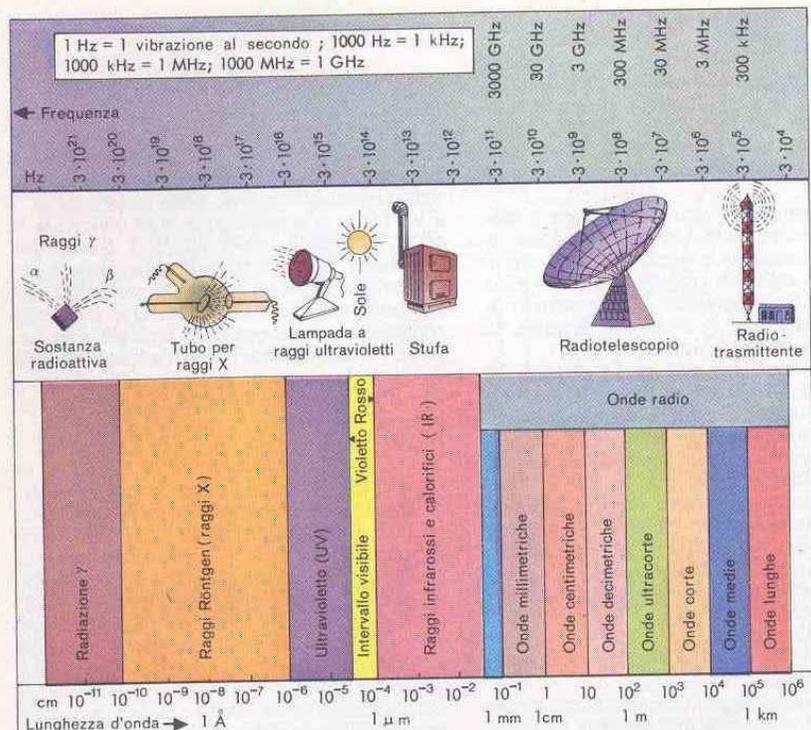
$$E = \frac{h \cdot c}{\lambda}, \text{ ovvero } \lambda = \frac{h \cdot c}{E}$$

nella quale h è la cosiddetta costante di Planck, o quanto d'azione, $h = 6,6 \cdot 10^{-34}$ Watt · s². Il salto dall'orbita 2 alla 1 rende disponibile 10,19 eV, che corrispondono a una lunghezza d'onda di 1216 Å, invisibile nell'ultravioletto. Un salto dall'orbita 3 alla 1 dà origine a una riga spettrale a 1026 Å, dalla 4 alla 1 a 973 Å e così via. L'insieme di tutti i salti che terminano sull'orbita 1, dà luogo a una serie di righe spettrali, dette *serie di Lyman*, le prime righe della quale vengono indicate con L_α, L_β, L_γ. Analogamente nel dominio visibile si trova la *serie di Balmer* dell'idrogeno, le cui righe sono originate da salti che terminano sull'orbita 2: quella a 6563 Å, o H_α, è originata da un salto dall'orbita 3 alla 2, la H_β (4861 Å) dalla 4 alla 2, la H_γ (4340 Å) dalla 5 alla 2 ecc. La *serie di Paschen* si trova nell'infrarosso ed è la serie di righe originata da salti che terminano nell'orbita 3. I salti della *serie di Brackett* terminano sull'orbita 4, quelli della *serie di Pfund* sull'orbita 5.

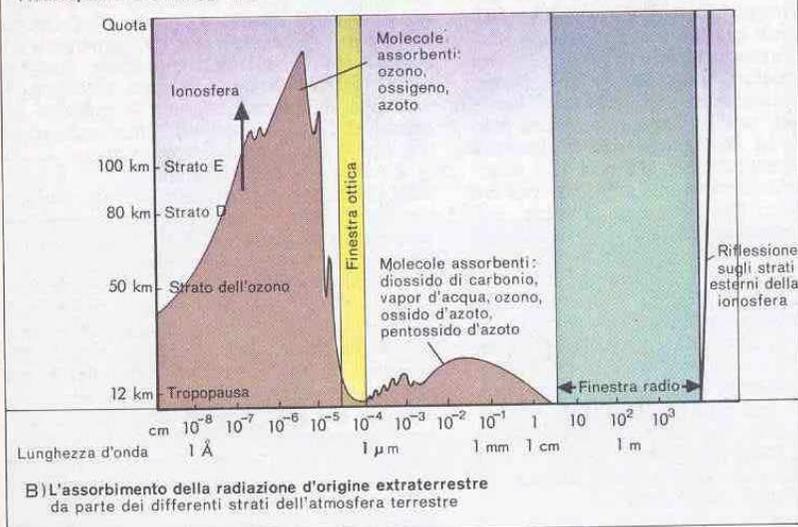
Lo spettro continuo è prodotto da innumerevoli salti di elettroni liberi, che cioè si muovono tra un nucleo e l'altro, verso qualcuna delle orbite libere possibili: la lunghezza d'onda della radiazione così emessa dipende dalla differenza delle energie in gioco, quella posseduta dall'elettrone prima di legarsi e quella del livello energetico (o orbita) a cui l'elettrone va a legarsi; poiché gli elettroni liberi possono avere energie molto differenti, mediante il processo descritto vengono a rendersi disponibili le più disparate lunghezze d'onda, che si fondono nel « continuo » di cui si è parlato precedentemente.

Nell'interno di una stella sono liberi molti elettroni, in quanto pressione e temperatura raggiungono livelli veramente elevati: naturalmente non vi esistono solo atomi di idrogeno, ma anche atomi più pesanti e più complicati; il principio è tuttavia sempre lo stesso. Negli strati più esterni e più freddi di una stella gli atomi, per esempio di idrogeno, assorbono dal continuo esattamente la quantità di energia necessaria per far compiere ai rispettivi elettroni determinati salti, per esempio dalla riga 2 alla riga 3: in questo modo si forma sullo spettro la *riga in assorbimento* a 6563 Å.

Per evitare, in una rappresentazione schematica del fenomeno, di dover ricorrere a forme circolari per indicare le orbite elettroniche, è opportuno rappresentare queste, attraverso i corrispondenti livelli energetici, per mezzo di linee orizzontali in uno schema chiamato *diagramma dei termini spettrali*.



A) Lo spettro elettromagnetico



B) L'assorbimento della radiazione d'origine extraterrestre da parte dei differenti strati dell'atmosfera terrestre

Lo spettro elettromagnetico e la radiazione cosmica

Con l'identificazione delle righe in assorbimento in uno spettro stellare, è possibile effettuare un'analisi chimica qualitativa dell'atmosfera della stella. Più difficile si presenta un'analisi quantitativa, che permetta di determinare la percentuale dei diversi elementi atomici presenti. L'intensità di una riga in assorbimento non dipende solamente dal numero di atomi che la producono, ma anche da altri parametri, quali la temperatura, la pressione ecc., e poiché i valori di questi non sono disponibili con sufficiente precisione, le analisi quantitative risultano affette da un certo errore (perciò sono effettuate raramente). Fondamentalmente, le temperature superficiali delle stelle si possono rilevare contemporaneamente allo spettro relativo: vale la legge di Wien o dello spostamento, secondo cui il massimo di intensità dello spettro continuo dipende dalla temperatura secondo la formula:

$$T = \frac{3 \cdot 10^7}{\lambda_{\max}}$$

dove λ_{\max} è la lunghezza d'onda del massimo di intensità, espressa in Å; questa legge prende il nome dal fisico WILHELM WIEN (1864-1928).

La legge di Planck (da MAX PLANCK, 1858-1947) dell'irraggiamento definisce le variazioni di intensità nei diversi punti dello spettro al variare della temperatura; tutte le leggi ricordate valgono esattamente per il cosiddetto corpo nero (coefficiente di assorbimento = 1), ma valgono, in prima approssimazione, anche per le stelle.

Nell'astrofisica, la temperatura ha definizioni molto differenti fra loro. La temperatura effettiva T_e è definita dall'irraggiamento globale superficiale della stella, cioè su tutte le lunghezze d'onda, per unità di superficie e per secondo e può essere stimata, conoscendo le dimensioni della stella, attraverso la legge di Stefan-Boltzmann

$$T_e^4 = \frac{L}{\sigma \pi D^2}$$

nella quale L è la luminosità, D è il diametro della stella, $\pi = 3,14$ e σ è la costante di Stefan-Boltzmann, $\sigma = 5,67 \cdot 10^{-12}$ Watt · cm⁻² · grado⁻⁴.

La temperatura di radiazione è la temperatura alla quale dovrebbe trovarsi un corpo nero che irraggi quanto la stella, per unità di superficie e per secondo, in un determinato intervallo spettrale, mentre la temperatura di corpo nero si riferisce a una ben determinata lunghezza d'onda. Per definire la temperatura dal colore di una stella, se ne deve osservare la distribuzione dell'intensità di irraggiamento alle diverse lunghezze d'onda e farne un confronto qualitativo con le curve di Planck per il corpo nero. Anche questa si riferi-

sce a un determinato intervallo di lunghezze d'onda.

L'analisi spettrale permette anche di ottenere informazioni circa il moto di una stella lungo la direzione che va dalla Terra alla stella, cioè di conoscerne la velocità radiale, in base all'effetto Doppler (dal fisico austriaco CHRISTIAN DOPPLER, 1803-1853): una sorgente di luce che si avvicini all'osservatore, ha il suo spettro spostato verso il violetto, mentre lo spostamento è verso il rosso nel caso di un allontanamento. Gli spostamenti per effetto Doppler sono più evidenti sulle righe spettrali; conoscendo lo spostamento è possibile anche conoscere la velocità radiale v_r in km/s, data dalla formula:

$$v_r = \frac{\Delta \lambda}{\lambda} c$$

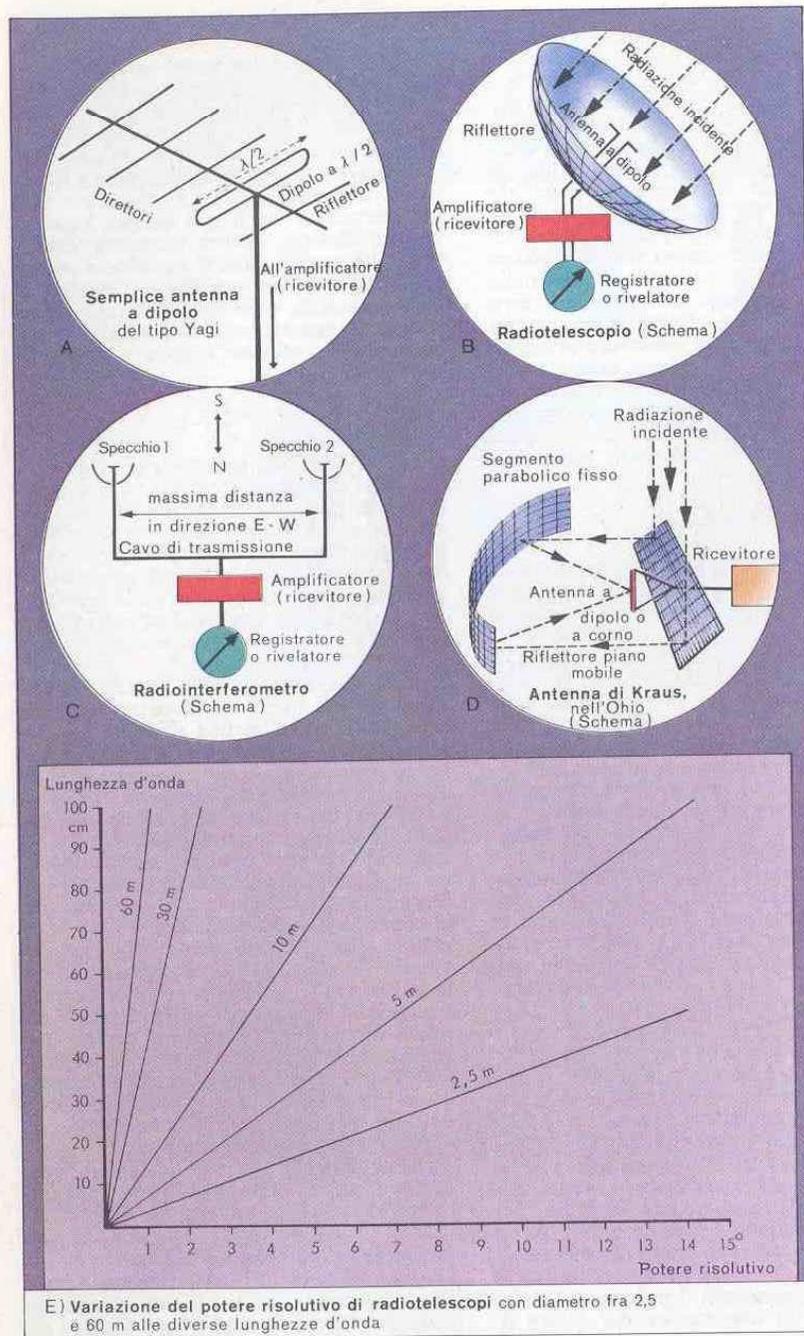
dove $\Delta \lambda$ è lo spostamento della riga spettrale con lunghezza d'onda λ , c è la velocità della luce. Questa formula vale per velocità molto minori della velocità della luce; per velocità prossime a quella della luce, la teoria della relatività prevede che venga impiegata una formula più generale. Viene considerata positiva, nei calcoli, una velocità di allontanamento e negativa una velocità di avvicinamento.

Nell'astrofisica è importante anche l'effetto Zeeman (dal fisico olandese PIETER ZEEMAN, 1865-1943): se una sorgente luminosa si trova in un campo magnetico, le sue righe spettrali vengono a suddividersi in due o più componenti. Dall'entità della separazione delle righe è possibile dedurre l'intensità del campo magnetico. Se i raggi luminosi vengono emessi perpendicolarmente al campo magnetico, si osserverà la formazione di un tripletto, ovverossia una scissione della riga originaria in tre componenti, una nella posizione della riga originaria, le altre due in posizione simmetrica rispetto alla prima (effetto Zeeman trasversale). Se i raggi luminosi sono paralleli alle linee di forza del campo magnetico, si verifica la scissione in un doppietto, cioè in due righe. Il caso illustrato è uno dei più semplici: in realtà possono avvenire scissioni in più componenti, secondo leggi alquanto complesse.

L'effetto Zeeman ha l'equivalente, per i campi elettrici, nell'effetto Stark (dal fisico tedesco JOHANNES STARK, 1874-1957).

Lo spettro elettromagnetico.

La luce visibile all'occhio umano non è che una piccola parte di una gigantesca scala di vibrazioni elettromagnetiche o radiazioni ondulatorie. In questo contesto si prescindere dal prendere in esame la natura corpuscolare della radiazione ondulatoria (dualismo onda-corpuscolo) dimostrata dagli esperimenti.



E) Variazione del potere risolutivo di radiotelescopi con diametro fra 2,5 e 60 m alle diverse lunghezze d'onda.

La trasparenza dell'atmosfera

L'atmosfera terrestre è solo parzialmente trasparente, fattore molto importante per quanto riguarda la formazione e lo sviluppo della vita sulla Terra: i raggi röntgen e quelli ultravioletti (UV) vengono, per esempio, già completamente assorbiti negli strati più alti dell'atmosfera. Esistono, in tutto, solo due « finestre »: la « finestra ottica » da 4000 a 8000 Å circa (con una trasparenza parziale nell'infrarosso) e una « finestra radio » da 1 mm a 18 m. Le radiazioni cosmiche a lunghezza d'onda maggiore vengono riflesse verso il cosmo dagli strati ionosferici fra 80 e 250 km di quota sui quali vengono riflessi verso Terra, a distanze anche molto grandi, i segnali radio dalle stazioni radio al suolo.

La ricezione delle onde radio dallo spazio avviene fondamentalmente allo stesso modo che la ricezione delle radioonde trasmesse da una stazione radio terrestre, attraverso cioè antenne, amplificatori, modulatori, altoparlanti o registratori; nella radioastronomia la radiazione viene preferibilmente registrata graficamente. Le antenne più semplici sono quelle a dipolo, già impiegate per la ricezione di onde ultracorte e di programmi televisivi. Le condizioni migliori di ricezione si verificano quando l'anello e le aste del dipolo hanno una lunghezza pari esattamente alla metà della lunghezza d'onda del segnale da ricevere e quando i dipoli a $\frac{1}{2} \lambda$ sono orientati perpendicolarmente rispetto alla direzione del segnale.

Un dipolo ha anche la proprietà di migliorare la propria resa se gli si pongono davanti delle aste, i cosiddetti direttori, e nella parte posteriore, il riflettore; si possono unire tra loro più antenne a dipolo (dette anche antenne Yagi), ottenendo così risultati migliori.

I più grandi radiotelescopi attuali sono per la maggior parte dei paraboloidi, che, come uno specchio ottico, raccolgono tutta la radiazione in un punto focale, da dove un dipolo o un'antenna a corno la convergono verso l'amplificatore. La superficie del paraboloide è costruita con una tolleranza di $\frac{1}{10}$ della lunghezza d'onda della radiazione raccolta: i paraboloidi dei radiotelescopi destinati ad osservazioni su grandi lunghezze d'onda sono quindi spesso costruiti con una rete metallica, le cui maglie hanno dimensione $\frac{1}{10} \lambda$.

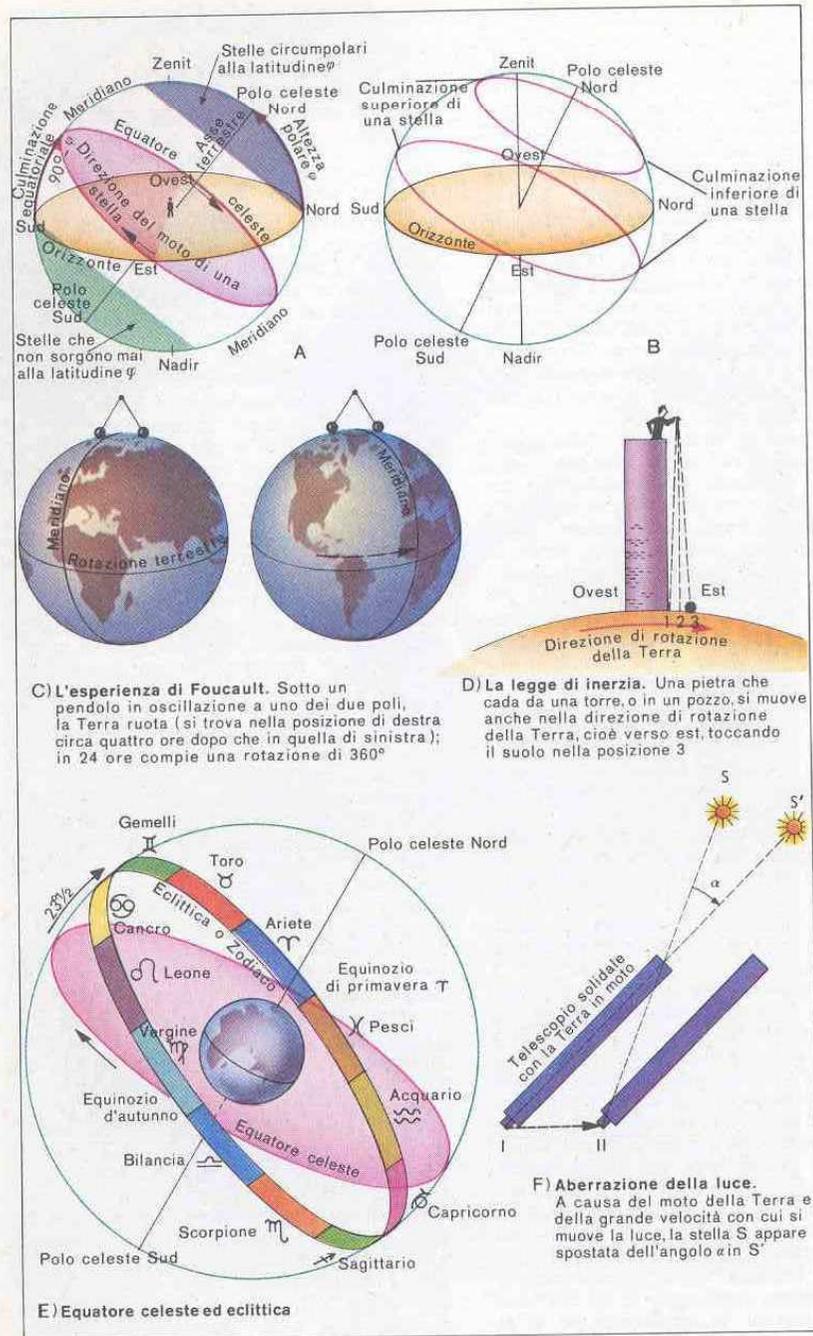
Rispetto ai telescopi ottici, i radiotelescopi hanno il grosso svantaggio di un inferiore potere risolutivo: la localizzazione di radiosorgenti cosmiche rispetto a possibili oggetti otticamente identificabili è quindi spesso molto difficile, se non addirittura critica, a grandi lunghezze d'onda: uno specchio del diametro di 5 m ha un potere

risolutivo, nel dominio ottico, di $0'',023$, mentre un radiotelescopio di 5 m, che lavori alla lunghezza d'onda di 1 m ha un potere risolutivo di $13^{\circ},8!$ Il potere risolutivo di un radiotelescopio è dato dalla formula

$$A = \frac{\lambda}{D} \cdot 70^{\circ}$$

nella quale sia la lunghezza d'onda λ che il diametro D del radiotelescopio sono espressi in metri: diventa così comprensibile la corsa a sempre più grandi radiotelescopi, spesso a costo della loro mobilità. Lo specchio da 300 m di Puerto Rico è, per esempio, costruito orizzontalmente in una concavità naturale del terreno, cosicché si potrebbe esplorare il cielo solo in direzione dello zenit, se non fosse per la sua forma sferica e per la possibilità di muovere il ricettore intorno al fuoco, che danno la possibilità di esplorare per 26° attorno allo zenit. Occasionalmente, si costruiscono dei radiotelescopi mobili solo nel piano del meridiano, cosicché gli oggetti cosmici da studiare possono essere osservati solo durante il loro passaggio al meridiano ogni 24 ore (da cui il nome di *strumenti dei passaggi*). In altri casi, il radiotelescopio è costituito da un grosso segmento di paraboloide, fisso nella direzione nord-sud, sul quale uno specchio piano opportunamente orientato riflette le radioonde emesse dalle radiosorgenti che in quel momento transitano in meridiano: il segmento parabolico concentra poi le onde sul fuoco (*antenna di Kraus*, nell'Ohio).

L'impiego dei radiointerferometri ha permesso di ottenere un sensibile aumento del potere risolutivo: in essi vengono impiegati due o più radiotelescopi posti alla maggior distanza possibile l'uno dall'altro, per esempio lungo la direttrice est-ovest. Entrambi gli strumenti sono collegati a un unico strumento ricevitore. Quando si osserva il passaggio in meridiano di una radiosorgente, il fenomeno dell'interferenza delle onde che giungono sui radiotelescopi provoca sul ricevitore indebolimenti e rafforzamenti del segnale, dai quali è possibile risalire alla posizione della radiosorgente con altissima precisione, superiore a quella ottenibile con un solo radiotelescopio. Solo con l'aiuto degli interferometri è stato negli ultimi tempi possibile determinare la posizione di alcune quasar (v. p. 195) con tale precisione da permettere l'identificazione delle quasar stesse con oggetti ottici. La sensibilità di un radiotelescopio, cioè l'intensità del più debole segnale ancora registrabile, dipende, come il potere risolutivo, dalle dimensioni dell'antenna e in secondo luogo anche dal tipo di amplificatore impiegato: parecchi di questi presentano dei rumori di fondo a



livelli inaccettabili, per cui nasce l'esigenza di impiegare amplificatori con bassi livelli di rumori di fondo, cioè *amplificatori parametrici e maser*.
 La radioastronomia non si serve solo di metodi passivi per rilevare le radioonde di origine cosmica, ma anche di metodi attivi, per inviare dei segnali e per rivelare i corrispondenti segnali riflessi da corpi celesti. La *radar astronomia* permette, per esempio, di determinare la distanza della Luna e dei pianeti più prossimi dal tempo che il segnale impiega ad andare, alla velocità di 300 000 km/s, dalla Terra al corpo celeste e viceversa. Secondo il tipo di segnale riflesso è possibile poi ricavare altre informazioni sul moto e sullo stato di rotazione (per effetto Doppler) e sulla natura degli strati superficiali del corpo (intensità e polarizzazione del segnale riflesso).

Rotazione terrestre e sfera celeste

La rotazione della Terra attorno al suo asse provoca l'apparente moto giornaliero di tutte le stelle da est verso ovest; solo due punti non prendono parte a questo moto: i poli celesti nord e sud, sul prolungamento dell'asse di rotazione della Terra; su un parallelo dell'Europa, un'osservazione prolungata nella notte o una ripresa fotografica con lunga posa in direzione del polo nord mostra la circolarità del cammino delle stelle attorno al polo. La distanza angolare del polo nord celeste dal punto nord dell'orizzonte (*altezza del polo*) è uguale alla *latitudine geografica* ed è indicata con φ : alla latitudine 50° N, anche il polo nord celeste si trova 50° sopra il punto nord dell'orizzonte. Tutte le stelle che distano dal primo meno di 50° N non tramontano mai e possono essere sempre osservate (*stelle circumpolari*).
 La Stella Polare che troviamo sul prolungamento dell'asse posteriore del Grande Carro, a 5 volte la sua lunghezza, è a soli $0,9^\circ$ dal polo nord celeste e percorre quindi un cerchio appena discernibile a occhio nudo.

Lo *zenit* è il punto più alto della sfera celeste, a 90° dall'orizzonte. Il *nadir* si trova in direzione opposta allo zenit. L'*equatore celeste* è un cerchio massimo sulla volta celeste, perpendicolare all'asse del mondo che coincide con l'asse di rotazione terrestre, e rappresenta la proiezione sulla volta celeste dell'equatore terrestre; divide la sfera celeste in un *emisfero* boreale o settentrionale e in uno australe o meridionale. L'equatore celeste scende, a ovest, sotto l'orizzonte e riemerge a est, mentre raggiunge a sud la massima altezza sull'orizzonte (*culminazione*).

Il cerchio massimo che passa per il punto

sud sull'orizzonte, lo zenit, il punto nord e il nadir è chiamato *meridiano*; su di esso le stelle raggiungono, durante la rotazione della Terra, la loro massima e minima altezza sull'orizzonte (culminazione superiore ed inferiore). Solo per le stelle circumpolari si possono osservare entrambe le culminazioni, mentre per le altre stelle solo la culminazione superiore avviene sopra l'orizzonte.

Da quanto esposto si può comprendere facilmente cosa avviene alle diverse latitudini geografiche: andando verso il nord, l'altezza del polo sull'orizzonte aumenta, mentre i cammini apparenti delle stelle si approssimano sempre più a tante parallele all'orizzonte, come diventano esattamente al polo nord, dove tutte le stelle visibili sopra all'orizzonte sono circumpolari. All'equatore, l'asse di rotazione terrestre viene a giacere sull'orizzonte: nessuna stella è quindi più circumpolare.

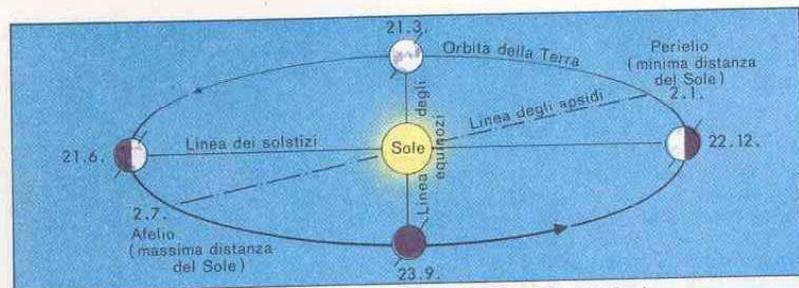
All'equatore la Terra ruota alla velocità di 465,11 m/s, mentre alla latitudine di 50° , la velocità di rotazione è di 300 m/s circa. *Prove dell'esistenza del moto di rotazione terrestre* sono fra le altre:

1. *L'esperienza del pendolo di Foucault* (secondo L. FOUCAULT, 1851). Se si dispone a uno dei due poli un pendolo liberamente oscillante, questo sembrerà ruotare in 24 ore il piano d'oscillazione attorno alla verticale, in direzione apparentemente contraria a quella di rotazione della Terra; in un'ora la rotazione è allora di 15° . All'equatore invece non si avrà nessuna rotazione del piano di oscillazione del pendolo; a latitudini intermedie, la rotazione oraria sarà di $15^\circ \sin \varphi$. L'esperienza di Foucault è stata realmente compiuta in parecchi luoghi ottenendo sempre i risultati previsti.

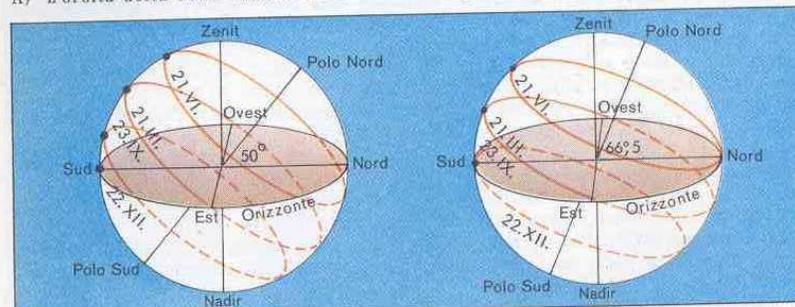
2. Secondo la *legge di inerzia*, un corpo conserva il suo stato di moto, per quanto riguarda direzione e velocità, fintantoché non intervengono forze esterne a modificare la situazione. Se dall'alto di una torre si lasciasse cadere al suolo un sasso, questo cadrebbe leggermente più a est della verticale geometrica, in quanto la velocità di rotazione del punto più alto della torre è maggiore a causa della sua maggiore distanza dal centro della Terra.

Il moto della Terra attorno al Sole

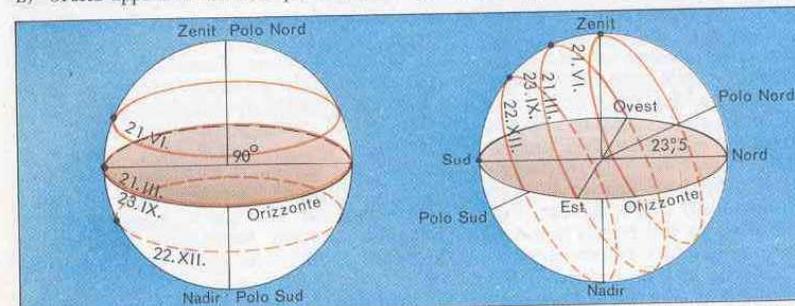
La Terra percorre in un anno, attorno al Sole, un'orbita su un piano inclinato di $23^\circ 27'$ rispetto al piano dell'equatore terrestre: di conseguenza nel corso dell'anno il Sole passa davanti alle dodici costellazioni dello *zodiaco*: Ariete, Toro, Gemelli, Cancro, Leone, Vergine, Bilancia, Scorpione, Sagittario, Capricorno, Acquario, Pesci. L'orbita apparentemente percorsa in un anno dal Sole si chiama *eclittica* (dal



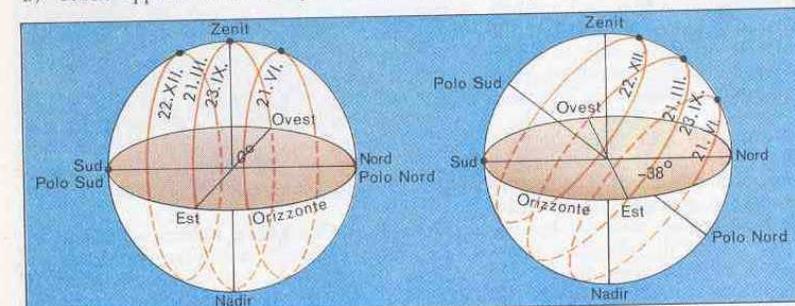
A) L'orbita della Terra attorno al Sole e il susseguirsi delle stagioni



B) Orbita apparente del Sole per $\varphi = 50^\circ$ C) Orbita apparente del Sole per $\varphi = 66^\circ,5$



D) Orbita apparente del Sole per $\varphi = 90^\circ$ E) Orbita apparente del Sole per $\varphi = 23^\circ,5$



F) Orbita apparente del Sole per $\varphi = 0^\circ$ G) Orbita apparente del Sole per $\varphi = -38^\circ$ (Melbourne)

greco eklipsis, eclisse). L'eclittica taglia l'equatore celeste in due punti, il *punto equinoziale di primavera*, o primo punto d'Ariete (indicato con il simbolo φ) e il *punto equinoziale d'autunno*, o primo punto della Libra: in questi punti il Sole si trova rispettivamente nei giorni di inizio della primavera e dell'autunno, cioè, per l'emisfero boreale, il 21 marzo e il 23 settembre. Nei *punti solstiziali d'estate* (o primo punto del Cancro) e *d'inverno* (o primo punto del Capricorno) il Sole si trova invece rispettivamente all'inizio dell'estate, il 21 giugno, o dell'inverno, il 22 dicembre. Questi ultimi due punti si trovano rispettivamente $23^\circ,5$ a nord e a sud dell'equatore celeste.

Per *anno siderale* si intende l'intervallo di tempo compreso fra due passaggi successivi del Sole nella stessa posizione rispetto alle stelle fisse; l'anno siderale ha una durata di 365,26536042 giorni. L'*anno tropico* è invece l'intervallo di tempo compreso fra due passaggi successivi del Sole per l'equinozio di primavera, pari a 365,24219879 giorni: la sua minor durata rispetto all'anno siderale è dovuto all'effetto della precessione (v. p. 53). L'*anno besseliano* [che ha durata uguale all'anno tropico], o *annus fictus*, inizia quando l'ascensione retta del Sole (v. p. 37) è di 280° , ovvero di $18^h 40^m$, cioè all'incirca intorno a Capodanno.

La *distanza media del Sole dalla Terra* è di 149,8 milioni di km ed è chiamata anche *unità astronomica*; lungo la sua orbita ellittica la Terra si viene a trovare alla minima distanza dal Sole (o *perielio*), di 147,1 milioni di km, agli inizi di gennaio; la massima distanza (o *afelio*), di 152,1 milioni di km, è raggiunta agli inizi di luglio; la velocità media sull'orbita è di 29,8 km/s.

Fra le *prove dell'esistenza del moto della Terra attorno al Sole*, si possono citare:

1. *L'aberrazione annua α della luce*. Per comprendere il fenomeno, si consideri l'esempio del pedone che cammina, protetto da un ombrello, sotto la pioggia; si suppone che non ci sia vento, per cui le gocce di pioggia cadono al suolo verticalmente: il pedone in marcia deve inclinare in avanti l'ombrello per non essere bagnato dalla pioggia, e deve inclinarlo tanto più quanto maggiore è la sua velocità. Lo stesso fenomeno avviene nell'osservazione delle stelle. La Terra si muove, e quindi il telescopio deve, per poter mantenere sempre la stella nel campo visivo, essere inclinato in avanti nella direzione del moto della Terra, di una quantità che, per essere la velocità v della Terra molto inferiore alla velocità c della luce, risulta quasi impercettibile: se l'inclinazione del telescopio rispetto alla direzione della stella è β , allora

$$\alpha = \frac{v \cdot \sin \beta}{c}$$

Nel caso che il moto della Terra ovvero del telescopio sia perpendicolare alla direzione della stella (cioè se $\beta = 90^\circ$ e $\sin \beta = 1$), allora $\alpha = 28'',48$ (*costante di aberrazione*). Esiste anche il fenomeno della *aberrazione diurna*, dovuta al moto di rotazione della Terra, e che vale $0'',32 \cos \varphi$: è quindi nulla ai poli e massima all'equatore.

2. *Lo spostamento Doppler* nello spettro delle stelle: rispetto ad una stella posta sul piano dell'eclittica, in una determinata epoca dell'anno, la Terra sembra avvicinarsi, mentre sei mesi tardi sembra allontanarsi, come si può rilevare dai corrispondenti spostamenti delle righe spettrali delle stelle nelle due epoche.

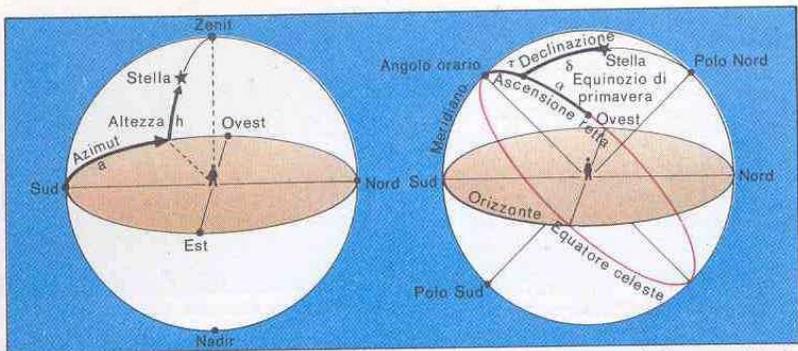
3. *La parallasse annua delle stelle*. A causa dello spostamento della Terra nello spazio, le posizioni delle stelle sembrano variare; tale effetto può servire anche per la misura della loro distanza.

Le stagioni

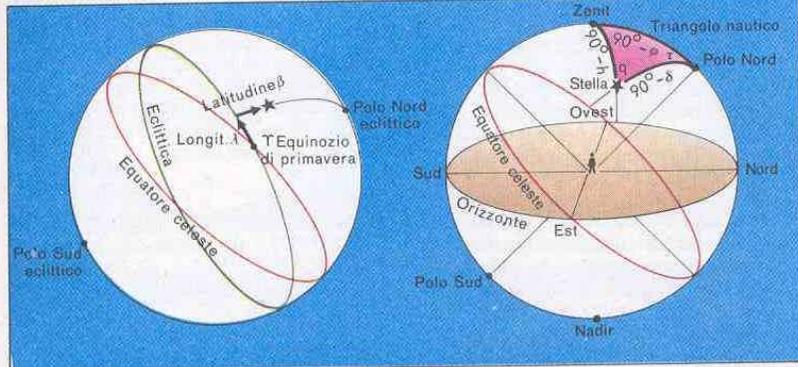
Le stagioni hanno origine dalla variazione dell'irraggiamento da parte del Sole sulle diverse zone della Terra e, in secondo luogo, a causa del fatto che l'equatore terrestre è inclinato di $23^\circ 5'$ sul piano dell'orbita della Terra attorno al Sole. Il 21 giugno, l'emisfero boreale della Terra è rivolto verso il Sole, per cui le zone alla latitudine $23^\circ 5' N$ (cioè sul *tropico del Cancro*) verranno colpite esattamente a perpendicolo dai raggi del Sole; nell'emisfero boreale inizia in questa data l'estate, nell'emisfero australe l'inverno. Il 22 dicembre succede il contrario: ora è l'emisfero australe rivolto verso il Sole e là ha inizio l'estate: i raggi del Sole colpiranno normalmente la Terra alla latitudine $23^\circ 5' S$ (*tropico del Capricorno*), mentre nell'emisfero boreale ha inizio l'inverno. La lunghezza delle stagioni non è esattamente un quarto di un anno a causa della variazione della velocità della Terra attorno al Sole, in accordo con la seconda legge di Keplero (v. p. 46 sgg.). La seguente tabella dà i valori esatti:

Stagione	Emisfero boreale	Emisfero australe
Primavera	92 ^d 22 ^h	89 ^d 17 ^h
Estate	93 ^d 14 ^h	89 ^d 1 ^h
Autunno	89 ^d 17 ^h	92 ^d 22 ^h
Inverno	89 ^d 1 ^h	93 ^d 14 ^h

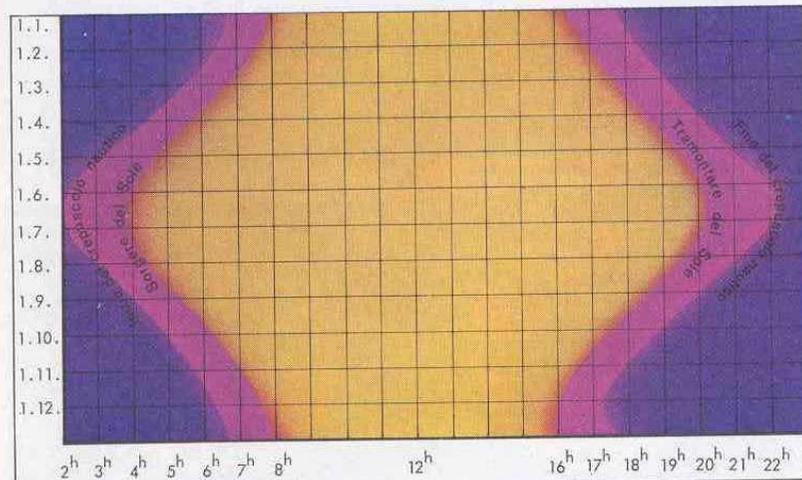
Le *orbite apparenti* che il Sole percorre nelle diverse stagioni dell'anno, visto dalle diverse latitudini, sono facilmente dedotte dallo schema seguente, valido solo per l'emisfero boreale. L'*altezza meridiana del Sole* (cioè l'altezza del Sole sull'orizzonte a mezzogiorno): il 21 marzo, o il 23 set-



A) Azimut e altezza nel sistema orizzontale B) Coordinate equatoriali: ascensione retta / angolo orario e declinazione



C) Longitudine e latitudine nel sistema eclittico D) Il triangolo nautico



E) Sorgere e tramontare del Sole, e inizio e fine del crepuscolo nautico in un luogo di latitudine 50° N e longitudine 15° E

tembre, il Sole si trova sull'equatore celeste, per cui la sua altezza meridiana è uguale al complemento della latitudine, cioè a $90^\circ - \varphi$; il 21 giugno, l'altezza del Sole è $90^\circ - \varphi + 23^\circ 5'$ e il 22 dicembre è $90^\circ - \varphi - 23^\circ 5'$. Alla latitudine di 50° N (nella città di Magonza), l'altezza meridiana del Sole nei giorni degli equinozi di primavera e d'autunno è di 40° , nel giorno del solstizio d'estate è di $63^\circ,5$ e nel giorno del solstizio d'inverno è di $16^\circ,5$. Nell'emisfero australe, le culminazioni del Sole avvengono verso nord, per cui la massima altezza meridiana avviene il 22 dicembre e la minima il 21 giugno. Sono ugualmente variabili nel tempo i punti dell'orizzonte nei quali il Sole sorge o tramonta: in autunno e inverno, il Sole sorge in un punto tra est e sud e tramonta tra ovest e sud, mentre in primavera e d'estate i suddetti punti si trovano rispettivamente tra est e nord e tra ovest e nord.

Per il calcolo della durata del giorno, cioè dell'intervallo di tempo durante il quale un astro si trova sopra l'orizzonte, si suole definire il cosiddetto *semiarco diurno* T, che è la metà del cammino apparente percorso dall'astro sopra l'orizzonte. Se non si tiene conto del fenomeno della rifrazione (v. p. 78), vale la relazione

$$\cos T = -\operatorname{tg} \delta \cdot \operatorname{tg} \varphi$$

nella quale δ è la distanza angolare dell'astro dall'equatore celeste, cioè la declinazione e φ è la latitudine geografica. T è misurato in gradi, che tuttavia possono essere trasformati in misure di tempo: precisamente, si ha: $15^\circ = 1^h$, $1^\circ = 4^m$, $15' = 1^m$, $1' = 4^s$ ecc.

Esempi tipici di posizioni del Sole alle varie date a differenti latitudini sono illustrati nelle figure allegate. Va notato in particolare il caso del *giorno polare* e della *notte polare* per le regioni a nord del circolo polare artico, alla latitudine $66^\circ,5$ N (nell'emisfero australe a sud del circolo polare antartico). Ai poli, il giorno e la notte durano ciascuno metà dell'anno (sempre senza tener conto del fenomeno della rifrazione).

Crepuscolo

A causa della diffusione della luce nell'atmosfera terrestre, al tramonto del Sole non segue subito la notte, come avviene sulla Luna che è priva di atmosfera, ma ha luogo un passaggio graduale dal giorno alla notte: quando il Sole è $6^\circ,5$ sotto l'orizzonte (fine del *crepuscolo civile*), si cominciano a vedere dapprima le stelle di 1^a magnitudine, poi anche quelle meno luminose; alcuni pianeti, soprattutto Venere e Giove, sono visibili anche prima. Quando il Sole è 12° sotto l'orizzonte, si ha la fine del *crepuscolo nautico*; si iniziano a vedere le stelle di 3^a magnitudine, e si deli-

neano così le costellazioni più cospicue. Alla fine del *crepuscolo astronomico*, il Sole si trova 18° sotto l'orizzonte: ora è piena notte e tutte le stelle sono visibili. La *durata del crepuscolo* (sia prima che il Sole sorga che dopo il suo tramonto) varia nel corso dell'anno: i valori della tabella valgono per una latitudine di 50° N:

Data	Durata (in minuti) del crepuscolo		
	civile	nautico astronomico	
21.3; 23.9	35	70	110
21.6	40	110	—
22.12	45	80	120

Il 21 giugno il Sole, alla latitudine 50° N, si può trovare sotto l'orizzonte di $16^\circ,5$ al massimo, per cui il crepuscolo astronomico non può avere termine. Il fenomeno ha luogo in forma più spettacolare («notte polari») nell'Europa settentrionale e alle alte latitudini in genere.

Sistemi astronomici di coordinate

Come la posizione di un punto sulla sfera terrestre è identificata dalle sue coordinate, longitudine geografica λ e latitudine geografica φ , altrettanto si può dire per la posizione di un astro sulla sfera celeste. In astronomia si impiegano diversi sistemi di coordinate:

1. Sistema orizzontale

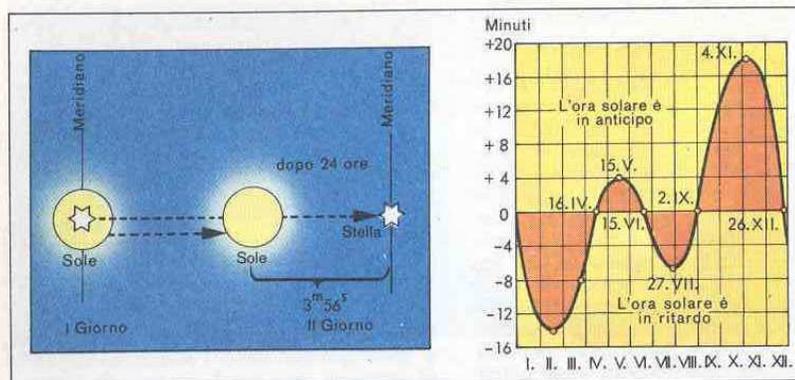
a) L'altezza h dà la distanza angolare di una stella dall'orizzonte, che è nulla per una stella sull'orizzonte, ed è di 90° per una stella allo zenit. La quantità $90^\circ - h$ è indicata anche come *distanza zenitale* z . Il cerchio condotto parallelamente all'equatore è detto *cerchio orizzontale*, *cerchio azimutale* o *almucantarati*. Il cerchio che congiunge una stella con lo zenit perpendicolarmente all'orizzonte si chiama *cerchio verticale*.

b) L'azimut a è la distanza angolare fra il piede del cerchio verticale condotto per la stella e il punto sud sull'orizzonte. In astronomia, gli angoli sul piano dell'orizzonte sono misurati normalmente da sud verso ovest, nord, est, e ancora sud, da 0° a 360° . Il punto zero può essere fissato, in altri sistemi, nel punto nord. Durante il moto della stella sulla volta celeste, variano in continuità sia l'azimut che l'altezza.

2. Sistema equatoriale

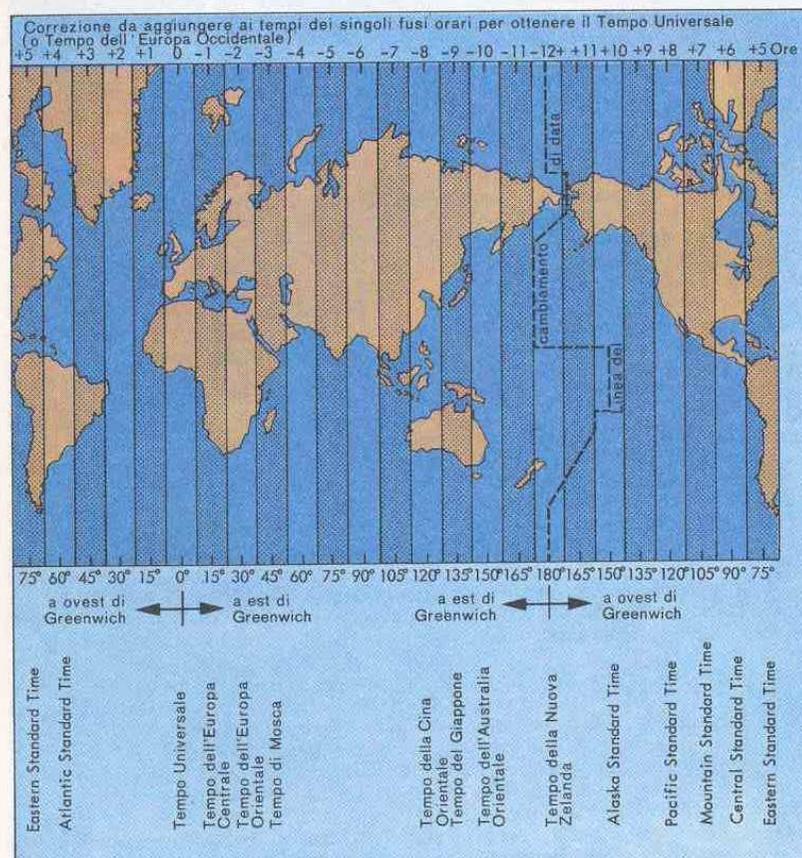
a) La *declinazione* δ è la distanza angolare di un astro dall'equatore celeste, positiva per astri a nord di questo, negativa nell'altro caso. I poli celesti nord e sud hanno rispettivamente una declinazione di $+90^\circ$ e di -90° .

b) L'angolo orario t (o τ) dà la distanza angolare dal meridiano del cerchio verticale che passa per l'astro, nella direzione ovest, nord, est, sud, ovvero nella direzione del moto apparente della sfera celeste, ovvero, partendo dal meridiano, positiva



A) Il tempo siderale

B) L'equazione del tempo



C) Carta dei fusi orari

verso ovest. L'angolo orario è però quasi sempre misurato in ore, minuti e secondi, anziché in gradi (v. p. 33).

Il cerchio massimo che passa per i poli e per l'astro si chiama *cerchio orario* dell'astro; il cerchio condotto per l'astro parallelamente all'equatore celeste si chiama *parallelo di declinazione*.

Poiché l'angolo orario varia nel tempo, in suo luogo si impiega anche l'*ascensione retta* α o AR, angolo dal primo punto d'Ariete al cerchio orario passante per l'astro, misurato in senso antiorario a partire dal primo punto d'Ariete, in ore, minuti e secondi, o, meno frequentemente, in gradi ecc... I *cataloghi stellari* riportano le posizioni delle stelle indicandone α e δ , poiché queste coordinate non variano nel tempo (prescindendo da effetti a lungo termine quali aberrazione, precessione, nutazione e moto proprio). Anche per Sole, Luna e pianeti sono indicate, sugli *annuari* e *almanacchi*, le coordinate α e δ .

3. Sistema eclittico

a) La *latitudine celeste* β è la distanza angolare di un astro dall'eclittica (linea che passa attraverso lo zodiaco), positiva verso nord e negativa verso sud. Esistono perciò un polo nord e un polo sud dell'eclittica.
 b) La *longitudine celeste* λ è misurata in gradi, a partire dal primo punto d'Ariete verso est.

4. Sistema galattico

a) La *latitudine galattica* b è la distanza angolare di una stella dal cerchio massimo, definito equatore galattico, che passa in mezzo, in media, alla Via Lattea. La latitudine galattica è positiva per le stelle nell'emisfero galattico, che contiene il polo celeste nord, negativa nell'altro emisfero.
 b) La *longitudine galattica* l veniva un tempo misurata a partire dall'intersezione fra l'equatore galattico e l'equatore celeste, nella costellazione dell'Aquila. Attualmente, lo zero delle longitudini galattiche si trova nella costellazione del Sagittario, nella cui direzione si presume con maggiore sicurezza si trovi il centro della nostra Via Lattea.

Le coordinate del vecchio sistema sono indicate con b^I e l^I , quelle del nuovo con b^{II} e l^{II} . L'origine del nuovo sistema ha le coordinate (1950,0) $\alpha = 17^h 42^m,4$ e $\delta = -28^\circ 55'$; inoltre $l^{II} = l^I + 32^\circ,5$. È talvolta utile, per parecchi scopi, poter effettuare una trasformazione di coordinate da un sistema a un altro. Il passaggio dal sistema orizzontale a quello equatoriale avviene con l'ausilio delle formule del sistema seguente (φ = latitudine geografica):

$$\begin{aligned} \sin a \cos h &= \cos \delta \sin \tau \\ \sin h &= \sin \delta \sin \varphi \\ &+ \cos \delta \cos \tau \cos \varphi \\ - \cos a \cos h &= \sin \delta \cos \varphi \\ &- \cos \delta \cos \tau \sin \varphi \end{aligned}$$

Più oltre è illustrato il passaggio da τ a α . Il *triangolo nautico*, o *astronomico*, è quello che ha per vertici il polo, lo zenit e la stella. Il primo lato polo-zenit PZ è un arco di meridiano, il lato zenit-stella ZS è un arco di cerchio verticale, e il lato, infine, stella-polo SP è un arco di cerchio orario. Si ha inoltre, $ZS = 90^\circ - h = z$, $SP = 90^\circ - \delta$, $PZ = 90^\circ - \varphi$; inoltre ancora l'angolo ZPS è pari a τ e l'angolo SZP è uguale a $180^\circ - \alpha$. L'angolo PSZ è chiamato *angolo parallattico*.

Il tempo

La durata di una rotazione della Terra può essere dedotta nel modo seguente: si indichi con *giorno siderale* l'intervallo di tempo fra due culminazioni superiori successive del primo punto d'Ariete: il *tempo siderale* Θ è il tempo trascorso dall'ultima culminazione superiore del primo punto d'Ariete. Per una stella avente ascensione retta α , e che a un certo tempo si trova ad avere l'angolo orario τ , vale allora la relazione

$$\tau = \Theta - \alpha \text{ ovvero } \alpha = \Theta - \tau$$

valida per il calcolo del tempo siderale conoscendo l'ascensione retta di una stella e viceversa: in particolare se l'osservazione viene compiuta in meridiano si ha $\tau = 0$ e quindi

$$\Theta = \alpha.$$

Un *giorno solare vero* è l'intervallo di tempo fra due culminazioni inferiori successive del Sole: poiché questo si muove apparentemente in direzione contraria al moto del primo punto d'Ariete, ne consegue che il giorno siderale e il giorno solare medio non hanno uguale durata.

Infatti, se a un certo giorno il Sole e il primo punto d'Ariete culminano nello stesso istante, il giorno successivo il primo punto d'Ariete culminerà di circa 4 minuti prima del Sole a causa del moto di questo sull'eclittica in direzione est, che ammonta a circa 1° al giorno. La durata di un giorno siderale è allora di $23^h 56^m 4^s,091$; questo è però un valore relativo al *giorno solare medio*. Infatti il Sole vero si muove irregolarmente sull'eclittica (in gennaio più velocemente, in quanto la Terra è più vicina al Sole, e alla massima distanza, in luglio, più lentamente), per cui si usa definire il *Sole medio*, entità fittizia che si muove regolarmente sull'equatore celeste e che dà luogo al *tempo solare medio*.

L'*equazione del tempo* è definita come differenza fra tempo vero e tempo medio; può raggiungere il valore massimo di circa un quarto d'ora. Nel diagramma è riportato l'andamento dell'equazione del tempo sul corso dell'anno e cioè anche la correzione da apportare al tempo solare vero indicato da un normale orologio solare. A causa della rotazione terrestre, la cul-

				1700	1800	1900
				C	E	G
01	29	57	85	B	D	F
02	30	58	86	A	C	E
03	31	59	87	G	B	D
04	32	60	88	FE	AG	CB
05	33	61	89	D	F	A
06	34	62	90	C	E	G
07	35	63	91	B	D	F
08	36	64	92	AG	CB	ED
09	37	65	93	F	A	C
10	38	66	94	E	G	B
11	39	67	95	D	F	A
12	40	68	96	CB	ED	GF
13	41	69	97	A	C	E
14	42	70	98	G	B	D
15	43	71	99	F	A	C
16	44	72	-	ED	GF	BA
17	45	73	-	C	E	G
18	46	74	-	B	D	F
19	47	75	-	A	C	E
20	48	76	-	GF	BA	DC
21	49	77	-	E	G	B
22	50	78	-	D	F	A
23	51	79	-	C	E	G
24	52	80	-	BA	DC	FE
25	53	81	-	G	B	D
26	54	82	-	F	A	C
27	55	83	-	E	G	B
28	56	84	-	DC	FE	AG

A) Le lettere domenicali nel calendario gregoriano

Anno	Tipo	Data gregoriana dell'inizio dell'anno
5721	A.c.n.	22. 9. 1960
5722	A.e.d.	11. 9. 1961
5723	A.c.a.	29. 9. 1962
5724	A.c.n.	19. 9. 1963
5725	A.e.a.	7. 9. 1964
5726	A.c.d.	27. 9. 1965
5727	A.e.a.	15. 9. 1966
5728	A.c.n.	5. 10. 1967
5729	A.c.a.	23. 9. 1968
5730	A.e.d.	13. 9. 1969
5731	A.c.n.	1. 10. 1970
5732	A.c.a.	20. 9. 1971
5733	A.e.d.	9. 9. 1972
5734	A.c.a.	27. 9. 1973
5735	A.c.n.	17. 9. 1974
5736	A.c.a.	6. 9. 1975
5737	A.c.d.	25. 9. 1976
5738	A.e.n.	13. 9. 1977
5739	A.c.a.	2. 10. 1978
5740	A.c.a.	22. 9. 1979

C) Schema del calendario ebraico
A.c.n. = Anno comune normale
A.e.d. = Anno embolismico difettivo
A.c.a. = Anno comune abbondante
A.e.a. = Anno embolismico abbondante
A.c.d. = Anno comune difettivo
A.e.n. = Anno embolismico normale

Numero aureo	Epatta	Epatta
	1700 - 1899	1900 - 2199
1	0	29
2	11	10
3	22	21
4	3	2
5	14	13
6	25	24
7	6	5
8	17	16
9	28	27
10	9	8
11	20	19
12	1	0
13	12	11
14	23	22
15	4	3
16	15	14
17	26	25
18	7	6
19	18	17

B) Numero aureo ed epatta gregoriana

Anno	Tipo	Data gregoriana dell'inizio dell'anno
1380	Anno normale	26. 6. 1960
1381	Anno normale	15. 6. 1961
1382	Anno bisestile	4. 6. 1962
1383	Anno normale	25. 5. 1963
1384	Anno normale	13. 5. 1964
1385	Anno bisestile	2. 5. 1965
1386	Anno normale	22. 4. 1966
1387	Anno bisestile	11. 4. 1967
1388	Anno normale	31. 3. 1968
1389	Anno normale	20. 3. 1969
1390	Anno bisestile	9. 3. 1970
1391	Anno normale	27. 2. 1971
1392	Anno normale	16. 2. 1972
1393	Anno bisestile	4. 2. 1973
1394	Anno normale	25. 1. 1974
1395	Anno normale	14. 1. 1975
1396	Anno bisestile	3. 1. 1976
1397	Anno normale	23. 12. 1976
1398	Anno bisestile	12. 12. 1977
1399	Anno normale	2. 12. 1978

D) Schema del calendario mussulmano

minazione del Sole o di qualunque altro astro è ritardata su tutte le longitudini terrestri (andando verso ovest) di un tempo proporzionale alla differenza di longitudine: per 1° di differenza di longitudine verso ovest, il passaggio in meridiano è ritardato di 4 minuti. Tutti i luoghi aventi uguale longitudine geografica hanno allora un proprio *tempo locale*; facendo riferimento al Sole vero, si parlerà di *tempo locale vero*, mentre si parlerà di *tempo locale medio* se ci si riferisce al Sole medio. Per non dover regolare in continuazione gli orologi nel corso di brevi spostamenti nella direzione est-ovest, si sono introdotti i *tempi di zona*: la Terra viene suddivisa in 24 zone o *fusi orari*, da altrettanti meridiani geografici equidistanti fra loro di 15°: a tutti i punti del fuso viene attribuito lo stesso tempo di zona. Il tempo medio dell'Europa Centrale, per esempio, è il tempo locale medio di tutti i punti a longitudine 15° E. Il tempo medio dell'Europa Centrale fu introdotto in Germania il 1° aprile 1893. Per un luogo a ovest del 15° meridiano, ma ancora entro il corrispondente fuso, i passaggi al meridiano avvengono un tempo $\Delta\lambda \cdot 4$ minuti *più tardi* che sul meridiano ($\Delta\lambda$ è la differenza di longitudine rispetto a questo), mentre per un luogo a est, gli stessi fenomeni celesti avvengono *prima*.

Per esempio, la città di Colonia si trova alla longitudine 7° 0 E, quindi una stella passerà in meridiano a Colonia 8 · 4 minuti = 32 minuti dopo che sul meridiano 15° E (a Colonia è in vigore il tempo medio dell'Europa Centrale); la città di Vienna si trova alla longitudine 16° 4 E: il passaggio in meridiano avviene quindi 1,4 · 4 minuti = 5,6 minuti prima a Vienna che nel 15° meridiano.

Il tempo medio dell'Europa Occidentale è il tempo medio della longitudine 0°, ed è indicato anche come tempo universale (T.U.) o, nella dizione inglese, Universal Time (U.T.): a questo fanno spesso riferimento gli astronomi nelle osservazioni, nelle tabelle, annuari, effemeridi ecc. In alcuni paesi, che geograficamente appartengono a due fusi orari, è stata effettuata un'assimilazione a uno dei due fusi interessati; in altri paesi, nei mesi estivi, si suole introdurre la cosiddetta *ora legale* o *ora estiva*; aggiungendo un'ora al tempo del rispettivo fuso.

Alla longitudine 180° (ca.) si trova la *linea internazionale del cambiamento di data*: se viene attraversata nella direzione ovest-est, è necessario riportare indietro di un giorno il calendario; viceversa, se l'attraversamento della linea avviene nella direzione est-ovest, occorre portare avanti di un giorno il calendario.

A causa dell'**irregolarità della rotazione**

terrestre, anche il tempo medio dedotto dalle osservazioni astronomiche risulta irregolare. Sono state finora identificate le seguenti variazioni nella velocità di rotazione della Terra:

1. *Variazione secolare*: la velocità di rotazione terrestre diminuisce a causa dell'attrito delle maree sulle coste; la durata di un giorno si allunga, a causa di questo effetto, di 0,0016s in un secolo.

2. *Fluttuazioni*: presumibilmente a causa di spostamenti di masse che avvengono nell'interno della Terra, questa muta la sua velocità, talvolta aumentandola, talvolta diminuendola; finora le massime variazioni rispetto al periodo medio di rotazione si sono avute nel 1871 (- 0,005s) e nel 1907 (+ 0,002s); nel corso degli anni, le fluttuazioni si possono sommare agli altri effetti.

3. *Variazioni con periodo annuale*, apparentemente legate a spostamenti di masse d'aria, fusioni di ghiacci polari ecc., che possiedono periodicità annuale. Le massime deviazioni della durata del giorno dal valore medio annuale avvengono in marzo (+ 0,0010s) e in agosto (- 0,0011s).

Per non avere a che fare con le irregolarità della scala di tempo medio e per avere a disposizione una scala di tempo uniforme, è stato definito il *tempo delle effemeridi*; questo non va confuso con il *tempo inerziale*, che rappresenta una scala di tempo assoluta fisicamente uniforme e che sta alla base, per esempio, delle formule della meccanica celeste: il tempo delle effemeridi ne rappresenta una approssimazione di massima. La differenza ΔT fra tempo delle effemeridi (E.T., dall'inglese Ephemeris Time) e il tempo universale U.T. può essere calcolata esattamente tramite osservazioni astronomiche.

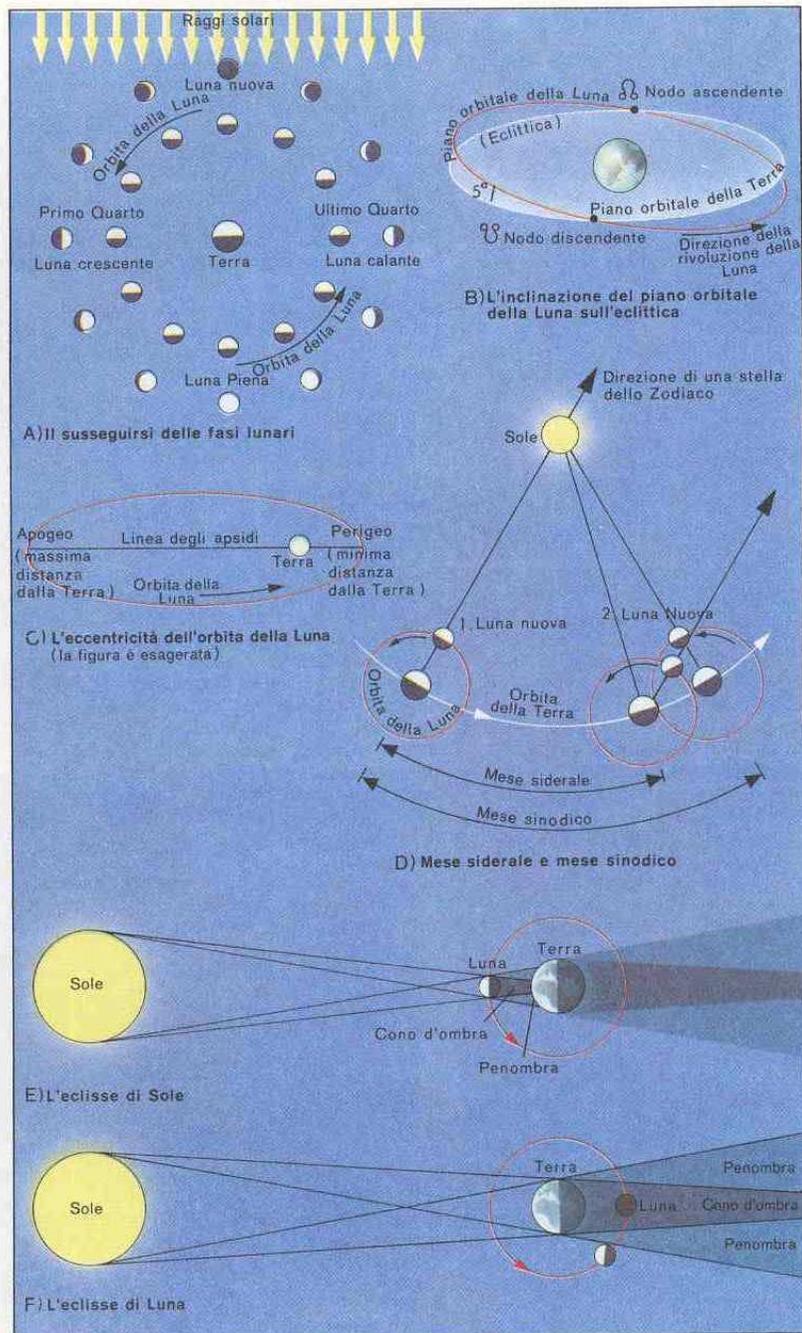
Anno	ΔT
1968,5	+ 38,8s
1969,5	+ 38,7s
1970,5	+ 40,7s
1971,5	+ 41,6s
1972,5	+ 42,6s

Nella tabella sono riportati solo dei valori approssimati; ΔT è uguale a E.T. - U.T., ovvero ΔT è la correzione da apportare al tempo universale per ottenere il tempo delle effemeridi.

Il tempo delle effemeridi è poi legato alla definizione del secondo: alla 13ª Conferenza di Pesì e Misura, nel 1967, il secondo è stato definito come la durata di 9 192 631 770 vibrazioni dell'atomo di cesio (peso atomico 132,905).

Il calendario

Poiché la durata di una rivoluzione della Terra attorno al Sole non può essere espressa con un numero intero di giorni,



la definizione del calendario presenta alcune difficoltà. Inoltre nei tempi passati, o ancor oggi in alcuni particolari tipi di calendario, vi era la necessità di tener conto del moto della Luna attorno alla Terra o delle variazioni di fase della Luna. Quello che noi oggi usiamo è il *calendario gregoriano*, che risale alla riforma effettuata nel 1582, durante il pontificato di papa Gregorio XIII; per collegare il nuovo calendario (gregoriano) al precedente *calendario giuliano*, al 4.10.1582 fu fatto seguire il 15.10; inoltre si fissò la data dell'equinozio di primavera al 21 marzo. La regola che nel calendario giuliano prevedeva che di quattro un anno fosse bisestile, cioè con un giorno in più, fu perfezionata: tutti gli anni divisibili per quattro senza resto erano ancora bisestili, tranne gli anni che cadevano nel secolo esatto, che per essere bisestili dovevano essere divisibili per 400 (per esempio 1600, 2000, 2400; non sono bisestili 1700, 1800, 1900). L'anno gregoriano, così, è lungo in media 365,2425 giorni, 0,0003 giorni più dell'anno tropico: l'« errore » è quindi di circa un giorno ogni 3000 anni.

La numerazione prima di Cristo (a.C.) o dopo Cristo (d.C.) si rifà alla determinazione dell'anno di nascita di Cristo, che il monaco DIONIGI stabilì fra gli anni 526 e 530, in maniera storicamente errata, e che entrò nell'uso comune a partire dall'anno 607: nella sua cronologia, l'anno 0 non esiste, mentre invece, per scopi cronologici, il *calendario astronomico* comprende tale anno. L'anno - 6 cronologico o astronomico corrisponde, per esempio, all'anno 7 prima della nascita di Cristo che, secondo altre ricerche, avvenne probabilmente proprio in quell'anno.

La determinazione delle *festività ecclesiastiche* avviene facendo riferimento alla *data della Pasqua*, che a sua volta viene fissata, in base alle fasi lunari e secondo un editto del concilio di Nicea (325 d.C.), nella prima domenica che segue la prima Luna Piena dopo l'equinozio di primavera: il computo della data della Pasqua non è quindi esattamente astronomico, ma è alquanto semplificato.

La *lettera domenicale* serve per calcolare in che giorno cade la prima domenica dell'anno, attribuendo per esempio la lettera A al 1° gennaio, la B al 2 gennaio (ci sono 7 lettere domenicali, da A a G) e così via. Le lettere domenicali si ripetono in una successione esattamente uguale ogni 28 anni: è questo il *ciclo solare*, calcolato dall'anno 9 d.C., primo anno del primo ciclo solare. Per gli anni successivi, il relativo ciclo solare viene calcolato come resto della divisione per 28 del numero dell'anno aumentato di 9 (un resto nullo viene considerato uguale a 28).

L'*epatta gregoriana* di un certo anno è data dal numero di giorni trascorsi tra l'ultima Luna Nuova dell'anno precedente e l'inizio dell'anno considerato, ovvero la cosiddetta età della Luna all'inizio dell'anno. Il *numero aureo* dice in quale anno del ciclo metonico di 19 anni cade un certo anno; per far ciò si aggiunge 1 all'anno considerato e si divide il risultato ottenuto per 19: il resto (un resto nullo viene considerato uguale a 19) è il numero aureo. Per i calcoli astronomici è spesso opportuno avere a disposizione una numerazione continua dei giorni, quale è quella dei *giorni giuliani* (G.G.): lo zero di questa numerazione è fissato all'1.1.4713 a.C., alle 12^h U.T.: l'1.1.1970 è allora anche il G.G. 2 440 588 (alle 12^h). È da notare che il cambio della data non avviene a mezzanotte, ma al mezzogiorno U.T.

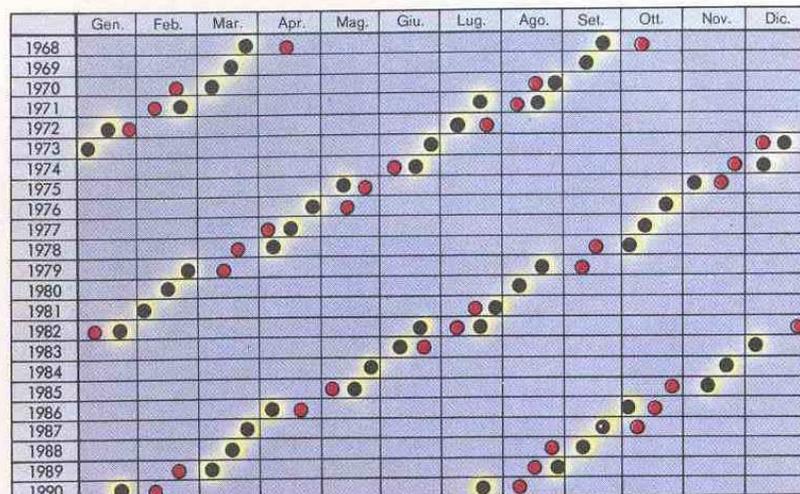
Il *calendario musulmano* è un vero calendario lunare, con mesi della durata di 29 o 30 giorni, e quindi con anni normali di 354 giorni o anni bisestili di 355. La numerazione degli anni parte dal 16.7.622 d.C. data della fuga di Maometto dalla Mecca. Il *calendario ebraico* è più complicato, poiché è sia lunare che solare (calendario lunisolare); gli anni vengono contati a partire dal 7.10.2761 a.C. (anno della « Creazione del mondo »). Il giorno comincia alle 6 di sera.

L'orbita della Luna

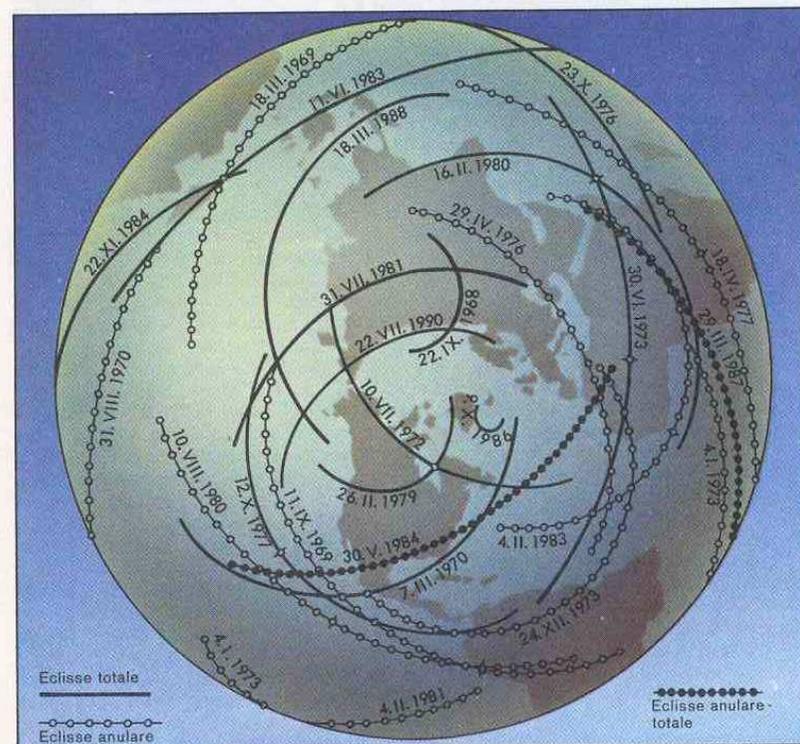
La Luna si muove attorno alla Terra a una distanza media da questa di 384 000 km, su un'orbita ellittica con eccentricità 0,0549; nel punto più vicino (*perigeo*) la distanza dalla Terra è di 356 410 km, mentre la distanza massima, all'*apogeo*, è di 406 740 km. L'orbita della Luna è poi inclinata sull'eclittica (piano dell'orbita della Terra attorno al Sole) di 5° 9'. Le intersezioni fra le orbite della Terra e della Luna si chiamano *nodi*, ascendente o discendente secondo che la Luna vi attraversi l'eclittica nella direzione S-N oppure N-S; la linea che unisce i nodi si chiama appunto *linea dei nodi*. La velocità media della Luna è di 1,023 km/s.

L'intervallo di tempo durante il quale la Luna percorre la sua orbita può essere definito in diversi modi (sempre in tempo solare medio):

1. Il *mese siderale* è l'intervallo di tempo compreso fra due congiunzioni successive con la stessa stella (o, più esattamente, con il cerchio orario della stessa stella): dura 27^d 7^h 43^m 11^s,5.
2. Il *mese tropico* è l'intervallo di tempo compreso fra due passaggi successivi della Luna attraverso il cerchio orario dell'equinozio di primavera e dura 27^d 7^h 43^m 4^s,7.
3. Il *mese sinodico* è l'intervallo di tempo compreso fra due fasi lunari uguali e suc-



A) Eclissi di Sole (punti neri) e di Luna (punti rossi) dal 1968 al 1990



B) Luoghi di visibilità delle eclissi di Sole dal 1968 al 1990

cessive (per esempio, da una Luna Nuova a una successiva) e dura $29^d 12^h 44^m 2^s,9$. Il mese sinodico è chiamato anche *lunazione*. L'intervallo di tempo trascorso dall'ultima Luna Nuova si chiama *età della Luna*.

4. Il *mese anomalistico* è l'intervallo di tempo compreso fra due passaggi consecutivi della Luna al perigeo e dura $27^d 13^h 18^m 33^s,2$.

5. Il *mese draconitico* è l'intervallo di tempo compreso fra due passaggi successivi della Luna per il nodo ascendente della sua orbita; dura $27^d 5^h 5^m 35^s,8$.

Il fatto che il mese draconitico abbia una durata inferiore agli altri mesi si spiega con il fatto che la linea dei nodi retrocede, rispetto alla direzione del moto della Luna, di circa 20° l'anno, ovvero effettuando una rotazione completa in 6798 giorni o 18,61 anni. La maggior durata del mese anomalistico si spiega con il fatto che la *linea degli apsidi* (la linea che congiunge il perigeo con l'apogeo) si muove nella stessa direzione della Luna, compiendo una rotazione completa in 3232 giorni ovvero in 8,85 anni.

La particolare lunga durata del mese sinodico, confrontata a quella del mese siderale, è una conseguenza del moto della Terra attorno al Sole, ovvero, ed è lo stesso, del moto apparente del Sole sull'eclittica; infatti, dopo un mese siderale il Sole si è spostato sull'eclittica di circa 28° e la Luna deve impiegare ancora due giorni circa per raggiungerlo e presentarsi nella successiva fase di Luna Nuova.

Le *fasi della Luna* avvengono come segue: nella fase di *Luna Nuova*, il satellite della Terra è invisibile, rivolgendosi verso la Terra il suo lato non illuminato dal Sole. Dopo due o tre giorni, alla sera comincia ad apparire, verso ovest, una falce sempre più cospicua. Ogni giorno, il sorgere e il tramontare della Luna vengono ritardati in media di 50 minuti. Circa 7 giorni dopo la Luna Nuova si ha la fase di Primo Quarto (mezza luna crescente), visibile a sud quando il Sole tramonta; la Luna nella fase di Primo Quarto tramonta intorno alla mezzanotte. 14 o 15 giorni dopo la Luna Nuova si ha la fase di Luna Piena, visibile per tutta la notte. Quando ha un'età di 22 giorni circa la Luna si trova nella fase di Ultimo Quarto, sorge intorno alla mezzanotte e si trova a sud quando sorge il Sole; a questa fase segue la « falce calante », visibile verso est nel crepuscolo mattutino, due o tre giorni prima della Luna Nuova, fase durante la quale la Luna è invisibile per 4-5 giorni.

La rotazione della Luna avviene contemporaneamente al moto di rivoluzione attorno alla Terra. L'« accoppiamento » delle rotazioni ha come conseguenza che la

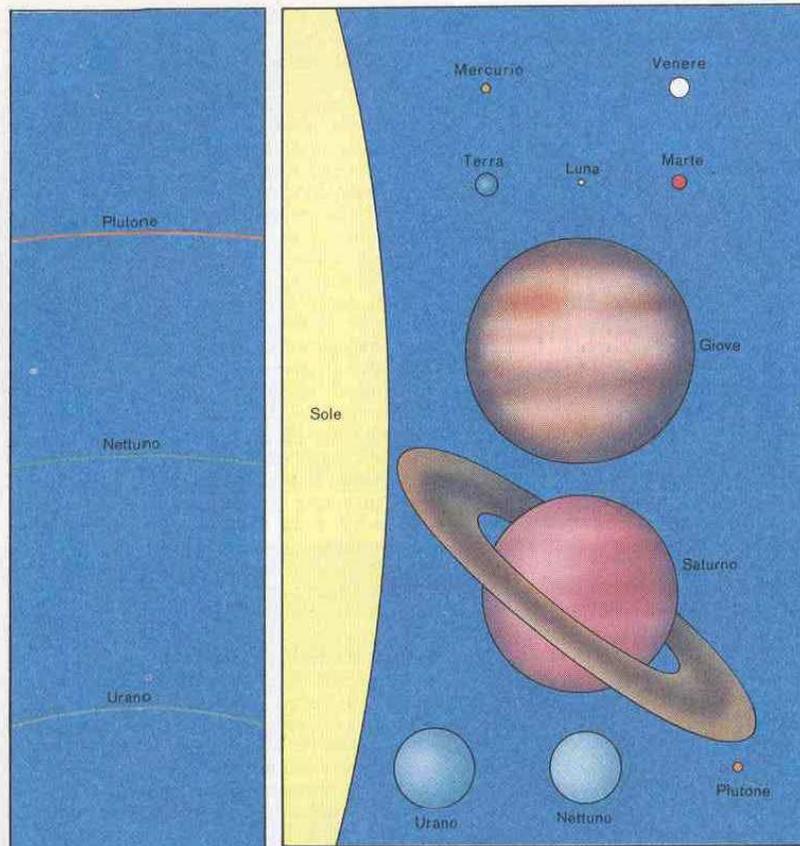
Luna rivolge alla Terra sempre lo stesso lato e che dalla Terra non si può osservare l'altro lato, quello nascosto. Poiché la velocità di rotazione della Luna è costante, mentre è variabile la velocità di rivoluzione attorno alla Terra (massima al perigeo e minima all'apogeo), ne consegue che rotazione e rivoluzione nel corso di un mese possono trovarsi « fuori fase » e quindi permettere di vedere dalla Terra una volta un pezzetto del lato della Luna verso est, l'altra il lato verso ovest: è questa la *librazione in longitudine*, e comporta ogni mese uno spostamento del globo lunare di $7^\circ 53'$ in entrambe le direzioni; la *librazione in latitudine* è provocata dal fatto che il piano equatoriale della Luna è inclinato sul piano della sua orbita di $6^\circ 40'$: questo conduce a un'oscillazione con periodo di un mese, nella direzione nord-sud, cosicché dalla Terra nel corso di un mese si può vedere alternativamente una volta una piccola regione attorno al polo nord e la volta successiva un'altra piccola regione attorno al polo sud. Unendo a questi altri fenomeni di librazione minori, si ha che dalla Terra è visibile circa il 59% della superficie totale della Luna.

Eclissi di Sole e di Luna

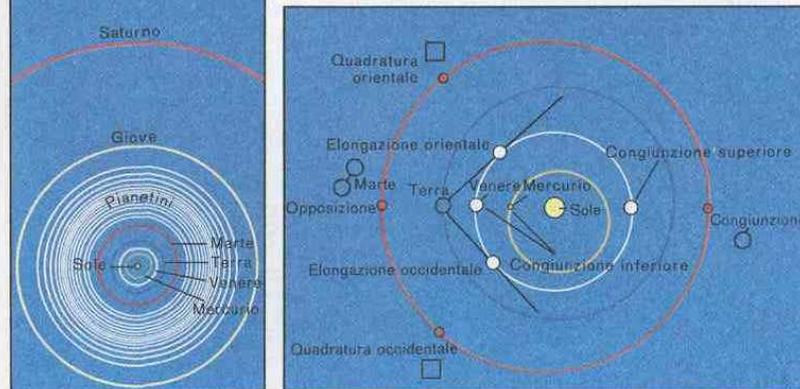
Le eclissi di Sole avvengono solo durante la fase di Luna Nuova, quelle di Luna durante la Luna Piena; per entrambe è però necessario che la Luna si trovi in una medesima posizione sulla sua orbita, e cioè nelle immediate vicinanze dei suoi nodi, ascendente o discendente; durante l'eclisse di Sole, la Luna oscura questo più o meno completamente, mentre durante l'eclisse di Luna, questa viene ad essere coperta più o meno completamente dall'ombra della Terra.

A causa di queste condizioni, le eclissi avvengono a gruppi, alla distanza di sei mesi circa l'una dall'altra. Se infatti, per esempio, i nodi dell'orbita lunare si trovano sull'eclittica in prossimità del primo punto d'Ariete o della Bilancia, allora le eclissi di Sole avverranno nella fase di Luna Nuova intorno al 21 marzo o al 23 settembre e le eclissi di Luna avverranno nello stesso periodo di tempo, durante le fasi di Luna Piena. In media, in un anno avvengono 2,5 eclissi di Sole e 1,5 eclissi di Luna. Poiché il moto della linea dei nodi è retrogrado, ogni anno le eclissi vengono ad essere anticipate. Ogni 18 anni circa le eclissi si ripetono all'incirca con le stesse modalità.

L'esatta durata di questo *ciclo Saros* può essere calcolata tenendo conto che 223 mesi sinodici equivalgono quasi esattamente a 242 mesi draconitici (rispettivamente $18^\circ 10',3216$ e $18^\circ 10',3592$): la piccola differenza di 0,0376 giorni porta alla con-



B) Le dimensioni dei corpi celesti nel sistema solare



A) Rappresentazione in scala delle orbite e dei pianeti attorno al Sole

C) Il periodo sinodico dei pianeti superiori ed inferiori e il significato dei simboli delle configurazioni

clusione che il ciclo Saros di eclissi dello stesso tipo si ripete dopo un migliaio di anni.

Le *eclissi di Sole* possono essere dei seguenti tipi:

1. *Eclissi parziali*, durante le quali il disco del Sole è occultato solo in parte dalla Luna Nuova: l'osservatore sta quindi nella penombra della Luna.

2. *Eclissi totali*, nelle quali il disco solare è occultato completamente, e l'osservatore si trova nella piena ombra della Luna: questa ha, sulla superficie della Terra, una larghezza massima di 200 km, per cui un'eclissi totale di Sole è visibile da una striscia della superficie terrestre larga appunto 200 km al massimo. A causa della combinazione del moto della Luna attorno alla Terra e di quest'ultima su se stessa, l'ombra della Luna si muove sulla superficie della Terra con una velocità di circa 15 km/s e descrive una *zona di totalità* all'incirca da ovest verso est, dalla quale si può osservare l'eclisse di Sole. La fase di totalità dura al massimo 8 minuti: il cielo diventa allora così scuro, da rendere visibili alcuni pianeti e alcune stelle. Del disco solare occultato emergono soltanto, ben visibili, i raggi della corona (v. p. 101).

3. *Eclissi anulari*: durante le eclissi di questo tipo, del disco solare rimane visibile ancora una parte di forma anulare. L'ultima eclisse anulare fu quella del 17.4.1912. Le prossime eclissi parziali visibili in Germania (e in Italia) saranno quelle dell'11.5.1975, del 29.4.1976 e del 26.2.1979. Le prossime eclissi totali visibili saranno quelle dell'11.8.1999 e del 7.10.2135 (visibile in Italia come parziale). L'ultima eclisse totale visibile in Italia fu quella del 15.2.1961.

Le *eclissi di Luna* possono essere osservate da più ampie zone della Terra che le eclissi di Sole, perfino da tutto l'emisfero della Terra non illuminato dal Sole e che abbia la Luna sopra l'orizzonte. Poiché la durata totale di un'eclisse di Luna è di circa 3,5 ore al massimo, una tale eclisse può essere osservata dal 50 % circa della superficie terrestre.

Il cono d'ombra della Terra non è completamente oscuro e dà alla Luna una colorazione rossastra. Raramente la Luna si rende completamente invisibile in un'eclisse; la sua luminosità è dovuta all'atmosfera terrestre, che diffonde i raggi del Sole attribuendo loro la colorazione rossastra citata. Le seguenti eclissi di Luna saranno visibili nei prossimi anni in Germania e anche in Italia (t = totale; p = parziale): 18.11.1975 t; 13.5.1976 p; 4.4.1977 p; 24.3.1978 t; 16.9.1978 t; 13.3.1979 p.

Occultazione

La Luna, nel corso del suo movimento at-

traverso lo zodiaco, occultata non raramente delle stelle. A causa dell'assenza di un'atmosfera sulla Luna, la stella, visibile come un puntino luminoso, scompare improvvisamente dietro il bordo sinistro (orientale) del disco lunare, per ricomparire altrettanto improvvisamente da dietro il bordo destro (occidentale). In un anno avvengono 50 o più occultazioni di stelle fino alla 6^a magnitudine. Fra le stelle di 1^a magnitudine, possono essere occultate solo Aldebaran in Toro, Regolo in Leone, Spica nella Vergine e Antares nello Scorpione. Gli istanti dell'occultazione e della ricomparsa di una stella dipendono strettamente dalla parallasse lunare: spostamenti di pochi km possono provocare scostamenti di alcuni secondi.

Le *occultazioni da parte dei pianeti* sono fenomeni celesti fra i più rari. Le occultazioni da parte di Venere sono le più frequenti, ma purtroppo avvengono quasi sempre in pieno giorno, o durante il crepuscolo: così avvenne per le occultazioni di Regolo da parte di Venere l'11.9.1128 e il 7.7.1959 e avverrà anche l'1.10.2044 e il 6.10.2271.

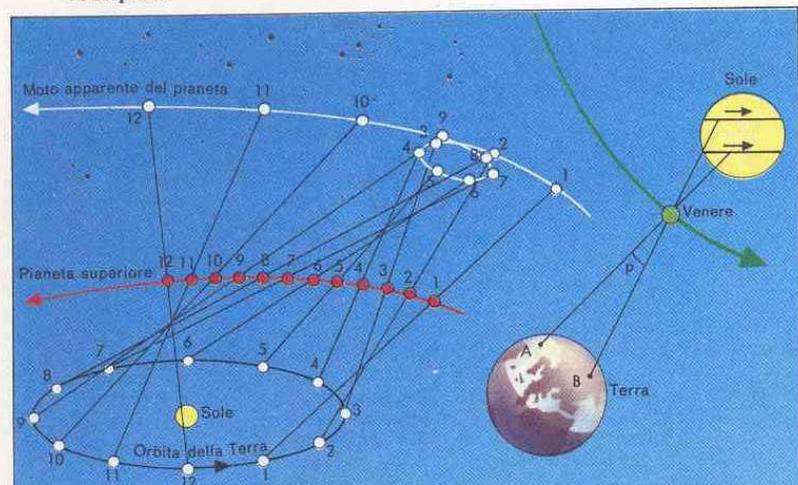
La struttura del sistema solare

Il nostro sistema planetario, tenendo conto dei corpi che gli appartengono, scoperti più recentemente, può essere suddiviso tra i *pianeti interni* Mercurio, Venere, Terra e Marte (o *pianeti terrestri*) e i *pianeti esterni*, che comprendono Giove, Saturno, Urano, Nettuno (detti anche *pianeti gioviani*; per Plutone non si fanno classifiche). I pianeti interni sono relativamente piccoli, possiedono tenui atmosfere, nelle quali abbondano ossigeno, azoto e anidride carbonica; sono poi caratterizzati da piccole velocità di rotazione e da superfici solide, con pietre, metalli ecc. I pianeti esterni sono invece relativamente grandi, possiedono atmosfere consistenti, con idrogeno, elio, ammoniaca e metano, grandi velocità di rotazione e una struttura interna completamente diversa. I due gruppi dei pianeti sono separati dalla fascia dei *pianetini* (planetoidi, asteroidi). Tutti questi particolari hanno la loro importanza nell'interpretazione teorica della formazione del sistema planetario.

Lo stesso si può dire per le regolarità delle distanze dei pianeti dal Sole, che gli astronomi J. D. TITIVS e J. E. BODE hanno, verso la fine del XVIII secolo, condensato in forma matematica: *la legge di Titivs e Bode* dice che la distanza media r di un pianeta dal Sole in unità astronomiche UA (distanza media della Terra dal Sole), è data dalla formula

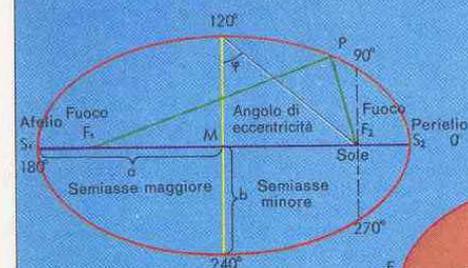
$$r = 0,4 + 0,3 \cdot 2^n$$

In questa, n vale $-\infty$ per Mercurio, 0 per Venere, 1 per la Terra, 2 per Marte, 3 in

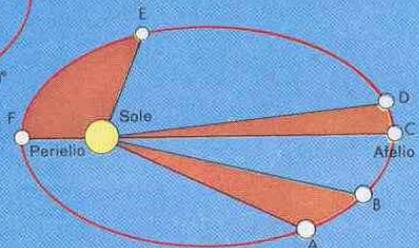


A) Moto retrogrado di un pianeta superiore

B) Transito di Venere sul disco del Sole. Conoscendo la distanza tra i due luoghi d'osservazione A e B a misurando l'angolo ρ è possibile determinare la distanza di Venere e, con l'aiuto della terza legge di Keplero, anche quella del Sole e di tutti i pianeti



C) Un'ellisse e i suoi elementi



D) La seconda legge di Keplero

Pianeta	Distanza media dal Sole	Periodo di rivoluzione	Quadrato del periodo	Cubo della distanza media
Mercurio	0,387	0,241	0,058	0,058
Venere	0,723	0,615	0,378	0,378
Terra	1,000	1,000	1,000	1,000
Marte	1,524	1,881	3,538	3,540
Giove	5,203	11,860	140,700	140,800
Saturno	9,539	29,460	867,900	868,000

E) La terza legge di Keplero

media per i pianetini, 4 per Giove ecc. Le distanze così calcolate sono in buon accordo con quelle effettive; fanno eccezione Nettuno e Plutone, la cui distanza media

dal Sole è, secondo la legge di Titius e Bode, rispettivamente di 38,8 e 77,2 UA, mentre le distanze reali sono di 30,1 e 39,7 UA.

Pianeti	semiasse maggiore dell'orbita in UA	semiasse maggiore dell'orbita in milioni di km	periodo siderale in anni	periodo sinodico in giorni	eccentricità dell'orbita
Mercurio	0,387	57,9	0,241	115,9	0,206
Venere	0,723	108,2	0,615	583,9	0,007
Terra	1,000	149,6	1,000	—	0,017
Marte	1,524	227,9	1,881	779,9	0,093
Giove	5,203	778	11,862	398,9	0,048
Saturno	9,539	1427	29,458	378,1	0,056
Urano	19,182	2870	84,015	369,7	0,047
Nettuno	30,057	4496	164,788	376,5	0,009
Plutone	39,75	5946	247,7	366,7	0,25

Pianeti	inclinazione sull'eclittica	velocità media in km/s sull'orbita	diametro equatoriale in km	massa, in masse della Terra	densità in g/cm ³
Mercurio	7° 03'	47,9	4840	0,053	5,3
Venere	3°23,7'	35,0	12400	0,815	4,95
Terra	—	29,8	12756	1,000	5,52
Marte	1°51,0'	24,1	6800	0,107	3,95
Giove	1°18,3'	13,1	142800	318,00	1,33
Saturno	2°29,4'	9,6	120800	95,22	0,69
Urano	0°46,4'	6,8	47600	14,55	1,56
Nettuno	1°46,4'	5,4	44600	17,23	2,27
Plutone	17° 8'	4,7	5850	~0,1	~4

Pianeti	velocità di fuga in km/s	accelerazione di gravità superf. in m/s ²	periodo di rotazione all'equatore	inclinazione dell'equatore sul piano dell'orbita	albedo (potere riflettente)
Mercurio	4,3	360	59 d	7° ?	0,06
Venere	10,4	850	243 d	6° ?	0,61
Terra	11,2	982	23 h 56 m	23°27'	0,34
Marte	5,1	376	24 h 37 m	25°10'	0,15
Giove	61,0	2600	9 h 55 m	3°07'	0,41
Saturno	36,7	1120	10 h 14 m	26°45'	0,42
Urano	22,4	940	10 h 49 m	98°	0,45
Nettuno	25,5	1500	15 h 40 m	29°	0,54
Plutone	~4	~350	153 h 17 m	?	~0,4

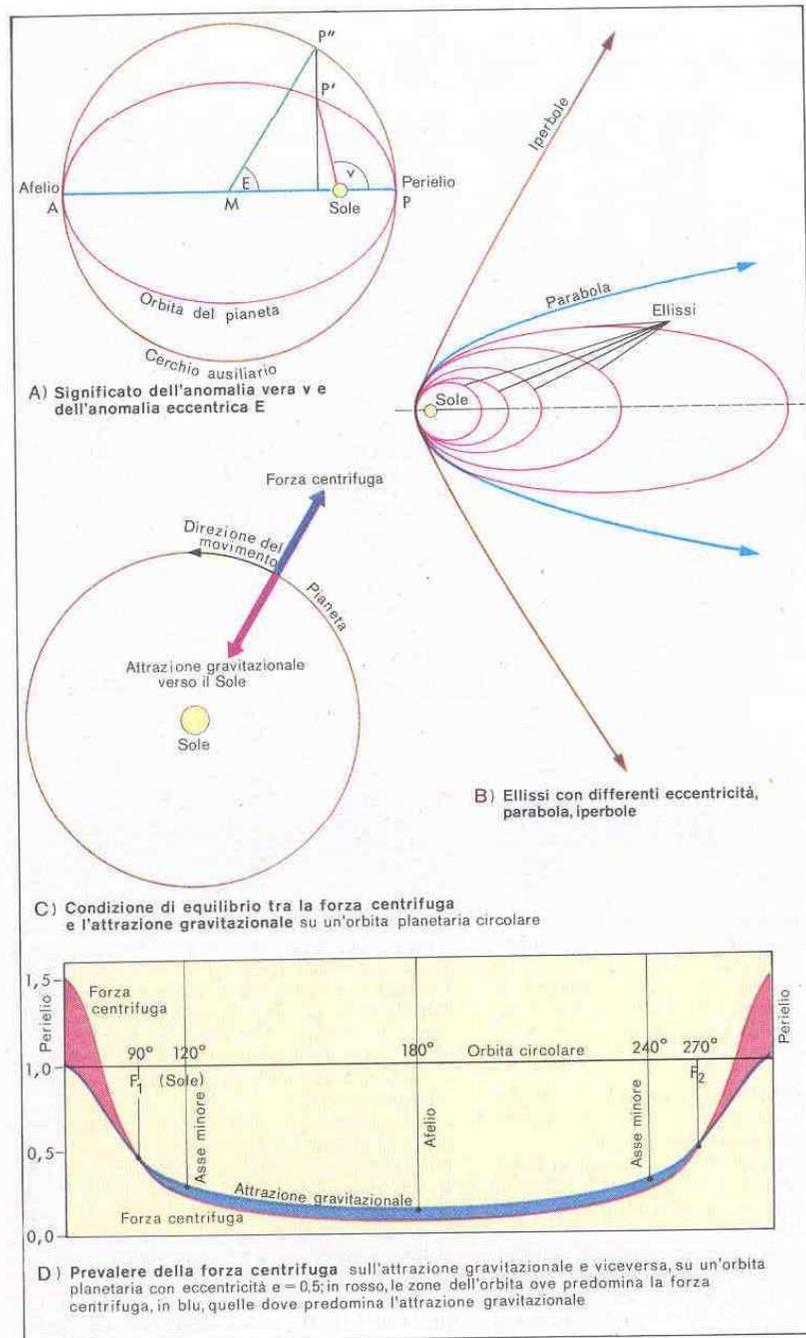
Le configurazioni planetarie

Alcune delle posizioni dei pianeti rispetto alla Terra e al Sole hanno ricevuto, in passato, dei nomi particolari. I *pianeti inferiori*, che si muovono all'interno dell'orbita della Terra, cioè Mercurio e Venere, possono presentare le seguenti configurazioni:

1. **Congiunzione superiore** rispetto al Sole: il pianeta sta al di là del Sole rispetto alla Terra ed è invisibile.
2. **Congiunzione inferiore** rispetto al Sole: il pianeta si trova tra il Sole e la Terra e non può essere osservato, se non in casi molto particolari.
3. **Massima elongazione orientale** rispetto al Sole: il pianeta ha raggiunto la massima distanza angolare dal Sole verso est ed è visibile a ovest alla sera (le massime elongazioni orientali di Mercurio avvengono in primavera e in inverno).
4. **Massima elongazione occidentale** rispetto al Sole: il pianeta si trova alla massima distanza angolare dal Sole verso ovest

ed è visibile la mattina a oriente, prima del sorgere del Sole (il che per Mercurio avviene solo nella tarda estate e in autunno). Le massime elongazioni possono essere per Mercurio di 27°, per Venere di 47° al massimo. I *pianeti superiori*, che si muovono al di fuori dell'orbita terrestre (da Marte a Plutone), possono presentare le seguenti configurazioni:

1. **Congiunzione** (simbolo \odot) rispetto al Sole. Il pianeta è invisibile.
2. **Opposizione** (simbolo \otimes) rispetto al Sole, in direzione opposta a quella del Sole. Il pianeta sorge quando tramonta il Sole, e viceversa, ed è quindi visibile tutta la notte. Contemporanea all'opposizione è anche la minima distanza dalla Terra.
3. **Quadratura** (orientale o occidentale; simbolo \square). Il pianeta dista 90° dal Sole. Le distanze angolari citate vanno riferite alla longitudine celeste del pianeta e del Sole: in una congiunzione la differenza di longitudine celeste è allora di 0°, all'opposizione di 180°. Si prescinde invece dal-



la latitudine celeste, che, a causa dell'inclinazione delle orbite planetarie sull'eclittica, può essere di qualche grado: il conseguente allontanarsi dei pianeti dall'eclittica ha come risultato che Mercurio e Venere per la maggior parte delle volte non attraversano il disco solare; i transiti dei pianeti sul Sole sono anzi fra i fenomeni astronomici più rari: per Mercurio i transiti avverranno il 13.11.1986, il 6.11.1993 e il 15.11.1999; per Venere i prossimi transiti avverranno il 7.6.2004 e il 5.6.2012.

L'intervallo di tempo compreso fra due successive uguali posizioni del pianeta rispetto alla Terra, cioè, per esempio, fra un'opposizione e la successiva, è detto *periodo sinodico* del pianeta. Il temporaneo *moto retrogrado* di un pianeta avviene sempre quando la Terra supera un pianeta superiore più lento, nelle epoche intorno a quella dell'opposizione, ovvero anche quando è superata da un pianeta inferiore più veloce, questa volta nell'epoca intorno alla congiunzione inferiore. Se le orbite planetarie fossero tutte complanari, il moto retrogrado dei pianeti si ridurrebbe a essere un va e vieni sullo stesso cerchio massimo; il fatto che nelle orbite planetarie si osservino dei cappi è da imputare al fatto che le orbite stesse sono, sia pur di poco, inclinate rispetto all'eclittica.

Le leggi di Keplero (v. p. 46)

Le leggi sul moto planetario, scoperte (v. p. 7) da J. KEPLER, dicono:

1. I pianeti si muovono su orbite ellittiche, uno dei fuochi delle quali è occupato dal Sole.
2. La linea che unisce il Sole con il pianeta (detta anche raggio vettore) copre aree uguali in tempi uguali (*legge delle aree*).
3. I quadrati dei periodi di rivoluzione dei pianeti sono proporzionali ai cubi della loro distanza media dal Sole.

Per comprendere meglio il significato delle tre leggi, si consideri un'ellisse, di cui a sia il semiasse maggiore, b il semiasse minore. I fuochi F_1 e F_2 dell'ellisse godono della proprietà per cui la somma dei segmenti che li uniscono a un punto P sull'ellisse è uguale al doppio del semiasse maggiore, cioè

$$PF_1 + PF_2 = 2a.$$

In astronomia viene impiegata l'*eccentricità numerica* e cioè la distanza di un fuoco dal centro dell'ellisse rapportata al semiasse maggiore: per un cerchio si ha $e = 0$, per un'ellisse e è maggiore di zero ma inferiore a 1. Con $e = 1$ si ha una parabola e con $e > 1$ si ha un'iperbole. Parabole e iperboli non sono curve chiuse e si estendono all'infinito.

La seconda legge di Keplero dice che la

velocità di un pianeta all'afelio (massima distanza dal Sole) è minima, e al perielio (minima distanza dal Sole) è massima; la velocità sull'orbita è tale che l'area coperta dal raggio vettore in un determinato tempo rimane costante, qualunque parte dell'orbita si consideri. Se, nella figura, il pianeta impiega, per esempio, 30 giorni per muoversi da A a B, o da C a D, o ancora da E a F, allora i settori ABS, CDS e EFS hanno tutti un'uguale area (S è il Sole).

Le distanze medie e i periodi di rivoluzione di cui alla terza legge di Keplero sono espressi rispettivamente in unità astronomiche e anni. La tabella conferma l'esattezza della legge per i pianeti visibili ad occhio nudo e conosciuti all'epoca di Keplero. La terza legge si può esprimere anche con la formula:

$$a_1^3 : a_2^3 = P_1^2 : P_2^2$$

nella quale P_1 e P_2 sono i periodi di rivoluzione dei pianeti 1 e 2 mentre a_1 e a_2 sono i rispettivi semiasse maggiori. Poiché le masse dei pianeti sono trascurabili rispetto alla massa del Sole, la forma della terza legge di Keplero ora riportata è da ritenersi valida come caso particolare della forma più esatta

$$a_1^3 : a_2^3 = P_1^2 (M + m_1) : P_2^2 (M + m_2)$$

nella quale M è la massa del Sole e m_1 e m_2 sono le masse dei pianeti 1 e 2.

L'anomalia

Attorno a un'ellisse planetaria si tracci un cerchio che ne abbia in comune il centro (M) e il cui raggio sia uguale al semiasse maggiore dell'ellisse. Si indichi allora con *anomalia vera* v l'angolo che ha vertice nel Sole e per lati le direzioni del perielio P e del pianeta P' sulla sua orbita.

Per l'*anomalia eccentrica* E, si proietti la posizione P' del pianeta sul cerchio ausiliario con una perpendicolare al semiasse maggiore dell'ellisse ottenendo P'': allora E è l'angolo che ha per vertice il centro dell'ellisse e per lati le direzioni del perielio P e di P''.

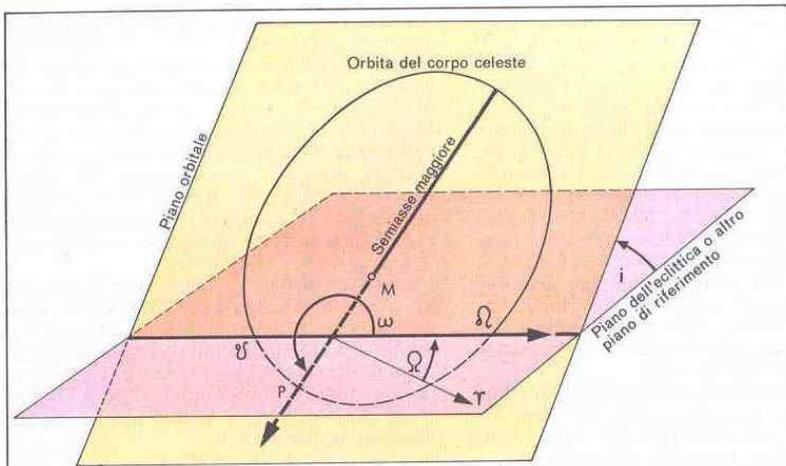
L'*anomalia media* M è l'angolo che ha ancora per vertice il Sole e i cui lati sono la direzione del perielio e la direzione del corpo ideale che si muove attorno al Sole con velocità angolare costante e con periodo uguale a quello del pianeta allo studio. L'equazione di Keplero dà un legame fra eccentricità, anomalia media e anomalia eccentrica:

$$E - e \sin E = M$$

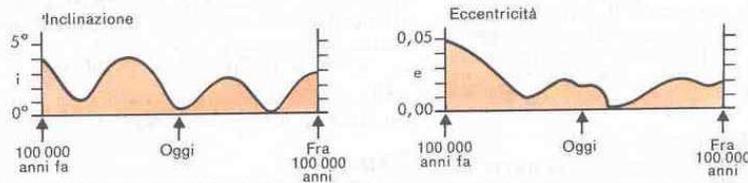
dove e è l'eccentricità numerica.

La legge di gravitazione

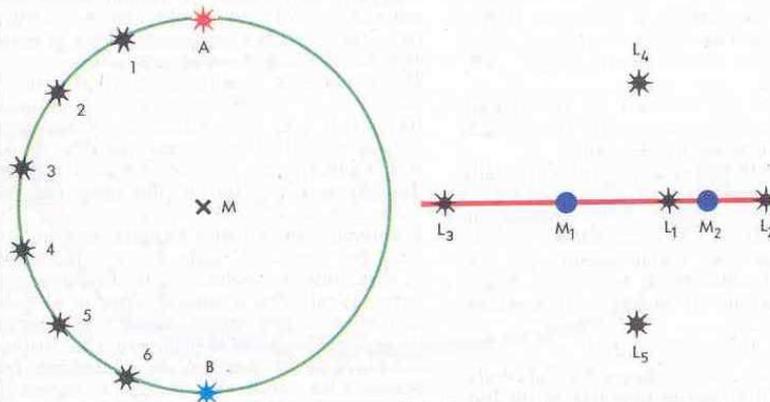
La legge di gravitazione, enunciata da I. NEWTON (v. p. 7), si esprime così: tutte le masse nell'universo si attraggono recipro-



A) Gli elementi di un'orbita



B) Le variazioni degli elementi orbitali i ed e dell'orbita terrestre in 200.000 anni



C) Il principio di integrazione numerica prevede la suddivisione del cammino da A a B in percorsi parziali

D) Soluzione particolare del problema dei tre corpi. I punti da L₁ a L₅ sono i punti di librazione. M₁ e M₂ sono le due masse

amente, con una forza K direttamente proporzionale al prodotto delle masse (m_1 e m_2) e inversamente proporzionale al quadrato della distanza relativa r:

$$K = G \cdot \frac{m_1 \cdot m_2}{r^2}$$

G è la costante di gravitazione, uguale a $6,67 \cdot 10^{-8} \text{ cm}^3/\text{g} \cdot \text{s}^2$.

Dalla legge di gravitazione si possono dedurre le tre leggi di Keplero; la terza legge, per un singolo pianeta, può esprimersi

$$\frac{P^2 (M + m)}{a^3} = \frac{G}{4 \pi^2}$$

dove M e m sono ancora rispettivamente le masse del Sole e del pianeta e $\pi = 3,14$. Un pianeta si trova un'orbita stabile quando non viene a precipitare sul Sole a causa dell'attrazione da parte di questo, né viene lanciato lontano dalla forza centrifuga che si esercita sull'orbita; l'attrazione gravitazionale da parte del Sole e la forza centrifuga devono compensarsi reciprocamente. La forza centrifuga Z dipende dalla massa m del pianeta, dalla sua velocità v, dal raggio r di curvatura dell'orbita, nonché dalla distanza del pianeta dal Sole:

$$Z = \frac{m \cdot v^2}{r}$$

La velocità circolare v_c è la velocità necessaria per mantenere l'equilibrio tra forza centrifuga e attrazione da parte del Sole a una certa distanza r. La velocità reale è leggermente inferiore, in quanto il pianeta si muove su un'ellisse attorno al Sole. La forza centrifuga supera l'attrazione gravitazionale quando il pianeta, muovendosi su un'ellisse, si allontana dal Sole, e viceversa prevede l'attrazione da parte del Sole quando a questo ritorna ad avvicinarsi il pianeta. Il diagramma illustra l'andamento della forza di attrazione e della forza centrifuga su un'orbita ellittica con eccentricità $e = 0,5$.

Naturalmente, le leggi di Keplero, la legge di gravitazione ecc., valgono anche per il moto di un satellite attorno al pianeta, o per il moto delle componenti di una stella doppia e per sistemi analoghi.

Gli elementi dell'orbita

Per definire l'orbita di un pianeta, di un satellite ecc, occorrono gli elementi dell'orbita, che sono:

1. L'inclinazione i dell'orbita rispetto a un piano di riferimento, che per i pianeti è l'eclittica, e per i satelliti il piano equatoriale del rispettivo pianeta.
2. La longitudine (celeste) Ω del nodo ascendente, misurata sull'eclittica a partire dal primo punto di Ariete.
3. La distanza ω del perielio P dal nodo ascendente, misurata sul piano dell'orbita

del corpo in esame. Occasionalmente si considera anche la longitudine π (o $\tilde{\omega}$) del perielio, uguale alla somma $\Omega + \omega$.

4. Il semiasse maggiore a dell'orbita.
5. L'eccentricità numerica e, data da $e = \sqrt{a^2 - b^2}/a$; occasionalmente si usa anche l'eccentricità angolare φ , legata ad e dalla relazione $\sin \varphi = e$. Soprattutto per le comete si suole considerare la distanza q al perielio e la distanza Q all'afelio, in unità astronomiche. Si ha:

$$q = a(1 - e)$$

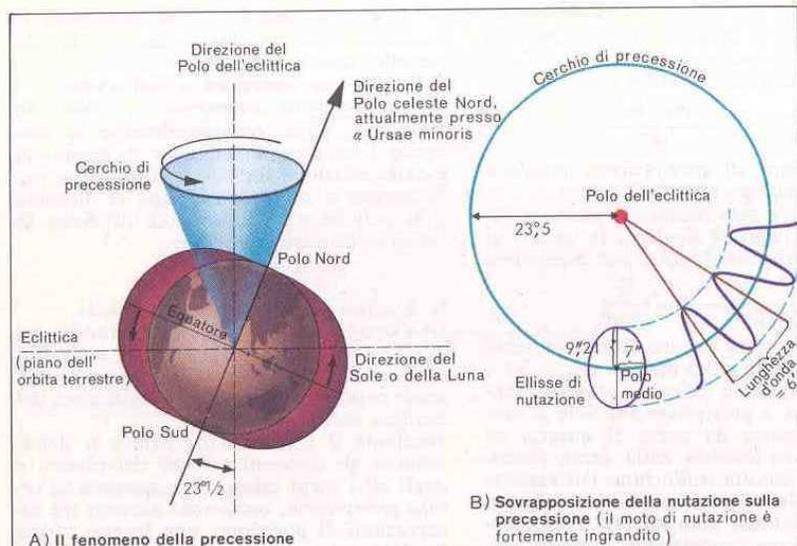
$$Q = a(1 + e)$$

6. L'epoca del passaggio al perielio. In luogo del perielio, della longitudine del perielio ecc. per la Luna e per i satelliti artificiali della Terra si impiegano i termini equivalenti perigeo, longitudine del perigeo ecc.

Mediante il calcolo delle orbite si determinano gli elementi orbitali dei pianeti e degli altri corpi celesti. Per ottenere un'orbita provvisoria, occorrono almeno tre osservazioni di posizione, non troppo vicine fra loro sul tempo, sia in ascensione retta e in declinazione che in latitudine e longitudine celeste, avendo così a disposizione 6 dati per il calcolo dei 6 elementi orbitali. Facendo riferimento alla condizione che i tre punti dell'orbita e che la stella centrale (il Sole) devono giacere in un piano, e facendo anche riferimento alla seconda legge di Keplero, con approssimazioni di calcolo successive si possono determinare le distanze del corpo celeste dalla Terra negli istanti delle tre osservazioni (ognuna delle quali, in genere, rappresenta la media di più osservazioni). In altre parole, le distanze Sole-astro trovate con approssimazioni successive per i tre punti dell'orbita, devono soddisfare le due condizioni: 1, che giacciono tutte nello stesso piano e 2, che soddisfino la legge delle aree: a questo punto, avendo definito la disposizione spaziale dei tre punti dell'orbita, è possibile calcolarne gli elementi.

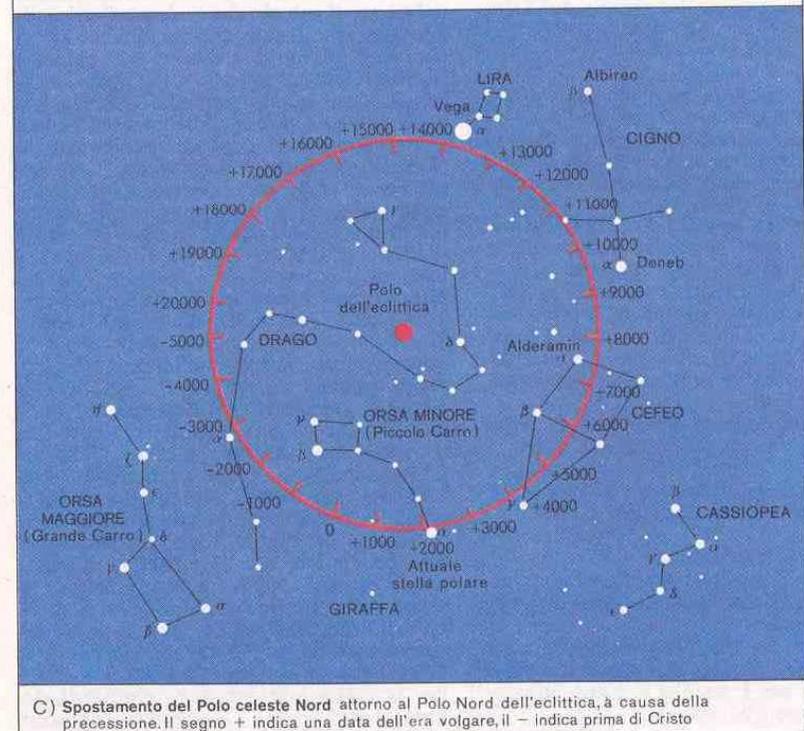
Nel calcolo delle orbite delle comete, si prendono inizialmente in esame delle orbite paraboliche, il cui computo è sensibilmente più facile: per questo si ha a disposizione un metodo messo a punto da w. OLBERS (1797). Se i risultati non dovessero concordare con le aspettative, anche per le comete vengono prese in considerazione delle orbite ellittiche. K. F. GAUSS, all'inizio del XIX secolo, mise a punto un nuovo metodo per il calcolo delle orbite ellittiche.

Per la determinazione degli elementi definitivi dell'orbita, è necessario conoscere anche le perturbazioni impresse all'orbita da parte degli altri pianeti ecc. Si ha quindi a che fare non più con il problema dei due corpi (Sole e pianeta), bensì con il problema dei tre e degli n corpi, che è ri-



A) Il fenomeno della precessione

B) Sovrapposizione della nutazione sulla precessione (il moto di nutazione è fortemente ingrandito)



C) Spostamento del Polo celeste Nord attorno al Polo Nord dell'eclittica, a causa della precessione. Il segno + indica una data dell'era volgare, il - indica prima di Cristo

solubile solo con soluzioni approssimate. Le *perturbazioni* sull'orbita da parte degli altri pianeti sono rivelabili solo attraverso le variazioni negli elementi orbitali. Le *perturbazioni periodiche* consistono in oscillazioni periodiche del valore di un certo elemento orbitale attorno al suo valore medio; le *perturbazioni secolari* invece hanno sempre lo stesso segno. Il semiasse maggiore, l'inclinazione dell'orbita e l'eccentricità, che sono gli elementi che determinano le dimensioni, la forma e la disposizione spaziale dell'orbita, sono affetti solo da perturbazioni periodiche.

Questi risultati, che risalgono principalmente a LAPLACE, sono di particolare interpretazione. Un aumento o diminuzione unidirezionale del valore di questi tre elementi altererebbe la stabilità dell'intero sistema planetario: non sono escluse collisioni o passaggi ravvicinati di due pianeti; in realtà i valori di questi elementi compiono solo delle oscillazioni: per esempio, in 70000 anni l'eccentricità dell'orbita di Giove ha oscillato tra 0,013 e 0,084. Le oscillazioni delle inclinazioni sono riferite al piano orbitale medio di tutte le orbite planetarie, cioè al cosiddetto *piano invariabile*.

Il calcolo delle perturbazioni avviene per mezzo di formule generali, con le quali sia possibile calcolare la posizione che un corpo celeste aveva nel passato o avrà nel futuro: tali formule (per il *calcolo delle perturbazioni generali*) sono in genere lunghe e complicate serie matematiche. In pratica, le perturbazioni generali sono conosciute solo per i pianeti maggiori.

Con il metodo speciale di calcolo delle perturbazioni, vengono determinati per un particolare istante (*epoca di osculazione*) gli *elementi dell'orbita osculatrice*. Si determina la perturbazione attiva in quell'istante e si calcolano i relativi movimenti infinitesimi sia del corpo celeste in esame, che degli altri pianeti; il processo numerico si ripete partendo dalle nuove condizioni, calcolando una nuova posizione per il corpo celeste e così via. Questo metodo, noto anche come *integrazione numerica*, è simile al comportamento di un uomo che brancoli nella nebbia, da un segnale di riferimento al successivo, fino a raggiungere la meta, mentre chi calcola le perturbazioni con il metodo generale assomiglia a un viaggiatore che ha davanti agli occhi la meta e vi si dirige. Il problema dei tre corpi presenta un caso speciale per il quale esistono soluzioni matematiche, trovate verso la fine del XVIII secolo da J. L. LAGRANGE: tali soluzioni si hanno quando il terzo corpo si trova sulla retta che congiunge le due masse 1 e 2, e precisamente nei tre possibili *punti di librazione* L_1 , L_2 , L_3 , la cui posizione dipende dalla massa

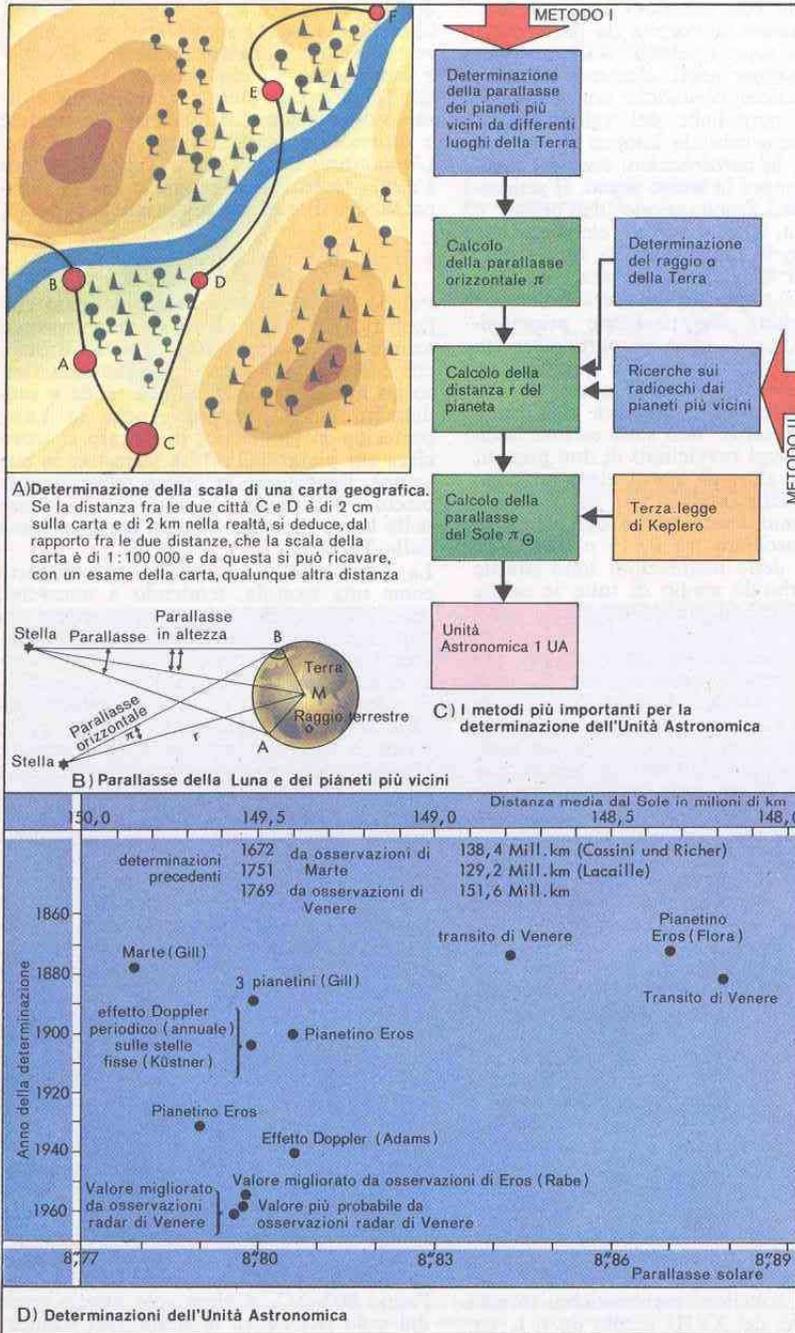
dei due corpi 1 e 2. Gli altri due punti di librazione L_4 e L_5 si trovano ciascuno ai vertici di un triangolo equilatero di cui 1 e 2 occupano gli altri vertici. La Terra è una sfera, o meglio un ellissoide di rotazione: il diametro equatoriale è superiore al diametro polare di 43 km. L'*appiattimento* A della Terra è allora $1:297$, inteso come rapporto fra la differenza dei diametri equatoriali a e polare

$$b \text{ e il diametro equatoriale, } A = \frac{a-b}{a}$$

Poiché l'equatore terrestre è inclinato sull'eclittica di $23^\circ 27'$, il rigonfiamento equatoriale non è sempre diretto verso il Sole, che esercita quindi sul rigonfiamento stesso un momento torcente, che tende a raddrizzare l'asse terrestre. Anche la Luna partecipa al fenomeno, in quanto si trova circa sul piano dell'orbita terrestre; la sua azione, nonostante la massa relativamente piccola, è tuttavia considerevole, a causa della breve distanza a cui si trova la Luna dalla Terra.

La Terra gira su se stessa e si comporta come una trottola, tendendo a muoversi, sotto l'azione del momento torcente da parte del Sole e della Luna, perpendicolarmente ad esso. Generalmente, il movimento di una trottola, generato da un momento torcente esterno, è chiamato *precessione* (dal latino *praecedere*). Anche l'asse terrestre descrive un simile movimento; l'insieme delle posizioni occupate dall'asse terrestre forma un cono, perpendicolare al piano dell'orbita della Terra; un'intera rotazione del polo dura 25700 anni (*anno platonico*).

In questo modo anche la posizione dei poli celesti nord e sud si sposta sulla sfera celeste attraverso le costellazioni. Attualmente, la Stella Polare (α Ursae minoris, la più luminosa nella costellazione dell'Orsa Minore) dista soli $0^\circ,9$ dal polo celeste nord; tale distanza si ridurrà ancora a $0^\circ,46$ nell'anno 2102 per poi aumentare. Dall'anno 4000 all'anno 8000 circa il polo celeste nord si troverà in Cefeo: nel 4045 γ Cephei sarà la Stella Polare, e nel 7530 lo sarà α Cephei o Alderamin. Poco prima del 14000 sarà la volta di Vega, nella Lira, anche se questa stella non sarà mai così vicina al polo celeste nord come l'attuale Stella Polare. Per andare nel passato, nell'anno 2800 a.C., vicino al polo si trovava α Draconis, la stella più importante nella costellazione del Drago; nell'anno 802 d.C., a circa solo mezzo grado dal polo si trovava la stella 32H Camelopardalis (nella Giraffa); oggi sappiamo che questa stella, malgrado la sua debole luminosità di solo $4^m,8$, era la Stella Polare dei Vichinghi. Anche la collocazione spaziale dell'equatore terrestre, e quindi del-



l'equatore celeste, varia in conseguenza della precessione, e con quello anche i punti di intersezione fra equatore celeste ed eclittica, i primi punti d'Ariete e della Bilancia, che si spostano così di 50",37 (precessione lunisolare), a causa dell'azione del Sole e della Luna nel corso di un intero movimento del Sole sull'eclittica, e in direzione contraria a quella del Sole. In questo modo la posizione del primo punto d'Ariete ogni 2140 anni in media cambia costellazione: all'epoca degli antichi greci si trovava circa sul confine fra le costellazioni dell'Ariete e dei Pesci, oggi si trova tra l'Acquario e i Pesci e così via. I cosiddetti *segni zodiacali* iniziano, in contrasto con le costellazioni visibili in cielo, facendo cadere il primo punto di Ariete appunto nella costellazione d'Ariete. Il segno dell'Ariete coincide oggi, in parte, anche con la costellazione dei Pesci, il segno del Toro con la costellazione dell'Ariete ecc.

A causa della precessione, anche le coordinate delle stelle (ascensione retta e declinazione) variano in maniera analoga: per la compilazione di un catalogo o di un atlante stellare è necessario indicare l'epoca alla quale si riferirà e per la quale è valido, chiamata anche *equinozio* (che, p. es., è il 1855,0 per il « Bonner Durchmusterung »).

Alla precessione si sovrappone la **nutazione**, che è resa palese da piccole oscillazioni (dal latino, nutare) dell'asse terrestre; la nutazione è variabile, in quanto l'azione della Luna non è sempre costante: raggiunge un minimo quando la distanza angolare della Luna dall'equatore celeste è minima e viceversa. Il primo caso si ha quando il nodo ascendente dell'orbita lunare coincide con il primo punto d'Ariete. La Luna, allora, a causa della sua inclinazione sul piano dell'eclittica, può raggiungere una declinazione di $23^{\circ},5 + 5^{\circ},1 = 28^{\circ},6$ verso nord o verso sud; se invece il nodo ascendente coincide con il primo punto d'Ariete, la sua declinazione sarà di $23^{\circ},5 - 5^{\circ},1 = 18^{\circ},4$ verso nord o verso sud. Poiché la linea dei nodi si muove sull'orbita della Luna con un periodo di 18,61 anni, lo stesso periodo lo deve mostrare il fenomeno della nutazione.

A causa della nutazione la posizione del vero equinozio di primavera oscilla avanti e indietro di 17",24 attorno a una posizione media, il cui movimento dipende solo dal fenomeno della precessione. Naturalmente anche i poli celesti si muovono per effetto della precessione, e l'obliquità dell'eclittica oscilla di conseguenza di 9",21, con il periodo della nutazione. Oltre al Sole e alla Luna, anche i pianeti agiscono sulla Terra. Sommando tutti gli effetti, si ottiene un'oscillazione dell'obliquità del-

l'eclittica fra $21^{\circ}55'$ e $24^{\circ}18'$ con un periodo di 40000 anni. Nel 1900,0 l'obliquità dell'eclittica era di $23^{\circ}27'8",26$, e la sua variazione annua di $0",47$.

Un ulteriore effetto della *precessione per i pianeti* ora descritta è uno spostamento del primo punto d'Ariete, imputabile per un altro $0",12$ alla precessione lunisolare, cosicché la *precessione generale* è di $50",25$. Con *costante della precessione* si indica il rapporto fra precessione lunisolare e $\cos \epsilon$, pari a $54",94$.

Determinazione delle distanze nel sistema solare

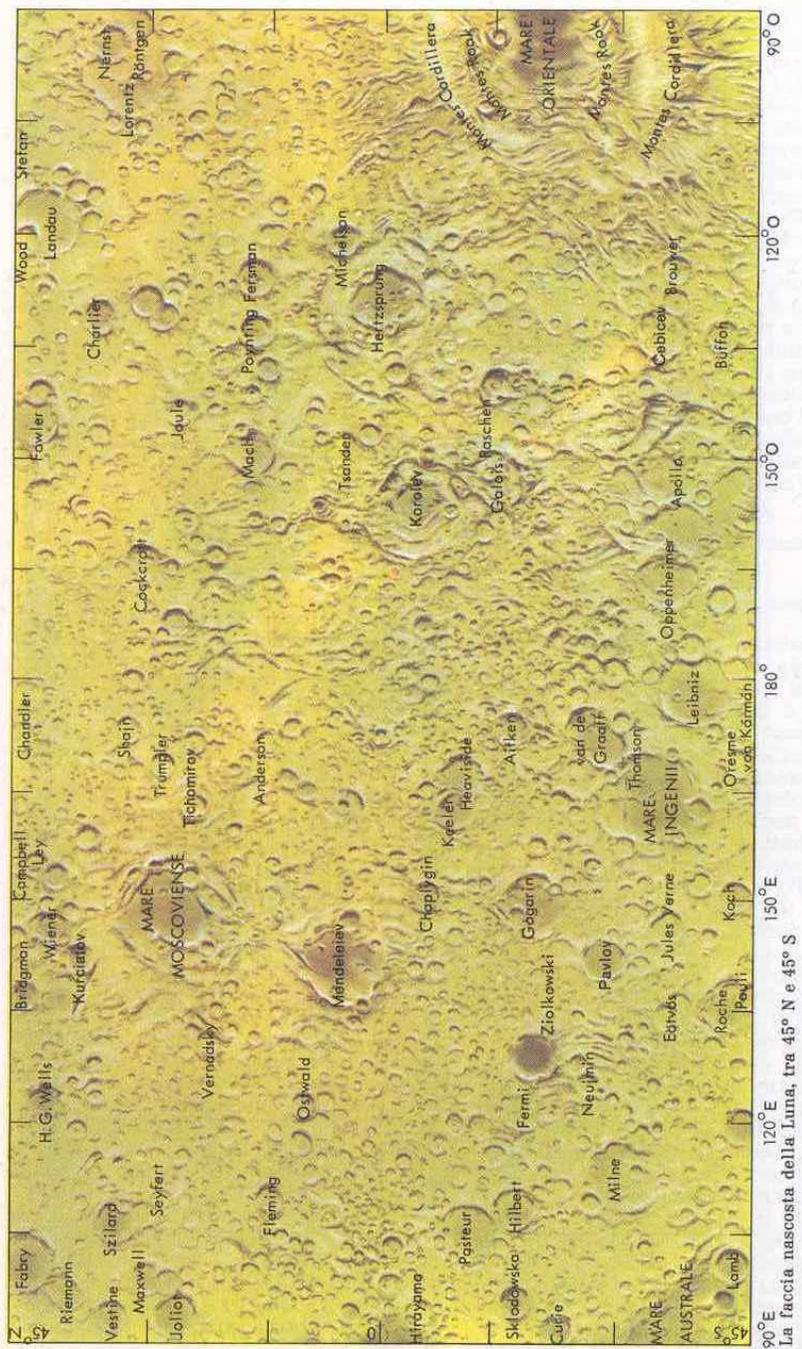
La determinazione della distanza di un corpo celeste prossimo alla Terra può essere effettuata con il metodo relativamente semplice della triangolazione: secondo la posizione dell'osservatore sulla Terra, un astro descrive, sullo sfondo della sfera celeste, uno spostamento (*parallasse*).

Con *parallasse orizzontale* si indica l'angolo fra la direzione sulla quale un astro osserva il centro M della Terra e la direzione della tangente in B alla Terra.

Questo angolo non può essere misurato direttamente; è tuttavia possibile effettuare dai due luoghi A e B dei rilevamenti dell'astro e determinare così la parallasse, e quindi anche la *parallasse diurna*, cioè l'angolo M-astro-B, o M-astro-A, e così pure la parallasse orizzontale π ; questa per la Luna (alla sua distanza media dalla Terra) vale 57'. La distanza r di un corpo celeste è allora data da

$$r = \frac{a}{\sin \pi}$$

dove a è il raggio della Terra (6378,388 km); per la Luna si ottiene così una distanza media di 384 400 km, pari a 60,3 raggi terrestri. Mediante il procedimento sopra descritto è possibile determinare anche le distanze dei pianeti più vicini, in particolare di alcuni pianetini, fra cui Eros, giunto alla distanza di 22 milioni di km dalla Terra. Una volta nota la distanza di un pianeta dalla Terra, con l'ausilio della terza legge di Keplero è possibile conoscere tutte le altre distanze all'interno del sistema solare (v. p. 46) deducendole, cosa facile da eseguirsi, dal rispettivo periodo di rivoluzione attorno al Sole; in altre parole la terza legge di Keplero ci dà una rappresentazione in scala del sistema solare; la scala può essere conosciuta qualora si riesca a misurare la distanza in km fra due corpi, così come si può conoscere la scala di una carta geografica quando si venga a sapere, per esempio, che le due città C e D, che sulla carta distano 2 cm, in realtà distano 2 km. La scala della carta è allora di 1:100 000 (il che significa che a 1 cm sulla carta corrisponde in real-



La faccia nascosta della Luna, tra 45° N e 45° S

lunare non compì alcun ulteriore progresso. Nel 1775, T. MAYER pubblicò una carta di 20 cm; J. H. SCHRÖTER nel 1779 approfondì lo studio dei particolari delle varie formazioni lunari. Nacque così la ricerca cartografica sulla superficie lunare, o *selenografia* (dal greco Selene = Luna). Per analogia con il termine geologia, si è attribuito il nome di *selenologia* all'insieme delle ricerche che riguardano la superficie lunare e la sua formazione.

Al XIX secolo risalgono le eccellenti mappe di W. G. LOHRMANN del 1824, con un diametro di 97 cm, di W. BEER e J. H. MÄDLER (del 1837) e di J. SCHMIDT (perfezionamento della mappa di LOHRMANN). Va ricordata la carta di PH. FAUTH, di 3,5 m, degli inizi del XX secolo. Tutte le mappe citate furono preparate mediante osservazioni visuali.

Il primo atlante fotografico della Luna fu opera di M. LOEWY e P. H. PUISEUX (1897). Fra i migliori atlanti fotografici va citato quello di G. P. KUIPER (1960) composto da 280 fotografie ottenute in vari osservatori (Lick, McDonald, Yerkes, Pic du Midi e Mt. Wilson). All'ultimo decennio risalgono le osservazioni fotografiche e visuali dell'U.S. Air Force Map in 84 fogli, con scala 1:1 milione, oltre alla carta geologica in tre parti di R. J. HACKMANN: la Luna ha qui un diametro di 90 cm. Si è conclusa così quella fase della cartografia lunare che un telescopio permette di effettuare.

Topografia della Luna

La superficie della Luna è differente sotto molti punti di vista da quella della Terra. Si possono distinguere i seguenti particolari:

Strutture su grande scala

Il termine *terrae* viene impiegato solo in contrasto con il termine *maria*, in quanto in realtà sulla Luna, come è noto da molto tempo, non esiste una ripartizione fra terra e mare. Le *terrae* sono le regioni lunari di colore più chiaro, che si possono discernere già ad occhio nudo e che al telescopio si presentano con monti e crateri, di differenti altezze. Le *terrae* non possiedono, in genere, altre denominazioni. *Maria* sono le regioni di colore più scuro. In genere non presentano rilievi appariscenti. I loro nomi latini sono di fantasia (v. tabella). Alcuni mari isolati, o alcuni piccoli mari sono indicati con il nome latino = lago, sinus = baia, palus = palude.

Strutture su piccola scala

Crateri, formazioni anulari, circhi montuosi
Catene montuose di forma anulare sono sparse in gran numero sulla superficie della Luna e ne costituiscono una delle caratteristiche. Si distinguono:

1. Piccole formazioni circolari, con diametro inferiore a 1 km; si tratta di piccoli

crateri privi della montagna centrale (in inglese «craterlets») oppure formazioni coniche, con un'apertura sulla sommità.

2. Crateri veri e propri, con diametri compresi tra 1 e 20 km; alcuni presentano al centro una formazione montuosa.

3. Cupole («lunar domes»), con diametri tra 20 e 30 km ed un'altezza tra 250 e 500 m. Parecchie tra queste mostrano sulla sommità un'apertura avente dimensioni fino a 1000 m.

4. Formazioni anulari, con diametro tra 20 e 100 km. Il loro contorno è approssimativamente circolare, talvolta anche poligonale.

5. Circhi montuosi; grandi forme circolari o poligonali, con diametri superiori a 100 km.

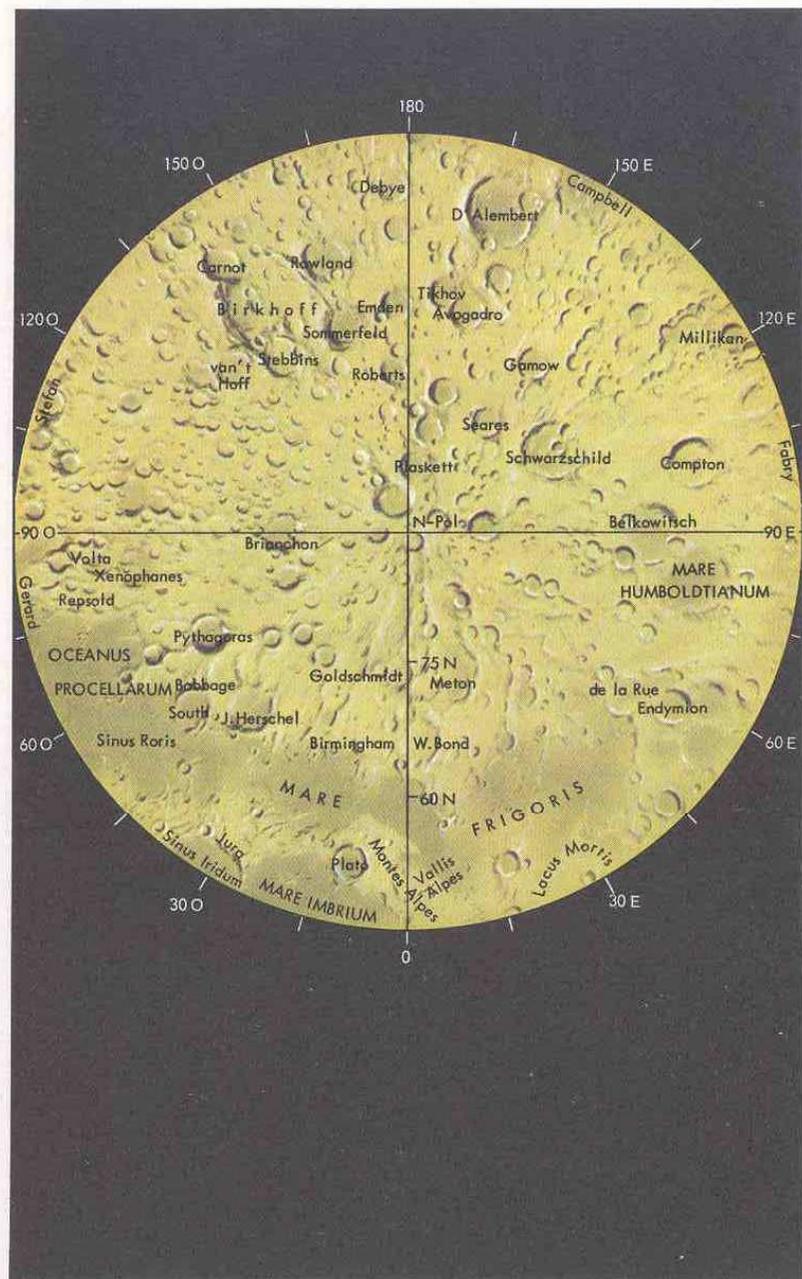
I più grandi circhi montuosi si trovano sulla parte anteriore della Luna; sono, fra gli altri, da citare Bailly, di 270 km di diametro e Clavius di 240 km. Appare evidente che i più grandi circhi montuosi formano un'unica serie, senza soluzione di continuità, con i più piccoli mari. In particolare, sul lato a noi nascosto, formano un esempio di quanto detto i circhi Planck,

Nomi dei mari

Mare Orientale ¹	Mare Orientale
Oceanus Procellarum	Oceano delle tempeste
Mare Cognitum	Mare conosciuto
Mare Imbrium	Mare delle piogge
Mare Nubium	Mare delle nubi
Mare Humorum	Mare degli umori
Mare Serenitatis	Mare della Serenità
Mare Tranquillitatis	Mare della Tranquillità
Mare Nectaris	Mare del Nettare
Mare Foecunditatis	Mare della Fecondità
Mare Vaporum	Mare dei vapori
Mare Crisium	Mare delle crisi
Mare Smythii ¹	Mare di Smyth
Mare Marginis ¹	Mare del Confine
Mare Undarum	Mare delle onde
Mare Spumans	Mare spumeggiante
Mare Moscoviense ²	Mare di Mosca
Mare Ingenii ²	Mare dell'ingegno
Mare Australe ¹	Mare del Sud
Mare Frigoris	Mare del freddo
Mare Humboldtianum	Mare di Humboldt
Sinus Iridum	Baia dell'arcobaleno
Sinus Roris	Baia della rugiada
Sinus Aestuum	Baia dei flutti
Sinus Medii	Baia di mezzo
Palus Putredinis	Palude della putredine
Lacus Somniorum	Lago dei sogni
Lacus Mortis	Lago della morte
Palus Epidemiarum	Palude delle epidemie

¹ In parte sulla faccia posteriore della Luna.

² Sulla faccia posteriore della Luna.



Le regioni polari settentrionali della Luna

Apollo, e Mendelejev, il Mare Ingenii e il Mare Moscoviense.

I nomi dei crateri, delle formazioni anulari e dei circhi montuosi sono quelli di astronomi (per esempio Copernico, Kepler, Tolomeo), di matematici (Gauss, Euler, Furnerius) o di filosofi (Platone, Aristotele); sono ricordati anche alcuni storici e geografi (p. es. Plinio e Fra Mauro). Oggi, l'attribuire nomi alle formazioni superficiali della Luna, è compito particolare dell'IAU: nel 1970 questo ufficio attribuì i nomi definitivi alle formazioni dell'altra faccia della Luna, da poco osservata, ricordando fisici del nostro tempo, quali Landau, Lorentz, Fowler, Mach, Röntgen ecc. Così pure è stato attribuito (a un circo montuoso) il nome Apollo, nonché i nomi di astronauti sovietici e statunitensi (Borman, Anders, Lovell, Gagarin). Si trovano anche i nomi di astronomi del XX secolo, fra cui i tedeschi Hoffmeister, Sidentopf, Kohlschütter, Kopff, il danese Hertzprung (un circo montuoso) oltre a H. G. Wells, J. Verne, Pasteur, Mendelejev, e perfino Dedalo e Icaro, Unendo a questi i matematici (p. es. Hilbert e Riemann) si ottiene una bella galleria di personaggi.

Per i crateri della Luna è particolarmente significativo il rapporto fra altezza delle pareti e diametro, illustrato a p. 66 per un grande numero di crateri; in questo diagramma, per altezza delle pareti si è presa l'altezza interna (normalmente l'altezza esterna è leggermente inferiore). Per crateri e formazioni anulari aventi diametro inferiore a 100 km, il rapporto fra altezza delle pareti e diametro è compreso fra 1:15 e 1:20 mentre per i grandi circhi montuosi detto rapporto è inferiore; i valori estremi sono 1:7 e 1:100, cosicché se ci si potesse trovare al centro di qualche particolare circo montuoso o formazione anulare, non si potrebbero vedere, a causa della curvatura della superficie lunare, le pareti del circo o della formazione. Seguono i dati relativi ad alcuni crateri:

Nome	diámetro in km	altezza della parete in m
Aristoteles	100	7500
Archimedes	80	1400
Eratosthenes	60	3000
Copernicus	90	3900
Plato	100	1400
Bailly	270	4600
Clavius	240	5700
Scheiner	110	6000
Newton	110	9700
Letronne	110	10000
Wargentini ¹	90	400
Grimaldi	200	3000
Tycho	85	3800
Theophilus	100	6000

¹ L'interno è quasi completamente riempito.

Solchi; valli e muraglie

Si tratta di particolari formazioni dall'aspetto rettilineo, occasionalmente riunite a formare un sistema unico. Il termine solco o crepaccio sta a indicare delle fessure, larghe circa 1 km che, in parte diritte e in parte a zig-zag, coprono distanze di centinaia di km sulla superficie lunare, talvolta legate, a mo' di catena, da piccoli crateri come intorno a Copernicus, fra questo e il vicino cratere Stadius, in direzione di Eratosthenes. Crepacci noti sono quelli di Hyginus (lat. Rima Hyginus), a sud di Manilio, il Crepaccio di Ariadeus, più a est, e quello di Hypatia, vicino al cratere Delambre. Anche la Valle di Schröter (lat. Vallis Schröter), a nord di Herodotus, nonostante il nome, è in realtà un crepaccio.

Le valli sono delle larghe scanalature: ne è un esempio la valle delle Alpi (lat. Vallis Alpes), che si presenta come una fossa tettonica; la valle Rheita (lat. Vallis Rheita) è invece presumibilmente concomitante alla formazione di un vicino cratere.

Le muraglie, o muri, sono formazioni a gradino, il cui esempio più cospicuo è dato dal muro diritto (lat. Rupes Recta), nel Mare Nubium, che ha una lunghezza di 150 km e un'altezza massima di 300 m. Sono note alcune formazioni terrestri di questo tipo.

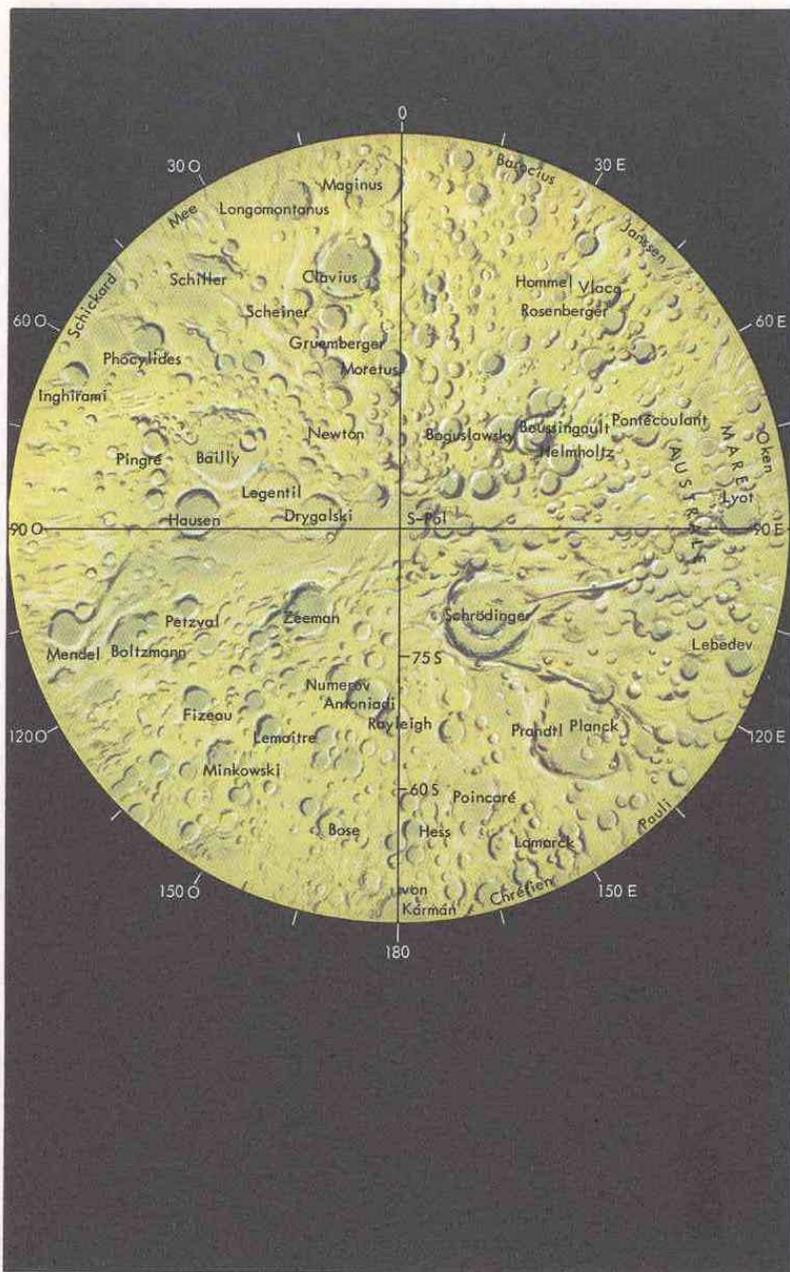
Raggi

Formazioni caratteristiche della superficie lunare sono i raggi, strisce di colore più chiaro delle regioni circostanti, che si dipartono radialmente da alcuni crateri, fra cui, p. es., Tycho, Copernicus, Kepler, Proclus ecc; si conoscono in tutto 60 crateri sulla faccia della Luna rivolta alla Terra, che possiedono questa caratteristica. Nella maggior parte dei casi i raggi sono poco appariscenti, talvolta confusi, attorno al cratere, in un vago alone luminoso. Attorno a Tycho, i raggi si allontanano anche di 1000 km dal cratere. La larghezza dei raggi può raggiungere anche parecchi km. Il « centro del sistema » non sempre coincide con il centro del cratere.

I raggi hanno un andamento praticamente rettilineo, che non è modificato dalla presenza di altre formazioni; inoltre non presentano mai ombre: se ne può dedurre che si tratta di materiale ad alto potere riflettente. Queste formazioni sono meglio visibili nel periodo di Luna Piena, quando la direzione dei raggi solari che incidono sulla Luna quasi coincide con la direzione verso la Terra.

Montagne

Oltre alle formazioni montuose circolari, sulla Luna si trovano anche catene montuose rettilinee, dette appunto montagne.



Le regioni polari meridionali della Luna

P. es., il Mare Imbrium è circondato per metà (da sud a est a nord) dalle catene dei Carpazi, degli Appennini, del Caucaso, delle Alpi e del Giura: le dimensioni maggiori sono quelle degli Appennini, lunghi circa 1000 km; gli Appennini sono alti al massimo 6500 m, mentre le Alpi giungono a 3800 m, i Carpazi a 2300 m e il Caucaso e il Giura a 6500 m. Le massime altezze sono raggiunte dai monti Dörfel (circa 10000 m) e dai monti Leibniz (massimo 11350 m); la prima catena si trova presso il cratere Bailly, l'altra presso il polo sud lunare, entrambe comunque prossime al bordo del disco lunare (visto dalla Terra) cosicché non sono facilmente osservabili anche con un telescopio. Le nuove riprese fotografiche da parte delle varie sonde lunari, di qualità insoddisfacente, non hanno confermato l'esistenza di strutture chiaramente montuose.

Altre interessanti montagne sulla faccia della Luna a noi visibile, sono i monti Haemus, sul bordo sud-occidentale del Mare Serenitatis, i monti Riphæi, alti 1000 m, fra il Mare Nubium e l'Oceanus Procellarum, e i Pirenei sul bordo orientale del Mare Nectaris; sulla faccia nascosta, si trovano soltanto le Cordillera ed i monti Rook, che delimitano concentricamente il Mare Orientale e che si trovano in parte anche sulla faccia della Luna rivolta verso di noi. Le montagne tipiche, o catene di montagne, mancano sul lato nascosto della Luna, così come mancano quasi completamente i mari, sul cui bordo si trovano la maggior parte delle montagne.

Determinazione delle altezze sulla Luna

Le altezze citate si riferiscono a particolari formazioni che si trovano nell'interno di crateri o nelle regioni vicine, e sono state determinate, per via trigonometrica, in base alla lunghezza dell'ombra gettata dalla cima dei monti a cui si riferiscono e in base all'altezza del Sole. Il metodo ha però l'inconveniente che le ombre cadono su regioni per nulla piane ed uniformi. Misure dirette dell'altezza delle montagne sono invece possibili quando queste si trovano sul bordo del disco lunare. A differenza dell'altezza relativa, la determinazione dell'altezza assoluta presenta particolari difficoltà, in quanto non esiste sulla Luna una superficie di riferimento analoga alla superficie del mare sulla Terra; occorre quindi per prima cosa definire un livello medio al quale fare riferimento nel disegnare le curve di livello, come nella « Contour Map » di R. B. BALDWIN (1961). Si rileva allora immediatamente che i mari per la maggior parte si trovano sotto la superficie di livello medio: sulla faccia visibile della Luna, il punto più al di sotto

(6100 m) del livello medio si trova nel Mare Imbrium, mentre Albatengius e la regione ovest del Mare Humorum si trovano più in alto del livello medio (3500 m). Le carte non sono però significative nei particolari, come, p. es., si può rilevare confrontando le carte di BALDWIN con la contemporanea carta sovietica di W. B. NEUMANN.

Anche le più semplici osservazioni ottiche mostrano che sulla Luna non può esistere un'

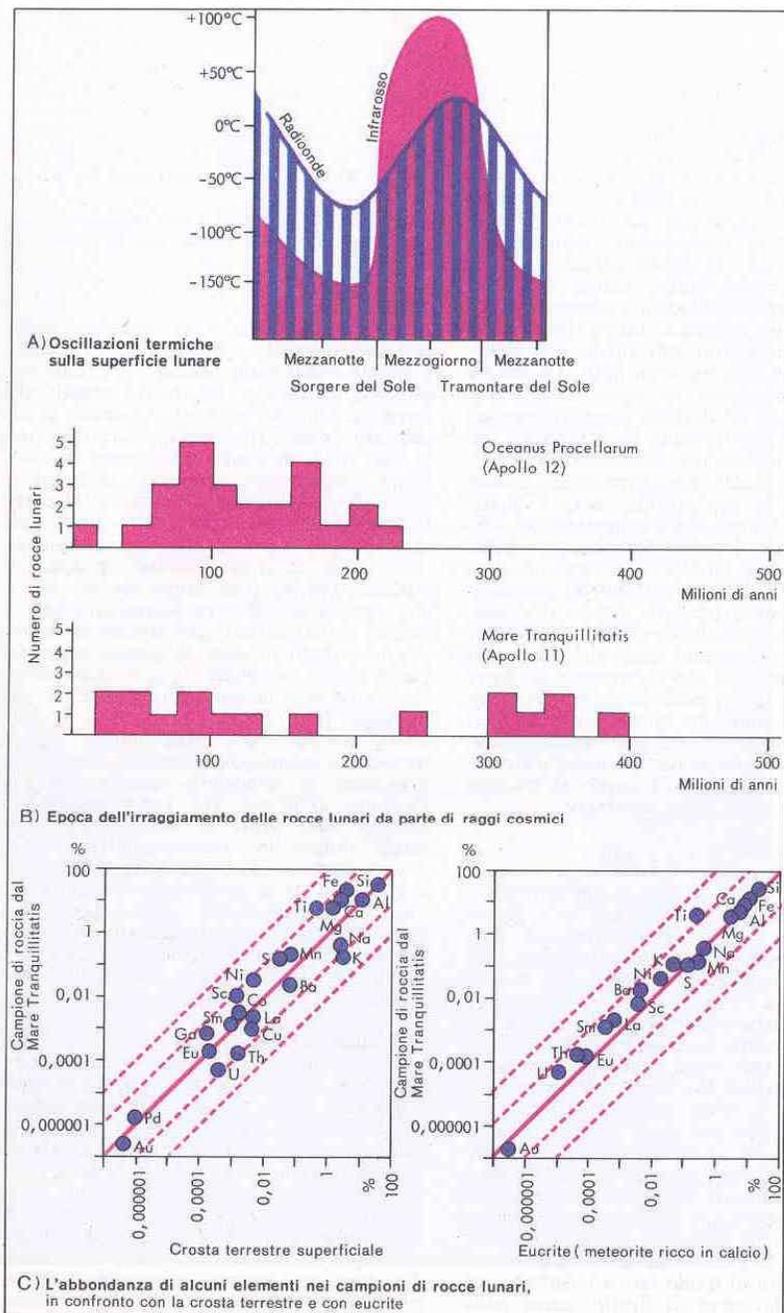
Atmosfera

Non sono mai state, p. es., osservate delle nubi né, durante la transizione tra giorno e notte, è mai stato notato un effetto imputabile all'analogo lunare del crepuscolo terrestre. Un test probante l'assenza di atmosfera è quello di osservare l'occultazione di una stella da parte della Luna: si nota allora l'improvvisa scomparsa delle stelle dietro il disco lunare, nonché l'altrettanto improvvisa ricomparsa. Queste prove erano già note molto prima che si potesse piede sulla Luna ed avevano condotto al risultato che, se pure atmosfera vi era, la sua densità non doveva essere superiore a mezzo miliardesimo dell'atmosfera terrestre; eventuali processi di degasamento da parte della superficie lunare potrebbero dare origine a un'atmosfera tenue: la velocità di fuga dalla Luna è però di 2,37 km/s, per cui i gas sfuggirebbero velocemente dal campo di attrazione lunare.

L'assenza di atmosfera comporta anche l'assenza di acqua, che vaporizzerebbe a formare uno strato di vapore acqueo il quale sfuggirebbe immediatamente nello spazio cosmico. È ancora un punto controverso se, al di sotto della superficie lunare, in cavità ancora chiuse, possa esistere dell'acqua, eventualmente sotto forma di ghiaccio. Le ricerche di carattere sismologico in corso (v. p. 67) sono rivolte appunto a questo obiettivo.

La temperatura

sulla superficie della Luna subisce, passando dal giorno alla notte, variazioni considerevoli; anche questa è una conseguenza dell'assenza di atmosfera. Infatti, di giorno i raggi solari non vengono filtrati ed attenuati e riscaldano il suolo fino a + 118 °C, mentre di notte il calore accumulato di giorno viene rapidamente irradiato nello spazio, cosicché la temperatura del suolo scende fino a - 153 °C. Questi dati sono stati ottenuti misurando con termoelementi la temperatura della radiazione infrarossa irradiata dalla Luna. Dalle misure nel campo delle radioonde, a 1,25 cm, l'intervallo di oscillazione della temperatura sembrerebbe ristretto fra + 30 °C e - 75 °C. Presumibilmente con questa



tecnica si misura anche la temperatura di qualche strato inferiore della superficie lunare.

L'albedo medio della Luna (faccia visibile) è 0,073: questo significa che il 7,3 % della luce solare incidente viene riflessa; il suolo lunare è quindi relativamente oscuro: infatti, p. es., il calcare ha un albedo di 0,36, il gesso di 0,85, la lava dell'Etna 0,04, il basalto 0,05, la cenere del Vesuvio 0,16. I mari della Luna hanno un albedo di 0,03, le terrae di 0,24. A causa della mancanza di grandi mari, la faccia nascosta della Luna è globalmente più luminosa della faccia visibile.

Osservazioni delle variazioni di luminosità delle formazioni lunari con la fase, unite a misure di polarizzazione, hanno condotto già da alcuni anni alla conclusione che gran parte del suolo lunare è ricoperto da uno strato di polveri o sabbie di tipo basaltico. Con l'aiuto delle sonde lunari sarà possibile aumentare le conoscenze sulla struttura, su piccola e grande scala, della superficie della Luna. Già gli allunaggi morbidi delle sonde senza equipaggio (la sonda russa Luna 9 del 3.2.1966 e l'americana Surveyor 1 del 2.6.1966 furono le prime ad effettuare prove in questo senso) dimostrarono l'esistenza di strati di polvere. Ricerche più dirette (Surveyor 3 e 7) dimostrarono che le particelle di polvere presentano una forte coesione, confermata più tardi anche dagli astronauti, sulle cui scarpe e tute la polvere aderiva in maniera « appiccaticcia », equivalente a quella della sabbia umida o della terra arata di recente.

La capacità di carico del suolo lunare è stata stimata dal Surveyor 1 intorno a 0,35 kg/cm². Gli astronauti hanno impresso sulla polvere lunare chiare impronte, che ancora per lungo tempo rimarranno immutate.

Ricerche chimiche e mineralogiche sulle rocce lunari

Le sonde lunari, con o senza (come la sovietica Luna 16) equipaggio, permisero per la prima volta di effettuare ricerche dirette sulle rocce lunari.

I campioni lunari esaminati nel corso delle varie spedizioni sono suddivisi nei seguenti tre tipi:

1. *Spezzoni vescicolari, cristallini e magmatici*, di piccole e medie dimensioni.
2. *Polveri* (particelle singole con diametro inferiore a 1 cm).
3. *Breccie*, che sulla Terra comprendono materiali che si rompono in frammenti a spigoli vivi; sulla Luna tali frammenti sono mescolati con polveri « cotte insieme ». Le rocce sono per la maggior parte di tipo basaltico, e devono essersi formate attraverso un processo di fusione: il magma,

dal quale si sono formate per solidificazione le rocce, deve presumibilmente essersi mosso con un sottile flusso, così come avviene per i basalti terrestri. Spesso nelle rocce lunari si trovano dei fori, che si possono far risalire al degasamento subito dalle zone stesse in conseguenza al loro raffreddamento; spesso vi si rinvenivano degli incavi di forma analoga ai crateri, provocati dall'impatto di piccoli meteoriti (micrometeoriti), talvolta con una minuscola elevazione centrale, simile a quella dei crateri maggiori; la « montagna centrale » dei piccoli crateri d'impatto, che misura una frazione di millimetro, è costituita di vetro, materiale che si trova anche in altri campioni lunari: palesemente, si tratta di materiale lunare fuso in seguito all'urto del meteorite. Le particelle di vetro hanno forma sferica, cilindrica o irregolare ed hanno dimensioni che giungono, al massimo, ad alcuni decimi di mm. Fra i minerali si sono potuti identificare:

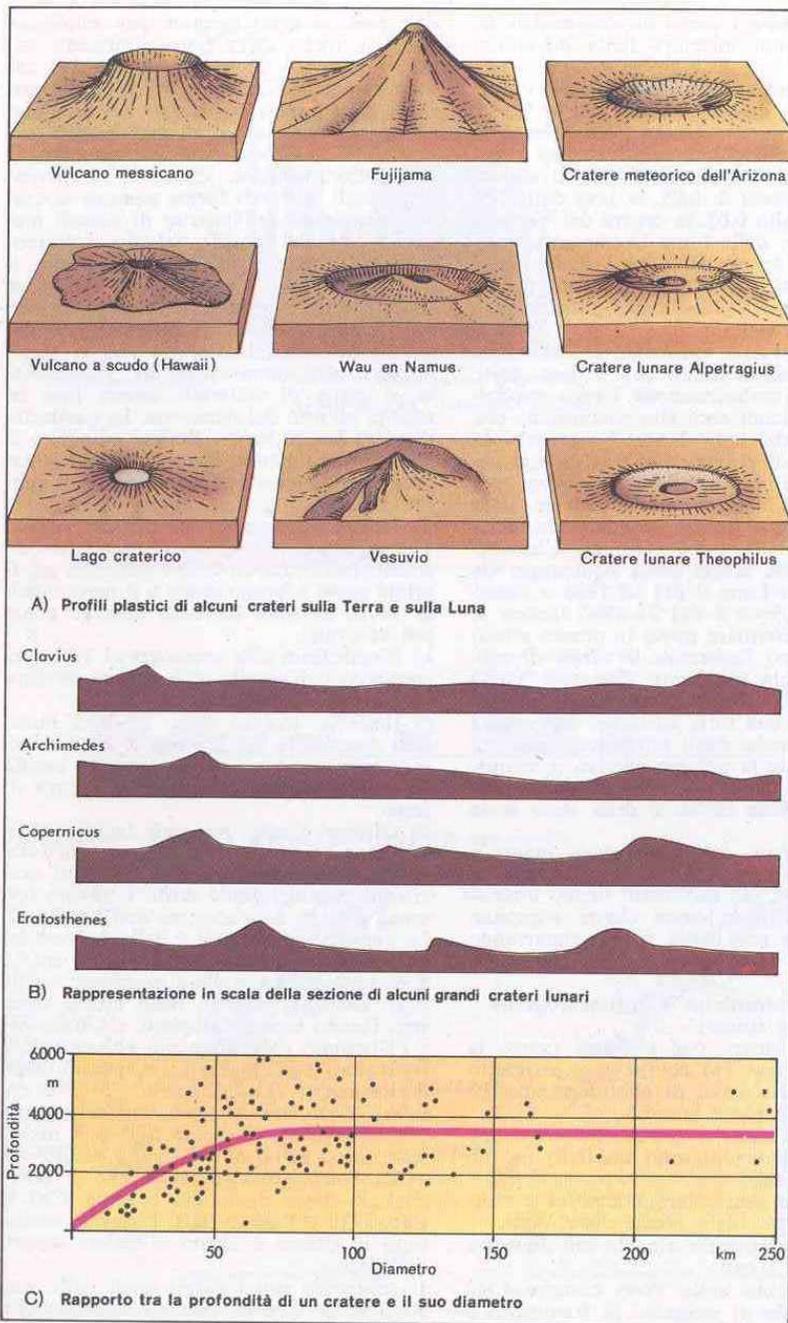
a) Pirosseno (che nei campioni dell'Apollo 11 raggiungeva il 53 %): è composto da silicati lucidi, ha un colore variabile tra il grigio scuro e bruno scuro e il nero, e sulla Terra si trova in rocce effusive e nei tufi vulcanici.

b) Plagioclasio (che ammonta al 27 % nei campioni dell'Apollo 11): è una particolare forma di feldspato.

c) Ilmenite, troilite, ferro ed altri materiali opachi (18 %). L'ilmenite è un minerale nero-bruno a base di ferro ed ossido di titanio, mentre la troilite è solfuro di ferro.

d) Olivina e altri minerali lucidi (2 %). L'olivina è un silicato di ferro e magnesio, essenzialmente una miscela di basalti, con cristalli rombici giallo-verdi. L'olivina formava il 50 % dei campioni dell'Apollo 12. La composizione chimica della polvere lunare è rappresentata graficamente qui a fianco in confronto alle abbondanze medie degli elementi presenti nella crosta terrestre. Hanno percentuali simili il silicio (Si) e l'alluminio (Al). Sono più abbondanti il ferro (Fe), il calcio (Ca), il magnesio (Mg), il manganese (Mn), lo zolfo (S) e il cobalto (Co), mentre sono particolarmente più abbondanti il titanio (Ti) e il nickel (Ni). Sono meno abbondanti i metalli alcalini sodio (Na), potassio (K) e bario (Ba); lo stesso dicasi per il rame (Cu), il torio (Th) e l'uranio (U). L'elevato contenuto in titanio è legato al colore oscuro delle rocce.

Il confronto con i valori medi della crosta terrestre non dà risultati confrontabili, così come avviene invece con il confronto con l'eucrite, appartenente a un raro gruppo di meteoriti pietrosi (aeroliti); le eucriti sono aeroliti ricche di calcio e hanno in comune, con i campioni di rocce



lunari, anche l'elevato contenuto in wolframio. L'analogia, per quanto riguarda la composizione, fra eucriti e rocce lunari è così stretta che alcuni autori ritengono che le eucriti siano frammenti di rocce lunari, rimosse e lanciate dall'urto di un grande meteorite.

Determinazione dell'età delle rocce lunari

Per la determinazione dell'età delle rocce lunari si possono impiegare essenzialmente gli stessi metodi validi per la determinazione dell'età dei meteoriti (v. p. 127) collaudati, con esito positivo, già da molto tempo.

1. *Metodo dei gas nobili.* L'uranio e il torio sono elementi dotati di radioattività naturale, ed entrambi decadono, dopo parecchie transizioni intermedie, in elio e piombo. Poiché in seguito alla fusione di una roccia tutto l'elio, fino allora in essa generato, sfugge, è possibile determinare l'età della roccia con un'analisi quantitativa dell'elio e dei materiali di partenza (uranio e torio) presenti. Naturalmente, occorre conoscere il tempo di decadimento dell'uranio e del torio: l'intervallo di tempo, durante il quale decade metà del materiale originariamente presente, si chiama vita media ed è lungo, per l'isotopo 238 dell'uranio, $4,51 \cdot 10^9$ anni, mentre per il torio è lungo $1,39 \cdot 10^{10}$ anni. L'inconveniente che si incontra nell'applicazione del metodo dei gas nobili è che questi sono prodotti nelle rocce anche dalle particelle del vento solare. Accanto all'uranio e al torio, si può impiegare per la determinazione dell'età l'isotopo 40 del potassio, che decade con una vita media di $1,3 \cdot 10^9$ anni in calcio 40 e nel gas nobile argon 40.

2. *Decadimento del rubidio 87 in stronzio 87,* con una vita media di $1,3 \cdot 10^9$ anni: è questo uno dei metodi validi per la determinazione dell'età; lo stesso può dirsi dell'analisi quantitativa del piombo conseguente al decadimento dell'uranio e del torio.

Sui campioni dell'Apollo si sono trovati i seguenti risultati: i campioni maggiori hanno un'età compresa fra 3,1 e 4,7 miliardi di anni, mentre le particelle di vetro e il cosiddetto « basalto krep » (da Kalium [potassio], rare earth elements [terre rare], Phosphorus [fosforo]), che contiene in particolare gli elementi citati, hanno un'età di $4,4 \cdot 10^9$ anni.

Gli isotopi del piombo attribuiscono complessivamente alla Luna un'età di $4,66 \cdot 10^9$ anni, che concorda con l'età della Terra. Le misure di campo magnetico hanno rilevato intensità comprese fra 38 e 320 γ , contro i 50 000 γ del campo magnetico terrestre.

Mutamenti nella superficie lunare

La radiazione cosmica, raggiungendo non schermata la superficie lunare, produce nel suolo al di sotto di questa delle reazioni che danno luogo a gas nobili: vengono quindi prodotti in una determinata percentuale l'isotopo 3 dell'elio, il neon 21 e l'argon 38, dall'abbondanza dei quali si può risalire alla durata del periodo durante il quale la roccia esaminata è stata colpita da raggi cosmici, ovvero si conosce per quanto tempo la roccia è rimasta in quella posizione. La figura B di p. 64 indica questi tempi, determinati come valore medio di 25 campioni dell'Apollo 12 e 17 campioni dell'Apollo 11. Nel primo caso, si tratta al massimo di 240 milioni di anni, mentre per la roccia del Mare Tranquillitatis, presso la base dell'Apollo 11, si tratta di 400 milioni di anni. Queste cifre ci danno un'esatta visione della velocità con cui avvengono sulla Luna degli sconvolgimenti superficiali. Presumibilmente, i singoli tempi di irraggiamento ci indicano l'istante in cui le rocce rimosse dall'urto di un meteorite o planetotide sono state lanciate nelle regioni limitrofe. I rivolimenti o sconvolgimenti superficiali, in sé, avvengono molto lentamente, verosimilmente uno in media ogni cento milioni di anni, riferendoci alla rimozione di uno strato di un metro di profondità.

Un altro problema è ancor oggi costituito dai più rapidi mutamenti superficiali, la cui origine può in certi casi essere ricercata anche all'interno della Luna. Appare evidente che i pochi giorni di permanenza sulla Luna da parte delle poche sonde che finora hanno avuto un equipaggio (e in così pochi luoghi!) non sono ancora sufficienti per questo campo di ricerca nel quale occorrono sempre nuove informazioni. In ogni caso, finora non si è potuto osservare con certezza al telescopio la formazione di un nuovo cratere o di altri particolari superficiali, quantunque alcuni osservatori del XIX secolo ne fossero convinti. Oggi alcuni « mutamenti » sono spiegati con il differente aspetto assunto dal paesaggio lunare al variare delle condizioni di illuminazione da parte del Sole, ovvero mediante un'inesatta rappresentazione delle formazioni lunari da parte di precedenti autori. Va ricordato però che una completa rappresentazione dei particolari più minuti non era possibile: analogo fenomeno è quello che può spiegare occasionali offuscamenti di particolari della superficie lunare.

La situazione è differente per quanto riguarda i « moon blinks » o « flares », che negli ultimi tempi hanno destato tanta attenzione: si tratta di improvvisi sbalzi di luminosità, sotto forma di macchie rossastre, della durata di pochi minuti, se non

secondi, che avvengono di preferenza in determinate posizioni presso i crateri o formazioni anulari: Kepler, Aristarchus, Herodotus, Hyginus, Alphonsus, Proclus, Bullialdus e Censorius. In questo caso è possibile che si tratti in parte di processi di luminosità indotti sotto forma di « luce fredda » in alcune rocce da parte della radiazione ultravioletta del Sole (fotoluminescenza e catodoluminescenza). Esiste probabilmente un nesso con le eruzioni solari. Un avvenimento sensazionale è stata l'osservazione di un arrossamento nei pressi della montagna centrale del cratere Alphonsus, fatta il 3.11.1958 da N. A. KOZYREV, che riteneva di aver scoperto un autentico processo vulcanico: dapprima la produzione di polveri e di ceneri vulcaniche, che davano luogo alla colorazione rossastra, e quindi la fuoriuscita di gas, che si illuminava sotto la radiazione solare.

Vibrazioni della Luna

Gli astronauti installarono sulla Luna dei sismometri, i quali registrarono numerose vibrazioni. Le vibrazioni artificiali indotte dal rimbalzo della capsula di ritorno a Terra, o del terzo stadio del Saturno 5 (S IV B) presentano registrazioni identiche a quelle naturali ottenute successivamente. Le vibrazioni, artificiali e naturali, iniziano con piccole ampiezze, che raggiungono un massimo tra 5 e 12 minuti dopo l'inizio e che poi diminuiscono dimezzandosi tra 7 e 30 minuti. La durata totale delle vibrazioni può raggiungere le 4 ore, mentre sulla Terra le vibrazioni sono smorzate già dopo pochi minuti. L'assorbimento delle onde sismiche sulla Luna è particolarmente basso, il che indica come la struttura degli strati esterni sia molto porosa, escludendo invece la presenza di gas e liquidi che smorzano le vibrazioni.

Un accurato esame dei sismogrammi indica che solo una parte delle scosse è imputabile all'impatto di meteoriti; l'andamento delle scosse presenta un particolare effetto statistico, cioè un aumento nel loro numero quando la Luna si trova al perigeo, cioè più vicina alla Terra. A piccole distanze dalla Terra, si sviluppa nella Luna una compressione in senso verticale e una dilatazione laterale, che può condurre all'apertura di fessure o crepacci, e quindi a processi di degasaggio degli strati superiori della superficie lunare. Per quanto riguarda le vibrazioni della Luna, non si tratta di avvenimenti tettonici, ma piuttosto di sintomi di un'attività vulcanica; secondo altre ipotesi sarebbero invece in correlazione statistica con i « moon blinks » osservati da Terra, in quanto anche questi sembrano aumentare di frequenza quando la Luna è al perigeo. Forse il fenomeno è legato strettamente all'espulsione di gas.

La formazione dei particolari della superficie della Luna

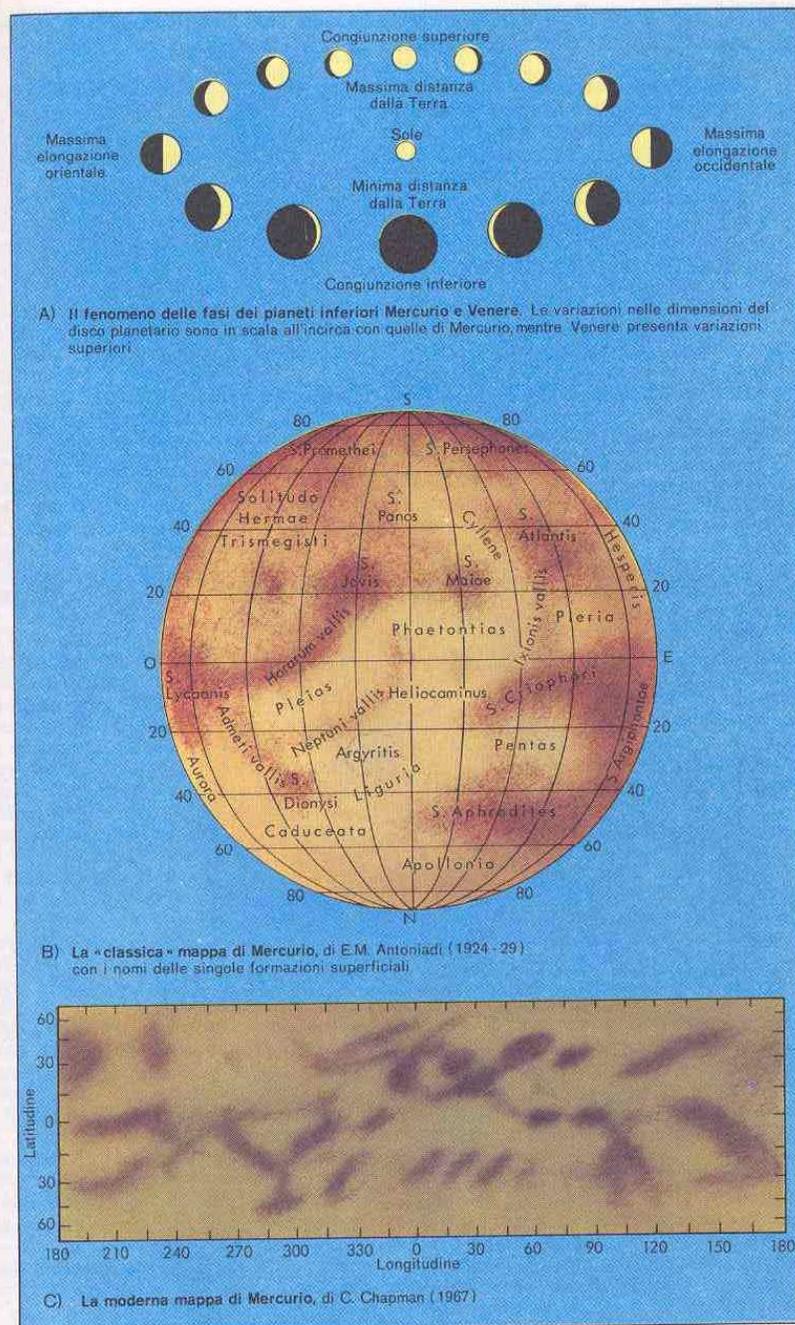
Esistono a questo proposito due teorie contrastanti:

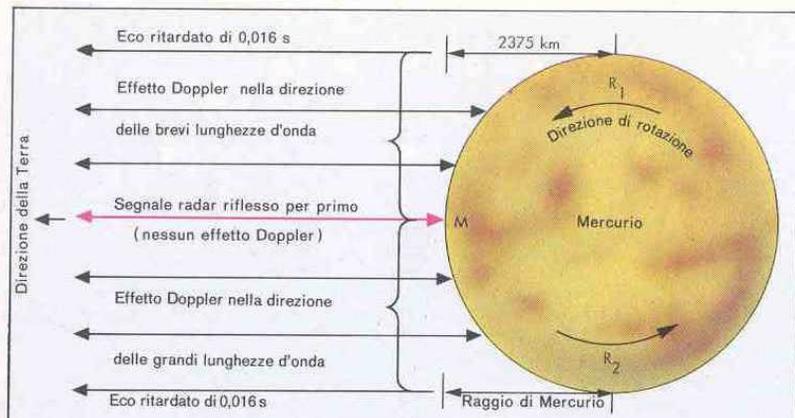
1. *Origine vulcanica* (teoria plutonica). I crateri si sarebbero formati in seguito a un'eruzione vulcanica, o per scoppio di una bolla di gas nella crosta lunare ancora nel primitivo stato di plasticità, o anche in seguito ad avvenimenti tettonici quando la Luna si trovava sotto l'influenza delle maree.

Sulla Terra esistono pochi equivalenti vulcanici dei crateri lunari. I vulcani della Terra sono spesso a forma di cono e non corrispondono quindi esattamente ai crateri lunari e fra di essi quelli che maggiormente assomigliano ai crateri lunari, come il Wau en Namus nell'Africa del Nord, o alcuni crateri vulcanici di fango nell'Islanda, hanno al massimo un diametro di pochi km, mentre invece i crateri lunari hanno diametri spesso superiori a 100 km.

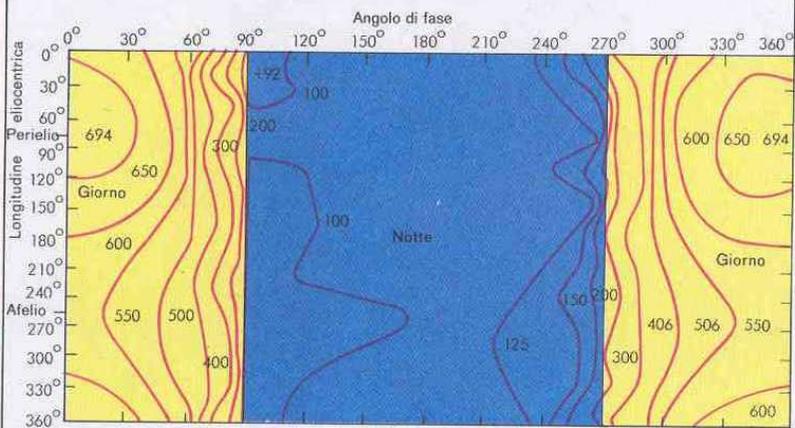
2. *Origine meteorica* (teoria meteoritica). Si può a questo proposito stabilire un confronto con un'intera serie di crateri meteorici terrestri (v. p. 127), che hanno forme analoghe a quelle lunari, ma che hanno tuttavia ancora piccole dimensioni. Solo alcuni crateri molto vecchi e quasi cancellati dal tempo (p. es. il Nördlinger Ries) mostrano una struttura simile a quella di crateri « fossili ». Si deve quindi concludere che sulla Luna si osservano strutture assai poco modificate, così come erano state originate alcuni miliardi di anni fa, mentre i corrispondenti crateri terrestri sono stati a lungo modificati e spianati da azioni tettoniche della crosta terrestre.

Le due teorie citate non si escludono a vicenda in quanto si hanno prove abbastanza sicure dell'esistenza di una certa attività vulcanica (p. es. le cupole, o « lunar domes ») mentre, d'altra parte, non si può non ritenere valida neppure la teoria meteorica se si tien conto della probabilità di collisione, dell'età della Luna e dello stato di conservazione dei crateri lunari. È verosimile l'ipotesi che la Luna abbia un'età di 4,5 miliardi di anni e che si sia formata dalla condensazione di innumerevoli piccole quantità di materia, che si trovavano abbondantemente disponibili in seguito alla formazione del sistema solare. Dei corpi di massa maggiore, colpendo l'ancora sottile crosta superficiale della Luna, ne provocarono la fuoriuscita del magma fluido che andò a riempire le cavità dei mari: i mari sono di conseguenza più giovani dei continenti, o terre, cosa che sembra confermata dalle determinazioni di età finora effettuate sui campioni di rocce lunari. Nel formare i mari, il magma fluido riempì in parte anche i cra-





A) Osservazioni radar di un pianeta (per esempio Mercurio). La stazione radar riceve dapprima il segnale riflesso dalla parte centrale del pianeta, poi dai suoi bordi, con un ritardo corrispondente al doppio del raggio del pianeta; questi ultimi segnali sono inoltre affetti da effetto Doppler, da cui si può dedurre la velocità di rotazione del pianeta



B) Mappa delle temperature su Mercurio. In corrispondenza all'angolo di fase 0° i raggi del Sole incidono perpendicolarmente alla superficie del pianeta, mentre a 180° corrisponde la metà della notte di Mercurio. La longitudine eliocentrica indica la posizione del pianeta sulla sua orbita attorno al Sole: in corrispondenza a 77° Mercurio si trova al perielio, a 257° all'afelio. Le temperature indicate sono in °K (pari a °C + 273°)

C) Il prolungamento della falce sul disco del pianeta Venere (della quantità w) è una prova dell'esistenza di un'atmosfera sul pianeta



teri, come si può constatare facilmente nelle zone sui bordi dei mari stessi.

I pianeti interni

Poiché si possono osservare i pianeti solo tramite la luce del Sole da loro riflessa, al telescopio essi devono presentare il fenomeno delle fasi. In pratica, possono presentare tutte le fasi solo i pianeti interni, che si muovono tra il Sole e la Terra. Marte, in opportune condizioni, può presentare anche una fase di « tre quarti », mentre i pianeti più esterni presentano in pratica solo la fase di pienezza, poiché la direzione della visuale dalla Terra differisce di poco dalla direzione di provenienza dei raggi solari.

Le variazioni di fase di Mercurio e Venere possono essere seguite molto accuratamente, con un binocolo (Venere) o con un telescopio dell'apertura di 5-7 cm (Mercurio). Contrariamente a quanto avviene per la Luna, nel caso di Mercurio e di Venere si ha a che fare con una variazione nella dimensione apparente, provocata dalle variazioni di distanza dei pianeti dalla Terra. Nell'epoca della congiunzione superiore, verso la Terra è rivolta la faccia illuminata, la distanza dalla Terra è massima e sono minime invece le dimensioni del disco apparente del pianeta. Durante la congiunzione inferiore verso la Terra è rivolta la faccia non illuminata, sulla quale è notte, la distanza dalla Terra è minima e sono massime le dimensioni del disco. Si hanno le fasi di quarto (in cui si vedono mezzo Mercurio e mezza Venere illuminati) durante le massime elongazioni, occidentali ed orientali. Fra la massima elongazione e la congiunzione inferiore si ha anche la possibilità di osservare la fase di falce.

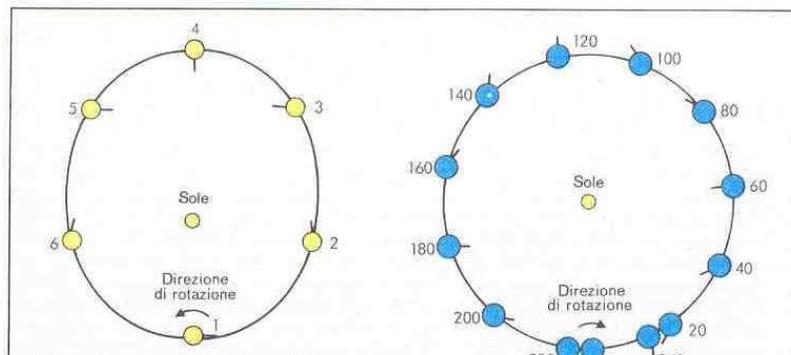
Le dimensioni apparenti del disco di Mercurio variano tra 4",8 e 13",3 in corrispondenza alla massima (220 milioni di km) e alla minima distanza (79 milioni di km) dalla Terra. Venere può allontanarsi fino a 259 milioni di km, ed avvicinarsi alla Terra fino a 40 milioni di km avendo allora dimensioni rispettivamente di 10" e 64". Parallelamente alle variazioni di distanza si hanno anche delle variazioni di luminosità: la luminosità massima è raggiunta da Venere 5 o 6 settimane prima o rispettivamente dopo che sia raggiunta la congiunzione inferiore ed è allora da $-4^m,3$ a $-4^m,4$; in tale epoca al telescopio Venere mostra una falce. Per Mercurio, l'epoca della massima luminosità (da -1^m a -2^m) è in prossimità dell'epoca della congiunzione superiore, poiché in questo caso, contrariamente a Venere, le variazioni di distanza dalla Terra hanno importanza minore che le variazioni delle fasi.

Mercurio

Accanto a Marte, Mercurio è l'unico pianeta del quale è possibile distinguere o fotografare particolari della superficie, che tuttavia sono stati delineati molto di massima, anche a causa delle sfavorevoli possibilità di osservarli in quanto Mercurio è sempre molto prossimo al Sole. Ad E. M. ANTONIADI dobbiamo una carta di Mercurio (1924-1929) ormai classica, la cui nomenclatura è stata utilizzata fino ai nostri tempi; analoghe ricerche precedenti, sul tipo di quelle di G. V. SCHIAPARELLI (1882-1889) non ebbero uguale successo. Alle zone di colore più oscuro è stato attribuito il nome latino di *solitudo*, mentre zone chiare sono state chiamate con i nomi di località nelle quali, secondo la mitologia greca, Mercurio (o Hermes) si era venuto a trovare. Il nome « Liguria » fu attribuito per onorare Schiaparelli [che in realtà era piemontese].

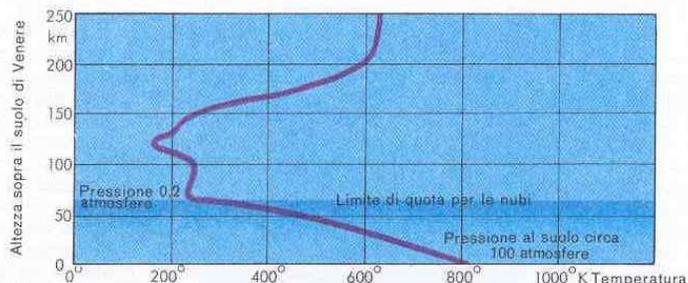
Le classiche mappe di Mercurio vennero disegnate nell'ipotesi che Mercurio compisse una rotazione completa attorno al proprio asse nello stesso tempo in cui compiva una rivoluzione attorno al Sole. Questa « rotazione catturata » aveva come conseguenza che Mercurio doveva volgere al Sole sempre la stessa faccia, prescindendo da forti moti libratori, del tipo di quelli della Luna (v. p. 40 sgg.): circa una metà di Mercurio era quindi perennemente immersa nella notte fonda e non se ne potevano osservare i particolari; infatti le classiche mappe riportano i particolari di una sola metà.

Osservazioni radar, compiute per la prima volta nel 1965 presso l'Arecibo Ionospheric Observatory a Puerto Rico, portarono al valore sorprendente di 59 giorni per il periodo di rotazione, che sono i $2/3$ del periodo di rivoluzione di Mercurio attorno al Sole: le carte moderne di questo pianeta sono state perciò disegnate in altro modo, ma, a tutt'oggi, la cartografia di Mercurio si trova ancora in una fase transitoria. La determinazione per mezzo del radar della velocità di rotazione di un pianeta è basata sul seguente principio: i segnali radar vengono riflessi verso la Terra da differenti zone del pianeta. Gli echi che giungono per primi sono quelli che provengono dal punto centrale del disco del pianeta, mentre gli echi dei bordi giungono più tardi alla Terra, a causa del maggior cammino dal pianeta: poiché questo, però, ruota attorno al suo asse, gli echi provenienti dai bordi presentano, per effetto Doppler (v. p. 24 sgg.), degli spostamenti di frequenza o di lunghezza d'onda, tanto maggiori quanto più veloce è la rotazione. Se λ è la lunghezza d'onda originale, $\Delta\lambda$ lo spostamento di lunghezza d'onda, c la velocità della luce, R il raggio

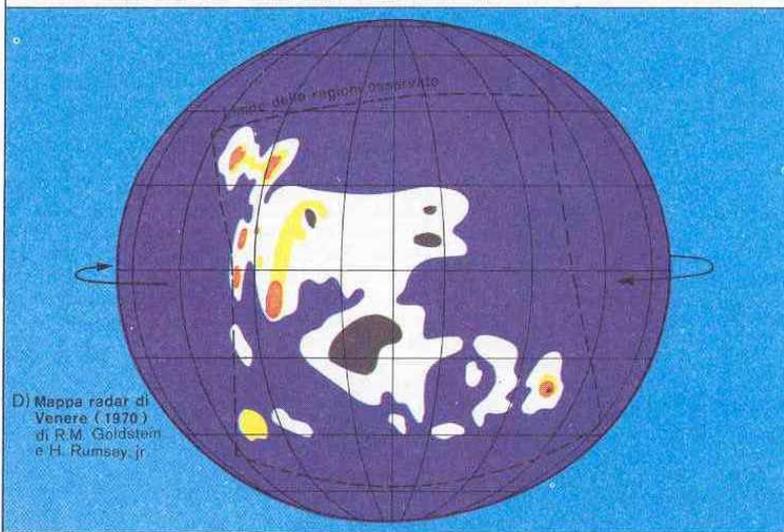


A) Il movimento di rivoluzione di Mercurio attorno al Sole avviene in 88 giorni. La rotazione siderale avviene allora in 59 giorni, pari a 2/3 del periodo di rivoluzione. Il segmento indica un punto della superficie del pianeta; una rotazione sinodica si completa nelle fasi da 1 a 5

B) La rivoluzione di Venere attorno al Sole avviene in circa 225 giorni e la rotazione retrograda in 243 giorni. Il segmento indica un punto della superficie di Venere



C) Andamento della temperatura nell'atmosfera di Venere. E' questa una rappresentazione dei risultati ottenuti con le ultime sonde spaziali, °C = °K - 273°



D) Mappa radar di Venere (1970) di R.M. Goldstein e H. Rumsay, jr.

gio del pianeta e l'angolo fra la direzione verso la Terra e l'asse di rotazione, la velocità angolare w di rotazione del pianeta è data da:

$$w = \frac{\Delta \lambda}{\lambda} \cdot \frac{c}{R \cdot \sin i}$$

Purtroppo i è sconosciuto: per conoscere la velocità di rotazione occorrono allora numerose osservazioni in differenti punti dell'orbita: in questo modo è possibile risolvere le suddette equazioni e conoscere così anche i , che è l'inclinazione dell'asse di rotazione.

L'atmosfera di Mercurio è straordinariamente sottile: recenti osservazioni spettrografiche hanno stabilito come limite superiore della pressione atmosferica al livello del suolo il valore di 0,1 millibar. A causa della scarsa accelerazione di gravità e della scarsa velocità di fuga sulla superficie di Mercurio, solo pochi gas pesanti, p. es. il biossido di carbonio e l'argon, possono restare quali residui dell'atmosfera del pianeta; è in discussione l'ipotesi di N. KOZYREV circa l'esistenza di uno strato di idrogeno, costantemente rifornito dal flusso di protoni del Sole. L'esiguità dell'atmosfera di Mercurio ha in ogni caso la conseguenza che fra giorno e notte la superficie del pianeta subisce forti variazioni di temperatura: la massima temperatura, nel caso che Mercurio sia al perielio e con il Sole allo zenit, è di 425 °C, mentre la temperatura minima è di -170 °C. Va però ricordato che su Mercurio un giorno ha la durata di 176 giorni terrestri. Poco si conosce ancora circa la superficie di questo pianeta; i pochi particolari osservati sono ancora di difficile interpretazione. Le indicazioni più sicure, anche se indirette, sulla struttura sono date dall'albedo, cioè dalla luce solare riflessa dalla superficie del pianeta che, secondo A. DANJON, è 0,055, ancora inferiore all'albedo della Luna (0,07); questo significa che la superficie di Mercurio riflette solo il 5,5% della luce solare incidente. Di conseguenza sulla superficie di Mercurio si trovano sostanze più scure che sulla Luna, forse sotto forma di polvere e sabbia.

Le classiche osservazioni di Venere

Venere non mostra alcun particolare sul suo disco che possa dare indicazioni circa la struttura della superficie: non è possibile quindi che esistano mappe di Venere né una cartografia venusiana in genere. Le macchie sfumate biancastre o scure che occasionalmente si possono osservare sono fenomeni transitori e appartengono alla coltre di nubi che ricopre il pianeta.

L'esistenza su Venere di una cospicua atmosfera è dimostrabile dalle classiche osservazioni:

1. Venere, immediatamente prima e dopo la congiunzione inferiore, presenta una « falce » le cui punte si protendono ben oltre il limite normale: nella Luna, la « falce » occupa 180° esatti, come appunto deve essere in base a osservazioni geometriche. Il fatto che i corni della falce si prolunghino più del previsto significa che in realtà vengono illuminate anche le regioni sul lato non esposto direttamente al Sole, al limite con il lato esposto: questo può essere dovuto a un fenomeno di diffusione o al crepuscolo nell'atmosfera del pianeta (anche la Terra presenta lo stesso fenomeno per un osservatore nello spazio o sulla Luna). (v. p. 70 C)

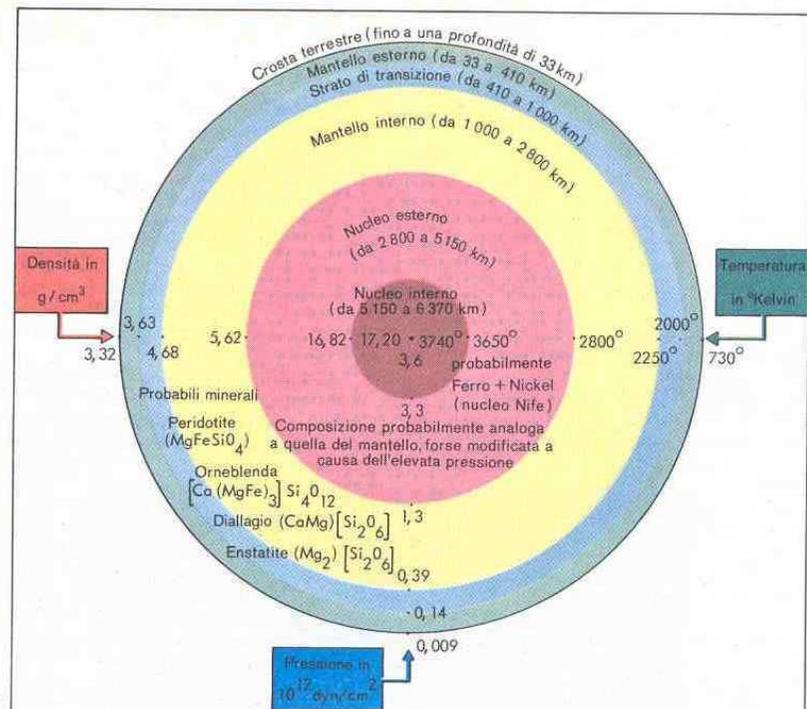
Anche il fatto che al telescopio non si osservi mai esattamente « metà Venere » nell'istante della massima elongazione, ma che invece esista una differenza di parecchi giorni fra la dicotomia [fase equivalente, nei pianeti, al Primo o all'Ultimo Quarto di Luna] calcolata e quella osservata, viene generalmente considerato una conseguenza dell'esistenza di un'atmosfera. 2. Quando Venere occultata una stella, questa non scompare e ricompare improvvisamente, come avviene invece per la Luna, ma piuttosto mostra una diminuzione continua di luminosità fino a scomparire (e viceversa dopo la ricomparsa).

Con entrambi i metodi è stato possibile calcolare l'altezza dell'atmosfera di Venere, ottenendo così valori compresi tra 100 e 150 km.

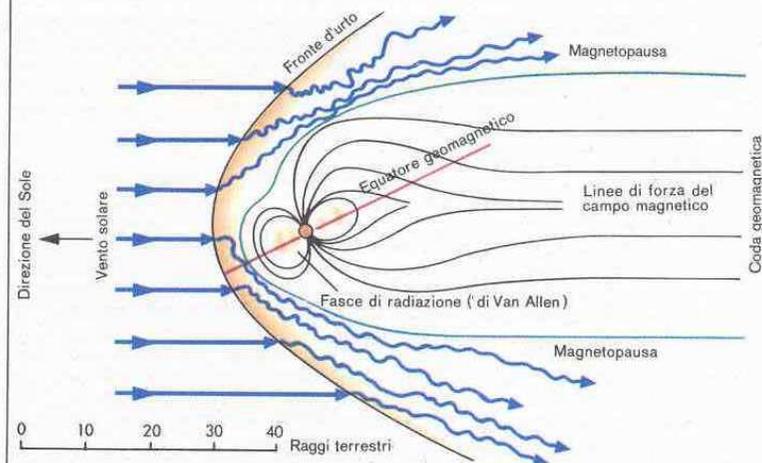
Essenzialmente, oggi sono ancora sconosciuti o incerti i dati circa la composizione chimica dell'atmosfera di Venere e circa la temperatura e la pressione in essa. La quantità di biossido di carbonio può essere calcolata per via spettroscopica con relativa precisione.

I nuovi risultati ottenuti con sonde spaziali

Negli ultimi anni sono state inviate su Venere sonde spaziali sia sovietiche che americane. Mentre queste ultime (Mariner 2 e Mariner 5) hanno sorvolato il pianeta dalla distanza minima di 33600 km il 14.12.1962 e di 4000 km il 19.10.1967, le sonde sovietiche sono penetrate nell'atmosfera del pianeta, toccando, almeno per quanto riguarda le sonde Venus 5 e Venus 6, anche la sua superficie. Venus 3, la prima sonda spaziale senza equipaggio che abbia toccato un pianeta, penetrò nell'atmosfera di Venere l'1.3.1966, senza tuttavia approdare a risultati concreti; Venus 4 raggiunse il suo obiettivo il 18.10.1967, Venus 5 e Venus 6 a breve distanza fra di loro il 16 e il 17.5.1969. Tutte queste sonde caddero sul lato del pianeta non illuminato dal Sole. Dall'insieme dei dati a disposizione, sembra emergere il fatto



A) La struttura interna della Terra



B) La struttura generale del campo magnetico terrestre, delle fasce di radiazione e della magnetopausa. Il vento solare incidente deforma il campo magnetico, dando origine a una « coda geomagnetica »

che le condizioni superficiali del pianeta interno più vicino alla Terra devono essere estremamente varie: l'atmosfera è composta dal 93 al 97 % di biossido di carbonio, l'azoto e i gas nobili ammontano dal 2 al 5 %, l'ossigeno per meno dello 0,42 %, mentre il vapore acqueo è presente solo in tracce. L'effetto « serra » è, nell'atmosfera di Venere, così forte, che le temperature sono sempre sia di giorno che di notte elevate, dell'ordine di + 500 °C. La pressione atmosferica si aggira intorno alle 100 atmosfere: in tali condizioni è poco probabile la presenza di forme di vita, anche elementari.

Valori così elevati per la temperatura superficiale di Venere erano già stati dedotti, a cavallo del 1960, da osservazioni radio-telescopiche del pianeta a lunghezze d'onda millimetriche e centimetriche. Non è stato d'altra parte ancora chiarito se questi valori riguardano effettivamente la superficie del pianeta oppure una possibile ionosfera (v. p. 78) sovrastante l'atmosfera del pianeta.

Valori così elevati per la pressione e per la densità atmosferica conducono a una rifrazione (v. p. 78) così elevata che un osservatore su Venere dovrebbe avere l'impressione di trovarsi sul fondo di un imbuto, ovvero anche così elevata da poter trasmettere la luce solare fin sulla faccia del pianeta immersa nella notte: a questo fenomeno abbastanza misterioso osservato dagli astronomi da centinaia di anni, quello della « luce cinerea » visibile sulla parte del disco non illuminata ed interpretata da alcuni come prodotta da effetti di polarizzazione nell'atmosfera di Venere.

La sonda Mariner 5 scopre l'esistenza di una stratificazione nell'atmosfera: lo strato inferiore, ricco di nubi, è anche quello che impedisce la visuale del suolo del pianeta; al di sopra, si trova l'ionosfera circondata a sua volta da una corona di idrogeno. La fascia di radiazioni di Venere deve essere da 100 000 a 1 000 000 di volte meno popolata delle equivalenti fasce di Van Allen della nostra Terra, in conseguenza del fatto che Venere possiede un campo magnetico considerevolmente meno intenso.

È presumibile che nell'atmosfera di Venere scoppino tempeste: gli studiosi sovietici ritengono che la velocità del vento su Venere sia fino a 6 volte maggiore che negli uragani sulla Terra; risulterebbe in tal modo favorito lo spianamento delle eventuali ineguaglianze superficiali.

La rotazione di Venere

Poiché della superficie di Venere non si possono osservare direttamente i particolari, anche la questione della misura della

durata del periodo di rotazione non può essere risolta mediante osservazioni ottiche dirette. I valori finora stimati per la durata del periodo di rotazione sono compresi fra 22 ore e 225 giorni; anche le misure spettroscopiche, basate sull'effetto Doppler, hanno condotto a scarsi risultati, che consistono nell'osservazione che Venere non deve ruotare troppo velocemente attorno al proprio asse.

Come per Mercurio, anche per Venere le osservazioni radar hanno risolto il problema, attribuendo al periodo di rotazione siderale la durata di 243 giorni; le osservazioni furono compiute sia a Puerto Rico, che altrove. La rotazione deve allora avvenire in senso opposto, essere cioè retrograda, rispetto alla direzione di rivoluzione attorno al Sole; per cui su Venere il Sole sorge a ovest e tramonta a est. L'asse di rotazione è diretto all'incirca verso la stella ϕ Draconis.

Questa situazione è però in contrasto con le ultime osservazioni delle ombre visibili nell'atmosfera che presentano periodi di rotazione diversi, più brevi; non è tuttavia chiaro se questi fenomeni avvengono nell'alta atmosfera.

Le mappe radar di Venere

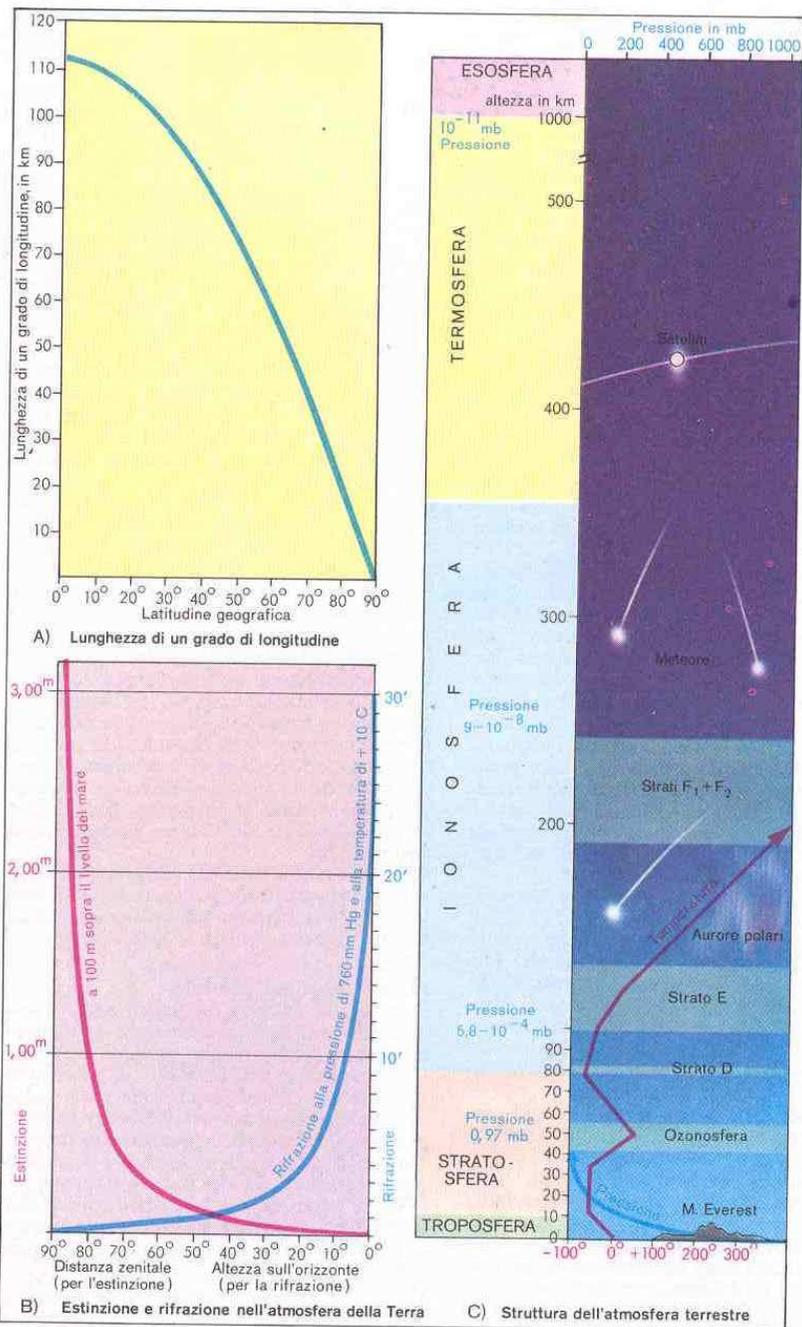
Le uniche mappe di Venere oggi disponibili sono « mappe radar ». Le diverse regioni della superficie di Venere riflettono in modo diverso le radioonde, per cui l'interpretazione di queste, una volta riflesse dal pianeta, si presenta difficile: è possibile solo trarne la generica conclusione che la superficie di Venere presenta delle ondulazioni.

Le osservazioni su onde metriche, effettuate nel 1956, mostrano dei corrugamenti molto ampi, di cui sono però forse responsabili le scariche elettriche atmosferiche.

La Terra come pianeta

È possibile dedurre la figura della Terra da misure sia astronomiche che geodetiche e anche, oggi, mediante satelliti artificiali. L'« ellissoide internazionale di riferimento » (IRE, International Reference Ellipsoid), definito nel 1924 dall'Unione Internazionale di Geodesia e Geofisica (I.U.G.G., International Union of Geodesy and Geophysics) sulla base dei dati di HAYFORD del 1909, è stato sempre più perfezionato fino a giungere al nuovo « sistema geodetico » (W.G.S., World Geodetical System), del 1961:

Raggio	IRE	WGS
equatoriale	a 6 378 388 m	6 378 163 m
Raggio polare	b 6 356 912 m	6 356 777 m
Appiattimento	$\frac{a-b}{a}$ 1 : 297,0	1 : 298,24



Altri dati relativi alla Terra sono i seguenti:

Superficie	510 100 933,5 km ²
Volume	1 083 319 780 000 km ³
Massa	5,977 · 10 ²⁷ g
Densità media	5,517 g/cm ³

La lunghezza di un grado di longitudine è rappresentata dal diagramma (v. p. 76 A), mentre la lunghezza di un grado di latitudine va con continuità da 110,5756 km all'equatore a 111,6999 km alla latitudine di 89°; alla latitudine di 50°, è di 111,2427 km.

Le variazioni di altezza del polo

Si è già accennato (v. p. 53) alla rotazione della Terra e ai mutamenti nella disposizione spaziale dell'asse di rotazione terrestre (precessione, nutazione) conseguenti all'attrazione combinata del Sole e della Luna. Si vuole ora trattare solamente la questione del *moto del polo*, la cui traiettoria è detta polodia. I poli geografici della Terra non sono fissi, ma si muovono attorno alla loro posizione media con una certa periodicità, a causa del fatto che l'asse di simmetria non coincide esattamente con l'asse di rotazione della Terra: l'intervallo di tempo in cui si completa una rotazione si chiama *periodo di Chandler* e non è fisso, ma varia tra 415 e 433 giorni, a causa di spostamenti di masse nell'interno della Terra, e di masse d'aria nell'atmosfera ecc.; a questo è sovrapposta la periodicità annuale provocata da movimenti atmosferici, o dalla fusione e successiva solidificazione dei ghiacci polari.

Lo spostamento dei poli è, al massimo, di 10 o 15 m rispetto a una posizione media; poiché in questo modo è variabile anche la distanza di un osservatore dal polo, ne conseguono piccole oscillazioni nell'altezza del polo, ovvero nella latitudine geografica, fino a 0,35", scoperte per la prima volta da F. KÜSTNER a Bonn nel 1885. Poiché l'altezza del polo e le sue variazioni possono essere collegate alle osservazioni degli spostamenti del polo, nel 1899 fu fondato il *Servizio Internazionale delle Latitudini*; le osservazioni venivano compiute in Stazioni, poste tutte alla latitudine di 39° 8' N; le Stazioni attualmente in funzione sono Carloforte, in Sardegna (8° 19' E), Kitab, vicino a Samarcanda, nell'URSS (66° 35' E), Mizusawa, in Giappone (141° 13' O), oltre a due Stazioni negli USA, Ukiah, in California (123° 13' O) e Gaithersburg, nel Maryland (77° 12' O); nel passato erano in funzione anche le Stazioni di Tscharduj, nell'URSS, e di Cincinnati negli USA.

La **struttura interna** della Terra è rappresentata graficamente a p. 74; i dati ed i valori numerici indicati non sono completamente sicuri, in quanto le informazioni

disponibili vengono differenzialmente interpretate dai vari autori: quasi universalmente accettata è comunque l'ipotesi che il nucleo della Terra sia costituito da nickel (Ni) e ferro (Fe), da cui la denominazione di nucleo nife. Secondo altre teorie il nucleo sarebbe composto di olivina, che è un silicato di ferro e magnesio, o magari composto di idrogeno ed elio compressi, come nel Sole. La zona di transizione tra nucleo e mantello è probabile sia la zona nella quale ha origine il

Magnetismo terrestre

L'intensità del campo magnetico terrestre non è molto alta, essendo di circa 0,5 gauss, ovvero di 50000 γ. In un campo magnetico un ago magnetizzato e libero di muoversi si dispone parallelamente alle linee di forza del campo stesso, e così avviene anche nel campo magnetico terrestre: l'inclinazione *i* è l'inclinazione dell'ago magnetico rispetto al piano orizzontale, mentre la declinazione *D* (correzione della bussola) è la differenza tra la direzione del nord magnetico e quello geografico. Il campo magnetico subisce variazioni a lungo termine, e inoltre i poli magnetici non coincidono con i poli di rotazione: il polo magnetico nord si trova nell'isola Prince of Wales, presso le coste dell'America del Nord, alla latitudine 73° N e alla longitudine 100° O circa, mentre il polo magnetico sud si trova a 68° 7' S e 143° E, nella Terra di re Giorgio V. I poli magnetici si spostano nel tempo, per cui l'inclinazione e la declinazione magnetiche di un certo luogo pure subiscono progressive variazioni.

Nella città di Göttingen, p. es., la declinazione era di -19° nell'anno 1830, il che significa che in quell'anno l'ago magnetico era spostato dalla direzione del meridiano di 19° verso ovest; nell'anno 1960 la declinazione era scesa a -3°. Nel territorio della Repubblica Federale Tedesca, la correzione della bussola sta oggi diminuendo: la linea, sulla quale è nulla, nel 1945 passava all'incirca per Königsberg e nel 1975 passa pressappoco per Berlino, spostandosi ogni anno verso ovest di circa 20 km. Il campo magnetico terrestre è originato dalle correnti elettriche che si muovono nell'interno della Terra, e in parte anche dalle correnti ionosferiche; poiché queste dipendono dall'attività solare, ne deriva una stretta correlazione fra attività solare e campo magnetico terrestre: si verificano regolari tempeste geomagnetiche, come si può rilevare dalle «oscillazioni dell'ago della bussola», prodotte da variazioni della declinazione magnetica dell'ordine del grado.

La zona d'azione del campo magnetico terrestre è chiamata magnetosfera, ed è

delimitata dalla magnetopausa: nella direzione del Sole, la magnetosfera si estende, a causa dell'azione del vento solare, fino solo a 10 raggi terrestri (v. p. 106), mentre nella direzione opposta ha un'estensione maggiore.

Le fasce di radiazione

Strettamente collegata alla struttura del campo magnetico terrestre è l'esistenza di fasce di radiazioni (o fasce di VAN ALLEN), ipotizzata già da decine di anni, ma confermata nel 1958 sulla base dei dati rilevati dal satellite Explorer I e dalla sonda lunare Pioneer III.

Le particelle atomiche cariche elettricamente, cioè protoni carichi positivamente ed elettroni carichi negativamente, originate dal Sole o provenienti dallo spazio interplanetario, vengono intrappolate dal campo magnetico terrestre e si muovono all'interno di questo con percorsi a vite, lungo le linee di forza del campo che vanno da un polo all'altro. Le particelle potrebbero venire intrappolate nelle fasce di Van Allen mediante il seguente meccanismo: in seguito alla penetrazione di raggi cosmici, composti principalmente di protoni, nell'atmosfera terrestre vengono generate particelle secondarie, tra le quali si trovano neutroni, che decadono in elettroni e protoni in breve tempo, quando si trovano ancora cioè nelle fasce di Van Allen.

Le fasce di Van Allen sono suddivise in due: la fascia interna si trova a un'altezza media di 4000 km e ha una larghezza media di 3000 km, mentre la fascia esterna è a un'altezza media di 16000 km e ha una larghezza di 7000 km. Nella fascia interna si trovano prevalentemente protoni e in quella esterna soprattutto elettroni; la suddivisione nelle due fasce non è tuttavia netta.

La struttura dell'atmosfera terrestre

Gli avvenimenti meteorologici che ci interessano hanno luogo praticamente tutti nella zona, detta troposfera, dello strato d'aria che circonda la Terra. Gli strati d'aria più vicini al suolo sono quelli responsabili della mobilità dell'atmosfera, che si manifesta tramite il fenomeno della scintillazione, cioè del caratteristico pulsare apparente delle stelle, che tuttavia si rivela dannoso alla qualità dell'immagine nelle osservazioni con dei telescopi. Nella stratosfera, l'aria è molto calma, per cui vi si possono ottenere, per esempio mediante telescopi montati su pallone, delle eccellenti immagini del Sole. Da un'altezza di 30 km inoltre si possono compiere osservazioni anche nell'ultravioletto e nell'infrarosso.

La ionosfera consiste di singoli strati, nei

quali gli elettroni, relativamente più abbondanti, sono formati in seguito all'assorbimento di raggi röntgen ad alta energia o di raggi ultravioletti di breve lunghezza d'onda provenienti dal Sole. Gli strati ionosferici sono inoltre responsabili del fenomeno della diffusione delle onde corte da 10 a 100 m, che sono riflesse dagli strati F₁ e F₂, ritornando quindi verso la Terra se sono emesse da trasmettitori terrestri; sul suolo terrestre vengono ancora riflesse, per cui con un percorso a zig-zag giungono in qualunque punto della Terra. Il fenomeno descritto dipende, oltre che dalla lunghezza d'onda, anche dall'epoca dell'anno e dall'attività del Sole (v. p. 98).

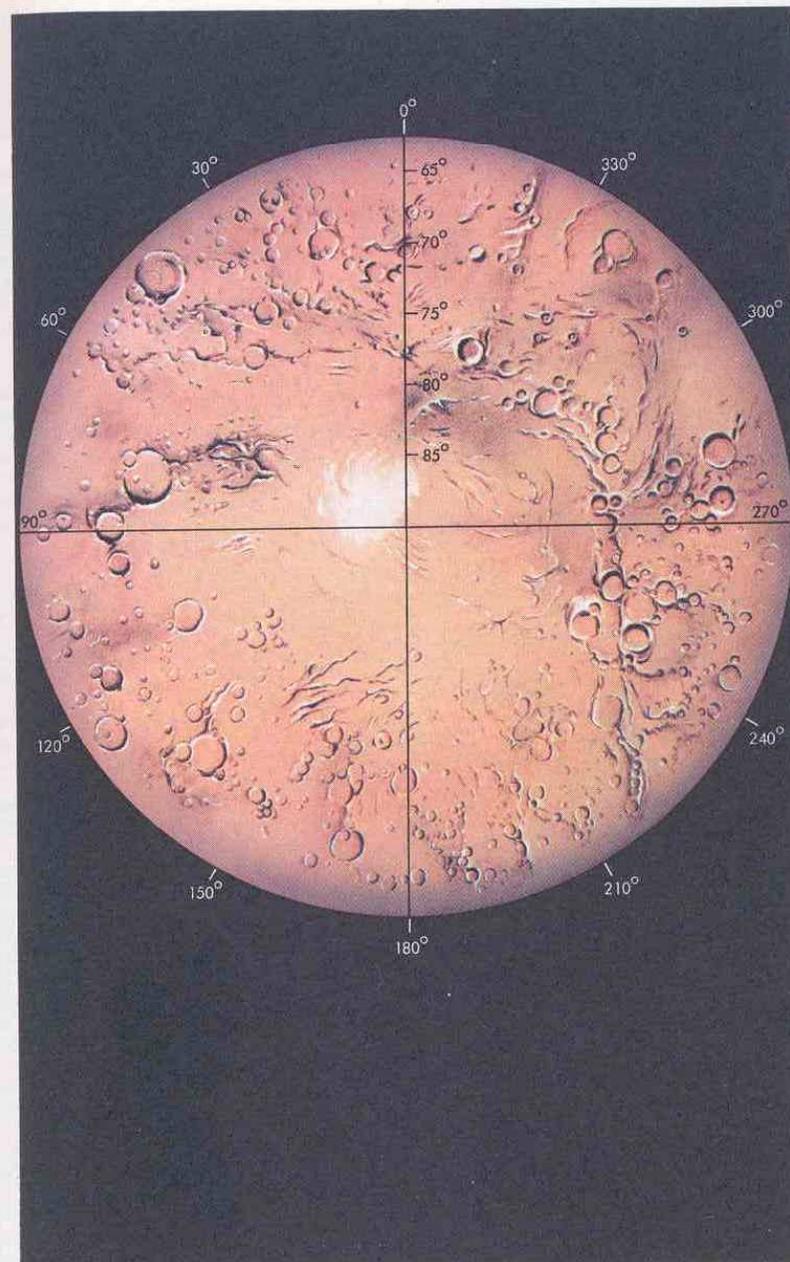
La composizione chimica dell'atmosfera terrestre (aria secca, a livello del suolo) è in peso:

azoto	75,53	%
ossigeno	23,14	%
argon	1,28	%
biossido di carbonio	0,045	%
ossido di carbonio	0,00001	%
neon	0,0012	%
elio	0,000073	%
metano	0,000084	%
kriptone	0,0003	%
ossido d'azoto	0,00008	%
idrogeno	0,000003	%
ozono	0,00007	%
xenone	0,00004	%
radone	tracce	

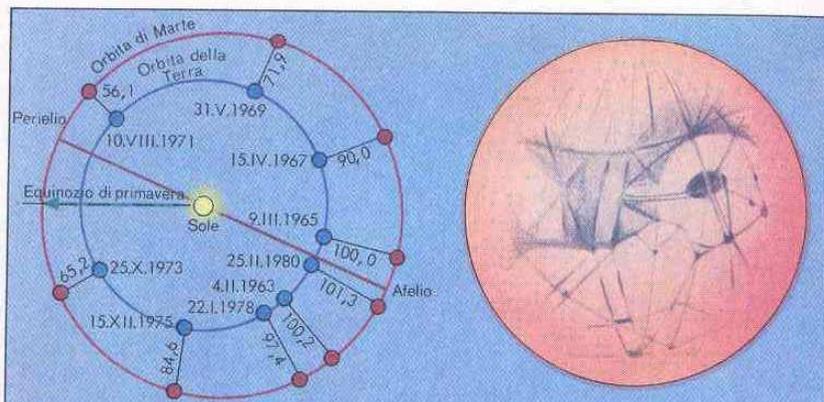
vapore acqueo da 0,1 a 1,0 circa %

La rifrazione e l'estinzione (v. p. 26)

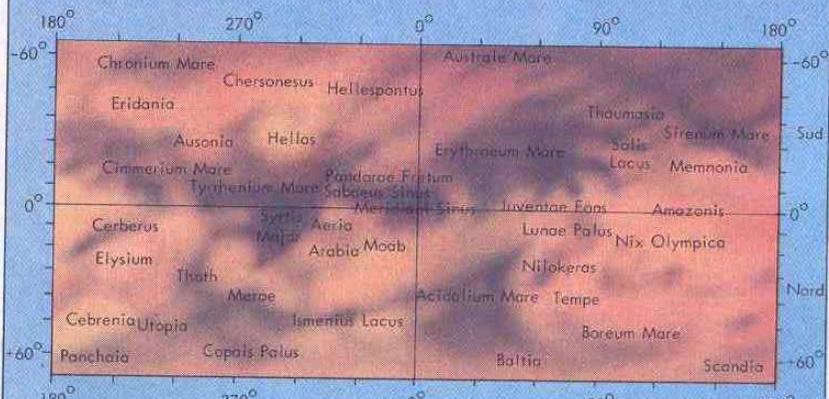
Prescindendo dall'assorbimento su determinati intervalli di lunghezze d'onda, le radiazioni, e in particolare quelle luminose, provenienti dallo spazio esterno subiscono anche una rifrazione, cioè un mutamento nel loro percorso, la quale fa sì che le posizioni apparenti di un astro vengano innalzate sopra l'orizzonte; le stelle che si trovano allo zenit non mutano la loro posizione apparente in quanto la rifrazione è nulla allo zenit; di questo fenomeno è necessario tener conto nelle osservazioni astronomiche di posizione. L'ammontare della rifrazione è di 35'24" per un astro sull'orizzonte (alla pressione atmosferica di 760 mm e alla temperatura di + 10 °C): questo significa, p. es., che il disco solare, che ha un diametro di circa mezzo grado, può essere osservato già immediatamente sopra l'orizzonte quando anche ne è in realtà al di sotto. La rifrazione aumenta all'aumentare della pressione atmosferica e al diminuire della temperatura. Alla rifrazione è dovuto l'aspetto schiacciato che assumono i dischi del Sole e della Luna quando sono presso l'orizzonte. I raggi luminosi che attraversano l'atmo-



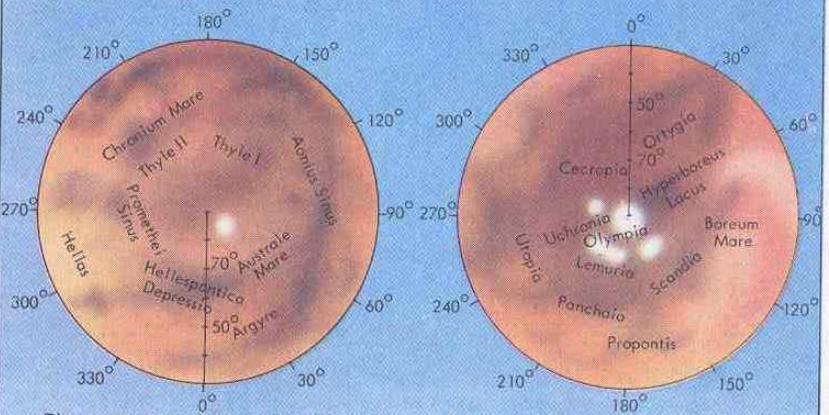
Mapa di Marte disegnata presso la NASA (1972), in base alle fotografie del Mariner 9. Le regioni polari meridionali



A) Opposizioni di Marte dal 1963 al 1980. I numeri compresi tra le posizioni di Marte e della Terra, ne indicano la distanza reciproca in milioni di km. B) I canali di Marte, secondo P. Lowell (1895)



C) Mappa classica di Marte, compilata in base a osservazioni visuali



D) Le regioni polari meridionali di Marte E) Le regioni polari settentrionali di Marte

sfera subiscono inoltre un indebolimento, o estinzione; per le stelle allo zenit l'atmosfera assorbe circa un decimo di magnitudine; discendendo però verso l'orizzonte, l'estinzione aumenta sempre più. Il fenomeno dipende dalla lunghezza d'onda, ed è massimo per le lunghezze d'onda brevi, cioè nel blu o nel violetto, e minimo nel rosso: questo spiega perché gli astri, in prossimità dell'orizzonte, appaiono arrossati. La figura B di p. 76 dà un valore medio per l'estinzione, che può essere anche maggiore o avere un andamento differente nel caso della presenza di pulviscolo (insediamenti industriali!) o di nubi.

Marte in cifre

Il pianeta Marte, riconoscibile per il caratteristico colore rossastro, essendo un pianeta esterno (v. p. 45) è osservabile in periodi e con modalità differenti che i pianeti interni Mercurio e Venere: è meglio osservabile durante le opposizioni, quando cioè si trova nella direzione opposta rispetto al Sole, ed è quindi visibile per l'intera notte (lo stesso avviene, naturalmente, per tutti i pianeti esterni). All'epoca dell'opposizione (anche perché le orbite di entrambi i pianeti sono ellittiche ma non ugualmente orientate) avviene il massimo avvicinamento di Marte alla Terra; le opposizioni avvengono in media alla distanza di due anni e 50 giorni: in quelle che hanno luogo alla fine di agosto, la distanza di Marte dalla Terra scende al valore minimo di 55 milioni di km, mentre il pianeta ha un diametro apparente di 25",4 (opposizione al perielio); nelle opposizioni della seconda metà di febbraio, la distanza tra la Terra e Marte è intorno ai 100 milioni di km (opposizione all'afelio). La massima distanza assoluta fra i due pianeti è raggiunta quando Marte si trova in posizione di congiunzione nella seconda metà di agosto: la distanza è allora di circa 400 milioni di km, mentre durante le congiunzioni di febbraio, la distanza scende a circa 355 milioni di km. Marte ruota su se stesso con un periodo (siderale) di 24^h 37^m 22^s,65; un giorno solare dura in media su Marte 24^h 39^m 35^s,0. L'asse di rotazione di Marte è inclinato sul piano della sua orbita di 25° 10': il polo nord celeste del pianeta si trova nel punto di coordinate $\alpha = 318^{\circ} 07'$ e $\delta = +53^{\circ} 78'$ (al 1900,0), cioè fra le stelle Deneb in Cigno e Alderamin in Cefeo. Le stagioni hanno su Marte un andamento differente che sulla Terra, hanno cioè durate differenti, a causa della differente eccentricità orbitale: nell'emisfero marziano boreale, la primavera dura 199,6 giorni, l'estate 181,7, l'autunno 145,6 e l'inverno 160,1; nell'emisfero australe, avviene l'opposto, analogamente alla Terra.

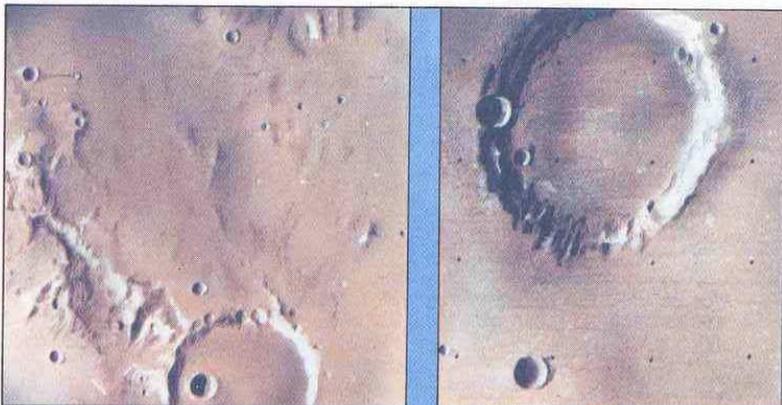
La nomenclatura nella topografia di Marte

I nomi attribuiti ai vari particolari superficiali di Marte risalgono essenzialmente alle osservazioni di SCHIAPARELLI (1877-84); le regioni oscure, che comprendono circa 1/3 della superficie del pianeta, si chiamano mari o baie (lat. sinus). I rimanenti 2/3 comprendono «paesaggi» più chiari, dal colore variabile tra il rossastro e l'ocra. Una mappa «classica» di Marte, preparata cioè con l'ausilio unico di strumenti fissi al suolo terrestre, è riportata nella figura C.

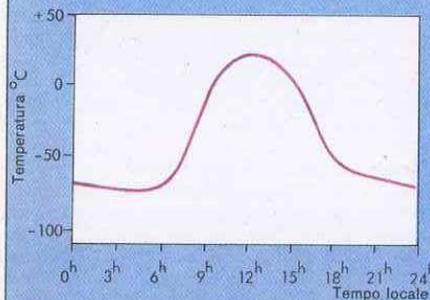
Il meridiano fondamentale di Marte è quello passante per la baia posta sul bordo occidentale del Sinus Sabaeus, che è stata perciò chiamata anche Sinus Meridiani. Le due cappe polari di Marte hanno un aspetto molto variabile, raggiungendo la massima estensione (fino alla latitudine di circa 50°) durante l'inverno e ritirandosi durante la primavera e nell'estate. Nel 1877 SCHIAPARELLI scoprì anche i «canali», che avrebbero dovuto attraversare in linea retta le pianure di Marte, congiungendo piccole «oasi» che spiccherebbero oscure sulle zone chiare circostanti. La larghezza dei canali, talvolta doppi, dovrebbe aggirarsi intorno ai 30 km, raggiungendo però anche i 100 km.

Moderne ricerche su Marte

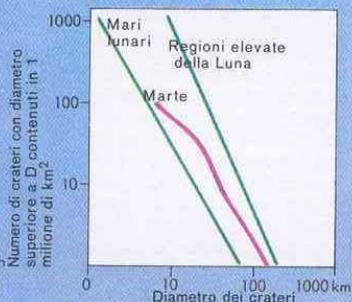
L'invio delle sonde Mariner su Marte ha dato luogo nelle ricerche su quel pianeta a una nuova fase, di cui stiamo ancora osservando l'inizio. Il Mariner 4 volò alla minima distanza (9825 km) da Marte il 15.7.1965, effettuando 21 riprese fotografiche nelle quali si possono distinguere particolari fino a 4 km. I Mariner 6 e 7 raggiunsero le distanze minime dal pianeta di 3400 km il 31.7.1969 e, rispettivamente, di 3200 km il 5.8.1969, effettuando complessivamente con obiettivi grandangolari o teleobiettivi 165 riprese fotografiche, sulle quali si possono distinguere particolari di 300 m; un potere risolutivo ancora maggiore è stato raggiunto dal Mariner 9, che il 13.11.1971 si inserì in un'orbita ellittica intorno al pianeta. Due sonde sovietiche, Mars 2 e 3, ruotarono attorno a Marte e vi depositarono delle capsule rispettivamente il 27.11 e il 2.12.1971. Sulle fotografie della serie Mariner sono visibili dei crateri aventi diametro fino a 100 km, per cui, a prima vista, sembrerebbe che Marte presenti delle analogie con la Luna, finora insospettite in quanto non era mai nata l'idea che colà esistessero dei crateri, anche se, teoricamente, un buon telescopio avrebbe dovuto permettere da Terra di distinguere particolari fino a 30 km. Il motivo di ciò risiede nelle condizioni d'osservazione, difficili perché simili a



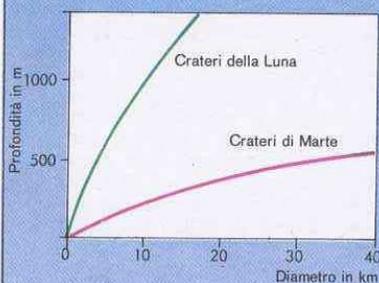
A) La superficie di Marte (dalle fotografie del Mariner 6). A sinistra, un particolare di Deucalionis Regio, attorno al punto di latitudine -15° e longitudine 338° . Il cratere in basso ha un diametro di 24 km. A sinistra in basso si intravede la parete di un cratere di 257 km. A destra, un cratere del diametro di 38 km; i particolari ancora riconoscibili hanno dimensioni intorno ai 300 m



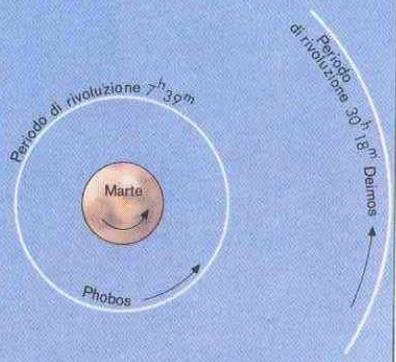
B) Le variazioni della temperatura in un giorno, in un punto sull'equatore di Marte



C) L'abbondanza di crateri su Marte in confronto alla Luna



D) Il rapporto medio tra diametro e profondità per i crateri di Marte e della Luna



E) Le orbite dei satelliti di Marte Phobos e Deimos (in scala)

quelle relative all'osservazione della Luna Piena: i raggi solari, in queste condizioni, non permettono all'osservatore terrestre di notare le ombre, senza di cui i rilievi non possono spiccare plasticamente.

Il numero di crateri per unità di superficie di Marte è intermedio fra il numero di crateri che si osservano sui mari lunari e quello relativo alle regioni più elevate, sempre sulla Luna. L'altezza delle pareti dei crateri di Marte non è così elevata come sulla Luna, facendo presupporre l'esistenza di un processo di erosione che nel corso del tempo ha appiattito i crateri stessi; questo fenomeno è collegato alla presumibile esistenza di un'atmosfera. Su Marte non dovrebbero esistere dislivelli superiori a 10 km, come è stato rilevato da osservazioni radar.

L'atmosfera di Marte

L'esistenza di un'atmosfera su Marte fu dedotta ben presto mediante osservazioni telescopiche; occasionalmente appaiono muoversi sulla superficie del pianeta delle normali nubi. Si osservano anche macchie giallastre, interpretate come mulinelli di polveri, nonché macchie bianche e bluastre. Nel complesso la densità dell'atmosfera di Marte è stata sempre sopravvalutata: le sonde Mariner hanno permesso di dedurre, per la pressione atmosferica al livello del suolo, un valore di solo 5 millibar. Il biossido di carbonio risulta sovrabbondante, costituendo il 95% della massa totale, mentre idrogeno, ossigeno e vapore acqueo sono presenti solo in tracce. Dell'azoto, che nel passato si riteneva fosse preponderante, non si è potuto finora trovare traccia.

La temperatura

Le misure di temperatura finora effettuate mediante radiometri e termoelementi, a differenza di quelle relative all'atmosfera, sono state confermate. All'equatore la massima temperatura è compresa fra $+16^\circ\text{C}$ e $+24^\circ\text{C}$, ma probabilmente, se l'atmosfera è particolarmente intorbidata, oscilla solo tra -15°C e -35°C . Nella notte, la temperatura scende fino a -80°C , a causa dell'esiguità dell'atmosfera. Le cappe polari hanno una temperatura di soli -120°C o -130°C , per cui può essere abbastanza probabile che siano composte di biossido di carbonio solidificato (« ghiaccio secco »). È anche probabile che sia presente una certa quantità, peraltro ridotta, di ghiaccio di acqua.

È possibile che a una quota di 125 km esista l'equivalente della ionosfera terrestre. Palesemente non esiste uno strato di ozono, quindi la radiazione ultravioletta del Sole può raggiungere non schermata la superficie di Marte. Non si può tuttavia

escludere completamente l'esistenza di forme primitive di vita sul pianeta, quantunque le probabilità siano, alla luce dei dati disponibili, piuttosto limitate. I colori che si osservano in certe stagioni in determinate zone di Marte possono essere spiegati anche in altro modo: è probabile che la variazione del colore di questa zona sia dovuta alla sovrapposizione di nuvole di polvere provenienti dalle regioni circostanti.

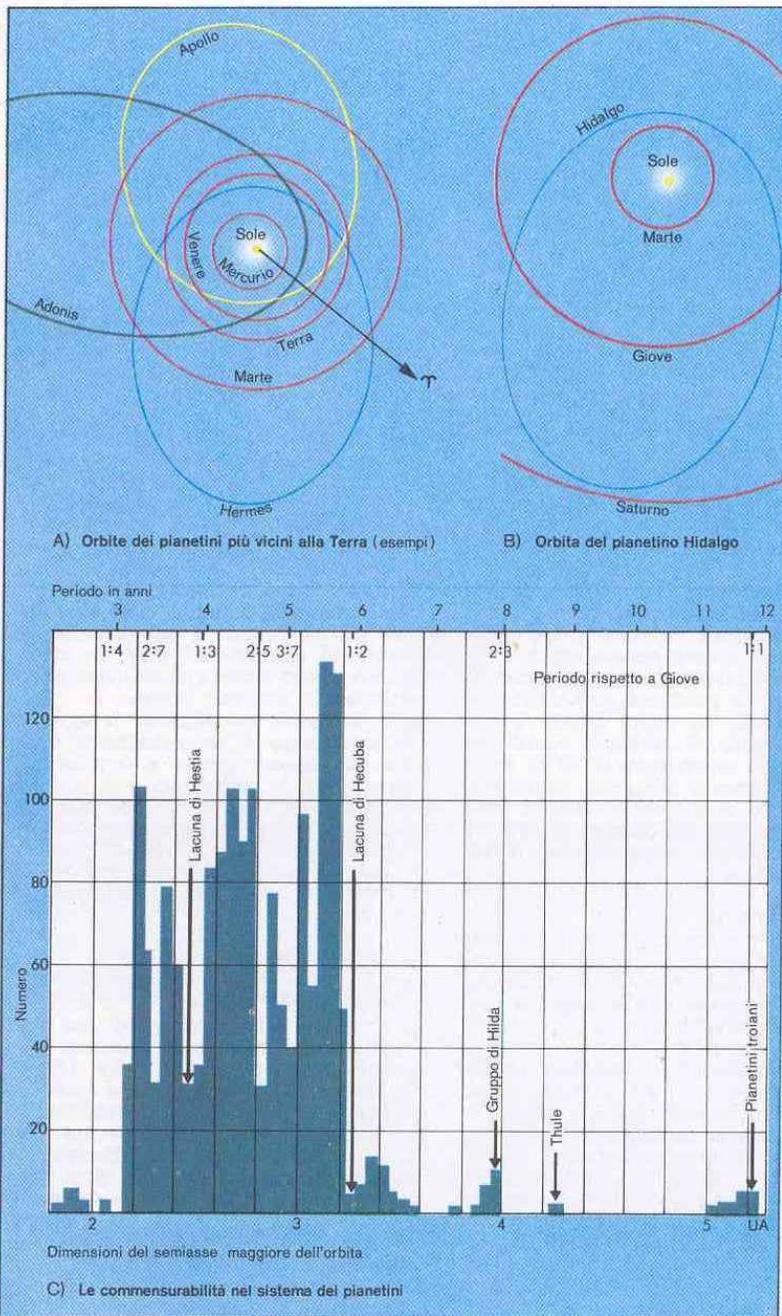
Le ultime ricerche hanno dimostrato che, contrariamente alla Luna, le zone di Marte di colore più chiaro (p. es. Hellas) hanno un minor numero di crateri che le zone più scure. Si propende attualmente verso l'ipotesi che le regioni di Marte di colore più chiaro siano composte di sabbia e polveri, di dimensioni variabili. Il colore rossastro del pianeta è forse provocato dalla presenza di limonite, minerale ferroso di colore bruno.

Le riprese fotografiche da parte dei Mariner non hanno mostrato traccia alcuna dei « canali »; in parte erano state interpretate come canali delle formazioni di vario tipo quali successioni di dune e di crepacci, o dorsali montuosi o simili. Oggi si ritiene, come già da 50 anni a questa parte, che si tratti di un'illusione ottica, in quanto l'occhio umano tende a riunire vari piccoli particolari in strutture lineari.

Dalle fotografie del Mariner 9 appaiono evidenti i segni di un vulcanismo acuto, forse non ancora giunto a termine. Nel giugno 1972 fu pubblicata una « mappa provvisoria di Marte », in base alle fotografie del Mariner 9, che comprende quasi l'intera superficie di Marte. Queste stesse fotografie, opportunamente interpretate, condurranno tra breve a una topografia marziana.

Le Lune di Marte

Le orbite dei satelliti di Marte Phobos e Deimos, scoperti nel 1877 da A. HALL, sono riportate nella figura con una scala grandissima. I periodi di rotazione sono rispettivamente di $7^{\text{h}} 39^{\text{m}}$ e $30^{\text{h}} 18^{\text{m}}$; la rivoluzione di Phobos avviene quindi in un tempo più breve che la rotazione di Marte, per cui quel satellite, per un osservatore su Marte, apparirebbe muoversi in direzione contraria a tutte le altre stelle, da ovest verso est. La distanza dal centro di Marte è di 9300 e 23200 km rispettivamente e, dalla superficie del pianeta, di 5900 e 19800 km. Sulle fotografie del Mariner 9 Phobos appare, come molti pianetini, con una forma allungata; la dimensione maggiore è di 22 km e quella minore di 18 km. Deimos ha una forma più arrotondata, con dimensioni di 13,5 e di 12 km. Su Phobos è stato osservato un cratere di 6 km.



I pianetini

Nella notte di Capodanno, tra il 1800 e il 1801, G. PIAZZI scoprì un piccolo pianeta, la cui orbita si trovava tra quelle di Marte e di Giove, e lo chiamò Ceres. A questa scoperta seguirono quella di Pallas da parte di OLBERS nel 1802, di Juno (HARDING, 1804) e di Vesta (ancora OLBERS, 1807). Successivamente trascorse qualche decina di anni, prima che K. HENCKE scoprisse Astrea nel 1845 e Hebe nel 1847. Da allora, non passò anno nel quale non venisse scoperto un nuovo pianeta. Attualmente sono conosciuti circa 1750 pianetini (o planetoidi, o asteroidi), nel senso che ne è stata calcolata con esattezza l'orbita; i pianetini osservati sono in realtà più di 7000 ma non di tutti è stato assicurato il calcolo dell'orbita. Il loro numero cominciò ad aumentare considerevolmente da quando, nel 1891, M. WOLF iniziò la loro osservazione e la loro scoperta con metodi fotografici.

Il numero totale dei pianetini può essere valutato solo approssimativamente; inoltre, non è possibile definire esattamente la differenza fra pianetini e meteoriti: limitandosi alla 19^a magnitudine, dovrebbero esistere circa 40000 pianetini. Ancora più difficile è definire la massa totale dei pianetini; i dati oggi conosciuti delimitano un intervallo molto ampio i cui limiti sono 1/100 e 1/2 della massa della Terra.

Si ritiene che i pianetini siano dei macigni, la cui densità media è 3,5 g/cm³. Nemmeno i più grossi fra di essi possiedono una forma sia pur approssimativamente sferica, come risulta dalle osservazioni di magnitudine che in taluni pianetini varia a causa della loro rotazione su se stessi: durante la rotazione, vengono periodicamente a rivolgersi verso la Terra una superficie ora esigua, ora più estesa; qualche pianetino forse possiede anche una forma irregolare, a manubrio. I periodi di rotazione finora rilevati si trovano tutti nell'intervallo tra 4 e 17 ore.

Nell'anno 1898 fu scoperto il pianetino Eros, la cui orbita appariva insolita in quanto non giace, come per gli altri pianetini, tra le orbite di Marte e Giove, ma giunge fino nelle regioni più interne del sistema solare, incrocia l'orbita di Marte e passa a 22 milioni di km dall'orbita della Terra.

Successivamente, furono scoperti altri pianetini con lo stesso comportamento: Amor si avvicina fino a 16,5 milioni di km dalla Terra, Geographos incrocia l'orbita terrestre, Apollo e Adonis incrociano anche l'orbita di Venere.

Un caso particolarmente interessante è quello del pianetino Hermes, che nel 1937 si avvicinò fino a 600 000 km dalla Terra; in tale occasione furono misurate le sue

dimensioni (circa 1 km). Il pianetino Icarus, scoperto da W. BAADE nel 1949, giunge al perielio alla distanza di 30 milioni di km dal Sole, cosicché la sua temperatura superficiale raggiunge i 600 °C, mentre all'afelio, fra Marte e Giove, scende a -100 °C. Un altro caso estremo è quello di Hidalgo, pure scoperto da BAADE nel 1920, la cui orbita all'afelio raggiunge l'orbita di Saturno.

I quattro pianetini maggiori ed Eros.

Nome	Dimensioni in km	Distanza media dal Sole in UA	Periodo siderale in giorni	Eccentricità	Inclinazione dell'orbita in °
Ceres	740	2,767	1681	0,079	10,6
Pallas	480	2,767	1684	0,235	34,8
Juno	200	2,670	1594	0,256	13,0
Vesta	380	2,361	1325	0,088	7,1
Eros	20	1,458	643	0,233	10,8

Commensurabilità

Se si riporta in un diagramma il numero dei pianetini in funzione della rispettiva distanza dal Sole, si ottiene un andamento particolare, non completamente casuale, nel quale alcune distanze sembrano vuote: i corrispondenti periodi di rivoluzione dei corpi che si trovano in queste « lacune » stanno in semplice rapporto numerico con il periodo di Giove (commensurabilità dei periodi); una lacuna particolarmente profonda si trova in corrispondenza al valore 1:2 (lacuna di Hecuba, dal nome di uno dei pianetini che si trovano a quella distanza). Altre zone particolari sono quelle corrispondenti ai valori 1:3 (lacuna di Hestia), 2:5, 3:7, 2:3 (qui si trova, veramente, il gruppo di pianetini detto « di Hilda ») e 3:4 (dove si trova Thule).

L'esistenza di lacune di commensurabilità si spiega mediante l'azione perturbatrice esercitata dal pianeta Giove, che conduce a una rimozione di quei corpi che originariamente si trovavano in quelle zone. La perturbazione più forte è esercitata sui pianetini il cui periodo di rivoluzione è uguale a quello di Giove (1:1): un'eccezione è formata dai 14 (o forse 18) pianetini detti Troiani che si trovano intorno ai punti di librazione L₄ e L₅ (v. p. 50 sgg.), del sistema Sole-Giove. In realtà, i pianetini Troiani compiono oscillazioni a lungo termine attorno ai rispettivi punti lagrangiani. I Troiani finora noti si dividono in

pianetini che precedono Giove (detti anche Greci)

Achilles
Hector
Nestor
Agamemnon
Odysseus
Ajax
Diomedes
Menelaus

pianetini che seguono Giove (o veri Troiani)

Patroclus
Priamus
Aeneas
Anchises
Troilus
Antilochus