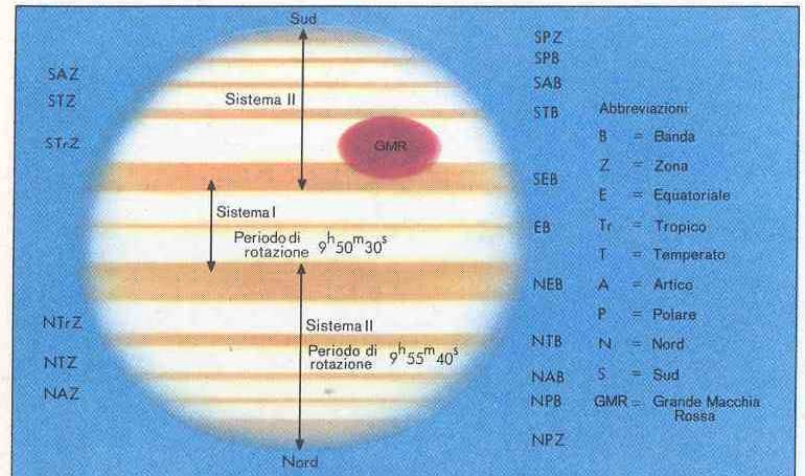
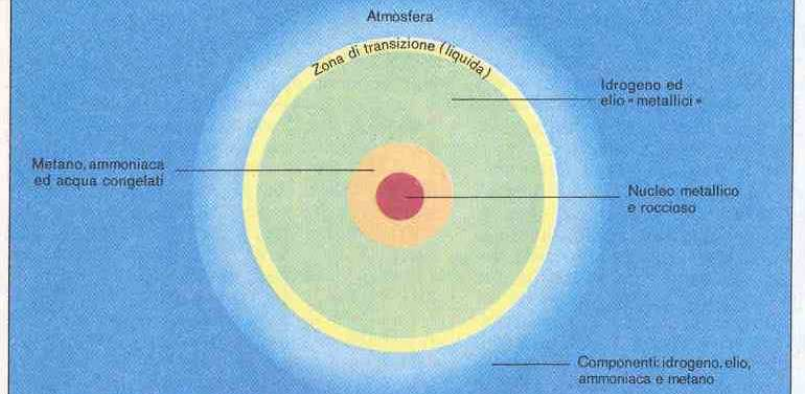
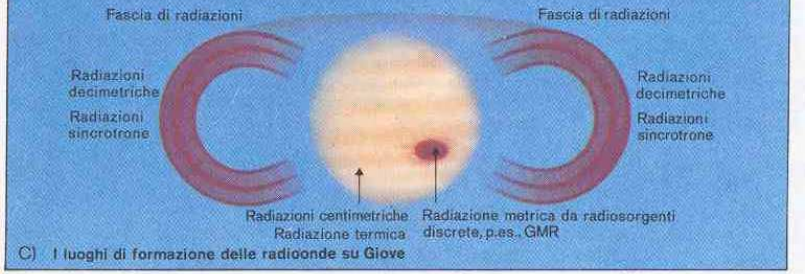


A) **La nomenclatura delle zone e bande di Giove** e i relativi periodi di rotazione



B) **Ipotetica struttura interna di Giove** e degli altri pianeti giganti (Saturno, Urano e Nettuno)



C) **I luoghi di formazione delle radioonde su Giove**

Il pianeta gigante Giove

Il pianeta di gran lunga più grande nel nostro sistema solare è Giove. Le sue opposizioni avvengono ogni 13 mesi circa: nelle più favorevoli (p. es. quelle dell'8.10.1963 o del 13.10.1975) giunge a una distanza dalla Terra di 591 milioni di km, e in tale occasione possiede una dimensione apparente di circa 50"; anche con un piccolo telescopio si può allora osservare l'evidente appiattimento del pianeta e la struttura zonale parallela all'equatore e composta da insiemi di nubi presenti in una densa atmosfera; questa risulta, alle osservazioni spettrografiche o di occultazioni di stelle, avere una composizione completamente differente dall'atmosfera terrestre: i componenti principali sono idrogeno ed elio, oltre ad ammoniaca e metano. Le massime temperature rilevate negli strati visibili sono comprese fra − 150 °C e − 145 °C.

Su Giove, le zone chiare e le bande scure si alternano, secondo lo schema A della pagina 86, che tuttavia non va considerato del tutto rigoroso. Innanzitutto l'intensità delle bande subisce notevoli variazioni, inoltre alcune bande alle alte latitudini possono scomparire completamente, mentre le bande equatoriali, settentrionali e meridionali, possono congiungersi provocando la scomparsa delle zone equatoriali; oltre a questo, sovrapposti alla struttura di base illustrata, possono essere presenti numerosi altri particolari: macchie biancastre, ponti oscuri fra due bande adiacenti sovrapposte a zone chiare ecc.

Tutti questi particolari hanno permesso di determinare la durata del periodo di rotazione: la zona equatoriale ruota in $9^h\ 50^m\ 30^s$ (sistema I), le zone a latitudini elevate in $9^h\ 55^m\ 40^s$ (sistema II). La maggior velocità della zona equatoriale trova la sua spiegazione nell'esistenza lì di forti perturbazioni atmosferiche nella direzione della rotazione, da ovest verso est. Particolarmente rimarchevole è la « Grande Macchia Rossa » (GMR) scoperta da LOHSE il 3.6.1878, ma presumibilmente esistente già molto tempo prima, come mostrano le precedenti rappresentazioni del pianeta *. La GMR si trova nella zona tropicale meridionale, alla latitudine di circa 35°; non sempre, comunque, meritò il suo appellativo, in quanto è apparsa anche di un colore grigio, giallastro e perfino bianco. Talvolta scompare completamente, come avvenne negli anni 1888, 1912, 1916, 1938 e 1944. Negli ultimi anni è stata particolarmente intensa.

Confrontata con tutti gli altri particolari di Giove, la GMR è abbastanza stabile; la sua larghezza è di circa 40000 km, la sua altezza di circa 13000 km. La sua scomparsa e le variazioni del colore sono forse da imputare soltanto al passaggio di strati di nubi sopra di essa. È particolarmente interessante il fatto che la GMR si sposti lentamente nel tempo nella direzione da ovest a est e anche in direzione opposta. Riferendo le posizioni della GMR al sistema II si potè collegare il moto della GMR con una lenta variazione del periodo di rotazione di quelle regioni. La GMR può forse appartenere a uno strato dell'atmosfera di Giove, più profondo di quello visibile, il cui periodo di rotazione non viene alterato da eventuali perturbazioni esterne. Un'interpretazione soddisfacente della GMR non è ancora stata trovata; le prime ipotesi secondo le quali si trattava di una fase solida che fluttuava in una fase liquida superficiale, non sembrano oggi avere più fondamento; secondo altre ipotesi, si tratterebbe di una zona eruttiva. Sembra fuori dubbio che in quella zona di Giove debbano aver luogo violenti avvenimenti dinamici; si osserva però che anche altre perturbazioni atmosferiche devono aver luogo per poter dare origine a quel fenomeno.

La struttura interna di Giove

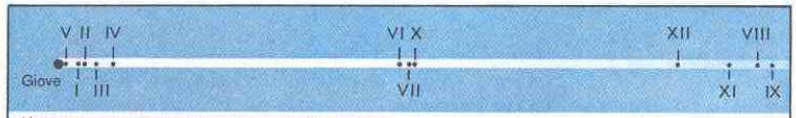
Nel suo interno, Giove deve essere completamente differente dagli altri pianeti di tipo terrestre, come già si può dedurre dal basso valore della sua densità media, che è di 1,3 g/cm³. Secondo i modelli matematici ideati per studiare la struttura del pianeta sotto la pressione dell'atmosfera, gli elementi presenti si sarebbero, nelle regioni più profonde, liquefatti e poi solidificati; secondo alcuni studiosi esisterebbe anche un piccolo nucleo composto da minerali e metalli.

La radioemissione di Giove

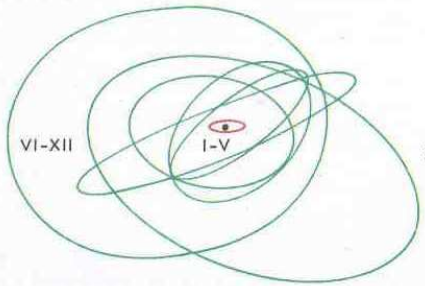
Le onde radio irraggiate da Giove hanno differenti origini. Si distinguono diverse componenti:

1. una debole *radiazione termica* a lunghezze d'onda centimetriche, collegata alla temperatura del pianeta: l'intensità di questa radiazione alla lunghezza d'onda di 3 cm è in buon accordo con le misure della temperatura del pianeta, di − 130 °C circa.
2. una *radiazione non termica* a lunghezze d'onda decimetriche, che ha origine in una zona toroidale, simmetrica attorno a Giove, perfettamente analoga alle fasce di radiazione della Terra: tale radiazione viene emessa dagli elettroni catturati e decelerati dall'intenso campo magnetico di Giove. Una radiazione analoga è stata osservata

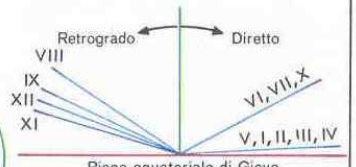
* La GMR è stata in realtà scoperta nel 1665 da G. D. Cassini; è rappresentata su Giove, per esempio, in un dipinto di D. Creti del 1711, ora alla Pinacoteca Vaticana (N.d.T.).



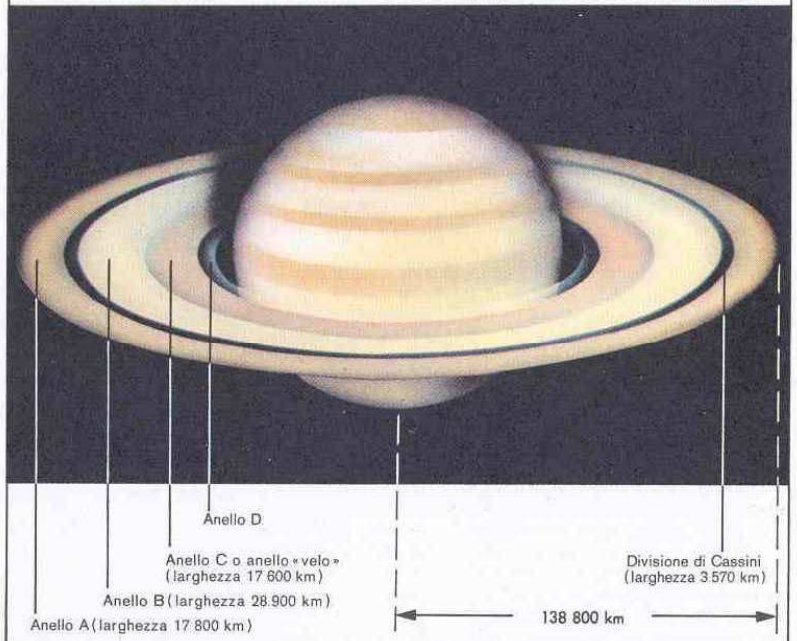
A) Distanze medie, in scala, dei satelliti di Giove



B) Le orbite dei satelliti di Giove



C) L'inclinazione delle orbite dei satelliti di Giove



D) Schema degli anelli di Saturno

E) Distanze medie, in scala, dei satelliti di Saturno

anche attorno alle camere di accelerazione dei sincrotroni, complesse apparecchiature impiegate per accelerare in laboratorio le particelle atomiche, per cui le è stato anche attribuito il nome di « radiazione sincrotrone ».

3. una *radiazione a lunghezze d'onda metriche*, osservata intorno ai 15 m, che mostra repentine e violente variazioni di intensità, sia aumenti (in inglese « bursts ») che diminuzioni. Le sorgenti di queste radiazioni sono strettamente collegate a Giove, in particolare alla GMR e alle altre macchie; forse ne sono anche responsabili delle scariche elettriche (oscillazioni del plasma). I bursts sembrano essere sincronizzati con il periodo di rivoluzione di alcuni satelliti, in particolare del satellite Io: si tratta probabilmente di un'interazione fra il satellite e le fasce di radiazione di Giove.

Il 3.12.1973, dalla Terra è partita la sonda statunitense Pioneer 10, diretta verso Giove.

I satelliti di Giove

I quattro satelliti maggiori di Giove, Io, Europa, Ganymede e Callisto, furono scoperti nel 1610 da G. GALILEI e quasi contemporaneamente da S. MARIUS. Alcuni di essi hanno dimensioni superiori a quelle della Luna, e la loro luminosità è tale che potrebbero essere visti anche a occhio nudo, se non fossero troppo vicini al molto più luminoso Giove: infatti Ganymede ha una luminosità media all'opposizione di $5^m,1$, Io di $5^m,5$, Europa di $5^m,7$ e Callisto di $6^m,3$; nelle più favorevoli opposizioni al perielio, queste magnitudini possono essere diminuite anche di $0^m,2$.

Spesso anche con piccoli telescopi si possono osservare i quattro satelliti in una successione di configurazioni, riportate e previste dalla maggior parte degli annuari astronomici. Si possono avere i seguenti fenomeni:

1. *Eclisse*: il satellite si trova occultato nell'ombra di Giove.
2. *Occultazione*: il satellite, muovendosi, viene ad essere nascosto dal disco di Giove.
3. *Passaggio o transito*: il satellite si muove sul disco di Giove.
4. *Passaggio dell'ombra*: il satellite proietta la sua ombra sul disco di Giove.

Osservazioni di eclissi indicarono nel 1676 a O. RÖMER che la luce non si propaga con velocità infinita, ma invece limitata, calcolata dallo stesso RÖMER in 214 300 km/s: l'istante dell'eclisse infatti ritardava quando la distanza tra Giove e la Terra aumentava e anticipava invece quando quella distanza diminuiva. Si trattò della prima *misura della velocità della luce*, che successivamente fu fissata con precise misure di laboratorio (il miglior valore è quello di FROOME, ottenuto con esperimenti di interferometria su microonde) in 299 793,0 ± 0,3 km/s.

La quinta luna di Giove, chiamata talvolta Amalthea, fu scoperta nel 1892 da E. E. BARNARD. I satelliti da VI a XII, che non hanno altro nome, furono scoperti tutti nel XX secolo; precisamente, VI e VII furono scoperti da PERRINE nel 1904-1905, VIII da MELOTTE nel 1908 e da IX a XII da NICHOLSON nel 1914, 1938 e 1951. Il satellite XII raggiunge al massimo una magnitudine di $18^m,1$, e la stessa Amalthea giunge solo a $13^m,0$. Nella tabella sono riportati alcuni dati significativi.

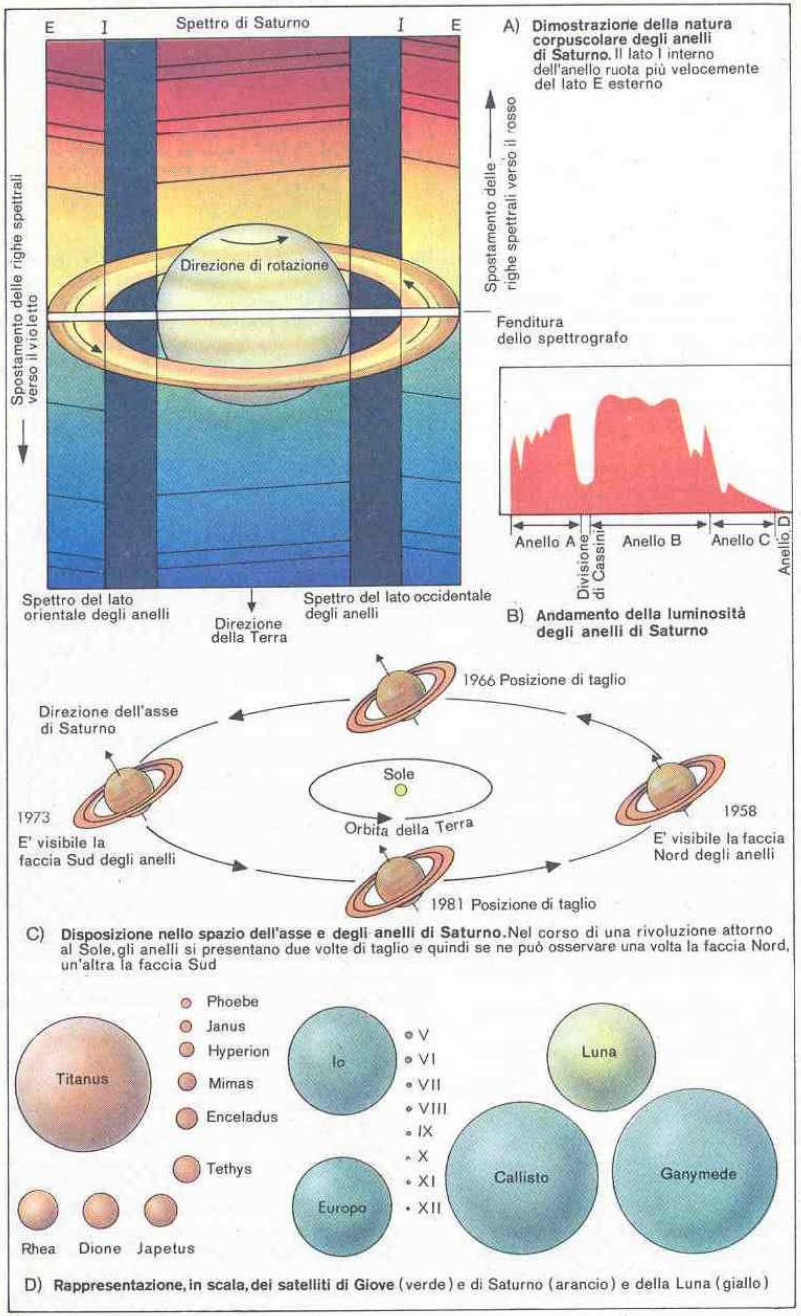
Satellite	distanza media da Giove in km	periodo siderale in giorni	diametro in km
I (Io)	421 800	1,769	3320
II (Europa)	671 400	3,551	2880
III (Ganymede)	1 071 000	7,155	5600
IV (Callisto)	1 884 000	16,689	4680
V (Amalthea)	181 000	0,498	160
VI	11 500 000	250,62	120
VII	11 750 000	259,8	40
VIII	23 500 000	738,9	40
IX	23 700 000	755	22
X	11 750 000	260	20
XI	22 500 000	696	24
XII	21 000 000	625	20

Mentre i satelliti da I a V percorrono orbite all'incirca circolari sul piano equatoriale di Giove, le orbite degli altri satelliti sono molto eccentriche e fortemente inclinate. I satelliti VI, VII e X formano un gruppo, trovandosi tutti alla stessa distanza media da Giove, avendo orbite tutte inclinate tra 28°,0 e 28°,5 sul piano dell'orbita da Giove e differendo unicamente per l'eccentricità. I satelliti VIII, IX, XI e XII formano un altro gruppo, caratterizzato dal fatto che la direzione di rivoluzione dei satelliti che ne fanno parte è opposta alla direzione di rotazione di Giove; quei satelliti sono anche retrogradi.

Con elevati ingrandimenti, anche sui dischi dei quattro satelliti maggiori si possono distinguere dei particolari. Io, Europa e Ganymede hanno inoltre una atmosfera, la cui esistenza è per Callisto ancora in dubbio.

Saturno

Questo pianeta presenta una struttura simile a quella di Giove, e ciò non solo per il valore della densità, che essendo di 0,7 g/cm³ è il più piccolo all'interno del sistema solare, ma anche per la presenza, osservabile al telescopio, di zone e di bande. La zona equatoriale ruota in 10 ore e 14 minuti; il periodo di rotazione aumenta con la latitudine, giungendo a 10 ore e 41 minuti alla latitudine di ± 40°.



A) **Dimostrazione della natura corpuscolare degli anelli di Saturno.** Il lato I interno dell'anello ruota più velocemente del lato E esterno

B) **Andamento della luminosità degli anelli di Saturno**

C) **Disposizione nello spazio dell'asse e degli anelli di Saturno.** Nel corso di una rivoluzione attorno al Sole, gli anelli si presentano due volte di taglio e quindi se ne può osservare una volta la faccia Nord, un'altra la faccia Sud

D) **Rappresentazione, in scala, dei satelliti di Giove** (verde) e di Saturno (arancio) e della Luna (giallo)

La turbolenza dell'atmosfera di questo pianeta è inferiore che su Giove. Non sono visibili grandi contrasti (anche se si osserva talvolta la presenza di macchie luminose che hanno permesso di determinare la durata del periodo di rotazione), al punto che tutta la struttura appare nel complesso grigiastra. L'appiattimento del disco di Saturno è di circa 1 : 10, e la composizione chimica sia dell'atmosfera che dell'interno del pianeta è simile a quella di Giove; la temperatura di Saturno, determinata con osservazioni nell'infrarosso, è dell'ordine di − 150 °C, mentre le radioonde emesse alla lunghezza d'onda di 3 cm (che nel caso di Giove sono ritenute di origine termica) corrispondono a una temperatura di − 168 °C.

Gli anelli di Saturno

Queste particolari formazioni furono intraviste fin dalle prime osservazioni telescopiche nel XVII secolo, ma non furono riconosciute subito come tali. Fu C. HUYGENS il primo a descrivere nel 1655 la loro vera struttura. Oggi si distinguono negli anelli A, B, C (scoperto nel XIX secolo e chiamato anche anello velo a causa della sua tenue luminosità) e D (scoperto nel 1969). Fra l'anello A e l'anello B si trova la divisione di CASSINI; divisioni analoghe sono state osservate anche in altre posizioni degli anelli, ma non hanno mai presentato grande stabilità. La più conosciuta è ancora la cosiddetta « traccia di matita », scoperta da F. ENCKE nel 1837 nell'anello A. Occasionalmente fu osservato anche un allargamento degli anelli, all'esterno di A e all'interno dell'anello velo. La luminosità dell'anello D è solo il 5 % di quella di B. Si ritiene attualmente che lo spessore degli anelli, che giacciono esattamente nel piano equatoriale di Saturno, sia appena di 3 km; la massa totale di queste formazioni è circa 1/2700 della massa di Saturno. Circa le dimensioni del sistema, la figura è abbastanza esauriente.

La struttura e la composizione degli anelli è stata studiata spettroscopicamente, per quanto apparisse improbabile, anche in base ai calcoli di meccanica celeste, che formassero un unico sistema rigido. Questo fu ipotizzato già nel 1715 da D. CASSINI che suppose che gli anelli fossero costituiti da tante particelle unite le quali ruotavano intorno a Saturno con una velocità che doveva dipendere, secondo le leggi di Keplero, dalla rispettiva distanza dal pianeta: gli anelli più esterni devono quindi ruotare più lentamente di quelli interni, come fu confermato nel 1895 da KEELER, con osservazioni spettroscopiche degli anelli stessi.

Non è stata ancora scoperta ed approfondita la natura delle particelle che compongono gli anelli di Saturno; probabilmente si tratta di finissime polveri, e di recente si è ipotizzato trattarsi di particelle di ghiaccio (di ammoniaca e di metano). L'eventuale uniformità delle particelle non è sufficiente a spiegare la grande luminosità degli anelli, per cui si deve presumere l'esistenza anche di particelle di dimensioni differenti.

Gli anelli presentano la massima luminosità immediatamente prima e dopo l'opposizione, quando Saturno, la Terra e il Sole si trovano allineati: già 3 o 4 giorni più avanti la luminosità è diminuita del 40 %; il fenomeno è spiegato con un « effetto ombra », per cui durante l'opposizione dalla Terra si possono osservare solo i lati illuminati delle particelle, mentre anche poco al di fuori dell'opposizione le particelle possono esporre verso la Terra parte del lato non illuminato.

Riprese fotografiche ottenute con diversi filtri colorati hanno mostrato che gli anelli sono più luminosi nel violetto e nell'ultravioletto che non nel rosso e nel giallo: questa è una conseguenza del fatto che negli anelli vi è una componente gassosa che diffonde al massimo la luce ultravioletta e violetta del Sole. A breve lunghezza d'onda, scompare anche la divisione di CASSINI, evidentemente composta da gas e non da particelle solide. In questo si ha a che fare forse con un fenomeno di commensurabilità (v. p. 85) con le lune di Saturno. Alla distanza da Saturno alla quale si trova la divisione di Cassini, il periodo di rotazione sta nel rapporto 1 : 2 con il periodo di Mimas e nel rapporto 1 :3 con il periodo di Enceladus.

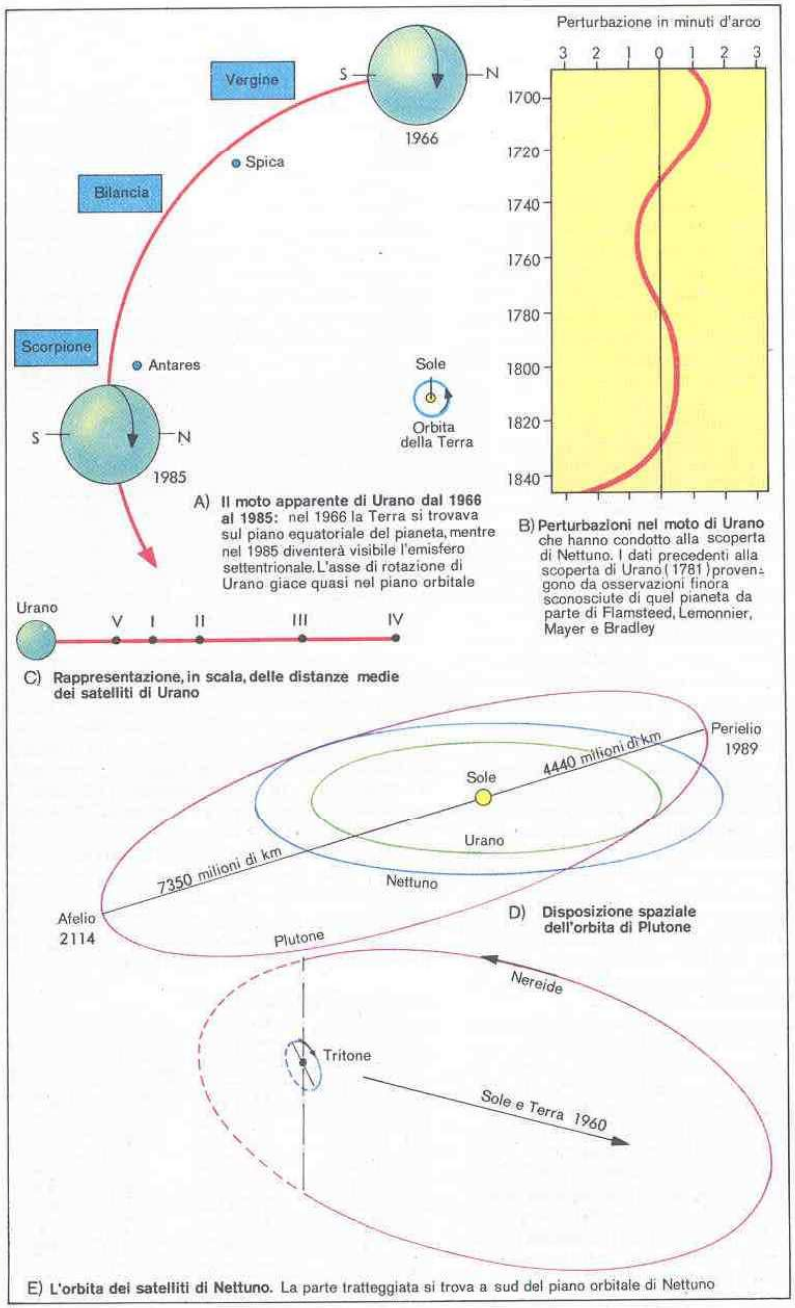
L'inclinazione degli anelli di Saturno rispetto alla direzione Terra-Saturno non supera i 27°; durante un'intera rivoluzione del pianeta, gli anelli possono presentarsi lateralmente (essendo quindi invisibili). È accaduto nel 1966 e accadrà nel 1981.

I satelliti di Saturno

Satelliti	distanza media da Saturno in km	periodo siderale in giorni	diametro in km
I Mimas	185 700	0,942	520
II Enceladus	238 200	1,370	600
III Tethys	294 800	1,888	1200
IV Dione	377 700	2,737	1300
V Rhea	527 500	4,518	1800
VI Titanus	1 223 000	15,945	5000
VII Hyperion	1 484 000	21,277	400
VIII Japetus	3 560 000	79,331	1200
IX Phoebe	12 950 000	550,45	300
X Janus	160 100	0,749	400

Titanus possiede un'atmosfera composta da metano e probabilmente ammoniaca; Phoebe si muove di moto retrogrado.

Il maggiore dei satelliti, Titanus, è visibile



A) **Il moto apparente di Urano dal 1966 al 1985:** nel 1966 la Terra si trovava sul piano equatoriale del pianeta, mentre nel 1985 diventerà visibile l'emisfero settentrionale. L'asse di rotazione di Urano giace quasi nel piano orbitale

B) **Perturbazioni nel moto di Urano** che hanno condotto alla scoperta di Nettuno. I dati precedenti alla scoperta di Urano (1781) provengono da osservazioni finora sconosciute di quel pianeta da parte di Flamsteed, Lemonnier, Mayer e Bradley

C) **Rappresentazione, in scala, delle distanze medie dei satelliti di Urano**

D) **Disposizione spaziale dell'orbita di Plutone**

E) **L'orbita dei satelliti di Nettuno.** La parte tratteggiata si trova a sud del piano orbitale di Nettuno

anche con un piccolo telescopio, in quanto la sua magnitudine media all'opposizione è di $8^m,3$; fu scoperto da HUYGENS nel 1655. Cassini scoperse altri quattro satelliti alla fine del XVII secolo, e ancora due ne scoperse W. HERSCHEL alla fine del XVIII; gli altri satelliti furono scoperti da BOND nel 1848, da PICKERING nel 1898 e da DOLLFUSS nel 1966.
Nella precedente lista manca Themis, la cui scoperta da parte di PICKERING nel 1905 non è stata successivamente confermata.

Urano

Questo pianeta, scoperto nel 1781 da W. HERSCHEL, si presenta in un grande telescopio come un dischetto verdastro, sul quale si possono distinguere dei particolari che ricordano la struttura a bande di Giove. La struttura dei due pianeti è presumibilmente simile, anche se il contenuto di metano nell'atmosfera di Urano è maggiore che su Giove. come risulta da osservazioni spettroscopiche. La temperatura superficiale è di circa − 170 °C. Urano ha 5 satelliti, tra i quali LASSELL scoperse nel 1851 i due primi nella numerazione della tabella, W. HERSCHEL scoperse il III e il IV nel 1787; G. P. KUIPER scoperse nel 1948 il V.

Satellite	distanza media da Urano in km	periodo siderale in giorni	diametro in km
I Ariel	191 800	2,520	600
II Umbriel	267 300	4,144	400
III Titania	438 700	8,706	1000
IV Oberon	586 600	13,463	800
V Miranda	130 100	1,414	300

Nettuno

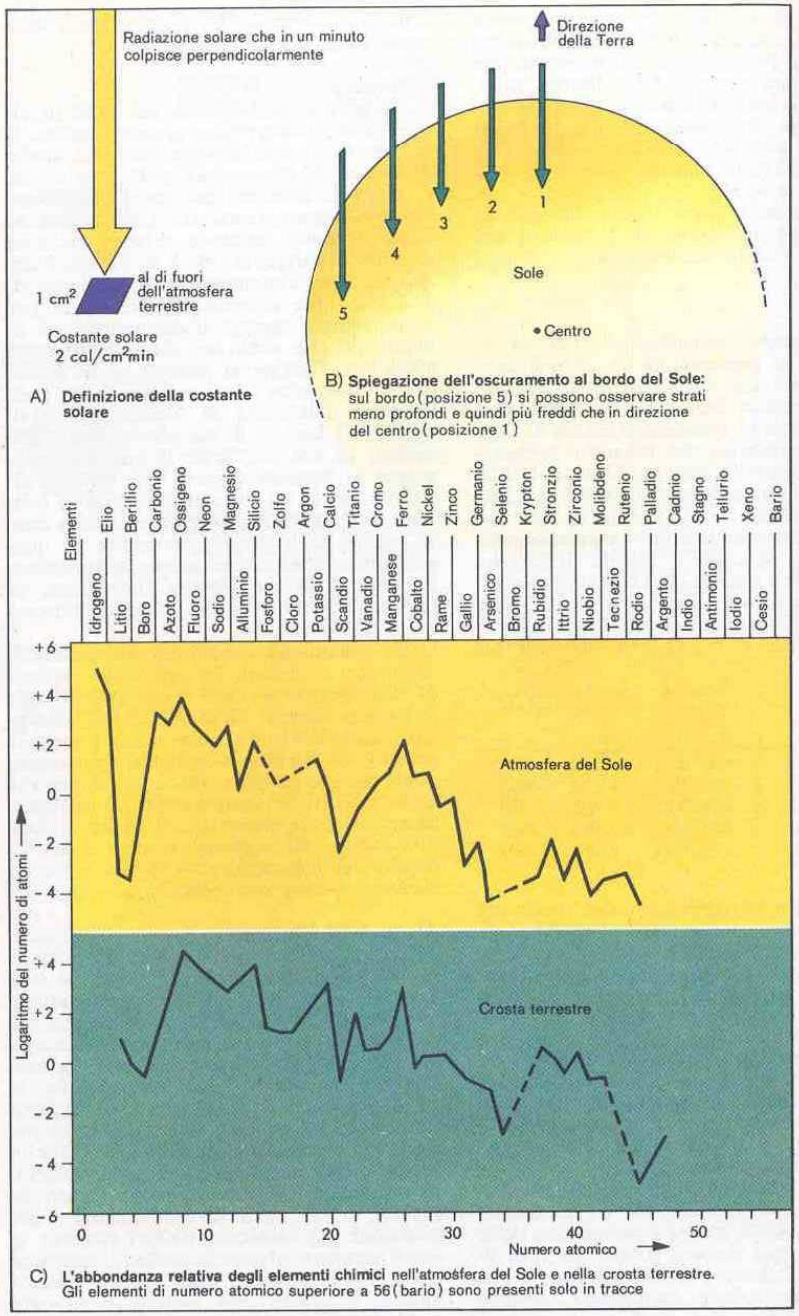
In base alle perturbazioni del moto del pianeta Urano, due astronomi, il francese U. LEVERRIER e l'inglese J. C. ADAMS, avevano quasi contemporaneamente calcolato l'orbita di un nuovo pianeta al di là di Urano, scoperto effettivamente da J. G. GALLE a Berlino il 23.9.1846. Solo con grandi telescopi si possono osservare su questo pianeta dei particolari; con metodi spettroscopici si è potuto stabilire l'esistenza di una atmosfera la cui composizione è simile a quella di Giove ma con un contenuto in metano superiore.
La prima luna di Nettuno, Tritone, fu scoperta da LASSELL nel 1846: ha un diametro di circa 4000 km ed è quindi una delle più grandi nel sistema solare; la sua distanza da Nettuno è di 353 600 km; il suo moto di rivoluzione, retrogrado, avviene in 5,877 giorni. Nel 1949, G. P. KUIPER scoperse l'altro satellite, Nereide, che ha un diametro di soli 300 km e si trova a 5 560 000 km in media da Nettuno; il suo periodo è di 359,881 giorni; l'eccentricità della sua orbita, 0,749, è la più alta fra i satelliti del sistema solare.

Plutone

C. W. TOMBAUGH scoperse nel 1930 su alcune lastre fotografiche questo pianeta, il più esterno; come già per Nettuno, anche l'esistenza di Plutone era stata prevista da P. LOWELL. Solo nei più grandi telescopi, Plutone appare come un disco, peraltro molto piccolo: secondo misure accurate eseguite al telescopio di 5 m di Mt. Palomar, il disco apparente ha un diametro di 0″,23. Le sue dimensioni sono state per molto tempo oggetto di discussione; si ritiene oggi che abbia un diametro di circa 6000 km. Plutone si muove su un'orbita molto eccentrica, il cui perielio si trova all'interno dell'orbita di Nettuno (a 4440 milioni di km), e il cui afelio dista 7350 milioni di km dal Sole; il prossimo passaggio al perielio avverrà nel 1989, e all'afelio nel 2113; tuttavia le orbite di Nettuno e di Plutone non si incrociano a causa anche della forte eccentricità di quest'ultima. Plutone non possiede atmosfera a causa delle sue ridotte dimensioni; la temperatura superficiale si aggira attorno ai − 230 °C.
Dalle periodiche variazioni di luminosità osservate, si deduce un probabile periodo di rotazione di 6 giorni 9 ore 21,5 minuti. Sulla superficie di Plutone, forse il paesaggio è completamente ghiacciato: i gas più pesanti che il pianeta ha potuto trattenere, quali metano ed ammoniaca, sono, per via delle bassissime temperature là esistenti, completamente ghiacciati; il punto di solidificazione del metano è di − 184 °C, quello dell'ammoniaca − 78 °C; anche il biossido di carbonio solidifica a − 78,5 °C.

Al di là di Plutone

Affermare che al di là di Plutone esiste o no un altro pianeta, non è possibile con assoluta sicurezza. Alcune perturbazioni nell'orbita di Nettuno e di Urano, la cui origine non è ancora perfettamente conosciuta, potrebbero essere generate da una famiglia di comete transplutoniane (v. p. 113), per la quale K. SCHÜTTE ha dedotto un semiasse maggiore di 78 UA e un periodo di rivoluzione di 686 anni. Anche senza questo le rimanenti piccole variazioni orbitali potrebbero essere provocate da piccoli errori nella determinazione delle posizioni dei cataloghi stellari rispetto ai quali vengono riferite le orbite. L'esistenza della famiglia di comete non è affatto sicura, e inoltre non esclude il pianeta transplutoniano; è stato anche ipotizzato un secondo anello di pianetini al di là dell'orbita di Nettuno; le ricerche finora compiute non hanno condotto a nessun risultato.



Dimensioni e volume del Sole

Conoscendo la sua distanza e potendone misurare con facilità le dimensioni apparenti (al perielio, 147,1 milioni di km, il raggio apparente è di 16′ 17″,82 e all'afelio, 152,1 milioni di km, di 15′ 45″,67), si può dedurre che il raggio del Sole è di 696 000 km, ovvero 109 volte il raggio della Terra. La superficie del Sole è quindi di $6{,}09 \cdot 10^{12}$ km², pari a 11918 volte la superficie della Terra, e il suo volume $1{,}412 \cdot 10^{18}$ km³, pari a 1 301 000 volte il volume terrestre. La massa del Sole è di $1{,}99 \cdot 10^{33}$ g (332 270 masse terrestri) e la densità quindi di 1,41 g/cm³; l'accelerazione di gravità sulla superficie del Sole è allora 27,9 volte quella sulla Terra.

L'irraggiamento del Sole

Per il calcolo della radiazione emessa globalmente dal Sole, è necessario conoscere prima quanta radiazione colpisce in un minuto un cm² di superficie terrestre esposta perpendicolarmente alla radiazione incidente: all'altezza del mare si sono misurate 1,4 calorie/cm² min, sulla Jungfrau (3460 m s.l.m.) 1,6 cal/cm² min e fuori dall'atmosfera terrestre 2,0 cal/cm² min. In altri termini, la radiazione che in un minuto colpisce 1 cm² di superficie sarebbe sufficiente per innalzare di 2 °C la temperatura di un g di acqua. Questo valore, conosciuto anche come costante solare, è equivalente a 1,3 kW, ovvero 1,8 CV/m². La radiazione solare che colpisce tutta la Terra è equivalente a $1{,}7 \cdot 10^{14}$ kW, ovvero $2{,}3 \cdot 10^{14}$ CV, mentre la radiazione emessa globalmente dal Sole ammonta a $3{,}8 \cdot 10^{23}$ kW, o $5{,}2 \cdot 10^{23}$ CV; per comprendere il significato di questi numeri, si tenga presente che le cascate del Niagara hanno una potenzialità di 3 milioni di kW e che un lampo equivale in media a 13 milioni di kW (della durata però di 1/100 000 di secondo). Conoscendo la superficie del Sole se ne può dedurre che ogni suo metro quadrato emette 63500 kW. La luminosità totale apparente del Sole è, nel violetto, $-26^{m},86$ e a lunghezze d'onda fotografiche $-26^{m},41$.

La *temperatura superficiale effettiva* del Sole dedotta mediante la legge di STEFAN e BOLTZMANN dai valori sopra riportati (v. p. 27) è di 5785 °K = 5512 °C.

Un valore per la temperatura del Sole può essere dedotto dal suo spettro, precisamente mediante l'applicazione della legge di PLANCK o della legge di WIEN (v. p. 27). La massima intensità di irraggiamento è a 4680 Å. Lo studio delle righe in assorbimento di FRAUNHOFER (v. p. 25) permette di dedurre anche la composizione chimica dell'atmosfera solare; oggi sono conosciute circa 25000 righe in assorbimento, identificate per il 60 %.

Mentre l'*analisi qualitativa* del Sole, cioè la ricerca della presenza o meno dei diversi elementi nell'atmosfera del Sole, è relativamente semplice, si rivela decisamente più difficile l'*analisi quantitativa*, cioè la ricerca della quantità presente dei vari elementi. Le analisi quantitative vengono compiute mediante la misura dell'intensità delle differenti righe spettrali, che però non dipende unicamente dal numero di atomi presenti dei vari elementi, ma dipende anche da altri parametri fisici, quali la pressione e la temperatura (v. p. 96). Si può asserire che il Sole, almeno nei suoi strati più esterni, è composto per il 75 % di idrogeno, per il 23 % di elio e per il solo 2 % di elementi più pesanti.

Oltre alle semplici righe, prodotte da singoli elementi atomici, si possono osservare nello spettro del Sole anche alcune bande, indici sicuri della presenza di molecole. A causa delle alte temperature, sul Sole è possibile l'esistenza al massimo dei soli legami chimici, che legano cioè due atomi, ad esempio OH, NH, CH, SiH, MgH, CaH, C_2, CN, O_2, TiO, MgO, AlO (O ossigeno, H idrogeno, N azoto, C carbonio, Si sicilio, Mg magnesio, Ca calcio, Ti titanio, Al alluminio).

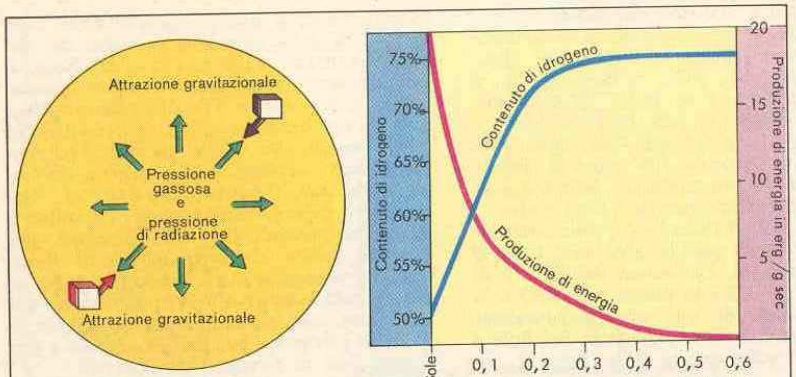
Dalle osservazioni o dalle fotografie emerge la presenza di un *oscuramento al bordo* del disco apparente del Sole, più marcato alle brevi lunghezze d'onda che alle grandi: il fenomeno è dovuto al fatto che sul bordo si osservano strati meno profondi e quindi anche più freddi.

La struttura interna del Sole

La struttura interna del Sole può essere calcolata teoricamente sulla base dei dati conosciuti, quali le dimensioni, la massa, la densità media, il flusso di energia ecc. ed è condizionata dalle seguenti forze:

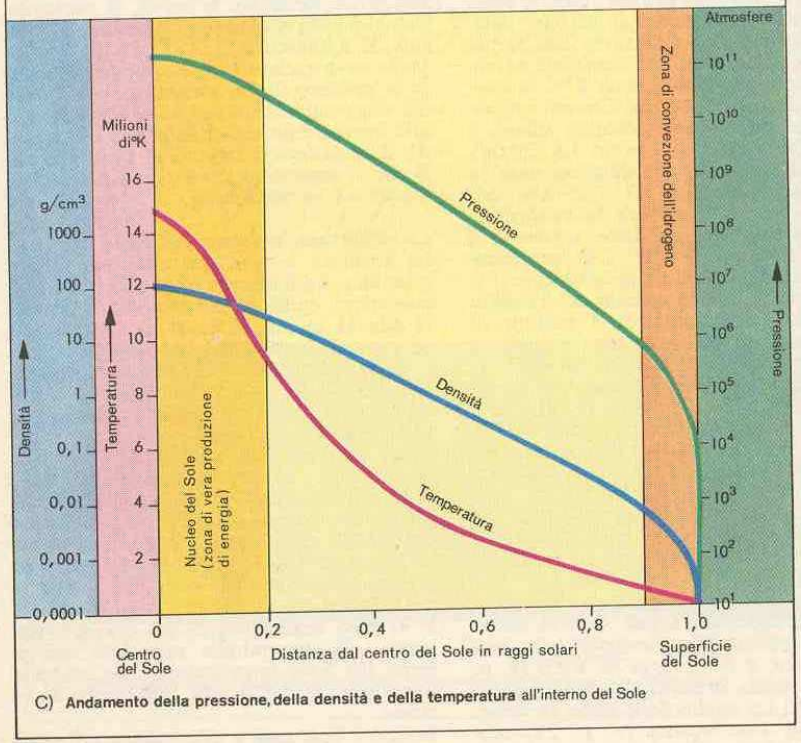
1. La pressione gassosa che è, in sostanza, l'insieme degli sforzi che tendono a far rigonfiare il Sole e a far disperdere i gas nello spazio.
2. La pressione di radiazione, che pure condurrebbe ad un'espansione del Sole. Questa forza, che ha origine dall'assorbimento dei quanti di radiazione, nel caso del Sole ha un'intensità ridotta in confronto alla pressione gassosa, ed assume un aspetto preponderante solo nelle stelle di grande massa.
3. Il peso degli strati di gas che gravano sopra una determinata superficie nell'interno del Sole (gravitazione). Se esistesse solo questa forza, il Sole crollerebbe su se stesso.

Poiché il Sole oggi è in condizioni di equilibrio meccanico, le forze 1 e 2 da un lato e la forza 3 dall'altro devono compensarsi reciprocamente; in ogni punto all'interno del Sole deve allora valere la formula ele-



A) **Le condizioni di equilibrio** all'interno del Sole

B) **Contenuto di idrogeno e produzione di energia** (in erg per grammo di materia e per secondo) nell'interno del Sole



C) **Andamento della pressione, della densità e della temperatura** all'interno del Sole

mentare che definisce la struttura interna:

pressione gassosa (+ pressione di radiazione) = gravitazione.

Deve valere inoltre la legge del *flusso della radiazione*, per cui l'energia generata dal Sole deve essere riemessa verso l'esterno. Partendo dalla superficie verso l'interno, il peso che gravita sugli strati sottostanti cresce sempre di più, quindi deve aumentare la pressione del gas e con quella anche la temperatura e la densità.

Per il centro del Sole si ammette una temperatura di circa 15 milioni di gradi, una pressione di circa 221 miliardi di atmosfere e una densità di 134 g/cm³ circa. In condizioni fisiche così estreme non è più possibile nessun legame molecolare e gli atomi sono in massima parte ionizzati. Il nucleo del Sole è anche la zona nella quale ha luogo la produzione di energia, che proviene dalla trasformazione di idrogeno in elio: in mancanza di una miscelazione della materia, nel nucleo la percentuale di elio è maggiore e quella di idrogeno minore che negli strati più esterni. Si ritiene che nel centro del Sole l'idrogeno e l'elio comprendano ciascuno il 49 % della massa solare, mentre tutti gli altri elementi comprendono il rimanente 2 %.

Il trasporto di energia

Nel Sole l'energia verso l'esterno viene trasmessa quasi completamente per radiazione. L'intensità del flusso di radiazione dipende da un parametro caratteristico, chiamato *opacità*, che indica il grado di trasparenza della materia stessa, e che dipende dalla densità, dalla temperatura o dalla composizione chimica, essenzialmente dal rapporto fra idrogeno ed elio.

Il trasporto di energia per conduzione non ha luogo in nessuna parte del Sole, mentre al contrario la convezione, come mezzo di trasporto dell'energia attraverso correnti di gas, ha un'importanza notevole; nel Sole esiste uno *strato di convezione* tra la superficie (o immediatamente al di sotto di essa) e una profondità di 130 000 km. In questo strato, nel quale si verifica una notevole diminuzione della temperatura, il trasporto di energia per radiazione non è infatti più sufficiente. Lo strato di convezione si distingue fisicamente dal sottostante strato di irraggiamento, in quanto l'idrogeno neutro assorbe la radiazione proveniente dagli strati sottostanti in quantità significativamente maggiore. Il flusso di energia viene quindi rallentato appunto dai moti convettivi.

La zona di convezione si estende fino alla *fotosfera* (dal greco, sfera, involucro di luce) che è quello strato del Sole visibile ad occhio nudo, o con normali telescopi. Il suo spessore è di soli 400 km. All'interno della fotosfera, la temperatura sale dai 4300 °K esterni a 9000 °K interni. La temperatura media della fotosfera è quella indicata a p. 95 come temperatura efficace. La pressione nella fotosfera va da 0,006 a 0,22 atmosfere, mentre la densità è compresa fra $3 \cdot 10^{-8}$ e $5 \cdot 10^{-7}$ g/cm³.

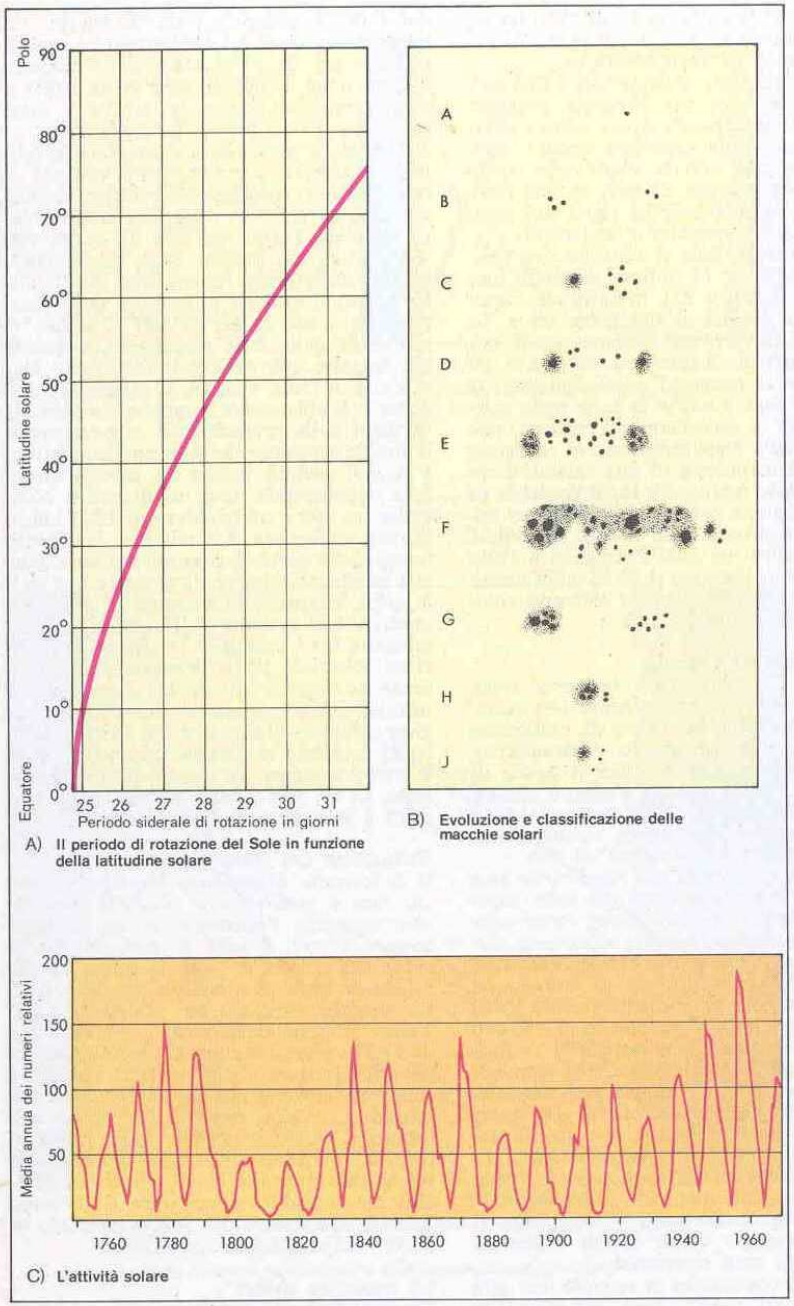
La fotosfera presenta una struttura granulare, chiamata appunto *granulazione*: a causa della turbolenza atmosferica, questa non può però essere osservata molto chiaramente da Terra, ma solo da quote elevate, p. es. da palloni (che hanno effettuato nette riprese fotografiche da 30 km di quota). I granuli più chiari sono composti da masse di gas da 100 °C a 200 °C più calde delle zone circostanti, e quindi più leggere: per questo, si innalzano, alla velocità di circa 1 km/s, si raffreddano in quota e si abbassano di nuovo. Le correnti verticali della granulazione rappresentano il limite superiore dello strato convettivo. I singoli granuli hanno un aspetto circolare o poligonale, con un diametro compreso fra 200 e un massimo di 1800 km, e durano all'incirca 8-9 minuti: le riprese fotografiche particolareggiate del Sole, purché effettuate a breve distanza le une dalle altre, mettono chiaramente in evidenza questi veloci mutamenti. Il contrasto di luminosità fra i granuli e lo sfondo è all'incirca solo 1,2 : 1. La granulazione è presente su tutta la superficie solare; sembra tuttavia che il numero dei granuli sia maggiore quando diminuisce l'attività solare. Nella fotosfera si possono osservare anche le macchie solari. Le osservazioni sistematiche su di esse hanno permesso di scoprire e misurare la durata della

Rotazione del Sole

Il Sole ruota abbastanza lentamente, per cui non è stato finora possibile rivelare con sicurezza l'esistenza di un appiattimento ai poli. Poiché il moto di rivoluzione della Terra avviene in direzione parallela al moto di rotazione del Sole, questo appare ritardato se osservato dalla Terra: il periodo sinodico di rotazione è di 27,275 giorni, mentre l'effettiva rotazione siderale dura 25,380 giorni. Poiché la rotazione avviene più lentamente alle alte latitudini, i valori citati si riferiscono alle latitudini di 16°, a nord o a sud: all'equatore, la rotazione dura 25,03 giorni, mentre al polo dura più di 30 giorni. La velocità di rotazione all'equatore è di circa 2 km/s. L'equatore del Sole è inclinato di 7° 15′ sull'eclittica (v. p. 98 A).

Le macchie solari

Le macchie solari appaiono solitamente in gruppi e raramente sono singole; nelle maggiori si possono distinguere un nucleo più oscuro (ombra) circondato da una regione più chiara (penombra): tale aspetto



A) Il periodo di rotazione del Sole in funzione della latitudine solare

B) Evoluzione e classificazione delle macchie solari

C) L'attività solare

delle macchie è in realtà dovuto a un fenomeno di contrasto rispetto alla circostante fotosfera, in quanto l'intensità della penombra è l'80 % e quella della stessa ombra è ancora il 32 % dell'intensità della fotosfera; la temperatura dell'ombra è ca. 4300 °K, quella della penombra ca. 5500 °K. In media i gruppi di macchie hanno una durata di 6 giorni; piccoli gruppi o macchie singole (« pori ») hanno una durata di poche ore, mentre i gruppi maggiori di macchie vivono fino a parecchi mesi.
L'evoluzione di un gruppo di macchie solari avviene in modo abbastanza ripetitivo e caratteristico così da poterne stabilire una classificazione. Per la maggior parte, i gruppi giungono solo fino a uno degli stadi A, B, C, e D, e solo il 2 % perviene fino allo stadio F, durante il quale possono raggiungere dimensioni fino a 100 000 km, così da essere visibili anche ad occhio nudo (eventualmente protetto da un vetro affumicato).
Quale indice della presenza e della quantità di macchie solari si assume il numero relativo R secondo la formula:

$$R = k\,(10\,G + F)$$

nella quale k è un fattore di correzione che dipende dall'apertura del telescopio, dalla turbolenza atmosferica ecc.; G indica il numero di gruppi di macchie e F è il numero totale di macchie che si possono vedere in tutti i gruppi; poiché anche una singola macchia conta come gruppo, ne consegue che allo 0 (nessuna macchia) fa seguito l'11 (una sola macchia visibile).
I numeri relativi vengono determinati su un lungo periodo di tempo, preferibilmente come valore medio relativamente a un mese o a un anno; dalla loro diagrammazione appare evidente l'esistenza di un *ciclo* solare di 11,07 anni; la durata di ogni singolo ciclo può variare però tra 7 e 15 anni. L'altezza del massimo di attività è pure variabile: per esempio al massimo del 1816 corrispondeva un numero relativo di 48,7, mentre al massimo del 1957 (il più alto di tutti quelli finora conosciuti) corrispondeva un numero relativo di 201,3. Durante un minimo, il Sole è spesso per lunghi periodi di tempo (giorni o anche settimane) senza traccia di macchie, mentre all'epoca della massima attività si possono osservare sulla sua superficie da 10 a 20 gruppi, oltre a singole macchie; il passaggio dal minimo al massimo avviene tanto più velocemente quanto più alto è il massimo, e solo nel caso di minimi molto bassi, i passaggi da minimo a massimo, e viceversa, sono ugualmente lunghi.
L'ultimo massimo di attività avvenne nel 1968: il numero relativo corrispondente era 105,9, indicando che si trattava di un massimo moderato; il prossimo minimo dovrebbe avvenire all'incirca nell'anno 1975.
Le macchie non si presentano su tutta la superficie del Sole, ma si concentrano preferenzialmente in due zone, a nord e a sud dell'equatore, che si spostano con regolarità nel corso di un periodo di attività. Immediatamente prima di un minimo, queste due zone si trovano alla latitudine di 35°, sia a nord che a sud dell'equatore al quale successivamente tendono ad avvicinarsi, trovandosi, all'epoca del massimo, alla latitudine di 17° o 18°, e muovendosi poi ancora fino a trovarsi alla latitudine di circa 5° all'epoca del minimo successivo: prima che scompaiano si formano, ad elevate latitudini, delle nuove zone di attività (legge di SPÖRER, v. p. 100 A).
In prossimità alle macchie, compaiono le

Facole

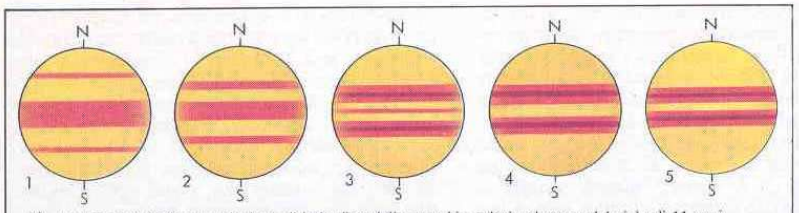
Sono formazioni queste che si riconoscono in un normale telescopio come zone luminose sul bordo del disco del Sole. Spesso si osservano gruppi di facole senza macchie, fenomeno da ricondurre al fatto che le facole hanno una durata più lunga che le macchie. Ricerche accurate hanno messo in evidenza come le facole siano composte da più granuli, avendo tuttavia una vita più lunga dei particolari che compongono la granulazione vera e propria. La temperatura delle facole supera quella degli strati sottostanti della fotosfera di circa 2250 °K. Le zone delle facole coincidono all'incirca con le zone delle macchie, per quanto siano state osservate anche facole polari, aventi dimensioni tra 1800 e 3000 km, ed osservabili quindi solo come punti luminosi.

Il campo magnetico delle macchie solari

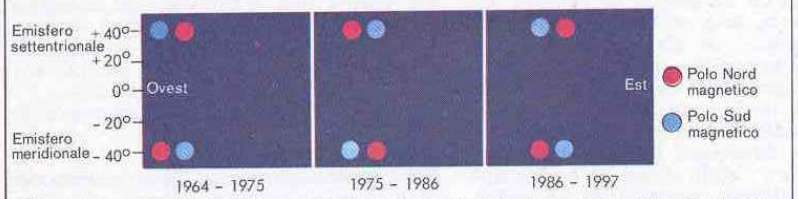
Le osservazioni spettroscopiche delle macchie solari hanno messo in evidenza la presenza dell'effetto ZEEMAN (v. p. 27), e quindi di un forte campo magnetico, fino a 5000 gauss (la Terra ha un campo magnetico di 0,5 gauss). L'intensità H del campo magnetico al centro delle macchie dipende dalla superficie delle macchie stesse secondo la formula

$$H = 3700 \cdot F/(F + 66)$$

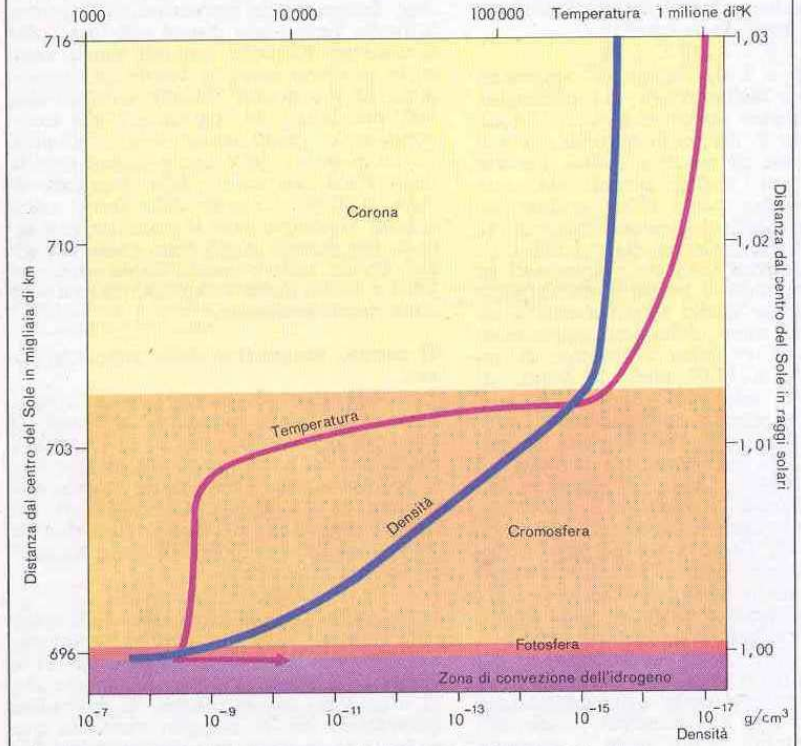
nella quale F è la superficie delle macchie espressa in milionesimi della superficie dell'emisfero solare visibile ed H è espressa in gauss. I gruppi di facole che si estendono su un cerchio di latitudine presentano per la maggior parte le due polarità magnetiche opposte, una verso est e l'altra verso ovest. In tutti i gruppi di macchie che si trovano nell'emisfero nord del Sole, la macchia più importante fra quelle più a ovest, cioè nella direzione della rotazione del Sole, ha una polarità magnetica, p. es. S; nell'emisfero sud, av-



A) **La legge di Spörer:** variazione di latitudine delle macchie solari nel corso del ciclo di 11 anni. 1 rappresenta l'epoca immediatamente precedente il minimo, 2 quella immediatamente seguente, 3 quella precedente il massimo, 4 il massimo e 5 immediatamente seguente il massimo



B) **Variazioni nella polarità magnetica dei gruppi di macchie** durante un periodo di 22 (= 2 × 11) anni



C) **Andamento della temperatura e della pressione nella cromosfera e nella corona**

viene l'esatto contrario, cioè la polarità della macchia che precede le altre nel gruppo è N. Le polarità magnetiche delle macchie si alternano però ogni 11 anni, cosicché il ciclo solare ha in realtà un periodo di 22 anni (2 · 11), durata dopo la quale anche le polarità magnetiche si ripresentano con lo stesso segno.

Oggi si sa che l'apparire di campi magnetici in determinati luoghi della superficie del Sole rappresenta la parte visibile di un fenomeno più complesso, poiché il campo magnetico compare prima che sia visibile la macchia. Evidentemente il campo magnetico frena i moti convettivi, e così pure l'ascesa di masse gassose più calde verso la superficie solare. È così spiegato l'abbassamento di temperatura che viene osservato all'interno delle macchie solari.

Le macchie sono anche, in questo modo paradossale, le zone più « tranquille » del Sole, circondate dalla « gorgogliante » fotosfera. Purtroppo non si conosce nessuna teoria soddisfacente per quanto riguarda la formazione dei campi magnetici, il ciclo di 22 anni, la migrazione delle macchie ecc.

Il *campo magnetico generale del Sole* è del resto relativamente debole, tanto che fino a pochi anni fa era in dubbio perfino la sua esistenza. La sua intensità è di circa un gauss, ed inoltre è variabile. Ci si chiede a questo punto se i campi magnetici collegati alle macchie siano rafforzamenti locali del campo magnetico generale; resta da definire poi quale importanza ha il fatto che le velocità di rotazione siano differenziate, o se invece le irregolarità locali nella velocità di rotazione non siano l'origine del campo magnetico.

Non è da trascurare il fatto che le basse temperature che esistono nelle macchie solari favoriscono la presenza di legami molecolari: nello spettro del Sole sono state osservate, fra le altre, le molecole di ossido di titanio (TiO) e quelle originate dai legami con idrogeno (CaH, MgH ecc.). Alcuni elementi chimici quali, per esempio, il litio, il rubidio, l'indio e l'oro, sono stati rivelati solo negli spettri delle macchie.

La cromosfera del Sole

Sopra la fotosfera si trova la cromosfera (dal greco = sfera, involucro colorato), al di sopra della quale la densità diminuisce velocemente; il suo nome proviene dal fatto che nelle eclissi totali appare come una sottile lama di luce rossiccia; il suo spessore è infatti di soli 8000 km, e nello strato superiore di transizione con la corona (v. p. 103) la temperatura comincia bruscamente a salire.

Gli studi sulla cromosfera possono avvenire mediante gli *spettroeliografi* (per l'osservazione fotografica) o gli *spettroelioscopi* (per l'osservazione visuale diretta): sono strumenti questi che permettono di effettuare osservazioni « nella luce di una ben determinata riga spettrale ». Le righe spettrali più interessanti a questo proposito sono la riga rossa Hα dell'idrogeno, le righe H e K del calcio ionizzato, o le righe del potassio.

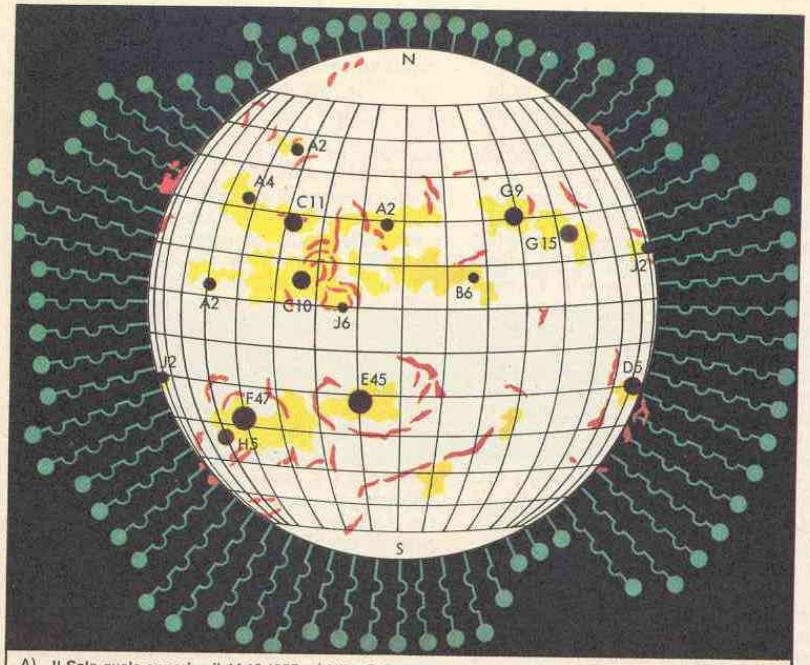
Sugli spettroeliogrammi ottenuti con gli strumenti citati il Sole appare coperto di « macchioline »: la granulazione continua fin nella cromosfera (*flocculi*). Le facole spiccano chiaramente come protuberanze sulla fotosfera, mentre le macchie ne sono delle rientranze. Per questo le macchie presentano un aspetto a vortice, come si riconosce sulle fotografie in luce di Hα. Di tanto in tanto, nei pressi di regioni particolarmente attive, cioè in prossimità di grandi gruppi di macchie, si possono osservare sulle normali facole degli « *scoppi di radiazione* », noti come *eruzioni cromosferiche*, o, con termine inglese molto usato, « *flares* ». I flares hanno in genere durata di pochi minuti, raramente di qualche ora, e vengono osservati con lo spettroeliografo o con un filtro di Lyot in Hα. Per la maggior parte si tratta di sprazzi di luce, ma non sono da escludere anche potenti scariche elettriche; solo ai maggiori flares si possono associare dei getti di materia, che raggiungono altezze fra 10000 e 20000 km, talvolta anche fino a 50000 km.

Osservandola in un'eclisse totale, la cromosfera mostra sul bordo numerose punte luminose (*spicole*) così da assomigliare a una prateria in fiamme. La velocità con la quale le spicole si muovono in altezza è compresa fra 20 e 50 km/s, il loro diametro è dell'ordine di 1000 km, la loro altezza intorno a 10000 km. Anche le spicole appaiono come un prolungamento della granulazione fotosferica.

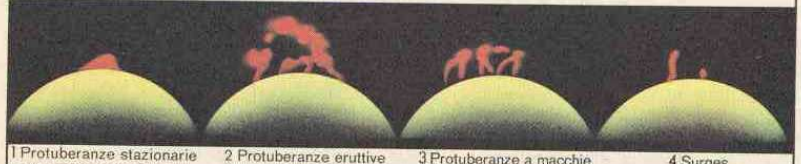
Lo spettro della cromosfera può essere ripreso fotograficamente solo durante le eclissi totali, quando diventa invisibile lo spettro della fotosfera, e poiché è in tal modo osservabile solo per brevissimo tempo, viene anche chiamato « flash-spectrum » (inglese, spettro lampo). Lo spettro della cromosfera è in emissione.

Protuberanze

Durante le eclissi totali si possono osservare, talvolta anche ad occhio nudo, delle lingue luminose che sporgono dalla cromosfera: sono queste le protuberanze, che tuttavia si possono osservare al di fuori delle eclissi, mediante spettroelioscopi o filtri in luce di Hα o per mezzo di semplici telescopi modificati, nei quali un disco circolare occulti il disco del Sole e un filtro rosso permetta il passaggio di luce in un intervallo di lunghezza d'onda prossimo alla riga Hα.

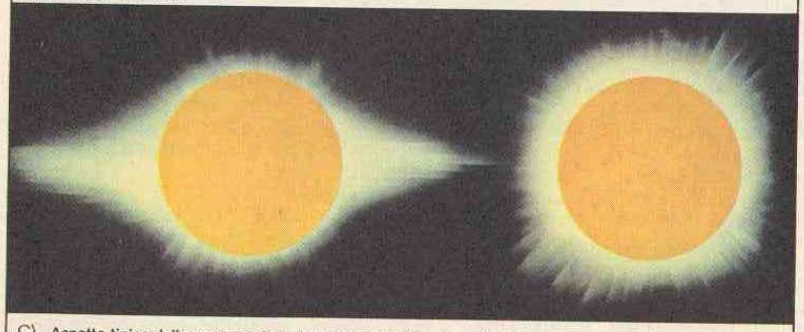


A) **Il Sole quale appariva il 14.10.1957** (dalle «Daily Maps of the Sun» del Fraunhofer-Institut). I punti scuri indicano la presenza di gruppi di macchie, le lettere il tipo di gruppo (v. pag. 98), i numeri indicano infine il numero totale di macchie contenute in ogni singolo gruppo. In giallo sono rappresentate le regioni facolari ricavate dagli spettroeliogrammi, in rosso le protuberanze (sul bordo) e i filamenti (sul disco). I tratti radiali verdi sul bordo indicano l'intensità della riga verde coronale a 5303 Å. Quel giorno, il valore del numero relativo era di R = 233



1 Protuberanze stazionarie 2 Protuberanze eruttive 3 Protuberanze a macchie 4 Surges

B) **Tipi di protuberanze**



C) **Aspetto tipico della corona solare** durante il minimo (a sinistra) e il massimo (a destra) di attività

Strumento migliore è il *coronografo*, che consente l'osservazione, oltre che delle protuberanze, anche della corona solare (vedi oltre). Con questo strumento la luce parassita viene ridotta a 1/100 000, cosicché si possono osservare anche particolari sul bordo del Sole. Le protuberanze sono visibili anche da basse quote, mentre la corona diviene visibile sopra 1500 m di altezza, e solo con scarsa turbolenza atmosferica.

La continua sorveglianza dell'attività del Sole oggi non costituisce più un problema, in quanto ne vengono effettuate delle riprese cinematografiche; la proiezione accelerata dei film così ottenuti costituisce uno spettacolo molto suggestivo.

Secondo l'aspetto e le modalità di sviluppo, le protuberanze sono distinte nei seguenti tipi:

1. *Protuberanze stazionarie*, o *quiescenti*, che si trovano per la maggior parte al di fuori dei centri di attività, con una durata straordinariamente lunga (fino a 10 mesi!). Hanno la forma di filamenti estesi o di ponti.
2. *Protuberanze eruttive* e attive, con correnti discendenti, che sono particolari stadi nello sviluppo delle protuberanze quiescenti.
3. *Protuberanze a macchie*, sotto forma di nodi o di archi o di «pioggia» uscente dalla corona verso il basso.
4. *Surges* («getti») e *flares* («eruzioni» o «brillamenti»), collegati alle macchie solari. La velocità di ascesa delle protuberanze può raggiungere anche i 700 km/s; non raramente durante l'ascesa si possono osservare improvvise variazioni di velocità. Le massime altezze raggiunte dalle protuberanze finora osservate sulla cromosfera solare sono dell'ordine del milione di km. Sul disco del Sole, osservato attraverso gli spettroeliogrammi, le protuberanze hanno un aspetto oscuro ed allungato; quantunque vengano indicate come differenti dai *filamenti*, si tratta tuttavia dello stesso fenomeno. Lo spettro delle protuberanze coincide in gran parte con lo spettro della cromosfera. La temperatura è compresa fra 15000 °K e 25000 °K, la densità intorno a 100 miliardi di atomi di idrogeno e 30 miliardi di elettroni per cm^3.

Del movimento delle protuberanze sono in sostanza responsabili i campi magnetici locali.

La corona

La corona è lo strato più esterno del Sole e, a causa della sua bassa luminosità specifica, non può essere osservata nella luce del giorno, per cui occorre impiegare dei coronografi o attendere le eclissi totali; alla distanza di 1,03 raggi solari, la corona nelle epoche di minima attività solare ha una luminosità di 0,8 milionesimi della luminosità del Sole, o anche il 35 % della luminosità della Luna Piena; durante la massima attività, la luminosità sale a 1,3 milionesimi di quella del Sole cioè il 57 % della Luna Piena. Durante un'eclisse totale, la luminosità del cielo è 1,6 miliardesimi della luminosità del Sole, per cui la corona diventa visibile.

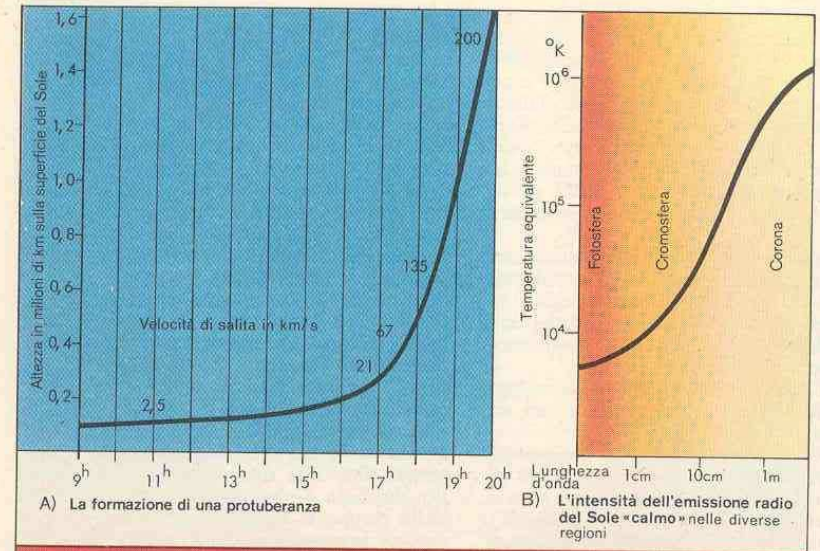
La forma della corona dipende strettamente dal ciclo di attività del Sole: nell'epoca di massima attività, la corona è all'incirca circolare e simmetrica, mentre durante il minimo di attività mostra un forte appiattimento con lunghi fasci di raggi all'equatore e piccoli gruppi di raggi ai poli. Le dimensioni dei raggi polari sembrano essere correlate con il campo magnetico totale del Sole.

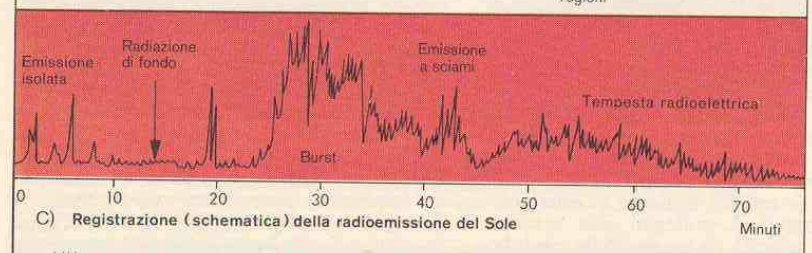
Durante le eclissi si può misurare la luminosità della corona, decrescente con continuità fino alla distanza di 17 milioni di km dal Sole. Con i coronografi, al di fuori delle eclissi, si può però osservare solo la corona interna. Lo spettro della corona è composto da: 1. una componente continua (corona K), generata dalla diffusione della luce solare sugli elettroni; 2. uno spettro di FRAUNHOFER (corona F), che è in accordo con lo spettro della fotosfera ed è prodotto dalla diffusione della luce sulle particelle della materia interstellare; 3. uno spettro in emissione (corona L) prodotto da luminosità propria dei gas coronali.

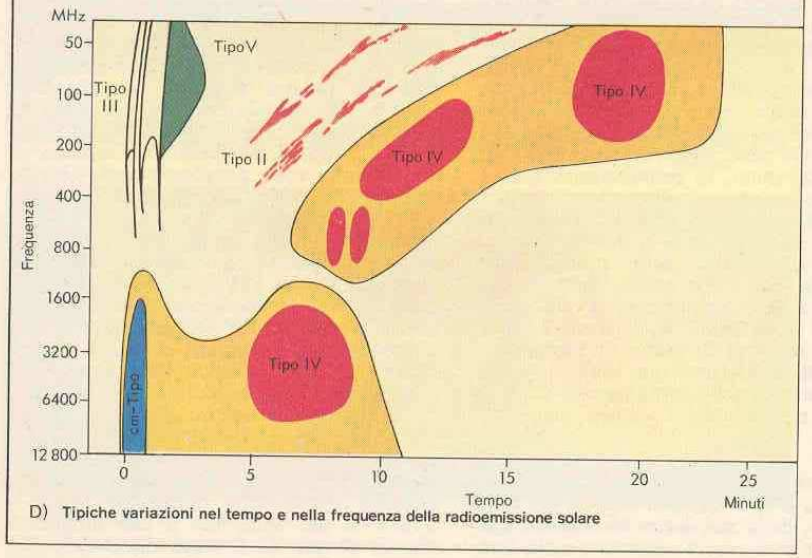
Le righe in emissione possono aver origine in elementi più volte ionizzati, per esempio ferro ionizzato da 9 a 16 volte, nickel ionizzato da 11 a 15 volte, calcio ionizzato da 11 a 14 volte ecc. Le righe spettrali più intense sono la riga coronale rossa a 6374 Å e la riga verde a 5303 Å, prodotte da ferro ionizzato rispettivamente 9 e 13 volte. Condizioni così estreme di ionizzazione sono provocate dalle elevate temperature coronali, dell'ordine di 1 o 2 milioni di gradi.

Probabilmente tali temperature hanno origine nella zona di convezione o nella granulazione (v. p. 97) dalle quali si dipartono a velocità supersonica fino alla corona delle onde d'urto che generano le alte temperature là osservate. I calcoli hanno dimostrato che 1/10000 dell'energia immagazzinata nella granulazione è sufficiente per mantenere sempre allo stesso livello la temperatura coronale.

Grazie alle moderne ricerche spaziali, è stato possibile negli ultimi anni effettuare ricerche anche sulla *radiazione ultravioletta e X* del Sole, fino a una lunghezza d'onda di 0,1 Å. È stato dimostrato che questa radiazione ha origine nella zona dei flares, e che può avere un'intensità superiore alla radiazione totale del Sole nello stesso intervallo di lunghezza d'onda.







La radiazione röntgen ha origine parte nella cromosfera e parte nella corona; quella osservata di solito proviene quasi completamente dalla corona. Per l'osservazione continua dell'emissione ultravioletta e röntgen del Sole, si impiegano i satelliti OSO (Orbiting Solar Observatory = Osservatorio solare in orbita), il primo dei quali fu lanciato il 7.3.1962.

L'emissione radio del Sole

La radioemissione solare va suddivisa in diverse componenti e ha differenti origini. L'emissione del Sole « calmo », che si osserva anche in completa assenza di qualunque centro di attività, è chiaramente d'origine termica e la sua intensità dipende dalla temperatura del Sole. L'intensità della radiazione « calma » alle varie lunghezze d'onda è correlabile a temperature completamente differenti: questo è dovuto al fatto che si riceve la radiazione a brevissima lunghezza d'onda dalla cromosfera e a lunghezza d'onda maggiore dalla corona, che è allora praticamente opaca, cioè non lascia passare la radiazione degli strati sottostanti. Dalle osservazioni alla lunghezza d'onda di 0,86 cm si deduce così una temperatura di 8100 °K mentre a lunghezze d'onda metriche la temperatura è di un milione di gradi: la prima è la temperatura della cromosfera, la seconda quella della corona. Alla radiazione « calma », la cui intensità varia di pochissimo durante un ciclo di attività solare, è sovrapposta una radiazione che invece dipende dall'attività del Sole.

Si suole distinguere fra:

1. Una *radiazione prodotta dalle macchie solari*, con variazioni molto lente e localizzata nell'intervallo fra 1,5 e 100 cm, con un massimo intorno a 15 cm. Anche questa radiazione ha origine termica e viene generata in calde condensazioni della bassa corona, sopra le macchie, a un'altezza fra 20000 e 100 000 km sopra la fotosfera; le regioni emittenti hanno una estensione media di 200 000 km. L'intensità della radiazione di questo tipo è correlata tanto strettamente con l'attività solare, espressa dai numeri relativi citati precedentemente, da poter essere utilizzata come indice dell'attività stessa (come avviene da una ventina d'anni negli osservatori specializzati).

2. *Tempeste radioelettriche a lunghezze d'onda metriche*, con durata compresa tra poche ore e qualche giorno: sono composte da singole emissioni aventi ciascuna durata da 0,1 a 10 secondi, che si distinguono in un altoparlante come intensi fruscii e sono meno strettamente correlate della radioemissione decimetrica con l'attività del Sole. Le tempeste radioelettriche sono generate da oscillazioni di plasma (gas composto da singoli ioni), o anche dalla decelerazione di elettroni relativistici (radiazioni sincrotrone) nella corona media, da 200 000 a 700 000 km sopra la fotosfera (regioni R della corona).

3. *Scoppi di radiazione*, più noti col termine inglese di *outbursts* (o anche *bursts*), che sono straordinariamente forti aumenti di intensità della radiazione di fondo, della durata da pochi minuti fino a qualche ora; a lunghezze d'onda centimetriche, l'aumento di intensità è di 10 o 12 volte, a lunghezze d'onda metriche fino a 10000 volte. I bursts sono per lo più collegati ai flares.

I bursts si possono a loro volta distinguere nei seguenti tipi:

Tipo I: singole emissioni della durata da 0,1 a 0,5 secondi.

Tipo II: durata di qualche minuto. I bursts di questo tipo avvengono in concomitanza di flares in intervalli di frequenza ben determinati; l'emissione però si sposta verso lunghezze d'onda maggiori (o frequenze inferiori) con il trascorrere del tempo. Quale origine dei bursts di tipo II, si devono prendere in considerazione le oscillazioni del plasma, che avvengono sempre negli strati superiori della corona, a bassa densità. Poiché sono note le variazioni di densità all'interno della corona, è possibile, dallo spostamento in frequenza, dedurre l'effettiva velocità di ascesa della perturbazione nella corona, che risulta essere compresa fra 400 e 1000 km/s.

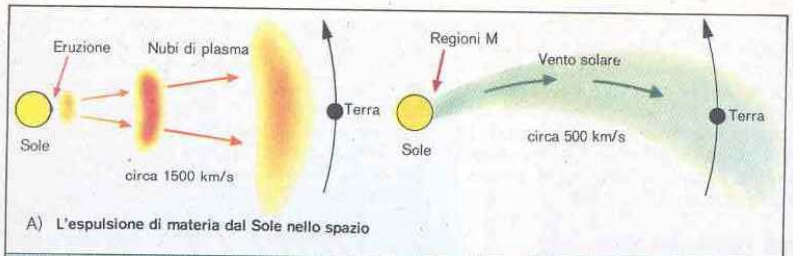
Tipo III: durata di alcuni secondi, su intervalli di frequenza ancora più ristretti; anche in questo caso si osserva uno spostamento in frequenza, dal quale si deducono velocità di ascesa fino a 120 000 km/s; si possono tuttavia osservare anche movimenti discendenti. Questi bursts probabilmente sono prodotti da radiazioni sincrotrone.

Tipo IV: aumento di intensità delle radiazioni su larghe bande di frequenza. Lenti aumenti (tra il minuto e l'ora) o diminuzioni di intensità e lenti spostamenti in frequenza. Anche questi bursts sono prodotti da radiazioni sincrotrone.

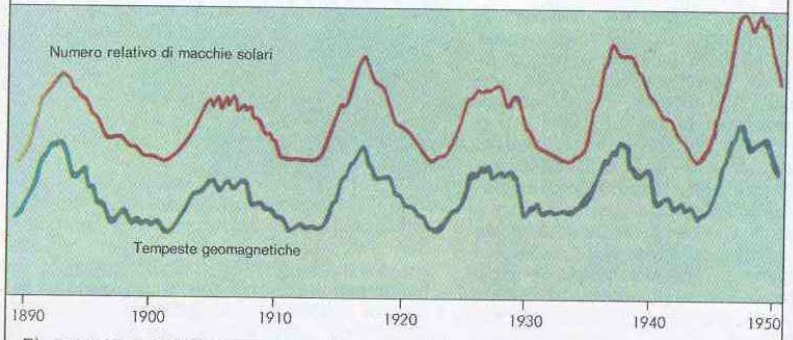
Tipo V: analoghi ai bursts di tipo IV, ma più marcati a lunghezze d'onda metriche; sono per la maggior parte collegati ai bursts di tipo III.

La radiazione corpuscolare del Sole

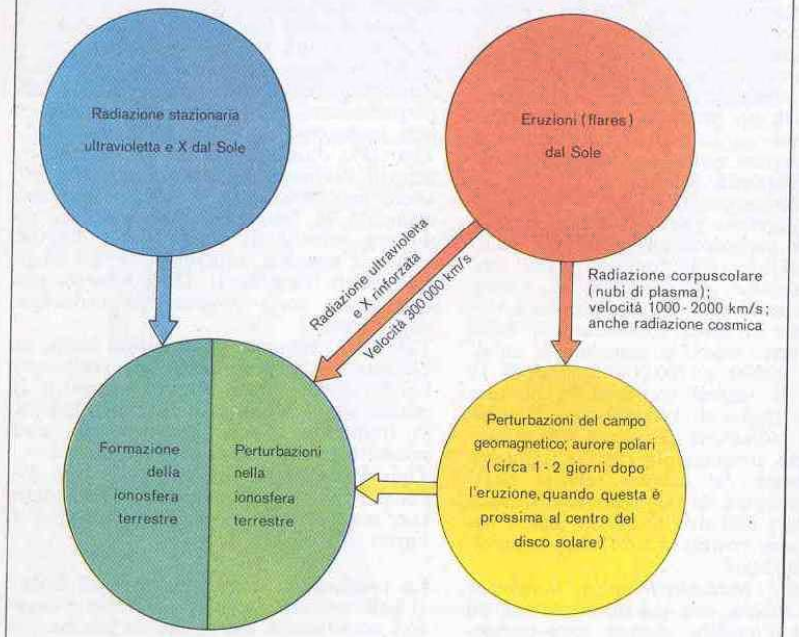
Il Sole non emette solo radiazioni a carattere ondulatorio, ma anche un'intensa corrente di particelle elettricamente cariche, chiamata *vento solare*, o anche correnti di plasma composte principalmente di protoni ed elettroni con velocità da 1000 a 2000 km/s ed energie fino a 30000 volt-elettrone. Il plasma ha origine preferenzialmente in particolari regioni del Sole, chiamate



A) L'espulsione di materia dal Sole nello spazio



B) Relazione fra attività solare e tempeste geomagnetiche



C) Le più importanti relazioni fra Sole e Terra finora accertate

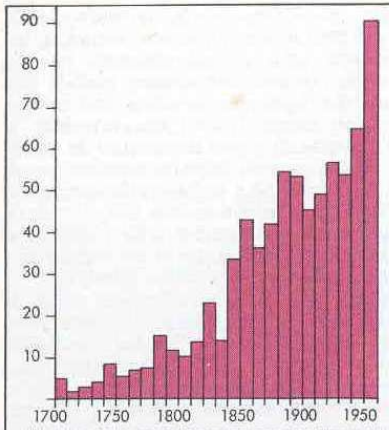
regioni M, non ancora identificate sicuramente con una delle zone di attività del Sole; un intenso flusso di particelle viene emesso dai flares.
I flares più intensi emettono anche un'*ultraradiazione* (radiazione cosmica), composta da particelle ad altissima energia, dell'ordine del miliardo e più di volt-elettrone, che si muovono a velocità prossime a quella della luce.

Relazioni tra il Sole e la Terra

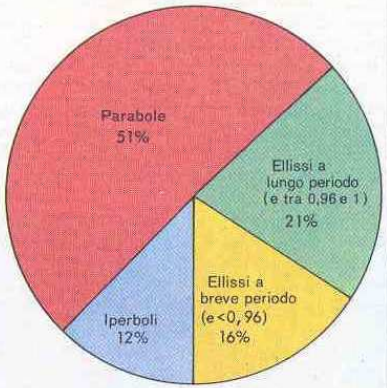
Con questa espressione non si vuole intendere la correlazione tra il Sole e la Terra che consegue al ritmo delle stagioni, ma piuttosto l'effetto provocato sulla Terra dall'attività a periodicità undecennale del Sole in tutti i suoi aspetti, per esempio flares. È ormai stata completamente indagata la correlazione con la ionosfera e i fenomeni geomagnetici: gli strati ionosferici (v. p. 78), per mezzo dei quali sono possibili le trasmissioni a onde corte su lunga distanza, esistono soprattutto in quanto sono generati dall'assorbimento della radiazione ultravioletta e röntgen del Sole. La densità elettronica ionosferica dipende in maniera molto stretta dalla radiazione solare ed ha di conseguenza variazioni giornaliere e annuali, parallelamente all'andamento del numero relativo di macchie solari. La densità elettronica, o numero di elettroni per cm^3, indicata con n_e, di uno strato ionosferico dipende dalla frequenza minima f_{min} che verrebbe ancora riflessa, con incidenza normale, da quello strato, secondo la legge

$$n_e = 1{,}24 \cdot 10^{-8} f^2_{min}$$

È perciò possibile porre in correlazione diretta la « frequenza limite » f_{min} con il numero relativo di macchie solari.
L'intensa radiazione röntgen che viene prodotta nei flares solari oltrepassa gli strati superiori ionosferici e va a rafforzare, all'altezza di circa 80 km, il cosiddetto strato D: questo strato in verità esiste anche di giorno ed assorbe le onde medie cosicché queste non sono più riflesse negli strati ionosferici superiori e non possono essere più rivelate a grandi distanze dal trasmettitore, contrariamente a quanto succede nelle ore notturne. Il temporaneo rafforzamento dello strato D provoca anche il totale annullamento nella ricezione delle onde corte (*effetto* MÖGEL-DELLINGER, o « del quarto d'ora morto »). Le onde più lunghe, con lunghezza d'onda di parecchie migliaia di metri, presentano invece spesso, per effetto Mögel-Dellinger, un rafforzamento.
Le radiazioni corpuscolari emesse da un flare raggiungono con un ritardo di circa 26 ore la Terra e qui interagiscono con le fasce di radiazione (v. p. 76 sgg.). Le particelle accumulate in queste vengono espulse verso l'atmosfera terrestre, nella quale danno origine, a quote comprese fra 70 e 1000 km, con un massimo che va da 100 a 110 km, alle **aurore polari** (sia boreali che australi): a causa del campo magnetico terrestre, solo attraversando le zone circostanti i poli magnetici le particelle elettricamente cariche possono penetrare nell'atmosfera della quale ionizzano gli atomi, originando quindi le luci polari. Nello spettro delle aurore polari sono predominanti una riga verde e due righe rosse dell'ossigeno a 5577, 6300 e 6364 Å.
Le aurore polari si manifestano sotto le forme più svariate: diffusi veli rossastri, lunghe e mobili bande e righe verdastre, blu o rossastre a forma di drappeggi, fasci di raggi che concorrono prospetticamente verso un punto lontano a forma di corona. Occasionalmente le aurore polari sono visibili anche dall'Europa centrale.
Contemporaneamente alle aurore polari avvengono forti perturbazioni del campo magnetico della Terra, note come **tempeste magnetiche**; anche le piccole *variazioni geomagnetiche* sono in stretta correlazione con l'attività del Sole; questa è stata la prima fra le relazioni tra Sole e Terra ad essere scoperta, da R. WOLF nel 1852. Anche le tempeste magnetiche sono legate alle perturbazioni ionosferiche; lo strato F scompare spesso anche per parecchie ore, mentre le onde corte vengono riflesse irregolarmente dagli strati creati assieme alle aurore polari, cosicché la loro ricezione subisce affievolimenti molto forti. Poiché l'attività solare influisce considerevolmente nel campo geofisico e nelle radiotrasmissioni, nelle ultime decine di anni è diventato molto importante il lavoro sistematico di **osservazioni solari** e ionosferiche compiuto negli osservatori solari e ionosferici. L'Union Radio Scientifique Internationale raccoglie i dati più importanti sul Sole negli « *URSI-grammi* » pubblicati quotidianamente. Informazioni analogamente significative sono pubblicate anche sulle « Daily Maps of the Sun » del Fraunhofer Institut di Freiburg i. B. I numeri relativi delle macchie solari sono riferiti il più delle volte al Sistema dell'Eidgenossische Sternwarte di Zurigo, pure centro importante di ricerche sul Sole.
Ancora incerti sono gli effetti che può avere l'attività solare sugli strati più bassi dell'atmosfera nonché sul tempo. Si è tentato recentemente di collegare le perturbazioni atmosferiche con il ciclo undecennale solare e da questo derivare un'azione meteorologica sulla troposfera: sulla base dei dati disponibili, tale relazione difficilmente potrà essere dimostrata. In ogni caso, un'eventuale correlazione dovrà essere trovata dapprima per le zone della Terra con clima più costante (tropici, subtropici):



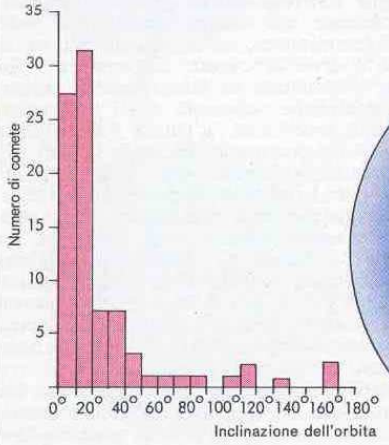
A) **Numero di comete scoperte in ogni decennio a partire dal 1700 fino al 1960**



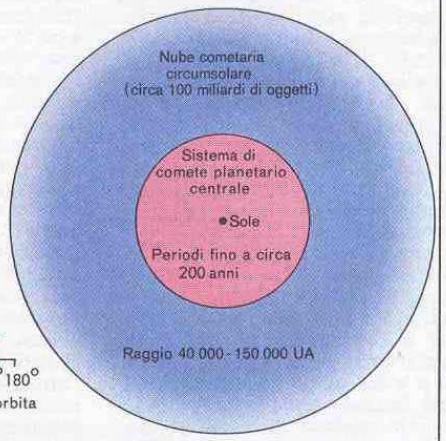
B) **Suddivisione delle orbite cometarie secondo la rispettiva forma** (studio compiuto su 573 oggetti)

Durata della visibilità	Epoca d'osservazione 1765 - 1900	Epoca d'osservazione 1900 - 1952
1 - 99 giorni	68 %	33 %
100 - 239 giorni	55 %	11 %
240 - 500 giorni	13 %	3 %

C) **Suddivisione delle orbite paraboliche cometarie** secondo la rispettiva durata di visibilità, nonché, secondo l'epoca d'osservazione, tra antiche (non esatte) e moderne (esatte)



D) **Ripartizione delle orbite secondo l'inclinazione** (valida per le comete del sistema centrale)



E) **Suddivisione dei due sistemi cometari** (non in scala)

qui però, per esempio, la temperatura media annuale è, in corrispondenza al massimo numero di macchie solari, di soli 0°,6 C inferiore rispetto a periodi con minimo numero di macchie; a latitudini superiori questa differenza è proporzionalmente ridotta, al punto da non essere affatto significativa. Anche altri confronti si rivelano ugualmente poco significativi.
In sostanza, solo un risultato si può definire certo: un'eventuale correlazione tra attività solare e tempo è così mal definita che non può condurre assolutamente a predizioni meteorologiche fondate.
Una correlazione più certa è quella fra attività solare e crescita delle piante: lo spessore degli anelli delle piante è maggiore durante le epoche di massima attività che durante quelle di minima. È probabile anche che esista una relazione tra alcuni fenomeni solari, di breve durata e di grande intensità, quali i flares e gli stati acuti di certe malattie (p. es. embolie), quantunque non siano conosciuti i meccanismi fisici e biologici che sono alla base di questa relazione.

Storia delle osservazioni di comete

Le comete erano già note fin dall'antichità; alcune di esse erano così luminose ed apparivano così improvvisamente con le loro lunghe code nel cielo da essere ritenute astri infausti. Il timore delle comete così generato durò a lungo per tutto il medioevo fino anche nell'era moderna.
ARISTOTELE e TOLOMEO ritenevano che le comete fossero interne all'atmosfera terrestre. SENECA (4 a.C.-65 d.C.) per primo le ritenne corpi celesti a sé stanti. REGIOMONTANO ne misurò per primo le dimensioni angolari, mentre le prime determinazioni di distanza dalla Terra furono compiute da TYCHO BRAHE nel 1577 giungendo al risultato che la cometa da lui osservata doveva distare almeno 230 raggi terrestri dalla Terra e quindi trovarsi molto al di fuori del campo d'azione di quella. Mancava tuttavia un'interpretazione naturale di quelle apparizioni.
Dovettero passare ancora molti anni prima che si giungesse a conoscere di più. Nel 1682 E. HALLEY riuscì a identificare la cometa di quell'anno con quella apparsa precedentemente nel 1607, nel 1531 e nel 1456 e a calcolare per quell'oggetto, conosciuto poi come cometa di Halley, un'orbita ellittica allungata attorno al Sole, percorsa in 76 anni circa. HALLEY calcolò in quell'occasione, per la prima volta, i dati relativi alla successiva ricomparsa della cometa, che, come era da lui stato previsto, ritornò negli anni 1758-59.
Dopo la scoperta del telescopio, o più precisamente dopo l'utilizzazione ai fini astronomici della fotografia alla fine del XIX secolo, il numero delle comete scoperte aumentò, dapprima lentamente e poi bruscamente (v. p. 108 A). Le più antiche informazioni su comete risalgono al 3° millennio a.C. Il catalogo di comete di M. F. BALDET, del 1950, si riferisce a 1738 oggetti osservati nel periodo compreso tra il 2135 a.C. e il 1948 d.C., dei quali 132 sono dubbi. Nel periodo compreso tra l'anno della nascita di Cristo e il XVII secolo, ritenendo esatte le informazioni disponibili, è stata scoperta una nuova cometa in media ogni 4 anni, mentre attualmente vengono in media scoperte 3,5 nuove comete all'anno, alle quali vanno aggiunte 3,1 osservazioni di comete periodiche già note.

Il nome delle comete

Conseguentemente al susseguirsi della loro scoperta nel corso dell'anno tutte le comete ricevono un nome provvisorio, composto dal numero dell'anno seguito dalle lettere a, b, c..., secondo che la cometa sia stata la prima, la seconda, la terza..., ad essere scoperta in quell'anno: per esempio la cometa 1971 c è stata la terza ad essere scoperta nel 1971.
Le comete ricevono inoltre il nome del loro scopritore: se la scoperta avviene contemporaneamente ed indipendentemente da più parti, la cometa può ricevere due o anche tre nomi (come, p. es., la cometa du Toit-Neujmin-Delporte). Il nome ufficiale è però quello comunicato dall'Ufficio Telegrafico dell'IAU (International Astronomical Union) di Cambridge, negli USA; eventuali altri nomi non vengono più presi in considerazione. L'IAU nei suoi telegrammi e circolari definisce innanzitutto il nome della cometa, per esempio cometa Tago-Sato-Kosaka (1969 g); più avanti, quando divengono disponibili anche gli elementi orbitali definitivi, l'IAU attribuisce alla cometa il nome definitivo non più secondo la data della scoperta ma secondo l'epoca del passaggio al perielio: vengono allora usate delle cifre romane: per esempio la cometa Crommelin è chiamata anche cometa 1956 VI, perché è stata la sesta a passare al perielio nel 1956; ovviamente, non sempre l'anno della scoperta coincide con l'anno del passaggio al perielio.

Le orbite delle comete

È possibile osservare una cometa solo quando giunge, all'interno del sistema solare, almeno intorno all'orbita di Giove; poiché le comete hanno in genere delle orbite molto allungate, di quelle scoperte ex novo viene osservato di solito un tratto molto breve di orbita attorno al perielio. A causa della brevità del tratto d'orbita osservato, questa viene dapprima assimi-

Nr.	Nome	P	N	ω	Ω	i	q	e	Q
		a		°	°	°			
1	Encke	3.30	47	185.22	334.72	12.35	0.339	0.8471	4.09
2	Grigg-Skjellerup	4.90	10	356.32	215.41	17.61	0.857	0.7030	4.88
3	Honda-Mrkos-Pojdúsákova	5.21	2	185.15	233.09	13.18	0.556	0.8148	5.46
4	Tempel 2	5.25	13	191.03	119.27	12.48	1.364	0.5489	4.66
5	Neujmin 2	5.43	2	193.73	328.00	10.63	1.338	0.5668	4.79
6	Brorsen	5.46	5	14.93	102.27	29.38	0.589	0.8098	5.61
7	Tuttle-Giacobini-Kresák	5.48	4	37.96	165.58	13.76	1.123	0.6390	5.10
8	Tempel-Swift	5.68	4	113.63	290.91	5.44	1.153	0.6378	5.21
9	de Vico-Swift	5.85	3	296.68	49.40	2.96	1.391	0.5716	5.11
10	Tempel 1	5.98	4	159.54	79.70	9.76	1.771	0.4626	4.82
11	Pons-Winnecke	6.30	15	172.01	92.87	22.32	1.230	0.6392	5.53
12	Kopff	6.31	8	161.93	120.88	4.70	1.519	0.5554	5.32
13	Giacobini-Zinner	6.41	7	172.84	196.02	30.90	0.936	0.7289	5.97
14	Forbes	6.42	4	259.71	25.40	4.62	1.544	0.5530	5.36
15	Wolf-Harrington	6.51	3	187.02	254.22	18.47	1.604	0.5399	5.37
16	Schwassmann-Wachmann 2	6.53	6	357.74	126.00	3.72	1.568	0.3828	4.83
17	Biela	6.62	6	223.22	247.28	12.55	0.860	0.7559	6.19
18	Wirtanen	6.66	3	343.50	86.46	13.38	1.618	0.5433	5.47
19	d'Arrest	6.67	10	174.50	143.60	18.08	1.369	0.6137	5.73
20	Perrine-Mrkos	6.70	4	166.03	240.21	17.75	1.270	0.6428	5.84
21	Reinmuth 2	6.71	3	45.48	296.17	6.99	1.932	0.4568	5.18
22	Brooks 2	6.71	10	197.10	176.89	5.57	1.763	0.5049	5.36
23	Harrington	6.80	2	232.79	119.16	8.68	1.582	0.5592	5.60
24	Arend-Rigaux	6.81	2	328.86	121.61	17.85	1.436	0.6002	5.73
25	Holmes	6.85	3	14.30	332.37	20.82	2.121	0.4123	5.10
26	Johnson	6.86	3	205.92	118.16	13.87	2.247	0.3771	4.97
27	Finlay	6.90	7	321.61	42.05	3.64	1.077	0.7027	6.17
28	Borelly	7.02	7	350.75	76.23	31.08	1.452	0.6039	5.88
29	Daniel	7.09	4	10.97	68.51	20.13	1.661	0.5500	5.72
30	Harrington-Abell	7.24	2	338.29	145.90	16.80	1.784	0.5229	5.70
31	Faye	7.38	15	203.56	199.12	9.09	1.608	0.5757	5.95
32	Whipple	7.46	5	189.98	188.39	10.24	2.471	0.3528	5.16
33	Ashbrook-Jackson	7.50	3	349.08	2.30	12.49	2.324	0.3938	5.34
34	Reinmuth 1	7.65	4	12.93	123.55	8.39	2.026	0.4782	5.74
35	Arend	7.79	2	44.53	357.61	21.65	1.831	0.5340	6.03
36	Oterma 3	7.88	3	354.87	155.10	3.99	3.387	0.1445	4.53
37	Schaumasse	8.17	6	51.95	86.24	12.01	1.196	0.7054	6.92
38	Wolf 1	8.42	10	161.07	203.90	27.29	2.506	0.3945	5.78
39	Comas-Sola	8.58	5	40.01	62.84	13.44	1.777	0.5761	6.61
40	Väisälä 1	10.45	3	44.44	135.42	11.29	1.741	0.6358	7.82
41	Neujmin 3	10.57	2	147.65	150.68	3.85	1.970	0.5910	7.66
42	Galle	10.81	2	209.81	66.04	11.43	1.150	0.7648	8.70
43	Tuttle	13.61	8	206.96	269.84	54.65	1.022	0.8206	10.38
44	Schwassmann-Wachmann 1	16.10	3	355.82	321.60	9.48	5.537	0.1315	7.21
45	Neujmin 1	17.97	3	346.68	347.17	15.00	1.547	0.7745	12.17
46	Crommelin	27.87	6	196.04	250.36	28.86	0.743	0.9192	17.64
47	Tempel-Tuttle	33.17	2	170.93	232.57	162.69	0.976	0.9054	19.67
48	Stephan-Oterma	38.96	2	358.36	78.58	17.89	1.595	0.8611	21.39
49	Westphal	61.73	2	57.06	347.30	40.87	1.254	0.9197	29.98
50	Olbers	65.56	3	64.63	85.41	44.60	1.178	0.9303	32.65
51	Brorsen-Metcalf	69.05	2	129.50	311.17	19.19	0.484	0.9712	33.18
52	Pons-Brooks	70.85	3	199.02	255.19	74.17	0.773	0.9548	33.47
53	Halley	76.02	29	111.71	57.84	162.21	0.587	0.9673	35.31
54	Herschel-Rigollet	156.04	2	29.29	355.28	64.20	0.748	0.9742	57.22
55	Rigg-Mellish	164.31	2	328.42	189.82	109.83	0.923	0.9692	59.08

P = periodo in anni, N = numero di apparizioni osservate fino al 1970; ω, Ω, i, q, e, Q = elementi orbitali (v. pagg. 49/50)

Tabella delle comete a breve periodo osservate almeno due volte

lata a una parabola, cioè ne vengono calcolati gli elementi orbitali come se fosse una parabola; solo successivamente viene stabilito se si tratta di un'orbita ellittica o iperbolica. Di poche comete sono perfettamente noti gli elementi orbitali, e precisamente solo di quelle che si muovono con breve periodo attorno al Sole su orbite ellittiche e delle quali sono state osservate più apparizioni durante i successivi ritorni al perielio.

Il catalogo di J. G. PORTER, pubblicato nel 1961, riporta gli elementi orbitali di 566 comete. La ripartizione di queste (e di altre più recenti) secondo il tipo di orbita è riportata nella p. 108 B: è cospicua la preponderanza delle orbite paraboliche sulle altre, ma questo è dovuto in massima parte alla circostanza, citata precedentemente, della breve durata delle osservazioni. Una prova ulteriore di questa ipotesi è che, statisticamente, il numero di orbite paraboliche è tanto più basso quanto più lungo è stato il periodo di visibilità della cometa; le comete osservate nel passato presentano numerose orbite paraboliche a causa della relativa precisione nei calcoli. Le statistiche sulle orbite cometarie non hanno grande attendibilità: contrariamente a quanto si può dedurre dai dati disponibili attualmente, la maggior parte delle orbite devono essere ellittiche, mentre le orbite iperboliche possono essere divenute tali dalla primitiva forma ellittica in seguito a perturbazioni; poche comete mostrano chiaramente di avere un'orbita iperbolica.

Poiché solo le orbite paraboliche e quelle iperboliche si allontanano fino a distanze illimitate, è evidente che le comete appartengono, in senso lato, al nostro sistema solare. La regione delle orbite planetarie è quindi attraversata dalle orbite della maggioranza delle comete. Secondo OORT, esisterebbe una nuvola di nuclei cometari fino a una distanza di 40000-150 000 unità astronomiche (*nube di comete circumsolare*), cioè fino a una distanza di 2,5 anni luce circa, che è anche il limite dell'attrazione da parte del Sole. Si valuta in 100 miliardi all'incirca il numero totale degli oggetti singoli contenuti nella nuvola.

Al sistema solare appartengono solo poche comete con periodo inferiore a 200 anni, chiamate anche comete a breve periodo: fra queste, le 55 di cui sono stati osservati due passaggi sono elencate, assieme ai rispettivi elementi orbitali, a p. 110. Oltre a queste vi sono 39 comete a breve periodo di cui è stato osservato solo un passaggio ed i cui elementi sono approssimati, nonché la cometa Wilson-Harrington (1949 g), che non è stata più osservata dal 1949, nonostante avesse un periodo di soli 2,31 anni, il più breve finora osservato.

È interessante anche analizzare le massime e le minime distanze al perielio finora osservate per le varie comete, riportate nelle tabelle seguenti (in unità astronomiche, UA).

Minime distanze al perielio

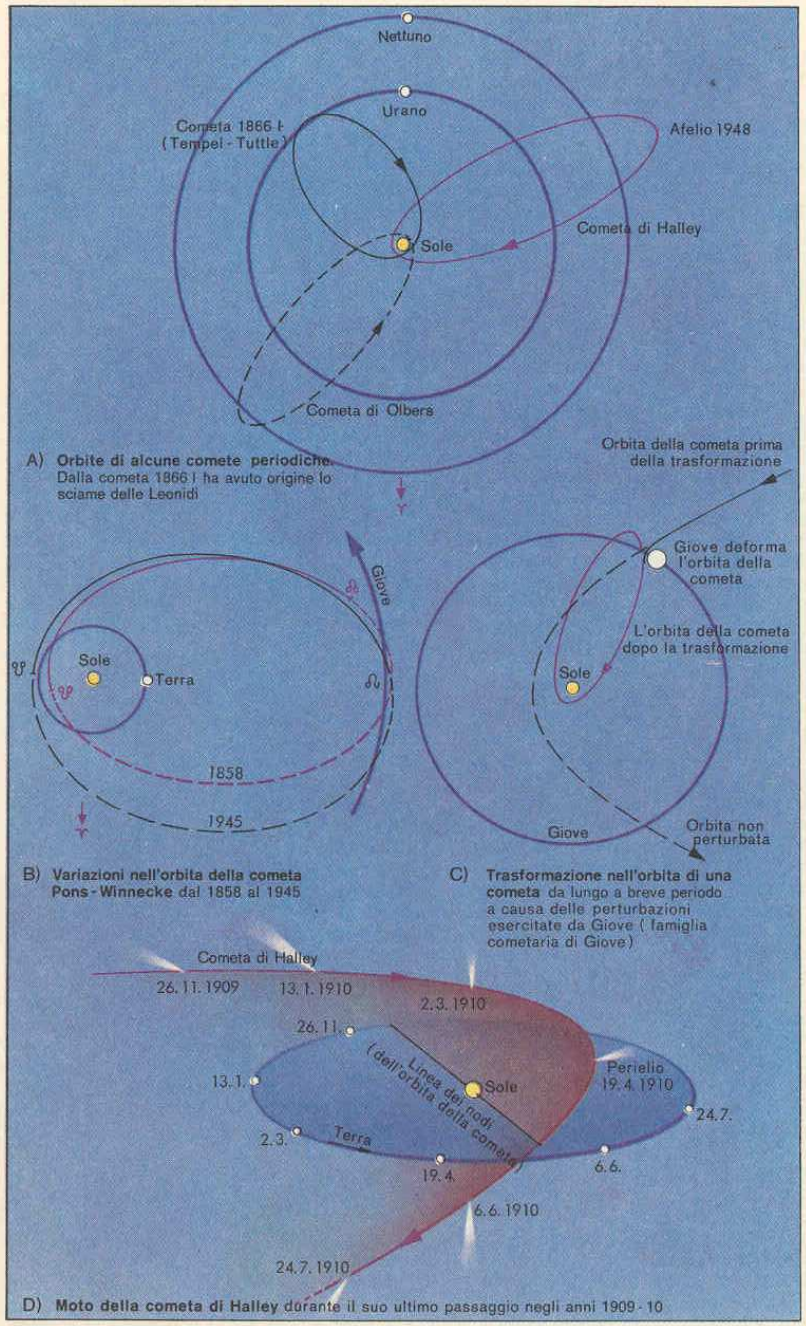
Cometa		UA
Ikeya-Seki	1965 f	0,005
Gould	1880 I	0,00549
	1843 I	0,00553
Kirch	1680	0,00622
du Toit	1945 VII	0,00631
	1882 II	0,00775

Poiché le distanze al perielio sono riferite al centro del Sole, occorre, per riferirle alla superficie del Sole, togliere dalle distanze riportate sopra il raggio di questo (0,0047 UA): le comete indicate si sono quindi venute a trovare all'interno della corona solare.

Massime distanze al perielio

Cometa		UA
Schwassmann-Wachmann 1	1957 IV	5,538
Johnson	1948 III	4,709
Abell	1954 V	4,501
Wirtanen	1957 VI	4,446
Humason	1959 X	4,274
Shajn-Comas-Solá	1925 VI	4,181

Poiché si possono osservare le comete solo nelle regioni più interne del sistema solare, la suddivisione secondo la distanza al perielio non è significativa, in quanto non si possono osservare quelle comete che al perielio si trovano al di là dell'orbita di Giove, che restano quindi per noi sconosciute. Tra le comete con grandi distanze al perielio se ne trovano alcune con piccole eccentricità, quali, p. es., la cometa Schwassmann-Wachmann 1 che si muove appena al di là dell'orbita di Giove e la cometa Oterma (1942 VII = 1958 IV) che si muove nella fascia degli asteroidi. Al contrario dei pianeti maggiori, le orbite delle comete sono soggette a forti perturbazioni, in quanto talvolta passano a relativamente breve distanza da un pianeta, in particolare da Giove. Esempi di mutamenti d'orbita particolarmente forti sono dati dalla cometa Brooks 2 che nel 1866, in seguito a un passaggio accanto a Giove, abbreviò il suo periodo da 31,4 a 7,07 anni, nonché la cometa Lexell: questa fino al 1767 aveva un periodo di 11,4 anni e una distanza al perielio di 2,96 UA. Nel 1770 il periodo divenne di 5,6 anni e la distanza al perielio di 0,67 UA. A causa di ulteriori perturbazioni, nel 1779 quei valori si modificarono rispettivamente in 174,3 anni e 5,35 UA. La cometa si è quindi persa definitivamente negli spazi esterni al sistema solare. Nella figura B di p. 112 sono riportate le orbite della cometa Pons-Winnecke negli anni 1858 e 1945.



A) **Orbite di alcune comete periodiche.** Dalla cometa 1866 I ha avuto origine lo sciame delle Leonidi

B) **Variazioni nell'orbita della cometa Pons - Winnecke** dal 1858 al 1945

C) **Trasformazione nell'orbita di una cometa** da lungo a breve periodo a causa delle perturbazioni esercitate da Giove (famiglia cometaria di Giove)

D) **Moto della cometa di Halley** durante il suo ultimo passaggio negli anni 1909 - 10

I casi più notevoli sono quelli delle perturbazioni che costringono un'orbita a lunghissimo periodo a modificarsi, in seguito al passaggio accanto a un pianeta, in orbita ellittica con l'afelio all'incirca sull'orbita di Giove. Le comete così catturate appartengono a una *famiglia di comete*: la famiglia di Giove comprende 68 comete, o forse anche di più, con periodi compresi fra 5 e 8 anni circa. Le famiglie di comete relative ai pianeti più esterni sono definite con minor precisione: a Saturno sono collegate 5 o 6 comete, ad Urano 3 e a Nettuno 9. Si ipotizza anche l'esistenza di una famiglia legata a Plutone nonché di una famiglia transplutoniana (v. p. 93).

Esistono anche *gruppi di comete*, i cui membri possiedono all'incirca uguali elementi orbitali, cosicché si pensa siano stati originati dalla suddivisione di un'unica cometa. Esistono gruppi di cui fanno parte anche 7 comete; non è però noto esattamente il numero dei gruppi, in quanto occorre conoscere con esattezza i valori degli elementi orbitali: nel 1911, H. W. PICKERING fissò in 66 il numero dei gruppi di comete, ma nel 1952 J. G. PORTER dimostrò l'esistenza di 19 gruppi.

L'esempio più noto di gruppi di comete è quello che comprende le comete 1843 I, 1880 I, 1882 II, 1887 I e 1945 VII, e forse anche la grande cometa dell'anno 1668. Tutte le comete che fanno parte di questo gruppo hanno distanze al perielio relativamente piccole (si veda anche la prima delle due ultime tabelle riportate sopra) accanto a periodi molto lunghi e non esattamente calcolabili.

A questo punto è necessario riportare qualche esempio di comete tipiche:

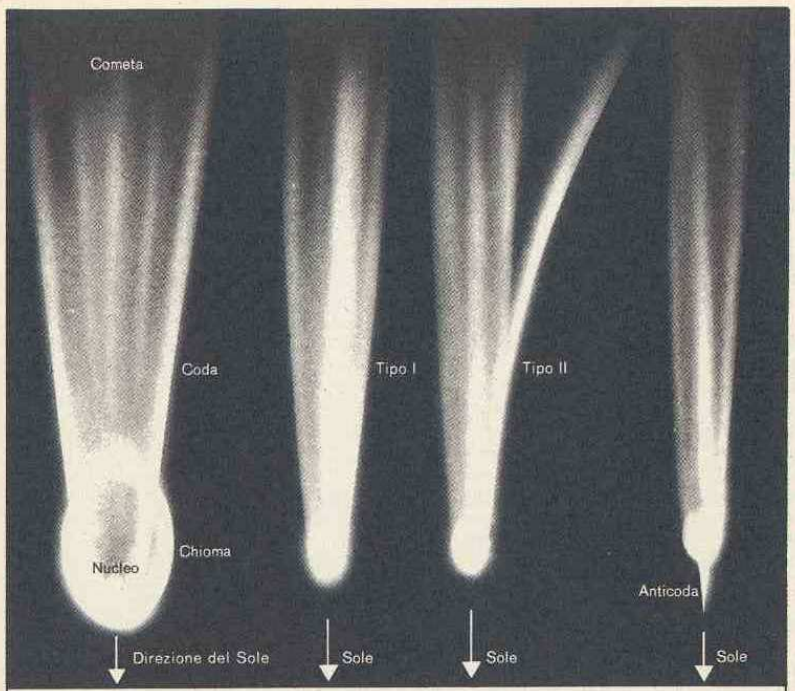
La *cometa di Halley* è una delle comete più note e più familiari. Dopo la prima determinazione della sua orbita da parte di E. HALLEY (v. p. 109) fu nuovamente scoperta il 25.12.1758 da parte dell'astronomo-contadino J. G. PALITZSCH, a Prohlis; A. C. CLAIRAUT ne determinò nuovamente gli elementi orbitali. La cometa passò al perielio il 12.3.1759; successivamente, fece nuove apparizioni nel 1835 e nel 1910: in quest'ultima occasione fu scoperta fotograficamente da M. WOLF, l'11.9.1909 in Heidelberg. Il passaggio al perielio avvenne il 20.4.1910, mentre si trovò ad essere in congiunzione inferiore con il Sole il 19.5. 1910, alla distanza di 24 milioni di km dalla Terra: poiché la coda di una cometa si trova dalla parte opposta rispetto al Sole, è possibile che in quell'occasione, nella quale la coda era lunga almeno 30 milioni di km, la Terra l'abbia attraversata, quantunque calcoli eseguiti successivamente mostrino che l'incontro non debba essere avvenuto per circa 1 milione di km. Nell'anno 1948, la cometa di Halley passò all'afelio, a una distanza di 5400 milioni di km dal Sole, fra le orbite di Nettuno e di Plutone. Il prossimo ritorno avverrà tra il 1985 e il 1986: la cometa passerà allora anche per il perielio, alla distanza di 87 milioni di km dal Sole, tra l'orbita di Mercurio e quella di Venere; al perielio la sua velocità orbitale è di 60 km/s, mentre all'afelio è solo di 1 km/s. La cometa di Halley ha mantenuto abbastanza costante la sua luminosità nel corso degli ultimi suoi 20 ritorni; per confrontare omogeneamente i valori della luminosità, si usa la *luminosità* (o magnitudine) *ridotta* h, definita da:

$$h = \frac{H}{\Delta^2} r^2$$

dove H è la luminosità apparente osservata, Δ è la distanza tra la cometa e la Terra e r è la distanza della cometa dal Sole, sempre in UA; per la cometa di Halley, le luminosità ridotte sono state, nei vari anni:

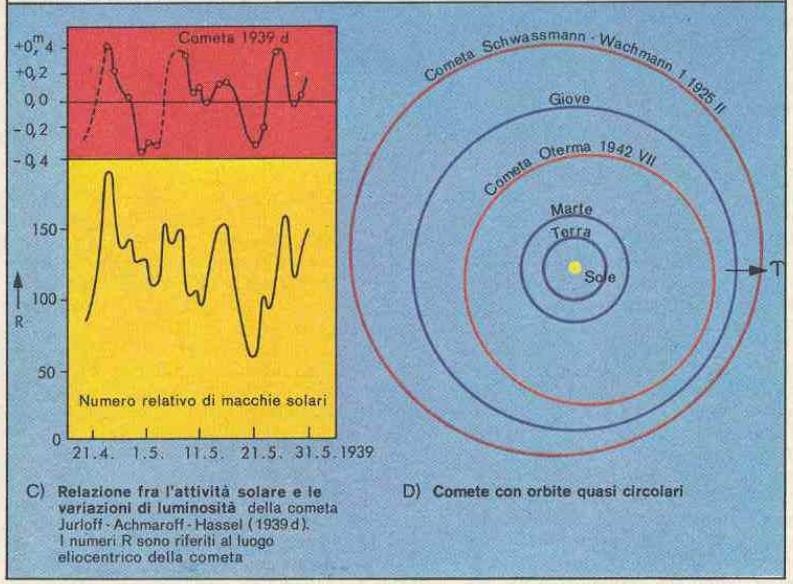
451	$3^m,1$	1607	$4^m,3$
857	$4^m,2$	1759	$4^m,0$
1066	$3^m,6$	1835	$4^m,0$
1456	$3^m,7$	1910	$3^m,7$

La cometa di Encke è una cometa con periodo estremamente breve, scoperta nel 1786 da P. F. A. MÉCHAIN e CH. MESSIER, mentre J. F. ENCKE ne calcolò per primo l'orbita nel 1818. La sua orbita è completamente interna all'orbita di Giove; ciò nonostante, a causa della sua piccola luminosità, la cometa non è visibile a lungo e raggiunge raramente il limite di visibilità ad occhio nudo (dalla 5ª alla 6ª magnitudine). Dal 1819 al 1852 il suo periodo scese da 1211,78 giorni a 1210,44 con una diminuzione di circa 2,5 ore per periodo. Successivamente, l'accorciamento di periodo divenne più piccolo. L'ultimo passaggio al perielio, il 9.1.1971, è stato il 49°. Delle comete più nuove, va ricordata fra le altre la *cometa Ikeya-Seki* (1965 f). Questa cometa, per la quale fu calcolata dapprima un'orbita parabolica, il 21.10. 1965 passò molto vicino al Sole (v. p. 111), ed in tale occasione era visibile a occhio nudo in pieno giorno. La sua luminosità massima era di -10^m, che è all'incirca la luminosità della Luna al Primo Quarto. Per questo, si ha un'analogia nella famosa « cometa di settembre » (1882 II), scoperta l'1.9.1882 da una nave nel Golfo di Guinea, e che passava, al perielio, attraverso la corona solare (v. p. 111). Successivamente al passaggio al perielio, la cometa si suddivise in numerose parti. Anche la *cometa di Biela* è un esempio famoso di decomposizione di cometa: scoperta nel 1826, aveva un periodo di 7 anni ed apparteneva alla famiglia



A) **Struttura schematica di una cometa**

B) **Differenti tipi di code di comete**



C) **Relazione fra l'attività solare e le variazioni di luminosità** della cometa Juriloff - Achmaroff - Hassel (1939 d). I numeri R sono riferiti al luogo eliocentrico della cometa

D) **Comete con orbite quasi circolari**

di Giove. Durante il passaggio del 1845-46, si era deformata, dividendosi alcuni giorni dopo in due parti, la cui distanza era andata crescendo fino a 2,6 milioni di km nel 1852. Negli anni successivi, la cometa era completamente scomparsa. Tuttavia negli anni 1885, 1892 e 1899 si osservò uno sciame di stelle cadenti (v. p. 121), che chiaramente era prodotto dai resti della suddivisione della cometa. La *cometa Bennett* (1969 i) è stata una delle più cospicue visibili dalle nostre latitudini, così da essere chiamata « la cometa del secolo »; fu scoperta il 28.12.1969 dall'astronomo sudafricano BENNETT, nella costellazione del Tucano; passò il 20.3. 1970 al perielio, a una distanza di 0,54 UA dal Sole; negli ultimi giorni di marzo fu visibile anche dalle latitudini europee, dapprima al mattino e dall'aprile 1970 anche alla sera. La luminosità totale della cometa raggiungeva $-0^m,5$. La cometa più luminosa apparsa negli ultimi anni è però la *Cometa Kohoutek* (1973 f) passata al perielio il 28.12.1973, a una distanza di 21 milioni di km dal Sole.

La struttura di una cometa

Il *nucleo* di una cometa ha, all'interno della testa della cometa, l'aspetto di una stella: le sue dimensioni vanno da 1 a 100 km e la sua massa è compresa tra 10^{14} e 10^{18} g: il più delle volte è dell'ordine di 10^{18} g, cioè un centomiliardesimo della massa della Terra. Un nucleo cometario è composto da polveri, rocce, meteoriti ferrosi e ghiaccio, sotto forma di particelle aventi dimensioni comprese fra un millesimo di millimetro e forse un cm, sia libere che « cotte » in blocchi grandi fino a 10 m. Le particelle di ghiaccio sono composte da gas, quali ammoniaca (NH_3), metano (CH_4) cianogeno (C_2N_2) e monossido di carbonio (CO) solidificati, oltre che da ghiaccio d'acqua.

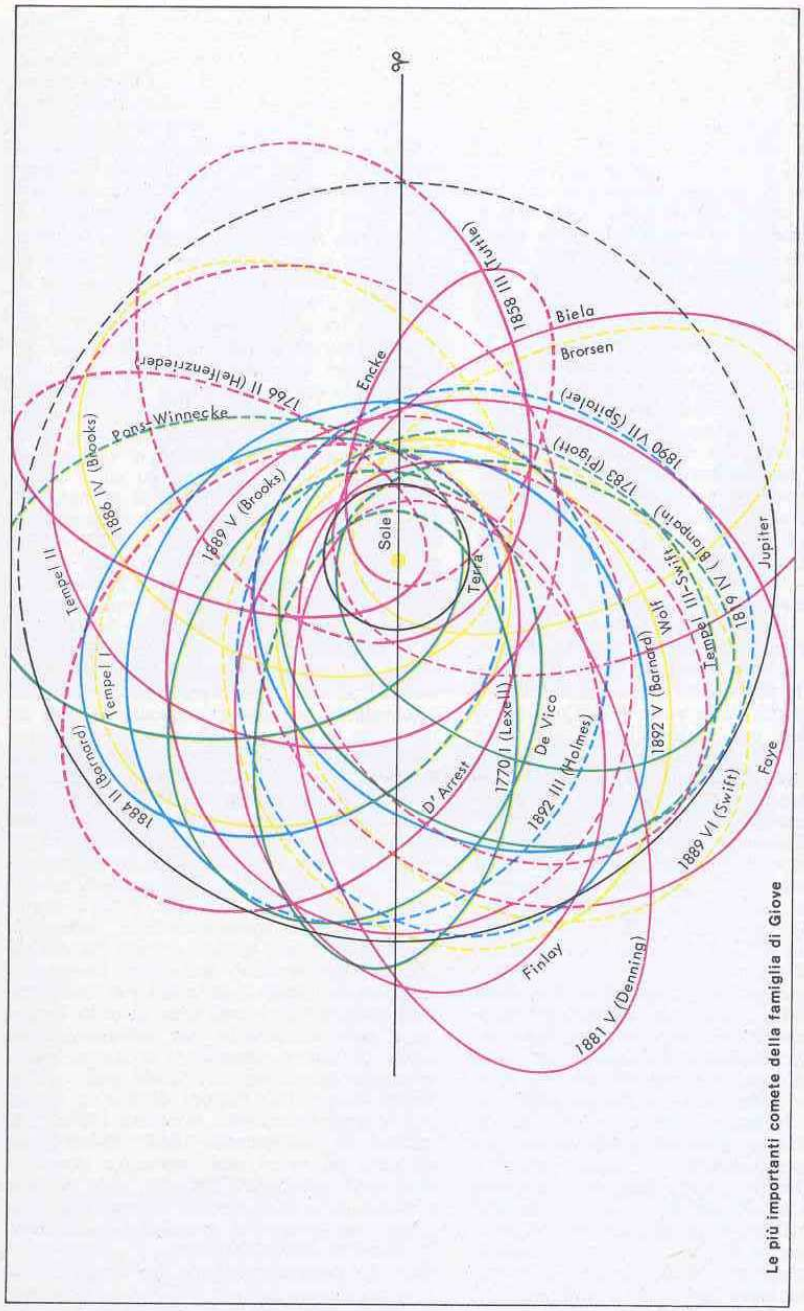
In conseguenza dei reciproci urti e sotto l'azione della radiazione solare, le particelle del nucleo possono sfuggire dalla cometa. Particolarmente durante il passaggio nelle regioni più interne del sistema solare, la parte meteorica del nucleo può evaporare e formare attorno al nucleo la **chioma**, che si presenta anche come una nube di gas mescolato a polveri meteoriche. La chioma ha un diametro compreso fra 10000 e 100 000 km e la sua densità varia tra 10000 e un milione di molecole per centimetro cubico; in essa si possono trovare composti chimici molecolari semplici derivati dal carbonio C, dall'azoto N, dall'idrogeno H e dall'ossigeno O, eventualmente carichi elettricamente (fatto indicato dal segno $^+$): CN, C_2, CH, CO^+, CO_2^+, N_2^+, OH, NH, CH_2, NH_3, C_3, forse anche OH^+, NH_2, oltre al sodio ionizzato Na^+. Mentre il nucleo può essere osservato solo per la luce solare che riflette, nella chioma viene stimolata dalla radiazione solare una radiazione di risonanza (fluorescenza); ne consegue che la luminosità della chioma cresce, al diminuire della distanza dal Sole, più velocemente che se si verificasse solo il fenomeno della riflessione; la luminosità della chioma è data da:

$$m = m_0 + 5 \log \Delta + 2{,}5\ n \log r,$$

nella quale m_0 è la luminosità che la chioma avrebbe se si trovasse alla distanza di 1 UA sia dal Sole che dalla Terra, Δ è l'effettiva distanza cometa-Terra e r è la distanza tra la cometa e il Sole; n è un numero variabile, da cometa a cometa e talvolta per una stessa cometa, tra 2 e 6. Durante le eruzioni solari, e a causa delle variazioni nell'intensità della radiazione solare ultravioletta e röntgen, che sono particolarmente importanti a causa dei processi di fluorescenza, sono state osservate diverse luminosità per le comete; la magnitudine apparente di una cometa è strettamente correlata con l'attività solare e con i numeri relativi di macchie solari (v. p. 114 C). Occasionalmente possono avvenire anche nei nuclei delle esplosioni attraverso le quali viene rifornita la chioma. I rivelamenti di due satelliti (OGO 5 e OAO 2) hanno recentemente dimostrato che la chioma delle comete è chiaramente circondata da una gigantesca corona di idrogeno le cui dimensioni possono essere comparabili, come nel caso della cometa Bennett, con quelle del Sole (14 milioni di km). A breve distanza dal Sole, sui gas della chioma agisce anche « il vento solare » (v. p. 105): le particelle elettricamente cariche espulse dal Sole asportano questi gas dalla testa della cometa dando origine alla **coda**, diretta generalmente nella direzione opposta al Sole. Sullo sviluppo della coda di una cometa ha effetto anche la pressione di radiazione. Non tutte le comete hanno una coda: si sviluppa una coda lunga e cospicua quando la cometa può disporre di una abbondante riserva di gas e quando si trova a breve distanza dal Sole; una coda può essere lunga fino a 100 milioni di km, o anche più in casi eccezionali (Cometa 1680: 300 milioni di km; cometa 1843: 250 milioni di km), ed avere una larghezza massima di 1 o 2 milioni di km. La coda di una cometa può assumere le forme più svariate, che tuttavia si possono far rientrare in due tipi fondamentali:

Tipo I: coda abbastanza rettilinea, orientata sul raggio vettore dal Sole alla cometa, in direzione opposta al Sole; può essere composta da un fascio di più code ravvicinate.

Tipo II: coda curva, occasionalmente presente contemporaneamente a una coda di



Le più importanti comete della famiglia di Giove

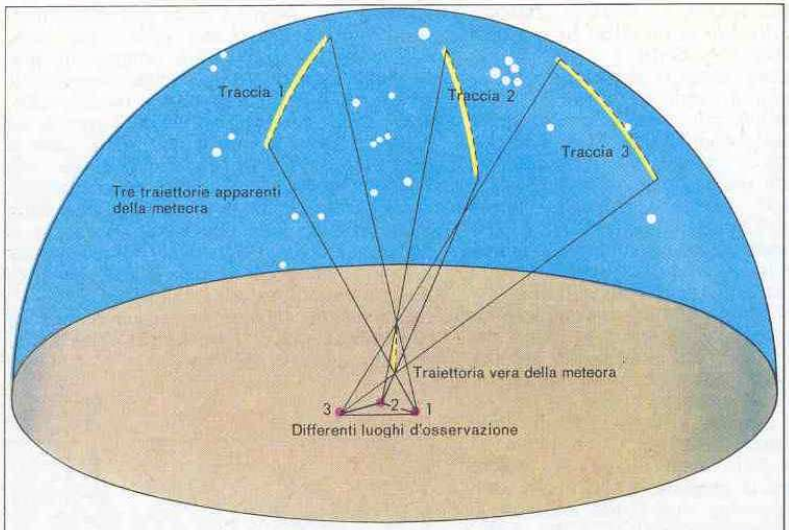
tipo I. Il suo spettro è continuo, essendo generato dalla diffusione della luce solare sulle particelle di polvere.
Esistono anche, seppure molto rare, delle code a forma di aculeo, dirette verso il Sole: l'esempio più noto è quello della cometa Arend-Roland (1957 III). Si tratta di uno strato di polveri proiettato nel piano dell'orbita della cometa e visibile dalla Terra quando questa si trova sul piano dell'orbita della cometa; se la Terra è al di fuori di questo piano, la luminosità apparente per unità di area dello strato di coda diminuisce sotto la soglia di visibilità.
Sulla forma della coda di una cometa ha importanza anche il campo magnetico che esiste nello spazio all'interno del sistema solare (campo magnetico interplanetario): si possono così spiegare anche particolari formazioni a elica talvolta visibili nella coda di qualche cometa.
Lo spettro delle code di tipo I mostra quasi sempre la presenza di particelle elettricamente cariche, cioè di gas ionizzato o di plasma, composto da CO^+, CO_2^+, CH^+, N_2^+, OH^+ ed elettroni liberi.
La densità in una coda può variare tra solo 10 e 100 molecole/cm³, cioè entro limiti 1000 volte inferiori al più « alto vuoto » che oggi si può ottenere in laboratorio. La massa totale della coda è dell'ordine di 10^{14} g, cioè un centimilionesimo di un milionesimo della massa della Terra: è allora evidente come il passaggio della Terra anche al centro della coda di una cometa non possa avere alcun risultato preoccupante; probabilmente non vi sarebbe neppure nulla degno di nota. Unicamente in seguito al contatto con il nucleo di una cometa ci sarebbe da aspettarsi la comparsa di sciami meteorici e la caduta di meteoriti (v. p. 125).
La forza repulsiva (vento solare, pressione della radiazione solare) che causa il formarsi della coda può essere da 100 a 10000 volte più intensa dell'attrazione gravitazionale da parte del Sole. La velocità con la quale i gas sfuggono dalla testa di una cometa è di circa 10 km/s nei pressi della testa e può raggiungere anche i 100 o i 1000 km/s verso la estremità della coda. La lunghezza della coda dipende, oltre che da questa velocità, anche dalla vita degli ioni che la compongono: i radicali CO^+ e N_2^+ sono quelli che hanno una durata maggiore, circa 10^6 secondi, e per questo motivo si possono trovare anche a grande distanza dalla testa di una cometa, mentre le molecole C_2 e CN, che hanno una vita molto più breve, si trovano solo nella chioma.

La vita di una cometa

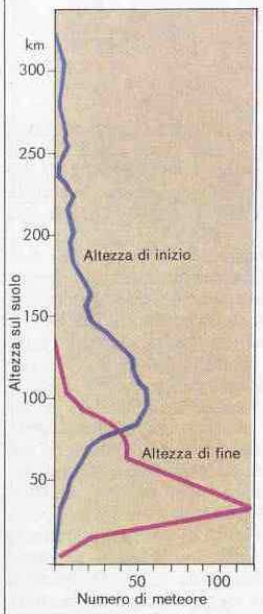
Come già spiegato precedentemente, le comete hanno la tendenza a disgregarsi e scomparire: questo è tanto più vero quanto più gli oggetti sono vicini; per alcuni, come nel caso della cometa di Biela, la scomparsa avviene letteralmente sotto gli occhi degli astronomi. In altri casi, solo dopo parecchi secoli si osserva un rallentamento (come, p. es., nella cometa di Halley). La rapidità con la quale una cometa scompare dipende, naturalmente, dalla sua struttura interna, oltre che dalla vicinanza del Sole durante il passaggio al perielio e dalla frequenza (per le comete a breve periodo) con la quale avviene questo pericoloso avvicinamento.
Nella tabella sono riportati alcuni esempi di diminuzione di luminosità osservate su comete a breve periodo:

Comete	diminuzione di luminosità in 50 anni
Encke	$0^m,5$
Faye	$3^m,4$
d'Arrest	$0^m,4$
Pons-Winnecke	$0^m,9$
Finlay	$4^m,4$
Wolf	$3^m,7$
Tempel 3-Swift	$1^m,8$
Perrine	$4^m,9$
Brooks	$4^m,5$
Borrelly	$3^m,0$
Kopff	$5^m,0$
Tuttle	$1^m,1$
Giacobini-Zinner	$0^m,0$

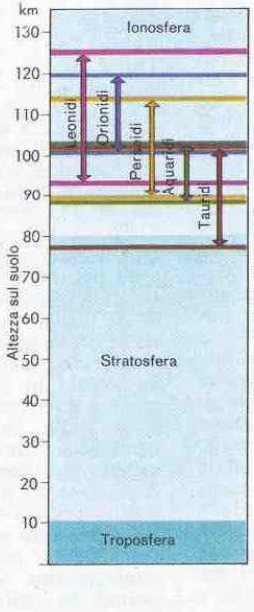
La luminosità della cometa Faye diminuì da $9^m,6$ nell'anno 1932 fino a $12^m,3$ nel 1947, mentre era ancora $4^m,2$ nel 1843! La luminosità ridotta della cometa Whipple era di $9^m,1$ nel 1938 e nel 1947 era già $11^m,6$.
Una delle conseguenze delle perdite di materia può essere l'accorciamento del periodo di rivoluzione come si può osservare, in particolare, per la cometa di Encke (v. p. 113): la perdita di massa durante ogni rivoluzione può essere dello 0,2 % per la cometa di Encke, dello 0,5 % per la cometa d'Arrest e dello 0,02 % per la cometa Wolf. Se ne trae la sorprendente conclusione che nessuna delle comete osservate può essere di età molto avanzata: la cometa di Encke non resterà visibile ancora per più di qualche centinaio di anni, e dopo un periodo di tempo compreso fra 10000 e un milione di anni saranno analogamente scomparse tutte le comete periodiche visibili oggi. Poiché le comete hanno tutte una vita molto breve (dal punto di vista cosmologico), se ne deve concludere che deve esistere una sorgente continua di comete, probabilmente costituita da un sistema cometario circumsolare (v. p. 111). Della moltitudine di comete che appartengono a questo sistema, solo una piccola parte giunge fino nelle regioni



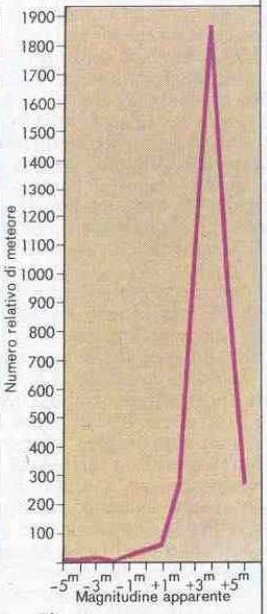
A) **La vera traiettoria di una meteora** viene determinata osservandone l'orbita apparente da differenti luoghi sulla superficie terrestre posti a distanze reciproche note



B) **Distribuzione delle meteore più brillanti** secondo la rispettiva altezza d'inizio e di fine



C) **Altezze medie delle meteore che fanno parte di sciami**



D) **Numero di meteore in funzione della magnitudine apparente**

interne del sistema solare, divenendo così osservabile dalla Terra, in gran parte su orbite quasi paraboliche, scomparendo successivamente negli spazi al di là delle orbite planetarie. Alcune comete durante il passaggio accanto a un pianeta vengono trasformate in oggetti a breve periodo e quindi catturate all'interno del sistema solare fintanto che non scompaiono sotto l'azione della radiazione solare.
Le ricerche sulle comete tra breve tempo verranno intraprese con l'invio di sonde spaziali senza equipaggio: si sta esaminando la possibilità di lanciare una sonda verso la cometa Encke al suo prossimo passaggio vicino al Sole. Contemporaneamente verranno compiute ricerche con nubi artificiali di plasma per osservarne il comportamento alla quota di circa 2000 km sotto l'azione della radiazione corpuscolare solare.

Meteore e meteoriti

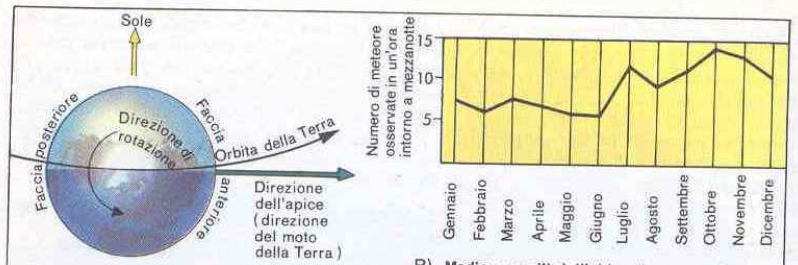
Il fenomeno delle stelle filanti, come vengono chiamate popolarmente, era già noto fin dai primi tempi dell'astronomia; si pensava che anche le stelle filanti o cadenti costituissero un fenomeno collegato all'atmosfera, eventualmente tramite l'azione di cariche elettriche. Lo stesso ALEXANDER VON HUMBOLDT, che il 12.11.1799 osservò, nel corso della sua spedizione nell'America Meridionale, lo sciame meteorico delle Leonidi (v. p. 121), ancora nel 1845, pubblicando il « *Kosmos* », dubitava dell'origine extraterrestre di quegli oggetti.
La terminologia è confusa; con stella cadente si intende un insieme di fenomeni differenti. Il termine impiegato nella letteratura specializzata è quello di *meteora*. Occorre distinguere tra *meteora* e *meteorite*: una meteora è una traccia luminosa che si può osservare in cielo, o anche un fenomeno analogamente osservabile con apparecchiature radar, mentre un meteorite è una particella o un corpo celeste che provenendo dagli spazi esterni colpisce l'atmosfera giungendo talvolta fino al suolo. Meteoriti sono in genere tutti i corpi solidi che nel nostro sistema solare siano troppo piccoli per essere chiamati pianetini, quantunque il limite tra meteoriti e pianetini non sia affatto netto. Le meteore più luminose (sopra -4^m) vengono chiamate *bolidi*.
Che le meteore avessero un'origine extraterrestre, fu dimostrato indirettamente da H. W. BRANDES e J. F. BENZENBERG, nel 1798, tramite contemporanee osservazioni di meteore effettuate da due differenti località nei pressi di Göttingen. Se si riporta su una mappa stellare la traiettoria di uno stesso oggetto così come viene osservata nei differenti luoghi, si noterà un inequivocabile spostamento (parallasse) rispetto alle stelle fisse dello sfondo. Conoscendo la distanza fra i luoghi di osservazione e misurando la parallasse, si può calcolare l'altezza della meteora. Se nel corso delle osservazioni si tiene conto anche dell'istante in cui la meteora occupa le diverse posizioni, è possibile calcolarne anche la velocità.

I mezzi per l'osservazione delle meteore

Le classiche osservazioni visuali delle meteore (con riferimenti alle mappe stellari) sono oggi sostituite da osservazioni fotografiche e radar. Per l'*osservazione sistematica fotografica* delle meteore occorrono macchine fotografiche con obiettivi di grande luminosità, che riprendono contemporaneamente tutta, o gran parte, della volta celeste, collocate in diversi punti della Terra così da poter riprendere contemporaneamente lo stesso oggetto. Davanti all'obiettivo delle singole apparecchiature fotografiche devono trovarsi dei diaframmi rotanti, così da produrre, a intervalli di tempo regolari (p. es. 0^s,1), piccole interruzioni nella traccia lasciata dalla meteora sull'emulsione fotografica, il che si rivela utile nella valutazione di come procede nel tempo il fenomeno. Dal 1946 vengono impiegate delle apparecchiature radar per l'osservazione continuata delle meteore; vengono inviati degli impulsi della durata di un milionesimo di secondo, su lunghezze d'onda comprese fra 4 e 8 metri, e impiegando trasmettitori con potenza dell'ordine di 100 kW; le tracce delle meteore sono composte da aria ionizzata, e su di queste le onde radar vengono riflesse. Con metodi d'osservazione radar è possibile conoscere anche l'altezza e la velocità di una meteora; il metodo radar ha, sui metodi ottici, il vantaggio di poter essere impiegato anche quando il cielo è coperto ed in pieno giorno. I risultati delle osservazioni differiscono secondo il tipo di meteora osservata. Sono riportati gli ultimi risultati (1954) di A. C. B. LOVELL. Le quote alle quali una meteora termina di essere visibile sono sensibilmente minori per le meteore più luminose che per le meteore normali. I bolidi accompagnati da rumori di tuono avvengono a quote attorno a 31 km, mentre i bolidi silenziosi avvengono a quote di 60 km. Nel caso della caduta di meteoriti, la scomparsa della traccia avviene in media attorno a 22 km. Le velocità misurate dagli osservatori a Terra variano tra pochi km/s e circa 72 km/s.

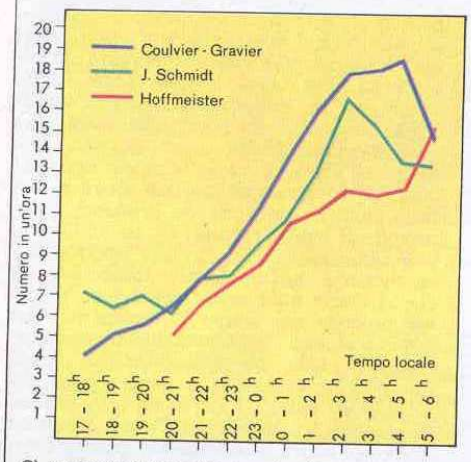
Variazioni periodiche giornaliere ed annuali

Complessivamente, il numero delle meteore è superiore a quanto si suole ritenere: il numero di meteore relativo alle diverse

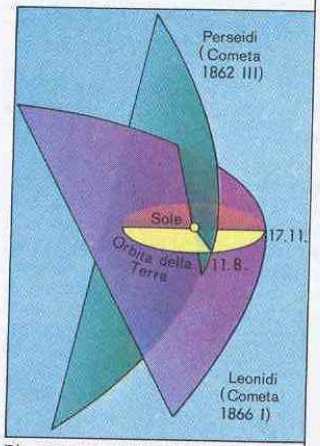


A) **L'oscillazione con periodicità diurna** nel numero di meteore

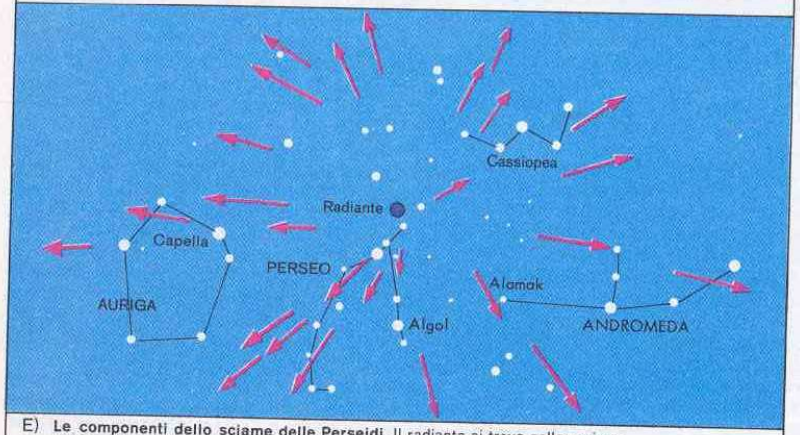
B) **Medie mensili dell'abbondanza oraria di meteore** attorno alla mezzanotte escludendo le meteore degli sciami



C) **Variazione diurna nel numero di meteore osservate,** secondo diversi autori



D) **Posizione delle orbite degli sciami delle Perseidi e delle Leonidi** rispetto all'orbita della Terra



E) **Le componenti dello sciame delle Perseidi.** Il radiante si trova nella regione settentrionale della costellazione di Perseo

luminosità è riportato alla p. 118 D. Le meteore della 4ª magnitudine apparente sembrano qui le più frequenti. Naturalmente il numero di meteore con luminosità inferiore deve essere aumentato in quanto quelle meteore non vengono osservate facilmente e raramente compaiono anche nelle statistiche.

Si verifica inoltre l'esistenza di forti *variazioni*, con periodicità *giornaliera* (v. p. 120 C), nel numero di meteore osservate: nelle ore del mattino si osservano da due a tre volte più meteore che nelle prime ore della sera. Questo fenomeno è dovuto a una combinazione del moto diurno di rotazione della Terra e degli osservatori sparsi su di questa con la direzione del moto di rivoluzione della Terra attorno al Sole: se un osservatore si trova sulla faccia « anteriore » della Terra, è soggetto ad essere colpito da un maggior numero di particelle cosmiche che non un osservatore che si trovi sulla faccia « posteriore »; l'effetto è analogo a quello che si osserva viaggiando in automobile sotto la pioggia o la neve: il frontale dell'automobile e il parabrezza sono allora colpiti da un maggior numero di gocce di pioggia o fiocchi di neve che non la targa o il lunotto posteriore. In teoria si dovrebbe osservare il massimo numero di meteore alle 6 a.m., il minimo alle 18 p.m.

Esistono anche *variazioni con periodo annuale*: è stato dimostrato che viene osservato il massimo numero di meteore quando l'apice del moto della Terra si trova alla massima altezza sopra l'orizzonte dell'osservatore. Poiché l'apice dista, sull'eclittica, 90° dalla direzione del Sole, viene a coincidere il 23.9 con il solstizio d'estate alla declinazione di 23°,5, e quindi si osserverà il massimo numero di meteore in autunno. Per una corretta rappresentazione grafica del fenomeno, nella figura a p. 120 B sono stati omessi alcuni sciami meteorici che si osservano in particolari giorni dell'anno.

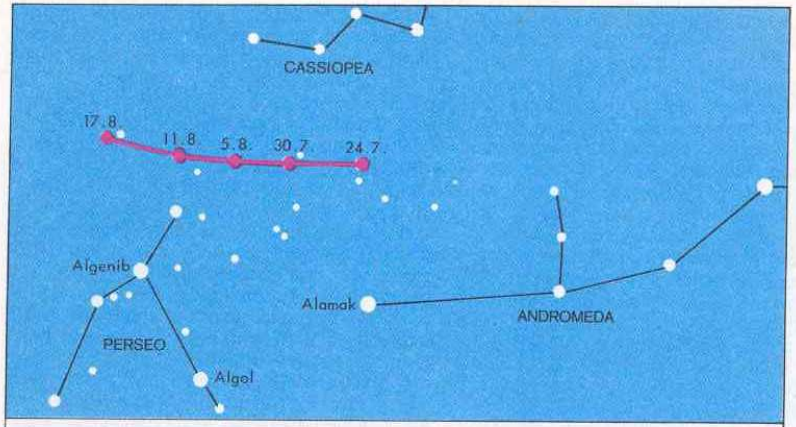
Negli **sciami meteorici** che ritornano ad essere visibili ogni anno si possono osservare talvolta fino a 100 o anche più oggetti. Se si disegnano su una carta celeste le singole traiettorie dei componenti di uno sciame, si nota che i loro prolungamenti si incontrano tutti all'incirca nello stesso punto, detto *radiante*, dal quale le singole meteore sembrano uscire in tutte le direzioni. Gli sciami meteorici vengono chiamati secondo il nome latino della costellazione nella quale si trova il radiante, per esempio Perseidi, Leonidi, Tauridi ecc. Se si immagina che gli sciami meteorici non siano altro che correnti di particelle in moto attorno al Sole e attraversate dalla Terra, allora è facile comprendere l'origine dell'effetto prospettico presentato dagli sciami stessi: si ricordi ancora come un osservatore in movimento su un'automobile vede i fiocchi di neve che si muovono davanti a lui.

Gli sciami possono avere differenti origini. Per alcuni si è potuto stabilire una correlazione con l'orbita di comete conosciute, cosicché si può affermare che gli sciami stessi sono il prodotto della disgregazione di quelle comete, o loro residui. In altri casi è stata rilevata una buona coincidenza con il piano dell'eclittica, che permette di ipotizzare un legame con il sistema dei pianetini o della materia interplanetaria (v. p. 129) diffusa uniformemente sul piano dell'eclittica. Alcuni sciami si sono allargati; lo sciame delle *Perseidi*, per esempio, ha un massimo acuto della durata di 3 o 4 giorni attorno all'11 agosto: le prime meteore vengono però osservate intorno al 20 luglio, le ultime attorno al 19 agosto, cosicché lo sciame ha una larghezza di 60 milioni di km. La grande durata del periodo durante il quale lo sciame può essere osservato porta a uno spostamento del suo radiante sulla volta celeste (v. p. 122 A). Il numero di meteore di uno sciame non è costante per tutti gli anni, ma subisce variazioni di anno in anno, provocate, probabilmente, da locali condensazioni o rarefazioni nel numero di particelle: il numero di particelle aumenta anche in prossimità della cometa che dà origine allo sciame.

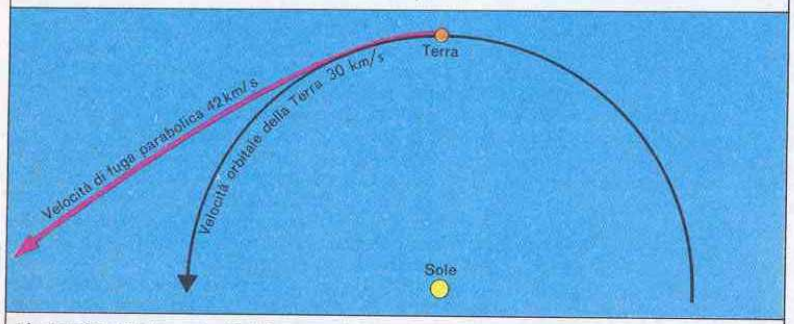
Negli ultimi decenni l'intensità delle Perseidi è diminuita leggermente, probabilmente perché la cometa che ha dato origine allo sciame (la cometa Swift-Tuttle 1862 III), avendo un periodo di 119,6 anni, si trova attualmente ancora molto lontana dalla Terra: ora è in fase di ravvicinamento, ed è quindi previsto un aumento nell'intensità dello sciame delle Perseidi in occasione del suo prossimo passaggio al perielio, nel 1984. Nella tabella sono riportati alcuni elementi orbitali, sia della cometa che dello sciame, da cui appare evidente la correlazione tra i due fenomeni.

	Perseidi	Cometa
Longitudine del nodo ascendente	138°,3	137°,5
Longitudine del perielio	343°,8	344°,7
Inclinazione dell'orbita	115°,9	113°,6
Distanza del perielio dal Sole in UA	0,9643	0,9626

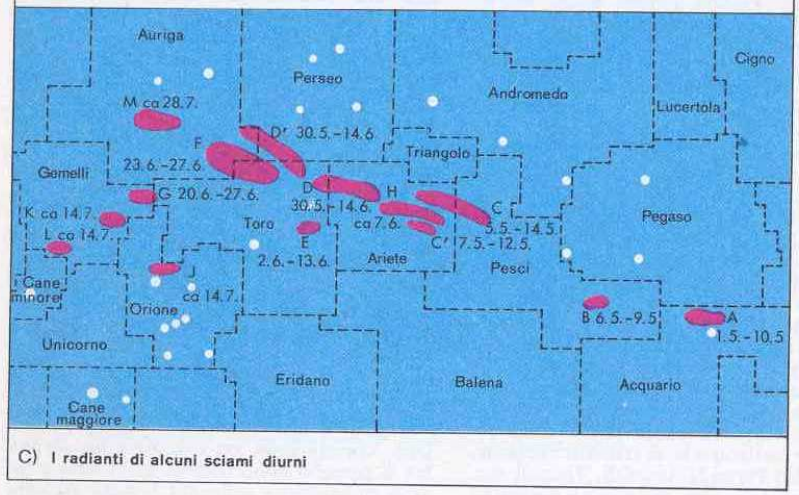
Una correlazione particolarmente stretta fra il periodo della cometa originaria e gli anni di massima intensità è stata rilevata nel caso delle Leonidi e delle Draconidi. Le *Leonidi*, originate dalla cometa Tempel-Tuttle (1866 I), presentano, in accordo con il periodo della cometa (33,18 anni),



A) **Lo spostamento del radiante delle Perseidi dal 24.7 al 17.8**



B) **Velocità orbitale e velocità di fuga parabolica per la Terra** e per una meteora prossima alla Terra



C) **I radianti di alcuni sciami diurni**

dei forti massimi ogni 33 o 34 anni, precisamente nel 1799, nel 1833 e nel 1866. La regione più fitta dello sciame fu però attraversata nel 1870 da Saturno e nel 1898 da Giove e perturbata così nel suo moto al punto che dal 1899 non si osservano più massimi di intensità; oggi lo sciame delle Leonidi è uno dei più attivi: nel 1966 fu attraversato dalla Terra, provocando il 17 novembre un breve e intenso sciame, nel quale dall'America furono osservati più di 2000 oggetti per minuto. Con il radar furono osservate 200 meteore per minuto; questa differenza si spiega se si tiene conto dell'impossibilità per una sola apparecchiatura radar di osservare contemporaneamente tutta la volta celeste. Le *Draconidi* hanno ugualmente un carattere di periodicità. Il 9.10.1933 fu osservato uno sciame particolarmente intenso, con 345 oggetti per minuto. La cometa che ha dato origine a queste meteore è la cometa Giacobini-Zinner (1900 III), che ha un periodo di 6,24 anni, per cui ogni 6 o 7 anni si registra un aumento di attività: poiché il massimo di attività è molto acuto, cioè di grande intensità e breve durata, può essere perso in caso di cattivo tempo, o nell'eventualità che avvenga di giorno. Nel 1946, le Draconidi furono osservate con il radar. L'ultimo massimo è avvenuto nel 1972.

Nel frattempo, per mezzo del radar, sono stati scoperti nuovi *sciami meteorici diurni*, i cui radianti si trovano per la maggior parte in prossimità della direzione del Sole. A p. 122 C sono riportati alcuni esempi, relativi al periodo dal 1° maggio al 4 agosto. I più attivi sono gli sciami H e K rispettivamente con 60 e 50 oggetti osservati per ora.

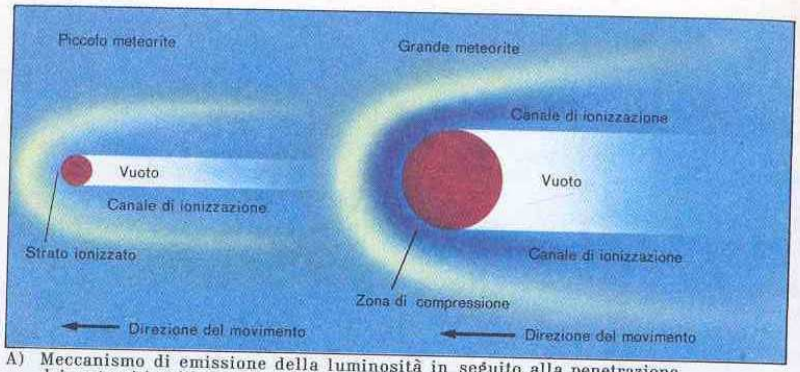
Uno dei problemi più discussi negli ultimi anni è quello dell'*origine* delle meteore sporadiche, che cioè non appartengono ad alcuno sciame, per le quali non può essere esclusa un'origine interstellare, esterna anche al nostro sistema solare, in quanto non si tratti di antiche componenti di sciami planetari, cometari ed eclittici. Esiste una possibilità di trovare a tavolino una risposta al problema; la velocità della Terra sulla sua orbita pressoché circolare attorno al Sole è di 30 km/s; questa è la velocità che un corpo, posto alla distanza a cui si trova la Terra dal Sole, deve possedere per mantenere un'orbita circolare (velocità circolare), mentre la velocità parabolica, o velocità di fuga, è uguale a $\sqrt{2}$ volte la velocità circolare e vale per la Terra circa 42 km/s. Con questa velocità la Terra potrebbe sfuggire dal campo gravitazionale del Sole; con velocità superiori a 42 km/s, si ottengono orbite iperboliche, che pure si allontanano all'infinito.

Ne consegue che una meteora che possieda una velocità eliocentrica (rispetto al Sole) superiore o uguale a 42 km/s deve essere di origine interstellare, mentre se possiede velocità inferiore a 42 km/s deve avere avuto origine nel sistema solare o almeno nelle regioni più vicine a questo. Le più vecchie osservazioni visuali presentano una quantità rilevante di orbite iperboliche, con velocità eliocentriche superiori a 42 km/s, mentre le moderne osservazioni fotografiche o radar non pre-

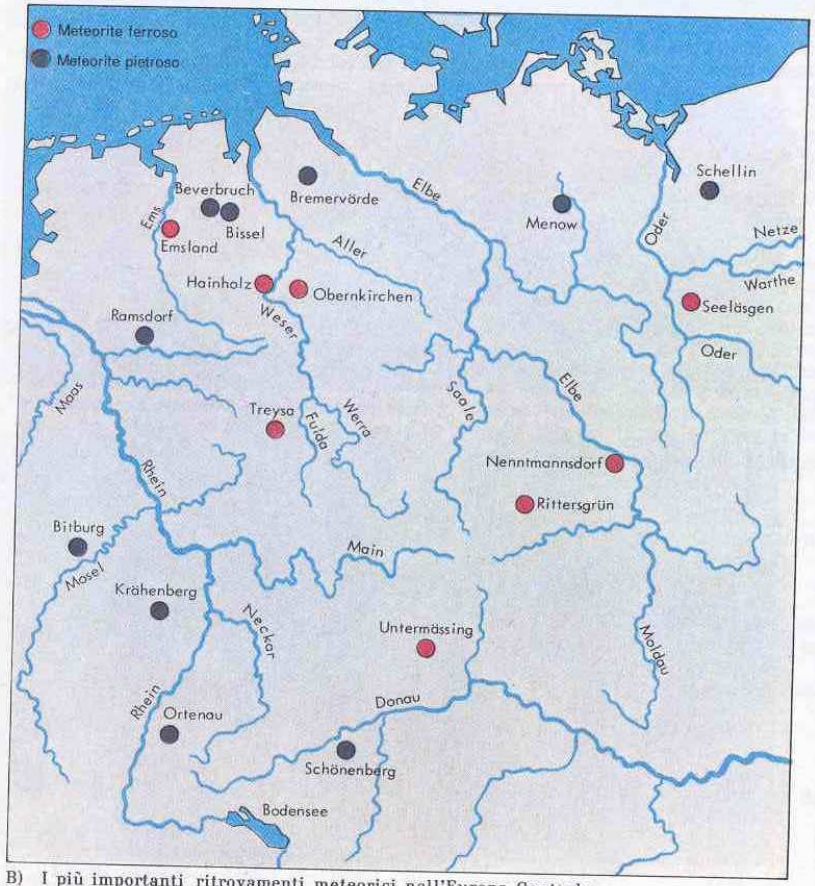
I più cospicui sciami meteorici

Nome	Costellazione del radiante	Periodo di visibilità	Epoca del massimo	Numero di oggetti per ora	Velocità geocentrica media km/s	Origine
Quadrantidi	Bootes	1. 1– 4. 1	3. 1	145	42,7	planetaria
Idridi	Hydra	12. 3– 5. 4	25. 3	15		eclittica
Virginidi	Virgo	1. 3–10. 5	3. 4	20	30,8	eclittica
Liridi	Lyra	12. 4–24. 4	22. 4	40	48,4	cometa 1861 I
η Aquaridi	Aquarius	29. 4–21. 5	5. 5	120	64	cometa di Halley
Scorpio-sagittaridi	Scorpio-Sagittarius	20. 4–30. 7	14. 6	20		eclittica
δ Aquaridi	Aquarius	25. 7–10. 8	3. 8	40	30	eclittica
Perseidi	Perseus	20. 7–19. 8	11. 8	300	60,4	cometa 1862 III
Cignidi	Cygnus	25. 7– 8. 9	16. 8	15	26,6	planetaria
Cefeidi	Cepheus	18. 8	18. 8	10		planetaria
Piscidi	Pisces	16. 8– 8.10	12. 9	15		eclittica
Draconidi	Draco	8.10–10.10	9.10	var.	23,1	cometa Giacobini-Zinner
Orionidi	Orion	11.10–30.10	19.10	50	66,5	cometa di Halley
Tauridi	Taurus	24. 9–10.12	13.11	25	31	cometa di Encke?
Leonidi	Leo	14.11–20.11	17.11	var.	72,0	cometa 1866 I
Geminidi	Gemini	5.12–19.12	12.12	50	36,5	eclittica
Ursidi	Ursa minor	17.12–24.12	22.12	10	35,2	cometa Tuttle?
Velidi	Vela	5.12– 7. 1	29.12	12		planetaria

Il numero di oggetti per ora si riferisce all'intera volta celeste, e con il radiante allo zenit. L'effettivo numero di oggetti per ora è pari a 0,3 volte il numero riportato, moltiplicato per il coseno della distanza zenitale del radiante.



A) Meccanismo di emissione della luminosità in seguito alla penetrazione dei meteoriti nell'atmosfera terrestre



B) I più importanti ritrovamenti meteorici nell'Europa Centrale

sentano questo effetto; si ritiene oggi che la maggior parte delle meteore sporadiche abbia origine nel sistema solare, in quanto al massimo solo per l'1 % presentano orbite iperboliche; le velocità osservate sopravanzano però di valori minimi le velocità paraboliche, per cui non è possibile trarne conclusioni esatte.

La luminosità delle meteore

Le meteore presentano in cielo un fenomeno così spettacolare che spesso vengono sopravvalutate la massa e le dimensioni delle particelle che producono quel fenomeno. Quella che si osserva in cielo non è la luminosità causata dall'attrito con l'atmosfera e dalla conseguente vaporizzazione delle particelle, in quanto l'energia cinetica del meteorite viene impiegata parzialmente per ionizzare gli atomi vaporizzati: la luminosità osservata è provocata dalla riunione di nuclei ed elettroni.
Davanti ai meteoriti si trova anche un'onda d'urto, particolarmente importante a basse quote: la miscela d'aria e di materiale vaporizzato viene qui riscaldata e ionizzata; a questo processo devono la loro luminosità soprattutto i bolidi. Occasionalmente si possono osservare anche delle *code*, nelle quali forse avvengono processi di ricombinazione più lenti, e che sono visibili anche per un'ora; la loro larghezza è compresa tra 1 m e 6 m. Nel caso delle comete diurne, la coda può essere individuata anche sul fondo del cielo illuminato dal Sole. Nelle meteore più luminose di $3^m,5$, gli oggetti appartenenti a sciami meteorici cometari hanno per il 67,8 % una coda, mentre quelli di sciami eclittici hanno una coda solo nel 18,2 % dei casi.

Dimensioni e masse dei meteoriti

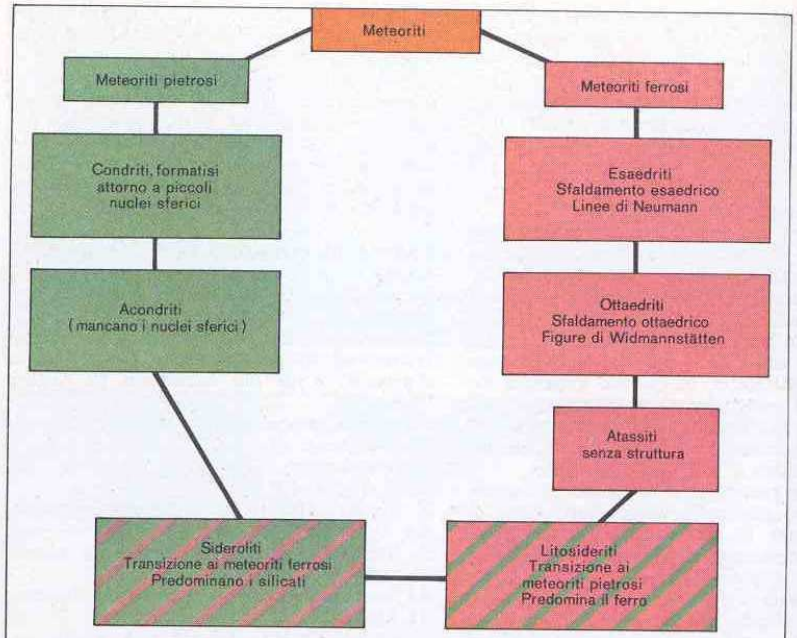
Dei meteoriti che danno origine a meteore di media luminosità e vaporizzano completamente solo con grande difficoltà si possono definire dimensioni e masse; i dati forniti in proposito da alcuni autori vanno intesi solo in senso approssimato. Anche negli studi più moderni vengono riportati per la massa di una meteora di luminosità 0^m dei valori medi compresi tra 0,06 e 25 g: una così grande variabilità è dovuta alla mancanza di conoscenze sicure sui piccoli meteoriti, sui quali del resto non è possibile effettuare ricerche. Si può tuttavia ritenere che, in media, le stelle cadenti di magnitudine tra 1^m e 6^m pesino tra 2 g e 2 mg ed abbiano diametri tra 1 cm e 1 mm, mentre i bolidi, di magnitudine -4^m, sono ovviamente più pesanti e più grandi. Le meteore telescopiche hanno diametri tra 0,1 e 1 mm e masse comprese tra 0,002 e 2 mg. Le particelle ancora più piccole sono chiamate *micrometeoriti* e non danno origine ad alcuna meteora penetrando nell'atmosfera. La massa totale del materiale meteorico che ogni giorno colpisce la Terra è compresa tra 1000 e 10000 t ed è quasi totalmente dovuta a micrometeoriti invisibili. La massa di bolidi o grossi meteoriti ammonta a circa 1 t al giorno, quella di meteore fino alla 6ª magnitudine, a circa 5 t al giorno. Il numero totale di meteoriti con luminosità superiore a 5^m è di ca. 100 milioni al giorno.

Cadute di meteoriti nell'Europa Centrale

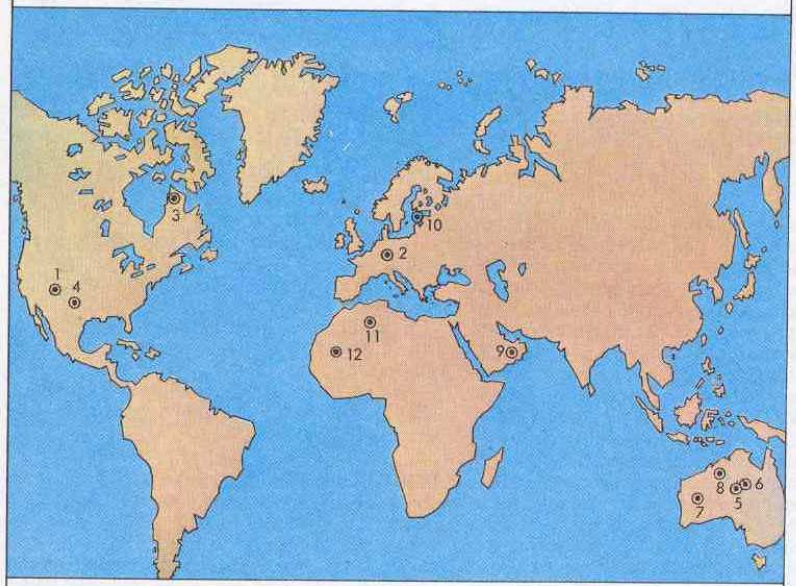
Le meteore più grosse sono spesso accompagnate da forti rumori, quali tuoni, crepitii ecc.; i meteoriti più grandi vengono frenati ad altezze fra 10 e 50 km (punto d'arresto) e di qui scendono in caduta libera.
I casi più famosi di cadute meteoriche sono i seguenti (v. p. 122 B):
1. Beverbruch: 10.9.1930, meteoriti pietrosi, 11,7 e 4,8 kg.
2. Bissel: 10.9.1930, meteorite pietroso, 4,8 kg.
3. Bitburg in der Eifel: meteorite pietroso, 1,6 tonnellate.
4. Brahe a. d. Ems: meteorite ferroso, 19 kg.
5. Bremervörde: 13.5.1855, 5 pietre per un totale di 7,3 kg.
6. Hainholz: meteorite ferroso, 16,5 kg.
7. Menow: 7.10.1862, meteorite pietroso, 10,5 kg.
8. Nenntmannsdorf: meteorite ferroso, 12,5 kg.
9. Obernkirchen: meteorite ferroso, 41 kg.
10. Ortenau: 27.3.1671, meteorite pietroso, 4,5 kg.
11. Ramsdorf: 26.7.1958, meteorite pietroso, 4,68 kg.
12. Rittersgrün: meteorite di 86,5 kg.
13. Schellin: 11.4.1715, meteorite pietroso, 7 kg.
14. Schönenberg: 25.12.1846, meteorite pietroso, 8 kg.
15. Seeläsgen: meteorite ferroso, 102 kg.
16. Treysa: 3.4.1916, meteorite ferroso, 63 kg.
17. Untermässing: meteorite ferroso, 80 kg.
18. Krähenberg: 5.5.1869, meteorite pietroso, 16,5 kg.

Classificazione dei meteoriti

Di massima, i meteoriti sono suddivisi in ferrosi e pietrosi; questi ultimi sono alquanto più numerosi dei primi. D'altra parte, nei ritrovamenti meteorici, per i quali non è stata osservata nessuna caduta, di gran lunga prevalgono i meteoriti ferrosi, fatto comprensibile se si considera a quali processi di alterazione sono soggetti nel corso degli anni i meteoriti pietrosi. Di 532 meteoriti osservati nella caduta e ritrovati, 504 sono di tipo pietroso



A) Classificazione dei meteoriti



B) I più famosi crateri meteorici sulla Terra

e solo 28 di tipo ferroso, mentre di 527 meteoriti scoperti senza che ne fosse stata precedentemente osservata la caduta, 121 sono di tipo pietroso e 406 di tipo ferroso. A p. 124 A è riportata una precisa suddivisione dei meteoriti.

I meteoriti presentano spesso all'esterno una crosta, provocata da processi di fusione, con piccole cavità a scodella. Se si taglia una sezione sottile di un meteorite ferroso, la si pulisce e la si intacca con una soluzione alcolica di acido nitrico, si vedono apparire delle configurazioni caratteristiche: le esaedriti presentano le cosiddette linee di NEUMANN, sottili linee parallele, spesso incrociantesi. Sulle ottaedriti appaiono le famose figure di WIDMANNSTÄTTEN, strisce con uno spessore tra 0,2 e 2,0 mm. Queste figure si possono presentare su una struttura cristallina che è caratteristica unicamente dei meteoriti, i quali si distinguono così da materiali terrestri. I meteoriti ferrosi non presentano figure caratteristiche (litosideriti, atassiti).

La composizione chimica dei meteoriti

Conoscendo la legge del decadimento radioattivo dell'uranio in elio e del potassio^{40} in argon^{40} (il numero all'esponente indica il peso atomico), è possibile dedurre anche l'*età dei meteoriti*, cioè la durata dell'intervallo di tempo trascorso dalla loro solidificazione: si ottengono così valori compresi tra 50 milioni e 5 miliardi di anni; in quei casi in cui è stato possibile impiegare entrambi i metodi, si sono ottenuti risultati abbastanza concordanti, ma ciò nonostante da considerare solo come indicativi.

Elementi	Contenuto percentuale
Meteoriti pietrosi	
Ossigeno	35,71
Ferro	23,31
Silicio	18,07
Magnesio	13,67
Zolfo	1,80
Calcio	1,73
Nickel	1,53
Alluminio	1,52
Sodio	0,65
Cromo	0,32
Potassio	0,17
Carbonio	0,15
Cobalto	0,12
Fosforo	0,11
Titanio	0,11
Meteoriti ferrosi	
Ferro	89,70
Nickel	9,10
Cobalto	0,62
Fosforo	0,18
Carbonio	0,12
Zolfo	0,08
Rame	0,04

I maggiori meteoriti

Il maggiore meteorite in un sol blocco è quello di Hobafarm, nell'Africa Sud-occidentale: si tratta di un meteorite ferroso scoperto nel 1920, del peso di 60 t; le sue dimensioni sono di 2,95 × 2,84 × 1,25 m. Il meteorite, parzialmente interrato per 1,5 m, è classificato monumento nazionale.

Altri grandi meteoriti sono stati trovati nelle seguenti località:

1. Cape York, Groenlandia (1895, 59,5 t?). Attualmente si trova presso l'American Museum of Natural History in New York.
2. Bacubirito, Messico (1871, 27 t).
3. Mbosi, Africa Orientale (1930, 26 t?).
4. Willamette, USA (1902, 14,2 t).
5. Chupaderos, Messico (1852, 14 t).
6. Otumpa, Argentina (1783, 13,6 t).
7. Morito, Messico (1600, 11 t).
8. Bendego, Brasile (1784, 5,4 t).
9. Cranbourne, Australia (1854, 3,5 t).
10. Sichote Alin, presso Vladivostok, URSS: qui, il 12.2.1947, caddero più meteoriti, il maggiore dei quali pesa 1,7 t.

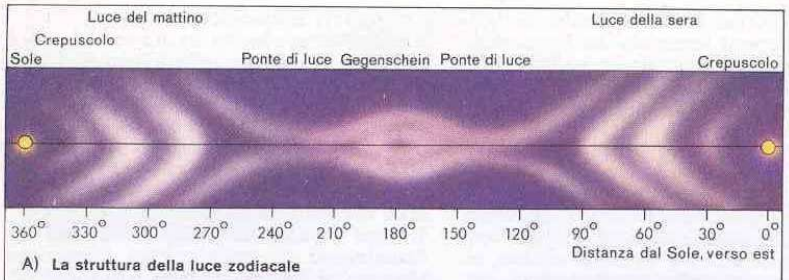
Grandi crateri meteorici

La caduta di grandi meteoriti è legata alla formazione dei crateri, i quali tuttavia, a causa della loro età, delle conseguenti condizioni di invecchiamento e dei sovvertimenti nella crosta terrestre, si presentano come vistosi particolari del paesaggio ma non più riconoscibili come di origine meteorica. Il più noto è

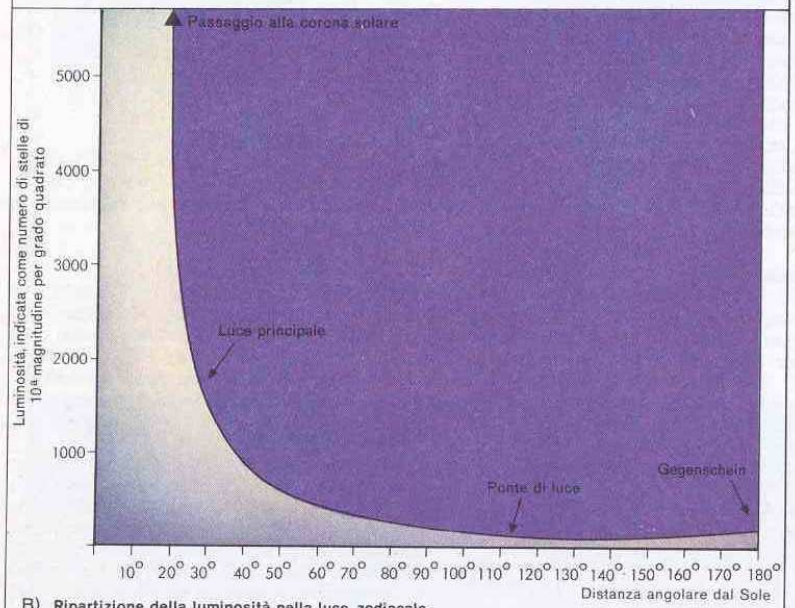
1. il *Meteor crater dell'Arizona* (Cañon Diablo), che ha un diametro di 1295 m e una profondità di 174 m. Intorno al cratere sono stati trovati numerosissimi frammenti meteorici delle dimensioni più svariate, la cui massa totale è di circa 30 t. La massa del meteorite originario doveva essere dell'ordine di 10 milioni di tonnellate, il suo diametro di circa 150 m. Le determinazioni sull'età del cratere hanno fornito i risultati più disparati, compresi tra 1000 e 50000 anni.

Ancora precedente è il

2. *Nördlinger Ries-Kessel*, la cui origine meteorica è stata molto discussa. E. M. SHOEMAKER ne stima l'età in 15 milioni di anni. Il Ries ha un diametro di 25 km. Un'indicazione circa l'antica caduta meteorica ci è data dall'esistenza nel Ries di coesite, cioè polvere di quarzo modificata dalle alte temperature e pressioni. Questa formazione si trova accanto ad altri crateri di sicura origine meteorica.
3. *Cratere Chubb* nel Quebec Nord-occidentale, in Canada; è stato scoperto nel 1950 ed ha un diametro di 3600 m e una profondità di oltre 180 m. Nel suo interno si trova un lago.
4. *Odessa*, Texas; questo cratere scoperto nel 1928 ha un diametro di 162 m e una profondità di 5,5 m.



A) **La struttura della luce zodiacale**



B) **Ripartizione della luminosità nella luce zodiacale**

C) **Le condizioni di osservazione della luce zodiacale** a latitudini elevate (a sinistra) e all'equatore (a destra): in quest'ultimo caso, il Sole è perpendicolare all'orizzonte, al di sotto del quale scende più velocemente; per cui la luce zodiacale è meglio visibile sul fondo del cielo oscuro; ed è inoltre anche più alta sull'orizzonte

5. *Henbury*, Australia Centrale: vi si trovano 13 crateri, il maggiore dei quali, di forma ellittica, ha le dimensioni di 108 m e 198 m.
6. *Boxhole Station*, Australia Centrale: questo cratere di 175 m si trova nella regione del fiume Plenty.
7. *Dalgaranger*, Australia Occidentale: il cratere, del diametro di 69 m, fu scoperto nel 1910.
8. *Wolf Creek*, Australia Occidentale: il cratere, del diametro di 854 m e della profondità di 52 m, è stato scoperto nel 1947.
9. *Wabar*, Arabia: nel deserto « Rub al Khali » si trova una zona, scoperta nel 1932, con parecchi crateri il maggiore dei quali ha un diametro di 100 m ed è profondo 10,5 m.
10. *Isola Ösel*, Mar Baltico: nel 1937 vi è stato scoperto un campo di crateri, riconosciuti di origine meteorica; il maggiore fra questi ha un diametro di 110 m e una profondità di 14-16 m.
11. *Talemzane*, Sahara: circa 400 km a sud-est di Algeri si trova un cratere di 1750 m, la cui origine meteorica è ancora in esame.
12. *Aouelloul*, Sahara: questo cratere scoperto nel 1920 si trova 40 km a sud-ovest di Chinguetti e ha un diametro di 250 m.

Infine, deve essere menzionato un meteorite caduto presso il fiume *Tunguska* nella taiga siberiana il 30.6.1908: allora venne devastata una grande regione boscosa fino a una distanza di 40 km dal probabile luogo di caduta. Tuttavia due piccolissimi laghi del diametro di 100 m che si trovano nella zona non sono da considerarsi di origine meteorica. È sempre stato un problema da risolvere il fatto che non sia mai stato trovato materiale meteorico: si ritiene oggi che si trattasse del nucleo di una cometa, o di una massa di polveri, evaporate senza lasciare residui.

La luce zodiacale

Se in condizioni climatiche favorevoli, che permettano un'ampia visibilità sull'orizzonte, dopo il tramonto del Sole, si osserva la zona di cielo dove l'eclittica taglia l'orizzonte, si può scorgere una luminosità, dalla forma all'incirca triangolare, posta in posizione pressoché simmetrica sull'eclittica; lo stesso fenomeno può essere osservato anche prima del tramonto del Sole, verso oriente. Quella luminosità, chiamata luce zodiacale a causa della sua disposizione sullo zodiaco, è meglio osservabile quando l'eclittica è alta al massimo sopra l'orizzonte, condizione che è meglio verificata nelle regioni tropicali. Alle basse latitudini le condizioni più favorevoli alle osservazioni si riscontrano in febbraio e marzo alla sera, in settembre e ottobre al mattino. La luce zodiacale non va confusa con la luminosità del cielo residua durante il crepuscolo alla sera o con le prime tracce del crepuscolo del mattino. La luce zodiacale fu scoperta negli anni tra il 1683 e il 1686 da G. D. CASSINI e N. FATIO.

La luminosità della luce zodiacale aumenta avvicinandosi al Sole e diminuisce nella direzione opposta; alla distanza di 90° dal Sole la luce zodiacale ha la forma di deboli e sottili *ponti di luce*, posti lungo l'eclittica, mentre diventa più luminosa, ed ha il nome di *gegenschein*, nella direzione a 180° dal Sole, rappresentando così un fenomeno che si racchiude su se stesso lungo l'eclittica. Ponti di luce e gegenschein possono essere osservati solo nelle migliori condizioni di visibilità.

Alla distanza di 40° dal Sole, la luce zodiacale ha una luminosità equivalente a quella di 900 stelle della 10ª magnitudine per grado quadrato. Le sue variazioni di luminosità possono essere seguite e misurate solo fino alla distanza di 20° dal Sole e per distanze inferiori possono solo essere estrapolate, in quanto là si sovrappone alla corona solare (v. p. 103).

Sembra esistere una transizione continua tra la corona solare esterna e la luce zodiacale. Attualmente è divenuto possibile, mediante osservazioni da palloni e satelliti e dalla superficie lunare, osservare anche tale regione di transizione.

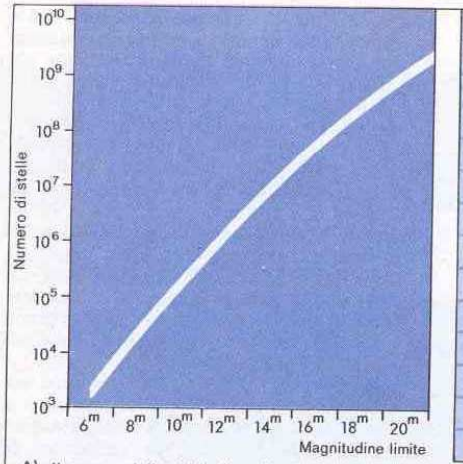
Lo spettro della luce zodiacale è identico allo spettro del Sole (v. anche p. 103, corona F) ed ha origine dalla diffusione della luce solare sulle particelle di polveri aventi dimensioni comprese fra 0,001 e 0,1 mm: la diffusione della luce sugli elettroni ne provoca poi la polarizzazione; la densità media della luce zodiacale interna non è nota con esattezza: ne sono stati dedotti differenti valori, compresi fra $3 \cdot 10^{-19}$ e 10^{-22} g/cm^3; la massa totale è compresa fra 10^{21} e 10^{17} g.

La luce zodiacale è però soltanto la parte visibile di qualcosa avente dimensioni maggiori:

La materia interplanetaria

Sotto questo nome si comprende tutto ciò che si trova fra i pianeti: vi appartengono quindi sia i micrometeoriti che i gas; la materia interplanetaria è composta per la maggior parte di atomi di idrogeno, ma anche, nelle regioni più interne del sistema solare, di nuclei di atomi di idrogeno (protoni) ed elettroni liberi.

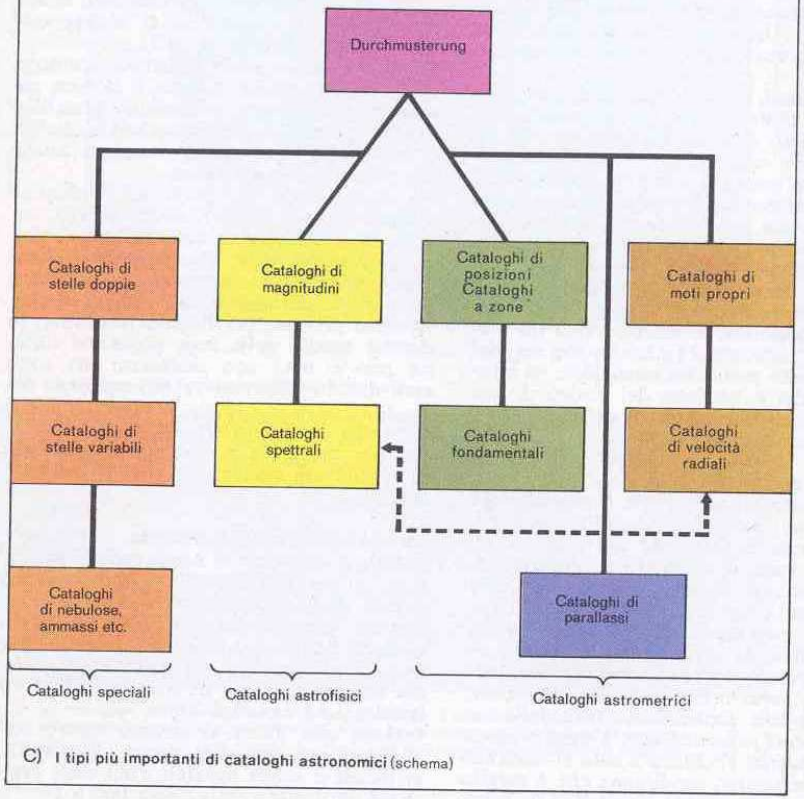
Intorno alla Terra vi devono essere 500 elettroni per cm^3. Per mezzo di satelliti artificiali e sonde spaziali sono state registrate particelle aventi massa fino a 10^{-15} g ovvero diametro intorno a $^1/_{10000}$ mm. Intorno alla Terra la densità della materia interplanetaria deve essere di uno o due ordini di grandezza superiore alla densi-



A) **Il numero delle stelle** fino alle diverse magnitudini limite

Sirio	αC Ma	$-1^m,5$
Canopo	αCar	- 0,8
Toliman	αCen	- 0,3
Arturo	αBoo	0,0
Vega	αLyr	0,0
Capella	αAur	+ 0,1
Rigel	βOri	+ 0,3
Procione	αC Mi	+ 0,4
Achernar	α Eri	+ 0,6
	βCen	+ 0,7
Betelgeuse	αOri	+ 0,7
Altair	αAql	+ 0,8
	αCru	+ 0,8
Aldebaran	αTau	+ 0,9

B) **Tabella delle stelle più luminose**



C) **I tipi più importanti di cataloghi astronomici** (schema)

tà media nell'interno del sistema solare. Il *campo magnetico interplanetario* ha in prossimità della Terra un'intensità di 10^{-4} o 10^{-5} gauss.

L'abbondanza delle particelle solide nella materia interplanetaria, e delle polveri interplanetarie, è particolarmente importante a causa del pericolo che rappresentano per le navicelle spaziali con equipaggio umano a bordo. Tale pericolo è tuttavia spesso sopravvalutato; una nave spaziale con una sezione di 100 m² verrebbe colpita soltanto ogni due ore da una particella di 0,01 mm, ma solo ogni 20000 anni da particelle di 5 mm! Contro le particelle più piccole è sufficiente la protezione offerta dalle pareti delle attuali navi spaziali, in quanto le ricerche di laboratorio (compiute con particelle accelerate a 20 km/s) hanno dimostrato che per forare delle lamine metalliche occorre che lo spessore di queste sia uguale o inferiore al diametro delle particelle che le colpiscono. Le particelle della materia interplanetaria aventi dimensioni inferiori a 0,001 mm vengono allontanate dal Sole dalla forza della pressione della sua radiazione. Sulle particelle con dimensioni superiori agisce l'effetto POYNTING-ROBERTSON: la particella assorbe la radiazione solare e la riflette poi in tutte le direzioni possibili. Ai quanti di luce così irraggiati viene ad aggiungersi un impulso che è perso dalle particelle di polvere. La velocità delle particelle è diminuita, per cui la particella si muove su un'orbita a spirale sempre più vicina al Sole. L'intervallo di tempo T dopo il quale una particella, a causa del fenomeno illustrato, va a colpire il Sole, dipende dalla dimensione s (in cm) della particella, dalla sua densità ϱ in g/cm³, dalla distanza media a dal Sole e dalla distanza minima q della particella dal Sole sulla sua primitiva orbita ellittica (distanza al perielio), secondo la formula:

$$T = 7 \cdot 10^6 \cdot s \cdot \varrho \cdot a \cdot q \text{ (in anni)}$$

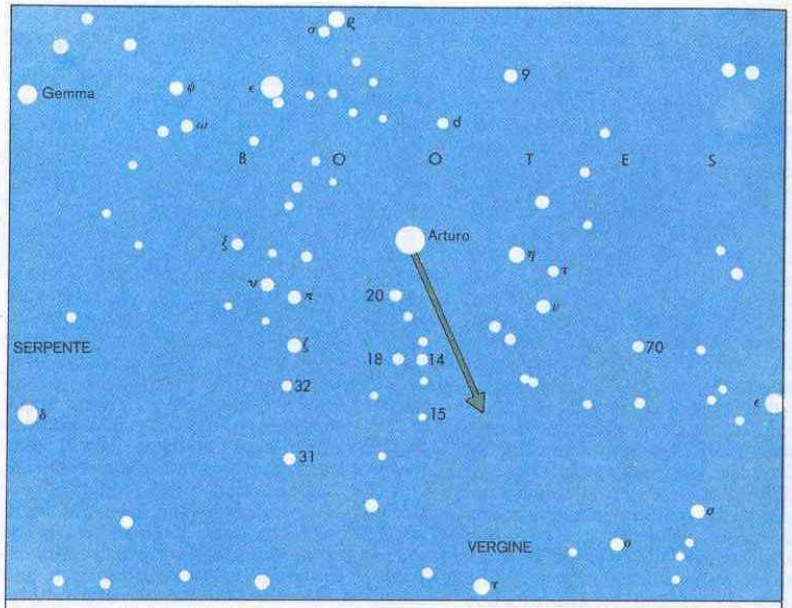
Una particella di 0,02 mm in moto sull'orbita della Terra, se possiede una densità di 3 g/cm³, andrà a colpire il Sole dopo 20000 anni.

Atlanti e cataloghi stellari

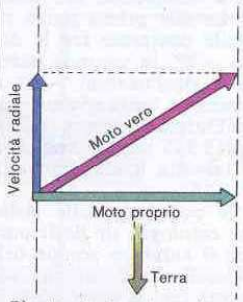
L'atlante stellare (v. p. 202-273) deve servire per la ricerca delle stelle e delle costellazioni e per permettere di conoscere le proprietà fisiche delle stelle più brillanti e di altri oggetti cospicui. Mentre ad occhio nudo, in teoria, si possono vedere da 5000 a 6000 stelle, comprendendovi entrambi gli emisferi, sopra e sotto l'orizzonte, con un buon binocolo si possono vedere da 50000 a 100 000 stelle. Il numero totale di stelle che sarebbe possibile riprendere, con i maggiori strumenti e con pose sufficientemente lunghe, è dell'ordine di 10 miliardi: questo numero rappresenta tuttavia una frazione minima del numero totale delle stelle in tutto l'universo.

Naturalmente, di tutte le stelle che possono essere osservate, almeno in teoria, con i mezzi a disposizione, solo una parte è riportata sui cataloghi e sugli atlanti stellari: il massimo numero di stelle è riportato sugli atlanti fotografici ottenuti con grandi strumenti, quale per esempio il « Palomar Observatory Sky Survey », composto di 1870 lastre fotografiche (935 in luce rossa e 935 in luce blu) del formato 34 × 34 cm ottenute con il telescopio Schmidt di 48 pollici dell'osservatorio di Mt. Palomar; questo atlante riporta verosimilmente 500 milioni di stelle e 10 milioni di galassie lontane (v. p. 189). La magnitudine limite dell'atlante è 20^m per il rosso e 21^m per il blu. Questo grande numero di stelle non è però catalogato con le relative posizioni, magnitudini, classi spettrali, velocità radiali, moti propri ecc. Le cosiddette *Durchmusterungen* sono cataloghi approssimati, che delle stelle riportano valori appunto approssimati per quanto riguarda posizioni e magnitudini: la più nota è la Bonner Durchmusterung (abbreviata in BD), iniziata nel secolo scorso da F. W. ARGELANDER e completata più tardi da F. SCHÖNFELD. La sua prima parte riguarda 324 198 stelle comprese fra le declinazioni + 90° e − 2°, la seconda parte 133 659 stelle fra le declinazioni − 2° e − 23°. La continuazione sull'emisfero australe, la Cordoba-Durchmusterung (CD), comprende altre 613 935 stelle, fino alla 9ª magnitudine e talvolta anche fino alla 10ª magnitudine.

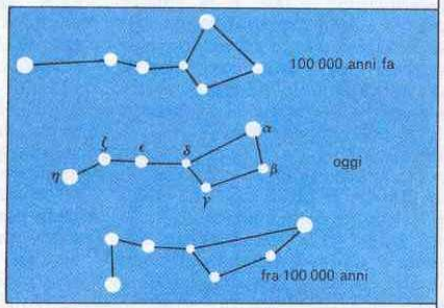
Dati esatti circa le posizioni delle stelle sono contenuti nei *cataloghi di posizione*, ai quali appartiene il catalogo zonale dell'Astronomische Gesellschaft: la sua seconda riedizione, nota con la sigla AGK 3, pubblicata nel 1963, contiene le posizioni di 13500 stelle di confronto, determinate mediante osservazioni meridiane; inoltre nell'AGK 3 sono elencate 190 000 posizioni stellari, determinate fotograficamente in aggiunta alle stelle di confronto. Le posizioni più esatte sono quelle dei *cataloghi fondamentali*, poiché in questi sono riportati i dati di più cataloghi di posizione, corretti per gli errori sistematici. Il catalogo più importante è il catalogo fondamentale del « Berliner Astronomisches Jahrbuch », del quale è stata pubblicata nel 1963 dall'Astronomisches Rechen-Institut di Heidelberg la quarta edizione con la sigla FK 4: questa contiene le posizioni di 1553 stelle fino alla 7ª magnitudine. Un altro importante catalogo è il cosiddetto N 30, cioè il « Catalogue of 5268 Standard Stars » di H. R. MORGAN, pubblicato a Washington.



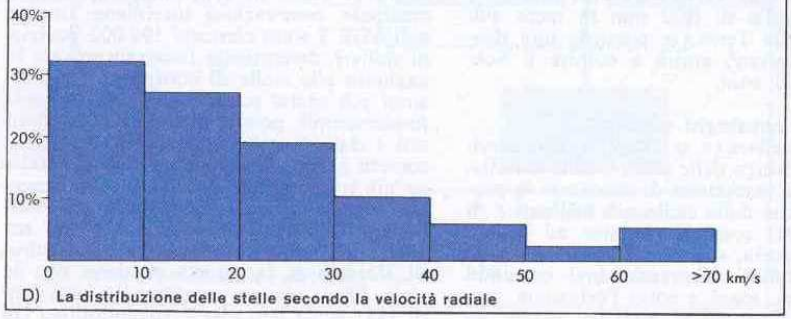
A) **Il moto proprio di Arturo:** in 14000 anni questa stella si muove di circa 10°



B) **La relazione tra moto proprio, velocità radiale e moto vero**



C) **I moti propri delle stelle** dell'Orsa maggiore



D) **La distribuzione delle stelle secondo la velocità radiale**

Dei cataloghi particolari se ne possono citare, per motivi di spazio, solo alcuni. Particolarmente grande è il numero dei *cataloghi di magnitudine*, fra i quali il più importante è l'« International Polar Sequence » (IPS), relativo ad alcune stelle attorno al polo nord celeste (da cui il nome del catalogo), alle cui magnitudini vengono riferiti gli altri cataloghi di luminosità quali l'« Harvard Photographic Photometry » (HPP), la « Göttinger Aktinometrie » (GA). Fra i maggiori *cataloghi spettrali* vanno citati l'« Henry Draper Catalogue » e le « Spektraldurchmusterung » di Potsdam e di Bergedorf. Esistono poi cataloghi di moti propri, di velocità radiali, di paralassi, di stelle doppie e di stelle variabili. Per le nebulose e gli ammassi, si usano i cataloghi di CH. MESSIER (nel quale i singoli oggetti sono siglati M 1, M 2 ecc.) ed il « New General Catalogue » di DREYER (che impiega la sigla NGC), con i cataloghi supplementari « Index Catalogue » (sigla IC). Altri cataloghi sono quelli delle radiosorgenti cosmiche; fra questi vanno citati i 5 cataloghi « C » compilati a Cambridge.

I nomi delle stelle

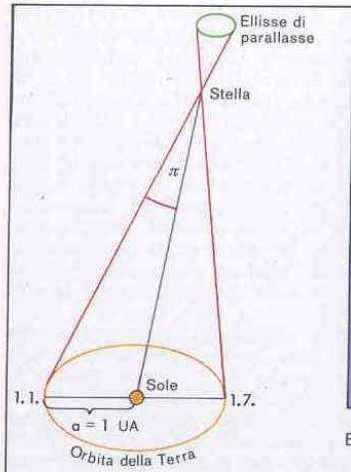
Solo le più luminose fra le stelle possiedono dei nomi, derivati per lo più dagli antichi nomi arabi, greci ecc. Nel 1603 l'avvocato di Augsburg J. BAYER, pubblicando l'*Uranometria*, introdusse l'uso di indicare le stelle con una lettera greca seguita dal genitivo del nome latino della costellazione alla quale appartengono; in genere BAYER seguì un criterio di luminosità, per cui indicò con α la stella più luminosa, con β quella immediatamente meno luminosa e così via. In alcuni casi, come per esempio per la costellazione dell'Orsa Minore, non si curò della luminosità, ma piuttosto della posizione delle stelle all'interno della costellazione. Se le lettere dell'alfabeto greco erano insufficienti, venivano impiegate lettere latine o numeri secondo l'uso di J. FLAMSTEED (1646-1719). Le stelle più deboli vengono indicate dai numeri di catalogo, p. es. del Bonner Durchmusterung. Una stella può allora avere, per esempio, i seguenti nomi:
Schedir
α Cassiopeiae (abbreviato in α Cas)
BD + 55° 139
Spesso, per identificare una stella debole, occorre indicarne le coordinate, assieme, a scanso di errori, all'equinozio (p. es. 1950.0) al quale, a causa della precessione (v. p. 52 sgg.), le coordinate sono state riferite.

Il movimento delle stelle

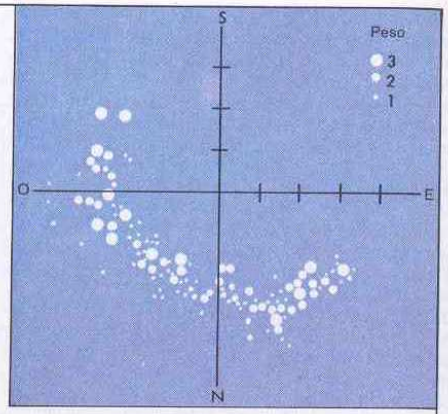
L'astronomo inglese E. HALLEY nel 1718, confrontando le posizioni che gli antichi cataloghi stellari (IPPARCO, TOLOMEO) attribuivano alle stelle Sirio, Procione e Arturo, rispetto ai cataloghi più moderni, trovò che le posizioni di quelle tre stelle erano variate, rispetto all'eclittica, nel corso dei due millenni trascorsi. Lo spostamento di Sirio era così notevole, che HALLEY potè verificare una differenza di posizione fra le osservazioni di TYCHO BRAHE, del XVI secolo, e quelle dei tempi suoi. Mediante ulteriori ricerche, HALLEY potè confermare che non si trattava di uno spostamento dell'eclittica, ma piuttosto di spostamenti, o *moti propri* di ogni singola stella.
Nel 1760, T. MAYER misurò lo spostamento di alcune altre stelle. Oggi esistono voluminosi cataloghi, in quanto si conoscono oltre 300 000 moti propri di altrettante stelle, quantunque con precisioni differenti (i moti propri delle stelle più luminose sono riportati nell'atlante stellare di questo volume).
Per una completa conoscenza del moto proprio di una stella (abbreviato in MP o μ), di cui è tabulato nei cataloghi il valore in un anno o in un secolo, occorre anche conoscere la direzione nella quale avviene il movimento, cioè occorre conoscere l'angolo di posizione AP, o ϑ, del movimento, misurato in gradi (da 0° a 360°) a partire da nord verso est.
La stella che possiede il maggiore moto proprio è la stella di Barnard, che è anche la più vicina dopo le tre stelle α Centauri A, α Centauri B e Proxima Centauri, che vengono considerate come un sistema unico: la stella di Barnard dista dalla Terra 5,9 anni luce ed il suo moto proprio è tale che in 180 anni compirebbe uno spostamento pari al diametro della Luna (½ grado). I maggiori moti propri sono riportati nella tabella:

Stella	Magnitudine apparente	MP (in un anno)	AP
Stella di Barnard	$9^m,5$	10″,34	356°
Stella di Kapteyn	$8^m,8$	8″,72	131°
Groombridge 1830	$6^m,5$	7″,04	160°
Lacaille 9352	$7^m,4$	6″,90	79°
Cin 3161	$8^m,6$	6″,11	112°
Ross 619	$12^m,5$	5″,40	167°
61 Cygni	$5^m,2$	5″,20	52°
Lalande 21185	$7^m,5$	4″,78	187°
Wolf 359	$13^m,5$	4″,72	235°
ε Indi	$4^m,7$	4″,69	123°

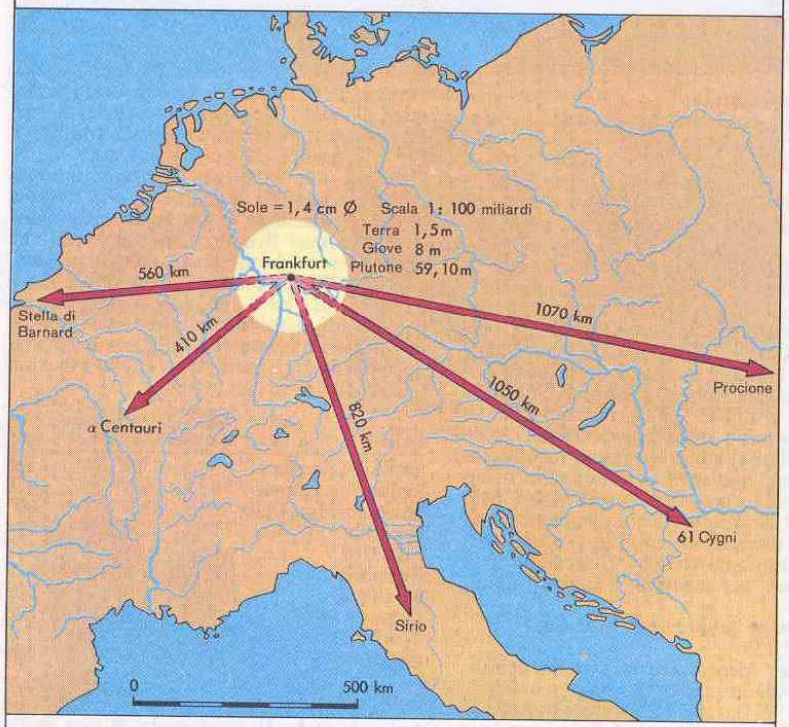
Da osservazioni spettroscopiche, sfruttando l'effetto Doppler (v. p. 24) è possibile dedurre anche il movimento di una stella lungo la visuale, verso la Terra o nella direzione opposta, in km/s: è questa la *velocità radiale* della stella, che viene ritenuta, convenzionalmente, positiva se è di allontanamento dalla Terra e negativa se di avvicinamento.



A) **La parallasse trigonometrica**



B) **Le difficoltà e i limiti nella misura di una parallasse** si comprendono dalla dispersione delle singole misure relative a una stella. Il peso di ogni misura è dato dal diametro del punto corrispondente



C) **Un modello della regione attorno al Sole**

Insieme, la velocità radiale e il moto proprio forniscono *il moto della stella nello spazio*, di cui il moto proprio rappresenta la proiezione sulla sfera celeste e la velocità radiale la proiezione sulla linea della visuale. Il moto effettivo di una stella nello spazio può essere però espresso in km/s solo conoscendo, della stella, anche la parallasse (v. oltre) ovvero la sua distanza dalla Terra. Fino ad oggi è stato ottenuto lo spettro, e quindi la velocità radiale, solo di 20000 stelle fra le più brillanti, e solo di una piccola parte fra queste è possibile conoscere il moto nello spazio. Le stelle che hanno la massima velocità radiale sono elencate nella tabella:

Stella	Magnitudine apparente	Velocità radiale (km/s)
BD − 29° 2277	$12^m,0$	+ 543
VX Herculis	$9^m,5$–$11^m,5$	− 405
BD + 2° 3375	$10^m,4$	− 389
HD 232078	$10^m,3$	− 387
BD + 20° 5071	$8^m,8$	− 383
HD 161817	$7^m,1$	− 363
TU Persei	$11^m,4$–$12^m,2$	− 350
BD + 21° 607	$9^m,7$	+ 339
HD 214539	$7^m,4$	+ 333
HD 6755	$8^m,4$	− 320

L'errore medio col quale è determinata una velocità radiale può essere anche di soli ± 0,07 km/s se lo spettro è di eccellente qualità e a grande dispersione, altrimenti è dell'ordine di alcuni km/s. È necessario tener conto anche dei moti di rotazione e di rivoluzione della Terra.

In genere, la velocità radiale viene misurata rispetto al Sole, in qualche caso particolare rispetto al centro di massa del sistema solare: in tal caso, le correzioni da apportare sono al massimo di 0,04 km/s. Come *esempio di moto di una stella nello spazio*, si consideri il caso della stella di Barnard, che è stata studiata abbastanza a fondo; la sua velocità radiale è di − 108 km/s, il che indica che la stella sta avvicinandosi alla Terra. Il suo moto proprio va aumentando, come è stato possibile stabilire, con una precisione del 10 % ca., da numerose misure effettuate tra il 1916 e il 1967 presso lo Sproul Observatory. Intorno all'anno 10000 a.C. la stella di Barnard deve aver raggiunto la sua minima distanza dalla Terra, di circa 4 anni luce, inferiore all'attuale distanza dalla Terra di α Centauri, la cui velocità radiale è di soli − 25 km/s. Il moto proprio della stella di Barnard doveva allora essere di 25″,6 all'anno e la sua luminosità superiore di una magnitudine all'incirca. Da quell'epoca, la distanza della Terra dalla stella è andata via via aumentando.

La parallasse annua

Poiché la Terra in un anno compie una rotazione attorno al Sole, una stella sembra compiere uno spostamento, sulla volta celeste, la cui entità diminuisce all'aumentare della distanza: tali spostamenti angolari apparenti vengono chiamati *parallasse trigonometrica annua* della stella. In pratica, la parallasse di una stella viene determinata sulla base di numerose osservazioni singole effettuate durante tutto l'anno, nel periodo durante il quale la stella è visibile e facendo riferimento ad alcune stelle ad essa prossime sulla volta celeste, delle quali si possa ritenere nulla la parallasse. La parallasse π è il semiasse maggiore dell'ellisse descritta apparentemente dalla stella sulla volta celeste ed è legata alla distanza Δ della stella dalla formula

$$\pi = 1 : \Delta \text{ ovvero } \Delta = 1 : \pi$$

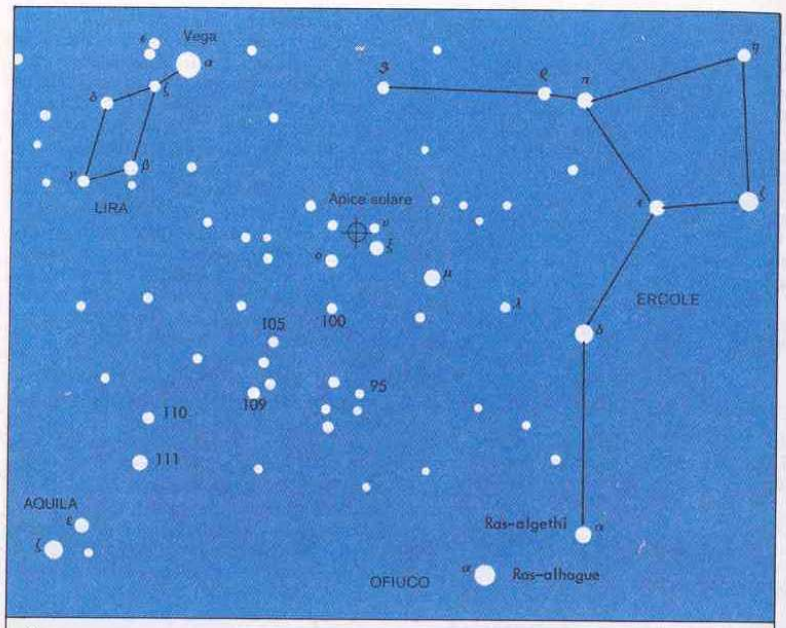
nella quale la parallasse è espressa in secondi d'arco e la distanza in parsec: 1 *parsec* (crasi di parallasse-secondo) è la distanza dalla quale il raggio dell'orbita terrestre è visto sotto l'angolo di 1″, ed è l'unità di distanza impiegata maggiormente nella letteratura astronomica scientifica. Un *anno luce* è la distanza percorsa in un anno da un raggio luminoso, che si muove alla velocità di 299 791 km/s; anche questa è un'unità di distanza molto usata. Valgono le seguenti equivalenze:

1 anno luce (1 al) = $9{,}4605 \cdot 10^{12}$ km
= 0,3066 parsec
= 63240 unità astronomiche

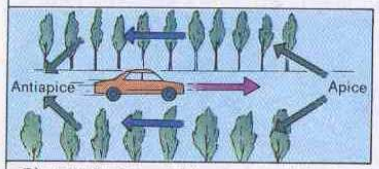
1 parsec (pc) = $30{,}857 \cdot 10^{12}$ km
= 3,262 anni luce
= 206 265 unità astronomiche

Inoltre 1 kiloparsec (1 kpc) = 1000 parsec, 1 megaparsec (1 mpc) = un milione di parsec. Per l'unità astronomica v. p. 57. La stella più vicina (α Centauri, o anche Toliman) ha una parallasse di soli 0″,754. Un'altra stella, più debole di α Centauri, ma appartenente al suo sistema, è ancora più vicina ed ha una parallasse di 0″,765; per questo, essendo la stella più vicina al Sole, è chiamata anche Proxima Centauri: α Centauri dista allora dalla Terra 1,33 pc, Proxima Centauri 1,31 pc, cioè 4,3 anni luce. Le prime determinazioni di parallasse furono compiute da F. W. BESSEL negli anni 1837-38 sulla stella 61 Cygni (0″,292) e da W. STRUVE negli anni 1835-38 sulla stella Vega (0″,125).

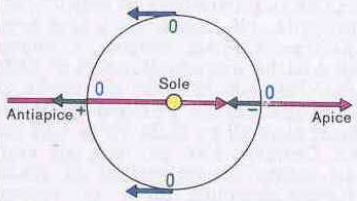
L'errore medio della determinazione delle parallassi stellari è di ± 0″,016: il metodo di misura delle distanze tramite la determinazione della parallasse trigonometrica fallisce quando la parallasse da determinare è allo stesso ordine di grandezza dell'errore medio, il che avviene quando la distanza è intorno a 100 anni luce; purtroppo, con questo metodo non è possibile quindi esplorare che una



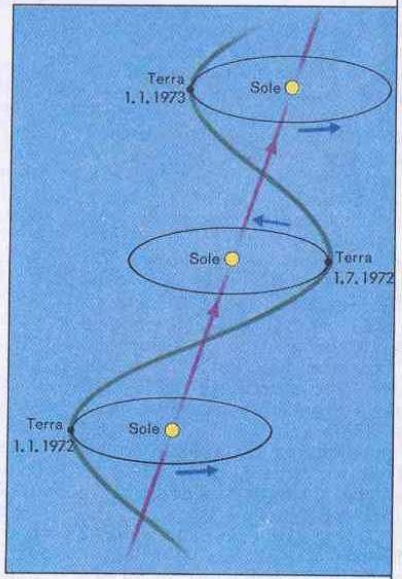
A) **La posizione dell'apice del moto solare nella costellazione di Ercole**



B) **Effetti sistematici** per mezzo dei quali durante un moto su una strada rettilinea in un bosco si può dedurre sia la direzione del moto che la sua velocità



C) **Le velocità radiali** presentano, statisticamente, i massimi valori negativi nella direzione dell'apice e i massimi valori positivi nella direzione dell'antiapice (verde). I moti propri sono allora minimi (blu). Perpendicolarmente alla direzione del moto del Sole, i moti propri delle stelle hanno un massimo (blu) e le velocità radiali un minimo (verde)



D) **Il moto elicoidale della Terra,** conseguenza del moto del Sole verso la costellazione di Ercole

piccola parte dell'universo. Al di là del limite di 100 anni luce, devono essere usati altri metodi, meno diretti e meno esatti. È allora uno dei compiti principali dell'astronomia determinare la parallasse del maggior numero possibile di stelle con la massima precisione possibile, il che costituisce una mole di lavoro non indifferente. Attualmente per la misura delle parallassi trigonometriche vengono impiegati strumenti fotografici a grande lunghezza focale. Il più importante catalogo di parallassi è quello di L. F. JENKINS, del 1952, che contiene 5822 stelle; il precedente catalogo di L. F. JENKINS e F. SCHLESINGER del 1935 contiene 7534 parallassi, ma è meno preciso.

Un modello delle regioni attorno al Sole (v. p. 134 C)

Già le stelle più vicine al Sole ne sono così lontane, che diventa difficile darne una raffigurazione; il modello illustrato qui di seguito può aiutare in questo. Si immagini di rappresentare il sistema solare, le stelle più vicine e le relative distanze nella scala 1 : 100 miliardi, cioè in modo che 1 cm sul modello rappresenti nella realtà 1 milione di km. Il sistema solare potrebbe allora essere racchiuso in un grande edificio o essere delimitato nello spazio di un grande incrocio stradale: il Sole avrebbe un diametro di 1,4 cm, e alla distanza di 1,5 m da esso si troverebbe la Terra, del diametro di 0,1 mm; alla distanza di 8 m si troverebbe Giove con un diametro di 1,4 mm e, a 59 m, Plutone di 0,05 mm. Se il sistema solare così rimpicciolito venisse posto, p. es., nella città di Francoforte, in Germania, allora Proxima Centauri si troverebbe alla distanza di 410 km, Sirio a 820 km ecc., nelle direzioni indicate nella p. 134 C.

La tabella seguente elenca le stelle comprese fino una distanza di 16,6 anni luce, o 5 parsec:

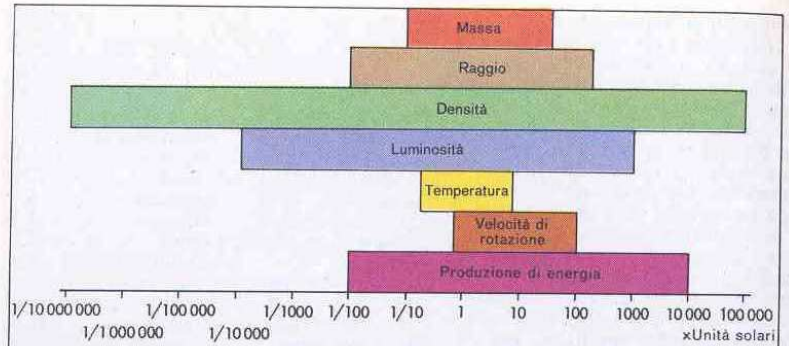
Stella	Costellazione	Distanza in anni luce
α Centauri/ /Proxima Centauri	Centauro	4,3
Stella di Barnard	Ofiuco	5,9
Wolf 359	Leone	7,7
Luyten 726–8	Balena	7,9
Lalande 21185	Orsa maggiore	8,2
Sirio	Cane maggiore	8,7
Ross 154	Sagittario	9,3
Ross 248	Andromeda	10,3
ε Eridani	Eridano	10,8
Ross 128	Vergine	10,9
61 Cygni	Cigno	11,1
Luyten 789–6	Acquario	11,2
Procione	Cane minore	11,3
ε Indi	Indiano	11,4
Σ 2398	Dragone	11,6
Groombridge 34	Andromeda	11,7
τ Ceti	Balena	11,8
Lacaille 9352	Pesce australe	11,9
BD + 5° 1668	Cane minore	12,4
Lacaille 8760	Microscopio	12,8
Stella di Kapteyn	Pittore	13,0
Krüger 60	Cefeo	13,1
Ross 614	Unicorno	13,1
BD − 12° 4523	Ofiuco	13,4
Stella di Van Maanen	Pesci	13,8
Wolf 424	Vergine	14,6
Groombridge 1618	Orsa maggiore	14,7
CD − 37° 15492	Scultore	14,9
CD − 46° 11540	Altare	15,3
BD + 20° 2465	Leone	15,4
CD − 44° 11909	Scorpione	15,6
CD − 49° 13515	Gru	15,6
AOe 17415–6	Dragone	15,8
Ross 780	Acquario	15,8
Lalande 25372	Bootes	15,9
CC 658	Mosca	16,0
o² Eridani	Eridano	16,3
70 Ophiuchi	Ofiuco	16,4
Altair	Aquila	16,5
BD + 43° 4305	Lucertola	16,5
AC 79° 3888	Giraffa	16,6

Il moto del Sole nello spazio

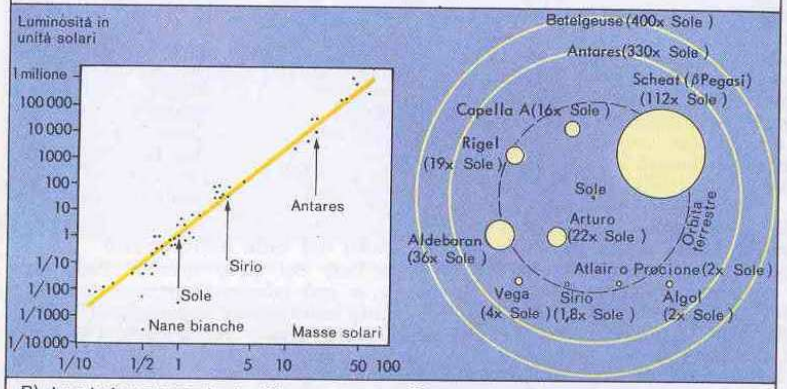
Sulla base del moto spaziale delle altre stelle, si può inferire l'esistenza di un movimento nello spazio anche per il Sole. Il metodo impiegato per dedurre l'esistenza di tale moto può essere illustrato con un esempio.

Si immagini di percorrere, in auto, una strada rettilinea in un bosco. La velocità e la direzione del moto si possono dedurre dall'osservazione del movimento apparente delle piante del bosco: nella direzione del moto gli alberi sembrano dividersi l'uno dall'altro, in direzione perpendicolare al moto sembrano scorrere all'indietro e, infine, nella direzione dalla quale si proviene gli alberi sembrano ricongiungersi. Lo stesso avviene per il moto del Sole nello spazio; in questo caso occorre ricercare effetti sistematici nel movimento delle stelle, quantunque il compito sia reso più difficile dal fatto che le stelle, a differenza degli alberi, possiedono un loro proprio moto; il rilievo statistico dei moti individuali di tutte le singole stelle rende però possibile mettere chiaramente in evidenza il fenomeno.

Questo metodo però fornisce risultati perfetti solo quando le stelle osservate non possiedono movimenti sistematici, cioè quando i loro moti sono diretti in maniera completamente casuale; se esiste qualche direzione preferenziale nel loro moto, allora la determinazione del movimento del Sole ne viene affetta: questo appare evidente ipotizzando che, nell'esempio fat-

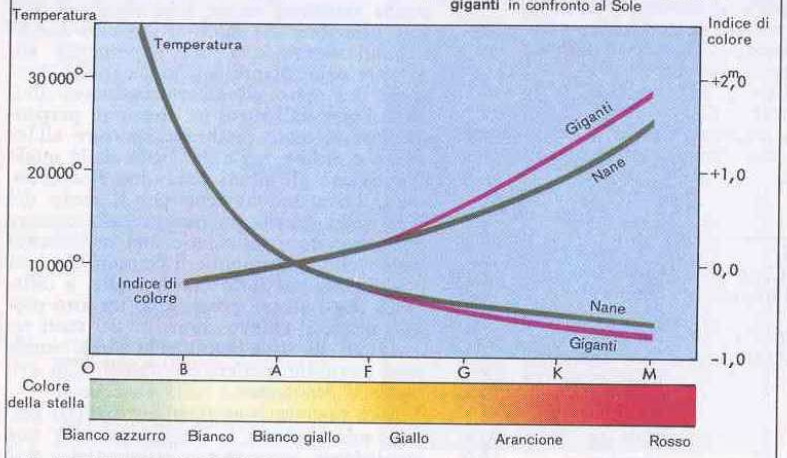


A) **I più importanti parametri stellari in confronto al Sole**



B) **La relazione massa - luminosità**

C) **Le dimensioni di alcune famose stelle giganti** in confronto al Sole



D) **La relazione fra tipo spettrale, temperatura e colore** di una stella

to sopra, gli alberi fossero inclinati in una certa direzione e si muovessero lungo di essa.
In effetti la condizione di casualità nella direzione del moto delle stelle non è completamente soddisfatta, per cui la conoscenza precisa del moto del Sole è stata raggiunta con difficoltà. I primi risultati furono ottenuti nel 1783 da W. HERSCHEL, il quale aveva studiato solo 13 stelle; le ricerche successive furono però effettuate su un numero di stelle molto maggiore. L'*apice del moto del Sole*, cioè la direzione verso cui il Sole si sta dirigendo, si trova nel punto di coordinate $\alpha = 18^h\,04^{min}$, $\delta = +30°$, nella costellazione di Ercole. La *velocità del Sole* nello spazio è stata dedotta, mediante ricerche sistematiche, dalle velocità radiali delle altre stelle: in media, infatti, le stelle poste in prossimità dell'apice presentano una velocità radiale negativa; la velocità del Sole, così dedotta, è di 19,4 km/s. Questo si ripercuote sulle stelle più vicine come un *moto peculiare*, in contrasto con il moto di rotazione attorno al centro della Via Lattea (v. anche p. 169).
Nel 1967 è stato possibile determinare il moto peculiare del Sole anche radioastronomicamente, attraverso lo spostamento per effetto Doppler della riga di 21 cm emessa dall'idrogeno neutro interstellare; il risultato ottenuto è in accordo con le osservazioni ottiche, almeno entro l'errore di misura.

Parallassi secolari

Il Sole, a causa del suo moto peculiare, percorre in un anno circa 610 milioni di km, cioè 4,09 UA. Il Sole però si trascina dietro nello spazio anche i pianeti, cosicché la Terra, da un osservatore esterno al sistema solare, sembra percorrere un'orbita elicoidale. A causa del moto peculiare, si può osservare uno spostamento parallattico delle stelle, che già in un anno è superiore alla parallasse trigonometrica originata dal moto della Terra attorno al Sole. La differenza fra la *parallasse secolare* e la parallasse annua descritta precedentemente è che la prima è legata a spostamenti rettilinei che di anno in anno si sommano, mentre la seconda avviene su un'ellisse la cui dimensione varia secondo la distanza della stella.
Il numero relativamente grande di parallassi secolari conosciute fornisce il mezzo di determinare la distanza anche di stelle che si trovino al di là di 100 anni luce e per le quali non è possibile la determinazione della parallasse annua. Purtroppo le parallassi secolari molto spesso si combinano con il moto proprio delle stelle in modo tale che è impossibile separare, per ogni singola stella, le due componenti (chiamate « motus parallacticus » e « motus peculiaris »).
Le parallassi secolari si possono dedurre in un solo caso: per i maggiori gruppi di stelle si può ritenere che le singole componenti presentino moti peculiari con distribuzioni casuali per quanto riguarda sia la velocità che la direzione; calcolando un valore medio per tutto il gruppo, resta eliminata la componente dovuta al moto delle singole stelle ed è possibile calcolare la componente parallattica. Se ne deduce così la distanza *media* delle stelle scelte e studiate in ogni gruppo, non certamente la distanza di ogni singola stella. Il metodo è molto impiegato per stelle particolari, quali p. es. le stelle del tipo δ Cephei, o quelle di tipo spettrale O e B e, oltre alle stelle, anche per le nebulose planetarie.

I parametri fondamentali delle stelle

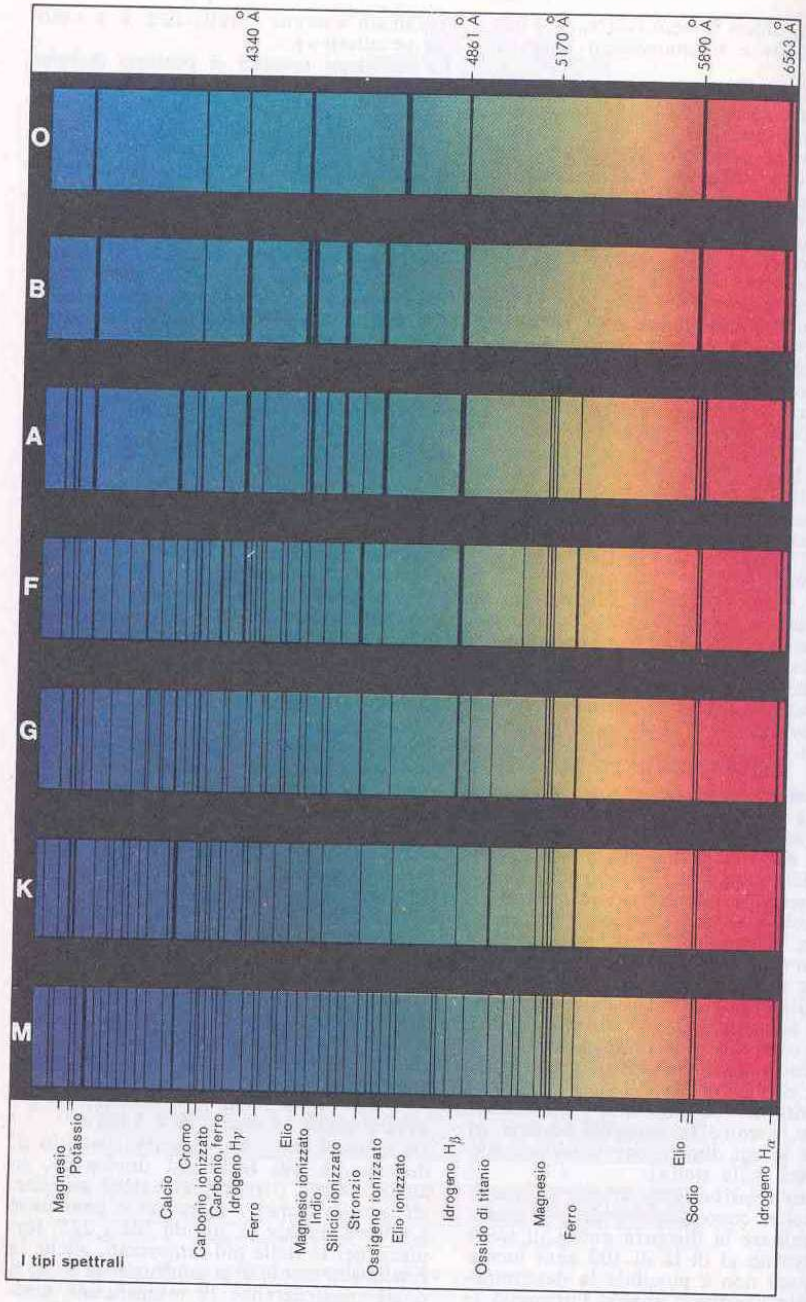
Tra i parametri fondamentali che definiscono una stella si suole comprendere i seguenti:
1. massa, 2. luminosità, 3. raggio, 4. temperatura (se possibile, la temperatura effettiva), 5. tipo spettrale, 6. densità media, 7. produzione media di energia per cm^3 e secondo, 8. accelerazione gravitazionale superficiale, 9. velocità di rotazione, 10. campo magnetico, 11. composizione chimica.

La magnitudine assoluta delle stelle

La luminosità di una stella, come viene osservata e misurata dalla Terra (v. p. 21) non fornisce nessuna informazione sulla sua luminosità assoluta, cioè sull'energia effettivamente irraggiata dalla stella. Quest'ultima va calcolata innanzitutto in relazione alla distanza della stella dalla Terra, e va poi espressa in unità della luminosità del Sole (in tal caso viene indicata con la lettera L). Il più delle volte la luminosità (o, come più spesso viene chiamata, magnitudine) assoluta è definita come la magnitudine apparente che la stella avrebbe se fosse posta alla distanza di 10 parsec. Se si indica con r la distanza in parsec, con π'' la parallasse in secondi d'arco e con m e M rispettivamente la magnitudine apparente e quella assoluta, si ha

$$M = m + 5 - 5 \log r,$$

ovvero anche $M = m + 5 + 5 \log \pi''$
La quantità m − M, chiamata *modulo di distanza*, è più facile ad impiegarsi, in alcuni calcoli o rappresentazioni grafiche, che non la distanza in parsec o anni luce. L'atlante stellare (v. pp. da 202 a 273) fornisce, per le stelle più importanti, anche la luminosità assoluta in confronto al Sole, il quale possiederebbe la magnitudine assoluta visuale di $+ 4^m,71$, se fosse posto veramente alla distanza di 10 parsec, cioè 32,6 anni luce; sarebbe allora meno brillante della stella Alcor, sul timone del



Grande Carro. Analogamente alla magnitudine apparente, si possono dare altrettante definizioni della magnitudine assoluta: le più importanti sono la magnitudine assoluta *fotografica* e quella *bolometrica*, quest'ultima essendo quella che definisce la magnitudine di una stella sull'intero spettro. Per il Sole si ha:

$$M_{fot} = 5^m,16$$
$$M_{bol} = 4^m,62$$

Le stelle più luminose sono da 10^5 a 10^6 volte più luminose del Sole, il che corrisponde a una magnitudine assoluta di -9^m, mentre le stelle meno brillanti sono 10^{-5} volte meno luminose del Sole, avendo una magnitudine assoluta intorno a $+17^m$.

Massa, dimensioni e densità delle stelle

Le stelle appaiono puntiformi anche nei più grandi telescopi; non è quindi possibile dedurre dalla dimensione angolare del dischetto, così come la stella appare nel cannocchiale, e dalla distanza dalla Terra, le sue dimensioni in km, come avviene invece per il Sole, la Luna e i pianeti. Solo con l'impiego del cosiddetto *interferometro*, nel quale i raggi di luce che entrano attraverso due fenditure vengono fatti interferire tra loro, è stato possibile misurare direttamente di alcune stelle il diametro angolare.

Misure indirette sono state effettuate per alcune stelle variabili ad eclissi (v. p. 149), tramite l'osservazione dei reciproci occultamenti; per alcune altre stelle (p. es. Antares) la misura del diametro è avvenuta durante l'occultamento da parte della Luna: il diametro apparente maggiore è quello di o Ceti (Mira), cioè 0″,047.

Per tutte le altre stelle, il diametro va calcolato dalla luminosità e dalla temperatura, che sono i dati fisici che permettono di conoscere quanta radiazione emette globalmente la stella, e quanta ne emette per unità di superficie.

La più grande stella finora conosciuta è VV Cephei, che ha un diametro pari a 2400 volte quello del Sole. Il limite inferiore di dimensione è più difficile da determinare: esistono infatti stelle nane bianche (v. p. 183), che hanno un diametro dell'ordine di quello della Luna, e pulsar (v. p. 155), che si ritiene siano stelle a neutroni, con un diametro di circa 20 km.

È possibile determinare la massa di una stella con esattezza solo se è una componente di un sistema doppio (v. p. 147), e quando il moto di entrambe le componenti è conosciuto e riferito al comune centro di massa. Se a_1 e. a_2 sono i semiassi maggiori delle due orbite (espressi in UA) e se M_1 e M_2 sono le masse delle due componenti, allora si ha

$$M_1 : M_2 = a_2 : a_1$$

D'altra parte, dalla terza legge di Keplero si calcola la somma delle due masse:

$$M_1 + M_2 = a^3 : P^2$$

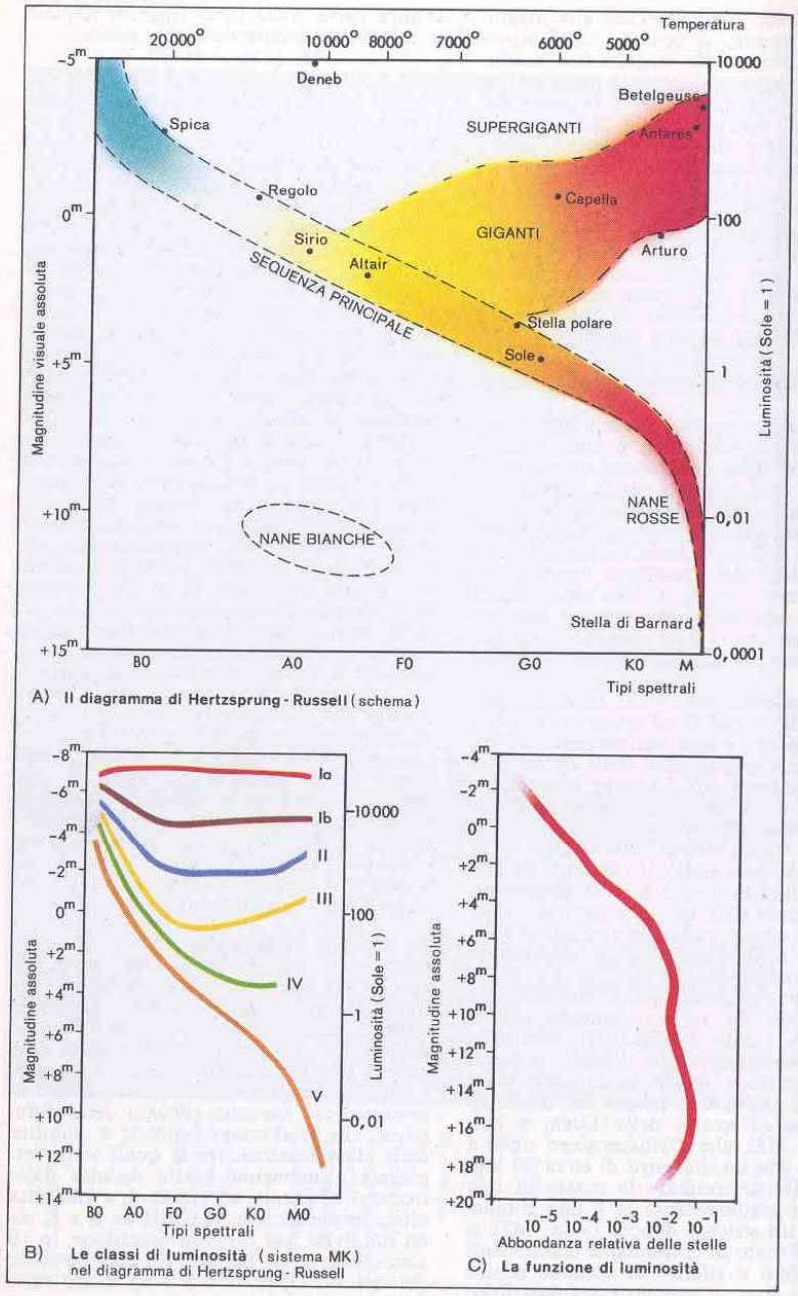
nella quale a è il semiasse maggiore dell'orbita (ellittica) relativa attorno alla stella principale, e P è il periodo del sistema, in anni. Dal sistema di equazioni scritte, si deduce M_1 e M_2. Questo metodo è stato finora applicato a circa 50 stelle doppie. Delle stelle doppie spettroscopiche, è possibile determinare solamente la proiezione del semiasse maggiore dell'orbita sulla sfera celeste; poiché però non è possibile determinare l'inclinazione dell'orbita, si potrà conoscere solo il rapporto fra le masse delle componenti, e non le masse singole. La più piccola massa stellare è di circa 0,04, la più grande di circa 100 masse solari. Le ricerche sulle masse stellari hanno permesso di rilevare l'esistenza di un'importante *relazione tra massa e luminosità* (v. p. 138 B); una volta verificata, la relazione permette di determinare, almeno approssimativamente, la massa di una stella non misurabile per altre vie. La relazione massa-luminosità vale, veramente, solo per le stelle della sequenza principale e, non sempre, per le giganti rosse; la relazione non vale per le nane bianche.

Dalla massa e dal diametro, si può calcolare la *densità* di una stella, quantità che possiede il massimo intervallo di variabilità: mentre le supergiganti rosse hanno densità dell'ordine di 10^{-7} g/cm³, le nane bianche hanno densità tra 10^5 e 10^8 g/cm³ e le stelle a neutroni tra 10^{13} e 10^{16} g/cm³. Infine, dalla massa e dal raggio di una stella se ne deduce la relativa accelerazione gravitazionale g sulla superficie, pari a $g = \gamma M/R^2$, dove γ è la costante gravitazionale. Per le stelle nane bianche, g può superare il corrispondente valore relativo al Sole anche di 1000 volte.

Lo spettro delle stelle

Gli spettri stellari presentano, come lo spettro del Sole (v. p. 95), un fondo continuo sul quale sono sovrapposte parecchie righe in assorbimento e, raramente, anche delle righe in emissione. L'analogia, in genere, termina qui. Già nel secolo scorso, i primi astronomi che si occuparono di spettroscopia avevano rilevato delle differenze, che li avevano condotti a stabilire delle classificazioni, tra le quali viene impiegata attualmente quella dedotta dalle ricerche effettuate ad Harvard, e descritta oltre; in particolare, le classi da B a K sono suddivise, per maggior precisione, in 10 sottoclassi, p. es. B6, G2, K4 ecc. Le stelle dei tipi W, O, R, N e S sono molto rare.

Classe	Descrizione dello spettro
W	Su un continuo molto intenso, si possono osservare larghe bande in emissione dell'idrogeno e dell'elio, sia ionizzato



che neutro (stelle di Wolf-Rayet; sono circondate da strati di gas in espansione e sono per la maggior parte componenti di stelle doppie spettroscopiche strette).

O Su un intenso continuo appaiono le righe di assorbimento dell'elio neutro, dell'idrogeno e dell'ossigeno ionizzato una volta.

B Appaiono le righe di assorbimento dell'elio neutro, che a partire dal tipo B9 diventano sempre più deboli mentre diventano più intense le righe dell'idrogeno.

A Le righe dell'idrogeno dominano lo spettro, e ricominciano a indebolirsi a partire dal tipo A9. Compaiono delle righe metalliche, in particolare le righe H e K del calcio ionizzato una volta.

F Le righe dell'idrogeno continuano a diventare sempre più deboli, mentre diventano più intense le righe H e K; comincia a comparire la banda G sovrapposta alle cospicue righe adiacenti del ferro, del titanio e del calcio.

G Le righe H e K raggiungono la massima intensità, e le righe dell'idrogeno diventano ancor più deboli. Sono visibili numerose righe metalliche. Intorno a G9 le righe del ferro sono intense quanto quelle dell'idrogeno. Il Sole ha tipo spettrale G2.

K Il continuo diventa sempre meno intenso sul lato blu. La banda G raggiunge il massimo di intensità. Le righe dell'idrogeno non sono più visibili. Cominciano ad apparire le bande dell'ossido di titanio, mentre sono molto forti le righe H e K.

M Le bande dell'ossido di titanio raggiungono il massimo di intensità. La banda G è fusa in una sola riga. Il continuo nel blu è praticamente nullo.

R Sono presenti le bande del cianogeno e del monossido di carbonio.

N Analogamente a R. Al di là di 4500 Å non esiste più continuo. Le stelle delle classi R e N, a causa delle bande del carbonio, vengono chiamate anche « stelle al carbonio ».

S Simili ad M e N, ma con bande dell'ossido di zirconio.

Questa successione di tipi spettrali è stata erroneamente ritenuta per alcuni decenni essere anche la successione evolutiva delle stelle, convinzione che si rileva ancor oggi nell'usanza di chiamare le classi da W ad A dei « primi » tipi spettrali, quelle da F a G « di mezzo » o intermedie, e da K a S di tipo spettrale « avanzato », essendo gli aggettivi evidentemente riferiti a stadi evolutivi.

Nelle classificazioni spettrali, si usa aggiungere al tipo spettrale una lettera minuscola, p. es. A 2 p; la lettera ha uno dei seguenti significati: n righe diffuse; nn righe molto diffuse (spesso a causa dell'effetto Stark, o per allargamento Doppler prodotto da una veloce rotazione); s righe sottili; ss righe molto sottili; e righe in emissione insolitamente presenti; var oppure v spettro variabile; p (peculiare) altre anomalie o particolari nello spettro.

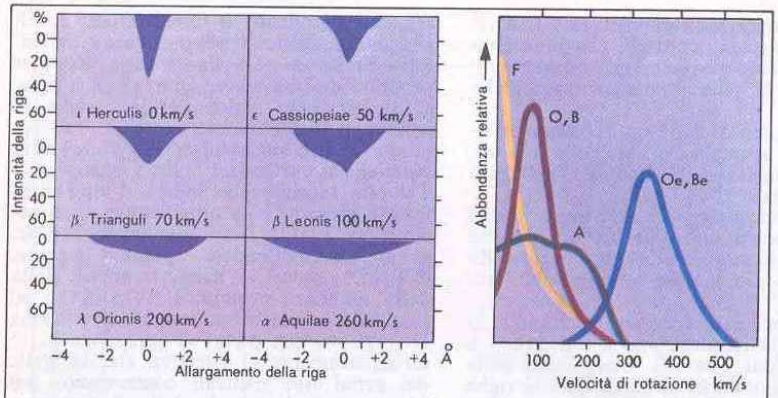
Talvolta la sigla che indica il tipo spettrale è preceduta da altre lettere minuscole (p. es. gMO), il cui significato è il seguente: g (dall'inglese « giant ») gigante, d (ingl. « dwarf ») nana, o anche stella della sequenza principale (v. p. 145), sd (ingl. « subdwarf ») sottonana, w o anche D (ingl. « white dwarf ») nana bianca.

Originariamente si riteneva che le stelle dei primi tipi spettrali contenessero più idrogeno ed elio che le stelle di tipo spettrale più avanzato, nelle quali si riteneva fossero presenti quantità maggiori di elementi metallici e questo perché negli spettri appaiono preponderanti le corrispondenti righe dei vari elementi. In effetti, il differente aspetto degli spettri dei vari tipi non è provocato unicamente da differenze nella composizione chimica, ma anche da differenti stati fisici.

È possibile effettuare un'analisi quantitativa delle abbondanze dei vari elementi solo conoscendo temperatura, pressione e densità, il che è uno dei lavori più difficili per chi si occupi di astrofisica teorica. *Analisi quantitative* attendibili sono finora state eseguite solo per un numero relativamente piccolo di stelle. In genere le abbondanze elementari rilevate nelle atmosfere, che delle stelle sono l'unica parte direttamente accessibile all'osservazione, sono apparse simili alle abbondanze nell'atmosfera del Sole (v. p. 94). Nelle stelle di tipo spettrale da K a M, R, N e S possono formarsi a causa delle inferiori temperature superficiali anche legami molecolari. Per il resto le differenze di abbondanze elementari possono essere ricondotte a due tipi, ai quali corrispondono anche differenti collocazioni spaziali delle stelle. Le stelle di *Popolazione I* hanno una composizione simile a quella del Sole.

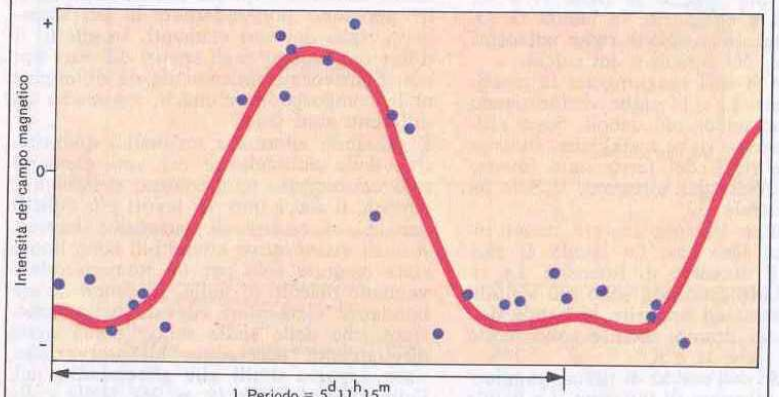
Le stelle di *Popolazione II*, a parità di tipo spettrale, presentano negli spettri righe metalliche più deboli ed il rapporto metalli/idrogeno è 10 volte inferiore rispetto alle stelle di Popolazione I.

Ripartizioni di elementi anomale presentano alcuni rari tipi di stelle: le stelle del tipo di *Wolf-Rayet* presentano abbondanze anomale per quanto riguarda carbonio, azoto e ossigeno; in altre stelle, la percentuale di elio può essere superiore, e inferiore quella di idrogeno (*stelle all'elio*). Le stelle di tipo R e N presentano sovrabbondante il carbonio, perfino rispetto all'ossigeno, che appare legato sotto forma di

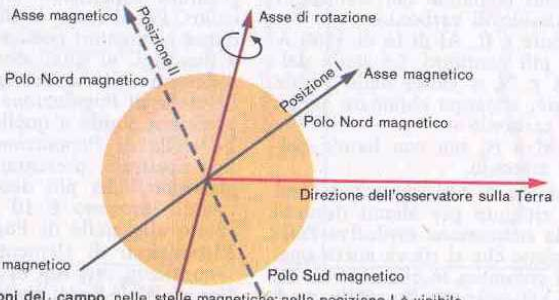


A) **L'allargamento della riga spettrale del magnesio (Mg^+) a 4481 Å** per diverse stelle e la relativa velocità di rotazione

B) **Dipendenza della velocità di rotazione dal tipo spettrale**



C) **Le variazioni dell'intensità del campo magnetico** di α^2Canum venaticorum (Cor Caroli). I punti rappresentano le misure effettuate da H. W. Babcock. La curva rossa rappresenta le variazioni teoriche del campo magnetico di un rotatore obliquo



D) **Variazioni e posizioni del campo** nelle stelle magnetiche: nella posizione I è visibile dalla Terra il polo magnetico Nord, nella posizione II il polo Sud

monossido di carbonio. Nelle stelle di tipo S risaltano lo zirconio e altri elementi quali ittrio, niobio, molibdeno, bario e le terre rare.
Vi sono infine stelle che presentano litio o bario in quantità sopra la media. Nelle stelle magnetiche (v. p. 146), le terre rare sono chiaramente predominanti, ed è aumentata l'abbondanza degli elementi metallici.
Il tipo spettrale è in stretta correlazione con la temperatura superficiale e il colore della stella. Le stelle dei « primi » tipi sono più calde che le stelle di tipo più « avanzato » e parallelamente il colore va dall'azzurro al bianco, al giallo, arancione, rosso. La temperatura può essere dedotta tramite un'analisi spettrale (v. p. 23), tenendo conto delle varie definizioni di temperatura; del colore si possono dare anche definizioni quantitative tramite l'indice di colore (v. p. 140). Esiste del resto una relazione tra tipo spettrale, temperatura e colore, o indice di colore (v. p. 138 D). Le stelle rosse vengono usualmente distinte tra stelle *giganti rosse*, e stelle *nane rosse*, che, a parità di tipo spettrale e, all'incirca, anche di temperatura, presentano differenze significative in tutti gli altri parametri fondamentali, quali dimensioni, massa, densità e luminosità. La luminosità assoluta viene misurata dai rapporti tra l'intensità di talune righe in assorbimento, quali, per esempio, quelle dello stronzio ionizzato una volta o del titanio pure una volta ionizzato, che divengono più intense all'aumentare della luminosità.
In genere, le righe spettrali prodotte da elementi ionizzati sono più intense nelle stelle con massima luminosità assoluta, mentre le righe di elementi neutri sono più intense nelle stelle di minima luminosità assoluta. È anche possibile dedurre la luminosità assoluta di una stella per via spettroscopica, purché tale metodo sia stato dimostrato valido per stelle di cui sia nota la luminosità (dedotta per queste dalla magnitudine apparente e dalla distanza); viceversa è possibile, una volta nota per via spettroscopica la magnitudine assoluta di una stella, dedurre la distanza, per mezzo delle formule di p. 139: è questo il metodo della *parallasse spettroscopica*, che copre un intervallo di distanza superiore al metodo trigonometrico, e precisamente fino a 600 o anche 800 anni luce. Anche la sola conoscenza del tipo spettrale permette di avere qualche indicazione, per quanto molto di massima, sulla magnitudine assoluta di una stella. Questo metodo vale fino a distanze dell'ordine di 6000 o 8000 anni luce.

Il diagramma di Hertzsprung-Russell

Grande importanza per lo studio di tutti i problemi dell'astronomia stellare, in particolare per quello dell'evoluzione stellare, ha assunto negli ultimi decenni il diagramma ideato da E. HERTZSPRUNG e H. N. RUSSELL tra il 1905 e il 1913. Se si riporta sulle ordinate la magnitudine assoluta, in classi di grandezza o in unità della luminosità del Sole, in funzione, sulle ascisse, del tipo spettrale o della temperatura superficiale, dedotta dal diagramma di p. 138, o del colore (indice di colore), si ottiene un diagramma, detto appunto di Hertzsprung-Russell o anche *diagramma colore-luminosità*. La maggior parte delle stelle viene ad essere rappresentata su una *sequenza principale* che attraversa il diagramma da sinistra in alto a destra in basso; a sinistra in alto si trovano le stelle azzurre di grande massa e luminosità, in mezzo le stelle gialle simili al Sole, e a destra in basso le stelle nane rosse; in alto a destra si trovano le stelle giganti rosse (*ramo delle giganti*), in basso a sinistra alcune stelle *nane bianche*. Le altre zone del diagramma sono pressoché vuote.
Circa l'effettiva presenza delle stelle dei vari tipi spettrali nelle diverse zone del diagramma, è possibile ottenere dati significativi solo disponendo sul diagramma tutte le stelle comprese entro una determinata distanza, poiché altrimenti le stelle di maggiore luminosità, visibili anche a distanza maggiore, subirebbero un trattamento preferenziale, a discapito delle stelle più deboli. Effettivamente le giganti rosse, p. es. sono più rare delle nane bianche e, nella sequenza principale, le stelle deboli quali le nane rosse sono numericamente preponderanti.
Il sistema di classi di luminosità, ideato presso lo Yerkes Observatory da MORGAN, KEENAN e KELLMANN (*sistema di Yerkes, sistema MKK*) suddivide le stelle secondo la rispettiva luminosità assoluta.

Classe di luminosità	Denominazione
Ia–0	Super-supergiganti
Ia, Ib	Supergiganti
IIa, IIb	Giganti luminose
IIIa, IIIb	Giganti normali
IVa, IVb	Sottogiganti
Va, Vb	Stelle della sequenza principale (nane)
VI	Sottonane

Con *funzione di luminosità* si intende indicare la distribuzione delle stelle in funzione della rispettiva luminosità assoluta. Le stelle di luminosità inferiore sono più numerose, ma l'andamento della curva è in quella zona poco sicuro in quanto quelle stelle sono difficili da osservare.

La rotazione delle stelle

Mentre il fenomeno della rotazione solare può essere facilmente rilevato tramite l'osservazione delle macchie e di altri parti-

colari superficiali del Sole, la rotazione delle stelle non è direttamente visibile, in quanto le stelle appaiono al telescopio come punti, su cui non si possono osservare particolari superficiali. Anche qui viene in aiuto la spettroscopia: la rotazione del Sole può essere rilevata anche tramite l'effetto Doppler, in quanto osservando i bordi orientale ed occidentale del disco solare si verifica uno spostamento delle righe spettrali, rispettivamente verso il violetto e verso il rosso, che corrisponde a una velocità di circa 2,0 km/s.

Di una stella non è possibile osservare separatamente un bordo o l'altro del disco: si riceve cioè luce da tutto il disco insieme, e contemporaneamente da zone che si allontanano e da zone che si avvicinano (a causa della rotazione della stella) alla Terra, il che significa che le righe spettrali sono spostate sia verso il violetto che verso il rosso, cioè che sono allargate; l'entità di questo allargamento di origine Doppler è un mezzo per la misura della velocità di rotazione.

A dire il vero, la velocità di rotazione equatoriale può essere dedotta solo nel caso che l'asse di rotazione della stella sia perpendicolare alla direzione d'osservazione e poiché questo avviene in pochissimi casi, in genere si determina, per la velocità di rotazione, un valore inferiore al vero. Se l'asse di rotazione coincide con l'asse di osservazione, la stella non presenta allargamento delle sue righe spettrali dovuto ad effetto Doppler, e sembra che non ruoti. Poiché purtroppo non è data alcuna possibilità di conoscere l'inclinazione i dell'asse di rotazione, delle velocità di rotazione sono conosciuti i valori inferiori al reale, affetti del fattore sin i; tuttavia, pur con valori medi, si sono potute dedurre le leggi sulla rotazione delle stelle.

Nelle stelle variabili ad eclisse, è possibile applicare un altro metodo: poiché infatti le due stelle si occultano reciprocamente, è possibile determinare lo spostamento Doppler dovuto all'allontanamento (o avvicinamento) di uno dei due bordi della stella occultata, mentre l'altro bordo, che si avvicina (o, rispettivamente, si allontana), è nascosto dalla stella occultante. Dalle osservazioni risulta che stelle dei primi tipi spettrali ruotano più velocemente delle stelle di tipo intermedio o avanzato: nelle stelle di tipo Oe e Be sono state misurate velocità di rotazione fino a 560 km/s (φ Persei): in questo caso la stella a causa della forza centrifuga deve essersi estremamente appiattita. Inoltre, sul piano equatoriale della stella devono sfuggire da questa delle masse di gas, che vanno a formare un anello luminoso, nel quale vengono prodotte le righe in emissione visibili nello spettro.

Attualmente si conoscono le velocità di rotazione di circa 3000 stelle, con un errore compreso fra 10 e 25 km/s; velocità di rotazione inferiori a 20 km/s non sono rilevabili significativamente.

Le stelle magnetiche

All'inizio di questo secolo, è stata trovata una correlazione tra campo magnetico e macchie solari (v. p. 99), e sembra anche che esista un debole campo magnetico solare. Nelle stelle, l'esistenza di un campo magnetico è stata provata nel 1946, tramite le osservazioni dell'effetto Zeeman (v. p. 27). Quantunque fino ad oggi siano stati misurati più di 100 campi magnetici, si tratta tuttavia di campi magnetici molto intensi, in genere di intensità superiore ai 100 gauss (per confronto, si tenga presente che l'intensità totale del campo magnetico della Terra ai poli è di 0,6 gauss), talvolta anche di parecchie migliaia di gauss. Intensità inferiori non sono rilevabili con le tecniche attualmente disponibili. Quasi tutte le stelle magnetiche presentano variazioni nell'intensità del campo magnetico, mentre talvolta la polarità di questo si capovolge; in certe stelle è stata osservata una periodicità abbastanza regolare, in altri casi le variazioni nel campo magnetico avvengono irregolarmente.

La stella principale nella costellazione dei Cani da caccia, Cor Caroli e α^2 Canum Venaticorum, presenta un periodo di variabilità del campo magnetico (tra − 1400 e + 1600 gauss) di 5,469 giorni, parallelamente a delle variazioni di luminosità di $0^m,2$; contemporaneamente le righe del cromo e dell'europio ionizzati una volta presentano forti variazioni di intensità con lo stesso periodo.

Esiste un intero gruppo di *stelle del tipo α^2 Canum Venaticorum* nelle quali le variazioni di campo magnetico, le variazioni di luminosità e le variazioni di intensità delle righe spettrali del silicio, dell'elio, del calcio, dello stronzio, del titanio, del bario e del magnesio, avvengono parallelamente; non tutte le stelle magnetiche però appartengono a questo gruppo.

Secondo le osservazioni finora compiute, la stella che possiede il campo magnetico più intenso è HD 215441, una stella di 8ª magnitudine nella costellazione della Lucertola, con un campo magnetico di + 34400 gauss, variabile irregolarmente. La maggior ampiezza di variazione è quella di 53 Camelopardalis, una stella di 6ª magnitudine nella Giraffa, il cui campo magnetico oscilla in 8 giorni da − 5390 a + 3750 gauss. Quasi tutte le stelle in cui è nota l'esistenza di un campo magnetico appartengono ai primi tipi spettrali B, A ed F; possiedono un campo magnetico anche stelle con elevata velocità di rotazione. Le variazioni di campo magnetico possono avvenire a causa di uno dei due meccanismi seguenti:

1. analogamente a quanto avviene nelle macchie solari (v. p. 97), le variazioni magnetiche hanno origine non ancora definita.
2. l'asse magnetico è inclinato rispetto all'asse di rotazione (come sulla Terra): poiché la Terra ruota, verranno ad essere visibili alternativamente una volta il polo magnetico nord, una volta quello sud ed in tal caso il periodo magnetico coincide con il periodo di rotazione della stella. La realtà è più complicata, per cui non si può applicare una teoria definitiva. Non sembra da escludere la possibilità che sulle stelle magnetiche possano avvenire delle pulsazioni.

Le stelle doppie

Già un'osservazione superficiale del cielo con un cannocchiale renderebbe evidente che un grande numero di stelle sono in realtà composte da due stelle molto vicine: nel XVII e nel XVIII secolo questa vicinanza era ritenuta casuale, supponendo che le due componenti fossero in realtà a distanze dalla Terra molto differenti (*stelle doppie ottiche*).

Con l'aumentare, nel corso del XVIII secolo, del numero delle stelle doppie conosciute, divenne sempre più difficile ritenere che per tutte quelle stelle la vicinanza delle due componenti fosse sempre casuale. Intorno al 1800, W. HERSCHEL accertò l'esistenza di autentiche *stelle doppie fisiche*, composte da due corpi collocati così vicini l'uno all'altro da esercitare una reciproca attrazione gravitazionale ed essere costretti a ruotare l'uno attorno all'altro.

Allo scopo di definire completamente lo stato di una stella doppia, occorre tenere presente i seguenti parametri: 1. la magnitudine apparente di entrambe le componenti, 2. la distanza angolare fra le due componenti e 3. l'angolo di posizione, cioè la direzione dalla stella più brillante (stella principale) a quella più debole (stella secondaria), misurata a partire da nord verso est, da 0° a 360°.

Il metodo più sicuro per distinguere se una stella è doppia ottica o fisica è quello di scoprire se la stella secondaria si muove attorno alla stella principale (o, più esattamente, se entrambe le componenti si muovono attorno al comune centro di massa del sistema), il che tuttavia è possibile solo per un piccolo numero di stelle (di alcune sono state osservate parecchie rivoluzioni), mentre di molte altre è stata possibile finora l'osservazione di un piccolissimo tratto dell'orbita, cosicché la determinazione del periodo di rivoluzione, oltre che dell'orbita stessa, diviene molto incerta.

Delle 70000 stelle doppie finora catalogate, solo per circa 600 è conosciuta l'orbita e di circa 50 sono state anche determinate le masse (v. p. 141), mentre per la grandissima maggioranza delle altre stelle non è rilevabile nessun movimento: quantunque si tratti sempre di stelle doppie, il loro periodo è troppo lungo per poter essere rilevato. In tal caso, è possibile avere qualche indicazione sulla loro natura di stelle doppie fisiche o meno, dalle seguenti osservazioni:

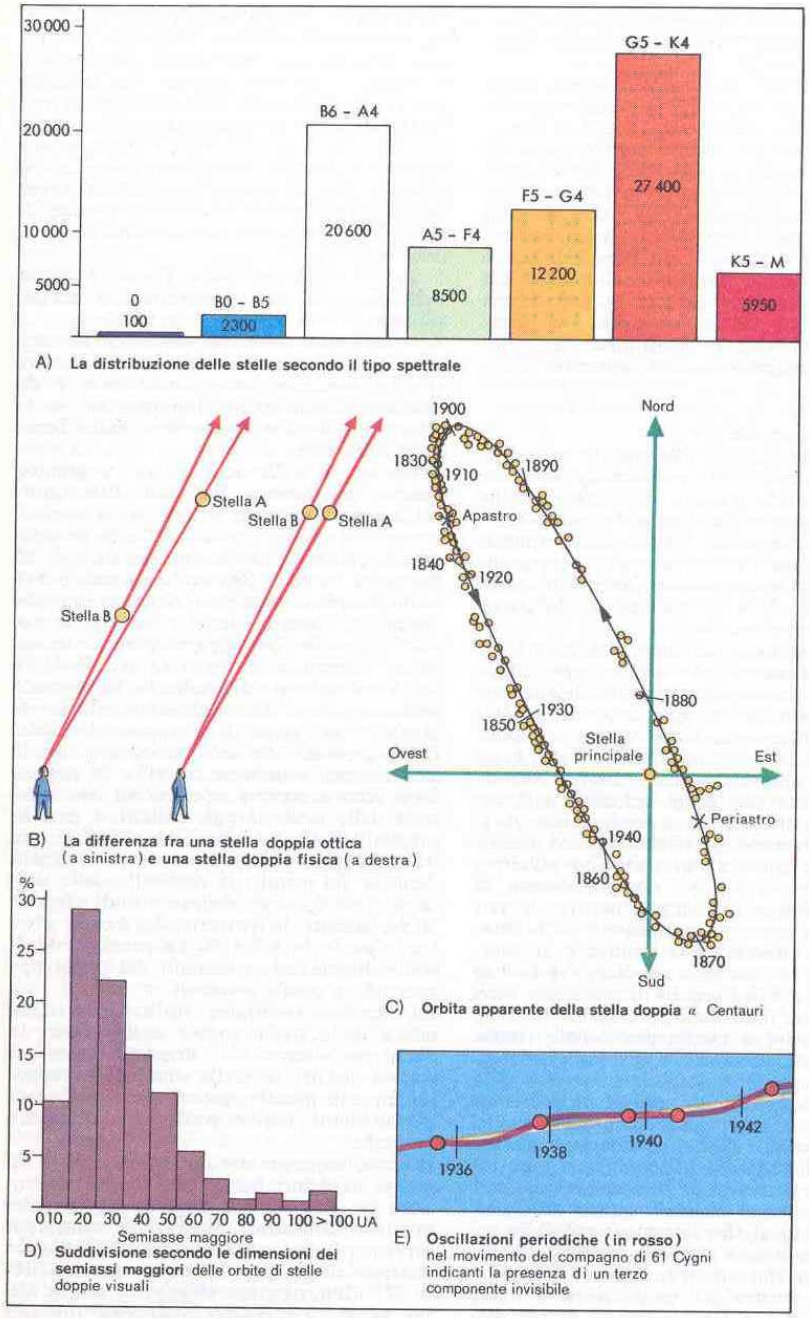
1. uguale distanza dalla Terra (a causa dell'incertezza nelle determinazioni di parallasse, il metodo non è preciso).
2. uguali moti propri di entrambe le componenti per quanto riguarda sia l'entità che la direzione: una coincidenza è da ritenersi estremamente improbabile, se le distanze delle due componenti dalla Terra sono differenti.

Il numero di stelle doppie è molto grande, almeno a giudicare dai dati disponibili: nella regione intorno al Sole, nella quale è presumibile siano conosciute tutte le stelle doppie esistenti, fino a una distanza di 20 parsec si trovano 690 stelle singole e 348 stelle doppie o multiple (comprese le stelle doppie spettroscopiche – v. oltre): il numero di stelle che appartengono a un sistema doppio o multiplo è così il 41 % del numero totale di stelle; la percentuale indicata sale al 53 %, considerando la regione in un raggio di 10 parsec dal Sole. Evidentemente non sono conosciute tutte le stelle doppie comprese fra 10 e 20 parsec. Sono state compiute ricerche sul tipo spettrale delle *stelle doppie visuali*; i dati in proposito sono tutt'altro che completi, ma tuttavia appare chiaramente una preponderanza dei primi tipi spettrali: delle stelle di tipo G, sono doppie visuali circa il 30 %, mentre la percentuale scende al 5 tra le stelle da K5 a M. La percentuale di stelle doppie sale passando dai primi tipi spettrali a quelli avanzati.

Le ricerche statistiche sulla forma delle orbite delle stelle doppie sono affette da un errore sistematico, dovuto a criteri di scelta: infatti le stelle con orbite apparentemente piccole (piccolo semiasse maggiore) hanno minori probabilità di essere scoperte.

Il fatto, scoperto statisticamente, che i semiassi maggiori hanno per lo più dimensioni fra 10 e 20 UA, deve essere considerato con attenzione. Il maggior valore osservato per un semiasse maggiore è quello relativo al sistema 36 Ursae maioris/BD + 57° 1266, di circa 49000 UA; anche Mizar ed Alcor nell'Orsa Maggiore formano probabilmente una stella doppia alla distanza reciproca di 17000 UA, con un periodo di circa 800 000 anni.

Anche i *sistemi multipli* sono relativamen-



A) **La distribuzione delle stelle secondo il tipo spettrale**

B) **La differenza fra una stella doppia ottica** (a sinistra) **e una stella doppia fisica** (a destra)

C) **Orbita apparente della stella doppia** α Centauri

D) **Suddivisione secondo le dimensioni dei semiassi maggiori** delle orbite di stelle doppie visuali

E) **Oscillazioni periodiche (in rosso)** nel movimento del compagno di 61 Cygni indicanti la presenza di un terzo componente invisibile

te numerosi e sono composti in genere da due coppie di stelle molto vicine (p. es. ε Lyrae), oppure da una coppia di stelle attorno alle quali ruota a distanza una terza stella (p. es., α Centauri). Esistono naturalmente combinazioni di stelle doppie spettroscopiche, visuali ed astrometriche. Le *stelle doppie astrometriche* sono quelle nelle quali l'esistenza di una delle componenti può essere dedotta solo indirettamente, in base alle perturbazioni indotte da essa sul movimento della stella principale, ovvero con metodi astrometrici; a questo tipo appartengono stelle che presentano oscillazioni periodiche nel moto proprio e stelle con variazioni periodiche nel moto di rivoluzione di una delle due componenti; ne sono esempi rispettivamente la stella di Barnard e 61 Cygni.
A causa delle difficoltà che presenta la loro scoperta, attualmente si conoscono poche stelle di questo tipo. Poiché però il 20 % di queste stelle entro una distanza di 20 parsec possiede compagni invisibili, il fenomeno non sembra essere raro. Nel caso della stella di Barnard si è perfino scoperto un compagno invisibile, la cui massa è così piccola, che lo si può ritenere un pianeta. Recentemente è stata ipotizzata perfino l'esistenza di due o più pianeti. Il valore della massa che separa un pianeta da una stella è intorno a 0,01 masse solari. Le stelle di cui si conosce l'esistenza di un compagno invisibile sono le seguenti (si tenga presente che la massa di Giove è circa 0,001 masse solari):

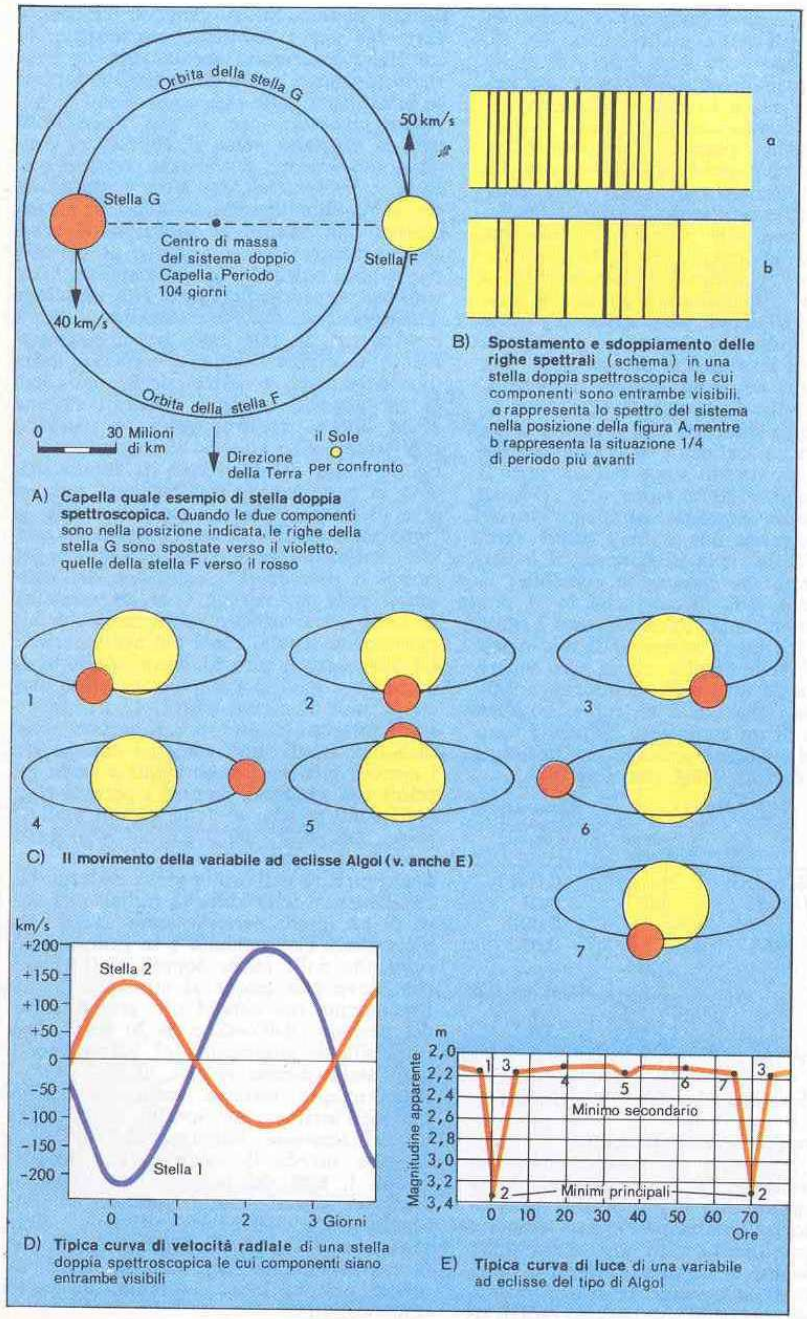
Nome	Periodo in anni	Massa del compagno in masse solari
Stella di Barnard	24,0	0,0015
Lalande 21185	8,0	0,01
61 Cygni	4,8	0,008
BD + 20° 2465	26,5	0,032
Ci 2 354	10,8	0,02
δ Aquilae	3,4	da 0,5 a 0,8
ξ Aquarii	25	0,6
ξ Cancri	17,5	0,9
μ Draconis	3,2	0,6
Dubbia è Proxima Centauri	2,5	0,0018

Stelle doppie spettroscopiche

Le stelle doppie le cui componenti siano molto ravvicinate, tanto da non essere separate neppure con il più potente telescopio, possono ugualmente essere scoperte per via spettroscopica, in quanto entrambe le componenti di un tale sistema si muovono attorno al comune centro di massa, effettuando così degli spostamenti radiali rispetto alla Terra, a meno che il piano che contiene entrambe le orbite non sia perpendicolare alla direzione d'osservazione. Se le due componenti hanno all'incirca uguale luminosità, si vengono ad osservare due spettri contemporaneamente, le cui righe presentano spostamenti in direzioni opposte a causa dell'effetto Doppler: se infatti una delle due componenti si avvicina all'osservatore, le sue righe spettrali si spostano verso il violetto e, contemporaneamente, si spostano verso il rosso le righe spettrali dell'altra componente che si sta allontanando dalla Terra; mezzo periodo più avanti, la situazione è rovesciata, mentre solo un quarto di periodo più avanti, entrambe le stelle stanno muovendosi perpendicolarmente alla direzione d'osservazione, non presentando quindi i loro spettri, in tale caso, nessuno spostamento di origine Doppler, e venendo quindi a coincidere. In altre parole, nel corso di un periodo le righe spettrali di una stella doppia spettroscopica si scindono due volte e due volte si ricongiungono.
Se, a causa di differenze di luminosità, solo la componente più brillante può essere osservata, allora si muovono solo le righe spettrali di questa. Già solo da queste oscillazioni periodiche è possibile misurare il periodo di rivoluzione del sistema. È nella natura delle cose, che alla classe delle stelle doppie spettroscopiche appartengano sistemi con i più brevi periodi. Di 594 sistemi, solo 61 hanno periodi superiori a 2 anni, per la maggior parte hanno periodi di alcuni giorni, 42 hanno periodi inferiori al giorno e 8 perfino meno di 8 ore. Dagli studi statistici emerge che i periodi più brevi sono legati a stelle dei primi tipi spettrali, mentre i periodi maggiori sono relativi a stelle giganti gialle o rosse. Le stelle del tipo di Wolf-Rayet sono tutte, senza eccezione, doppie.
L'eccentricità dell'orbita viene dedotta dall'andamento della velocità radiale nel corso di un intero periodo; nelle stelle doppie visuali, l'eccentricità è in genere superiore che nelle stelle doppie spettroscopiche, dove può essere al massimo di 0,1. Unicamente nei sistemi con grandi valori del periodo (dell'ordine di 20 anni), l'eccentricità si approssima al valore medio delle stelle doppie visuali, di 0,5.
Resta sempre, tuttavia, sconosciuto il valore dell'inclinazione nonché la dimensione del semiasse maggiore dell'orbita; si conosce invece il valore della quantità $a \cdot \sin i$, cioè del prodotto del semiasse maggiore per il seno trigonometrico dell'inclinazione dell'orbita. Rimane allora pure impossibile determinare le masse delle componenti, se non, almeno indicativamente, nei casi in cui entrambi gli spettri sono visibili.

Le stelle variabili ad eclisse

Se l'inclinazione del piano orbitale di una stella doppia è intorno a 90°, cioè se il



A) **Capella quale esempio di stella doppia spettroscopica.** Quando le due componenti sono nella posizione indicata, le righe della stella G sono spostate verso il violetto, quelle della stella F verso il rosso

B) **Spostamento e sdoppiamento delle righe spettrali** (schema) in una stella doppia spettroscopica le cui componenti sono entrambe visibili. a rappresenta lo spettro del sistema nella posizione della figura A, mentre b rappresenta la situazione 1/4 di periodo più avanti

C) **Il movimento della variabile ad eclisse Algol (v. anche E)**

D) **Tipica curva di velocità radiale** di una stella doppia spettroscopica le cui componenti siano entrambe visibili

E) **Tipica curva di luce** di una variabile ad eclisse del tipo di Algol

piano stesso è inclinato nello spazio in modo da coincidere o quasi con la direzione d'osservazione, allora le due componenti si eclissano reciprocamente nel corso di un periodo.

Di stelle variabili ad eclisse ne esistono tre tipi:

1. *Stelle del tipo di Algol*, dal nome della stella prototipo β Persei (Algol); entrambe le componenti hanno forma sferica; il periodo è compreso in un intervallo molto ampio, quantunque i periodi maggiormente osservati siano di 2 o 3 giorni e da 5 a 8 giorni.
2. *Stelle del tipo di β Lyrae*; le due componenti sono di forma ellissoidica, di dimensioni differenti. Il periodo è superiore a un giorno.
3. *Stelle del tipo W Ursae maioris*; le due componenti hanno circa uguali dimensioni e sono entrambe ellissoidiche. Il periodo è inferiore a un giorno.

Le stelle dei primi due tipi presentano curve di luce nelle quali, accanto a un profondo minimo principale di luminosità, si osserva anche un minimo secondario. Si osserva un massimo di luminosità quando le due componenti si trovano l'una a fianco dell'altra, un minimo quando la stella più luminosa è occultata da quella meno luminosa, e infine un minimo meno profondo quando è la stella meno luminosa ad essere occultata; le stelle del tipo W Ursae maioris presentano nei minimi principali e nei minimi secondari una magnitudine all'incirca uguale.

Come nelle eclissi di sole, anche per le stelle doppie di questo tipo l'occultamento può essere totale, anulare o parziale: quale avvenga nella realtà, fra questi tre tipi di occultamento, non può essere dedotto direttamente mediante un'osservazione, ma solo indirettamente, dalla forma della curva di luce; nelle eclissi parziali infatti, i minimi sono abbastanza acuti, in quelle totali e anulari, invece, sono relativamente piatti.

Circa il 90 % delle stelle variabili ad eclisse hanno periodo inferiore a 10 giorni, quantunque esistano esempi di periodo estremamente lunghi, quali i 9883 giorni di ε Aurigae. Quattro stelle hanno periodo inferiore a 0,2 giorni; i periodi più brevi sono quelli della compagna della Nova Herculis 1934 ($4^h\ 39^m$), di UX Ursae maioris ($4^h\ 05^m$) e di WZ Sagittae (88^m).

Un famoso esempio di stella variabile ad eclisse è ζ Aurigae, che è composta da una supergigante di tipo spettrale K5, del diametro di 410 milioni di km (= 239 volte il diametro del Sole), attorno alla quale ruota in 972 giorni una stella di tipo B8, con un diametro inferiore di 30 volte. La distanza minima fra le due componenti (al periastro) è di 4,1 UA, mentre la distanza massima (all'apoastro) è di 9,7 UA. La massa della componente principale è pari a 32 volte la massa del Sole: la sua densità, a causa del gigantesco volume, è tuttavia solo un milionesimo della densità media del Sole. Gli strati più esterni della stella sono allora così « trasparenti » che all'inizio e alla fine dell'eclisse lasciano passare la luce emessa dalla componente più luminosa. Questa fase dura 32 ore ed in questo periodo si osservano nello spettro della stella B8 righe in assorbimento generate nell'atmosfera della supergigante; è possibile in tal modo esplorare strato per strato l'atmosfera della stella K5.

Le componenti di alcune stelle doppie sono così ravvicinate che è possibile avvenga uno scambio di materia fra di esse, fatto che ha particolare importanza nella successiva evoluzione delle due componenti (v. p. 184).

Variabili fisiche

Le stelle variabili ad eclisse non possono essere ritenute vere stelle variabili, in quanto le variazioni di luminosità del sistema sono prodotte dall'eclisse di una delle due componenti. Esiste tuttavia un grande numero di stelle variabili fisicamente.

Quando non possieda già un nome, come per esempio β Persei, δ Cephei ecc., una stella variabile viene indicata con una delle lettere latine da R a Z (p. es., S Andromedae), progressivamente secondo l'ordine della scoperta; una volta che sia terminata la serie da R a Z, si continua con RR, RS, . . . , RZ, SS, ST, . . . , SZ ecc. fino a ZZ, a cui fa seguito AA, AB, . . . , AZ, BB, BC, . . . , BZ, ecc. fino a QQ, QR, . . . , QZ; se queste 334 combinazioni di lettere non sono sufficienti, allora si continua con la denominazione V335, V336 ecc.; in ogni caso, anche con le lettere greche, si usa il genitivo del nome latino della costellazione, p. es. HS Orionis oppure V737 Cygni. Va citato, anche se solo a scopi statistici, che a Mosca si pubblica ogni 10 anni un « General Catalogue of Variable Stars », nel quale (ultima edizione del 1969-70) sono elencate 20289 stelle variabili. Più avanti verranno illustrati i vari tipi di stelle variabili, il numero delle quali è stato dedotto dal catalogo menzionato.

I. Stelle variabili pulsanti

a) *Cefeidi a lungo periodo.* La stella prototipo di questa classe è δ *Cephei*: si tratta di supergiganti di tipo spettrale compreso fra F e K, con periodi compresi fra 1 e 50 giorni. Le stelle di questo tipo non sono molto numerose essendo in tutto 706. L'ampiezza delle variazioni di magnitudine è compresa fra $0^m,4$ e $1^m,7$ e la salita dal minimo al massimo è spesso più ra-

pida che la discesa dal massimo al minimo, quantunque la regola non sia generale. La temperatura superficiale, al massimo di luminosità, si eleva di 1000 °K, cosicché anche il colore della stella varia, tendendo al minimo verso il giallo o l'arancione e al massimo verso il bianco. L'origine della variazione di luminosità è una pulsazione della stella, il cui raggio subisce variazioni comprese tra il 4 e il 20 %, come è stato scoperto da misure di velocità radiale: la stella raggiunge le sue maggiori dimensioni durante la fase discendente della variazione di velocità o viceversa diventa più piccola quando la luminosità sta aumentando. Nella stella δ Cephei, p. es., il periodo è di 5,37 giorni, lo spettro varia tra F5 e G2, la temperatura da radiazione varia tra 5680 °K e 4990 °K (misurata a 5570 Å); il raggio medio è di 23,3 milioni di km, la variazione di raggio dell'11,3 %. Le 706 variabili cefeidi conosciute sono suddivise in *cefeidi classiche* e *stelle del tipo W Virginis*; le prime appartengono alla Popolazione I (v. p. 143), le altre alla Popolazione II e presentano spesso anche variazioni di periodo.

Durante osservazioni di cefeidi nella Piccola Nube di Magellano (v. p. 191), H. LEAVITT scoperse una correlazione tra il periodo e la magnitudine apparente media osservata e poiché le stelle nella Nube di Magellano si trovano tutte praticamente alla stessa distanza dalla Terra, ne consegue che esiste anche una correlazione tra periodo e luminosità assoluta. La *relazione periodo-luminosità* fu tarata sulle cefeidi più vicine, per poterne derivare la distanza e quindi la magnitudine assoluta, lavoro alquanto difficile in quanto non vi sono variabili cefeidi sufficientemente vicine perché se ne possa misurare la parallasse trigonometrica. Inoltre, oggi sappiamo che la relazione periodo-luminosità relativa alle cefeidi classiche è differente da quella relativa alle stelle del tipo W Virginis.

L'utilità della relazione sta nel fatto che per ogni cefeide è sufficiente conoscere il periodo (facilmente determinabile) per conoscerne la magnitudine assoluta e quindi anche la distanza. Il metodo è impiegato per la misura della distanza di altri sistemi stellari, nei quali, ovviamente, occorre esistano delle cefeidi.

b) *Stelle del tipo RR Lyrae*; sono stelle variabili pulsanti con periodo inferiore a 1,5 giorni. Poiché esistono soprattutto negli ammassi globulari, vengono chiamate anche *variabili d'ammasso*. La loro magnitudine assoluta è inferiore a quella delle cefeidi e la relazione tra il loro periodo e la loro luminosità è lineare. Le stelle di questo tipo sono più numerose che le cefeidi (4433 stelle). Le curve di luce non sono altrettanto costanti nel tempo quanto quelle delle cefeidi, in quanto soprattutto la forma della curva di luce e l'altezza del massimo di luminosità sono suscettibili di variazioni (effetto Blaschko). Talvolta si sovrappongono più fenomeni di pulsazione, come p. es. nella stella RR Lyrae nella quale si sovrappongono tre periodi, che hanno durate di 0,5668 giorni, 40,7 e 122,1 giorni. Il periodo può subire variazioni, sia regolari che irregolari.

c) *Stelle del tipo δ Scuti*; ne sono conosciute soltanto 17; possiedono periodi estremamente brevi, al massimo di un'ora; spesso hanno un comportamento simile alle stelle del tipo RR Lyrae.

d) *Stelle del tipo β Canis maioris* o *β Cephei*; si tratta di stelle pulsanti con periodo compreso fra 3 e 6 ore; l'ampiezza della variazione di luminosità è solamente di $0^m,1$; la curva di luce è sinusoidale (23 stelle conosciute).

e) *Stelle del tipo Mira*; prototipo ne è Mira, ovvero o Ceti, nella costellazione della Balena. Questo gruppo comprende 4566 stelle ed è quindi il più nutrito raggruppamento di variabili. Le stelle di questo tipo sono giganti con periodo compreso fra 80 e 1000 giorni, con ampiezza della curva di luce compresa fra $2^m,5$ e 6^m, cosicché la probabilità di scoprirne altre è piuttosto elevata: infatti o Ceti fu la prima stella variabile ad essere scoperta (nel 1596 da D. FABRICIUS).

Negli spettri delle stelle di tipo Mira, che appartengono ai tipi spettrali M, S, N e R, si possono osservare, nel 96 % dei casi, delle righe in emissione. Rispetto alle curve di luce visuali, le curve di luce bolometriche presentano un'ampiezza decisamente inferiore: in 11 stelle, l'ampiezza visuale è compresa tra $3^m,1$ e $9^m,8$, mentre l'ampiezza bolometrica è corrispondentemente compresa tra $0^m,7$ e $1^m,1$. I grandi valori dell'ampiezza visuale si giustificano con la presenza di intense bande spettrali degli ossidi di titanio e di zirconio e del carbonio. L'osservazione di variabilità anche nella velocità radiale suggerisce la presenza di pulsazioni, con variazioni nel raggio fino al 18 % (v. p. 154 D). A lungo termine sono state osservate anche delle variazioni di periodo: p. es., il periodo di R Hydrae è diminuito, tra il 1784 e il 1950, da 497 a 380 giorni.

f) *Stelle variabili semiregolari*; anche queste sono stelle giganti e supergiganti pulsanti con periodo non più regolare; a questa classe appartengono Antares, Betelgeuse, μ Cephei e altre stelle (per un totale di 2221).

g) *Stelle del tipo RV Tauri*; si tratta di stelle con elevata luminosità e di tipo spettrale F, G o K, con periodi compresi fra 50 e 150 giorni e con ampiezza di 3 magnitudini. La curva di luce si presenta come una doppia onda con minimi piatti di profondità variabile (104 stelle).

h) *Stelle del tipo α^2 Canum Venaticorum*; le stelle di questo tipo presentano variazioni di intensità in determinati gruppi di righe spettrali, spesso anche variazioni nell'intensità del campo magnetico (v. p. 144). Le variazioni nella velocità radiale sono piccole e così pure le pulsazioni (28 stelle).

i) *Stelle variabili irregolari*; si tratta di stelle giganti o supergiganti con curve di luce completamente irregolari. Le ampiezze sono in genere inferiori a 2^m e in media sono di $0^m,5$ (1687 stelle).

II. Stelle variabili eruttive

a) Novae (*stelle nuove*). Stelle di questo tipo erano già osservate nell'antichità, ma solo nel XX secolo si è giunti a comprendere come non si trattasse di stelle completamente nuove, ma di stelle già esistenti che presentavano improvvisi aumenti di luminosità, cosicché era praticamente impossibile risalire alla stella prima dell'esplosione (*Praenova*). Oggi è possibile risalire, nella maggior parte dei casi, alla stella nello stadio precedente a quello di nova, su fotografie delle zone di cielo ove la nova è comparsa, riprese nel passato.

La luminosità di una nova aumenta seguendo in genere i seguenti stadi.

Le praenovae sono stelle nane di elevata temperatura superficiale. La magnitudine assoluta (fotografica) è compresa tra $+ 4^m,2$ e $+ 4^m,7$ (talvolta è di $+ 0^m,5$ per le novae ricorrenti che esplodono due o più volte in un secolo), in qualche caso leggermente variabile. In un giorno la luminosità aumenta tra 7 e 9,5 magnitudini, rimane al valore così raggiunto o addirittura diminuisce leggermente, e quindi aumenta ancora di altre due magnitudini circa fino a raggiungere la massima luminosità.

L'aumento totale di luminosità è dell'ordine di 11 magnitudini, ma può giungere anche a 13, il che significa che, al massimo, la luminosità è 150 000 volte superiore al valore iniziale. La luminosità diminuisce subito dopo il massimo, che è in genere molto acuto, dapprima velocemente, poi rallentando sempre più; si osservano anche variazioni irregolari della luminosità.

La fase di passaggio allo stadio di *postnova* o *exnova* può durare da parecchi mesi fino anche ad alcuni anni; in quello stadio si può osservare una variabilità irregolare, con ampiezza ridotta; per il resto una postnova assomiglia a una praenova in particolare per la magnitudine (di circa $+ 3^m,1$).

Dallo studio dello spettro di una nova si deduce l'esistenza di un involucro gassoso in espansione; l'espansione è legata allo spostamento delle righe spettrali per effetto Doppler verso il violetto. In alcuni casi l'involucro gassoso ha potuto essere osservato e fotografato, un certo tempo dopo l'esplosione; la massa dell'involucro che si espande con velocità compresa fra 50 e 4000 km/s è dell'ordine di un decimillesimo o al massimo un millesimo della massa totale della stella, mentre l'energia irraggiata nell'esplosione ammonta a 1/10000 circa dell'energia immagazzinata nella stella. Dall'andamento della curva di luce e dalla sua amplitudine, cioè dalla massima magnitudine raggiunta, si distinguono le seguenti classi di novae.

Na: novae molto veloci, veloci, o di velocità intermedia; raggiungono rispettivamente delle magnitudini assolute di $- 8^m,0$, $- 7^m,2$ e $- 6^m,5$. Occorrono meno di 100 giorni perché la luminosità diminuisca di 3^m.

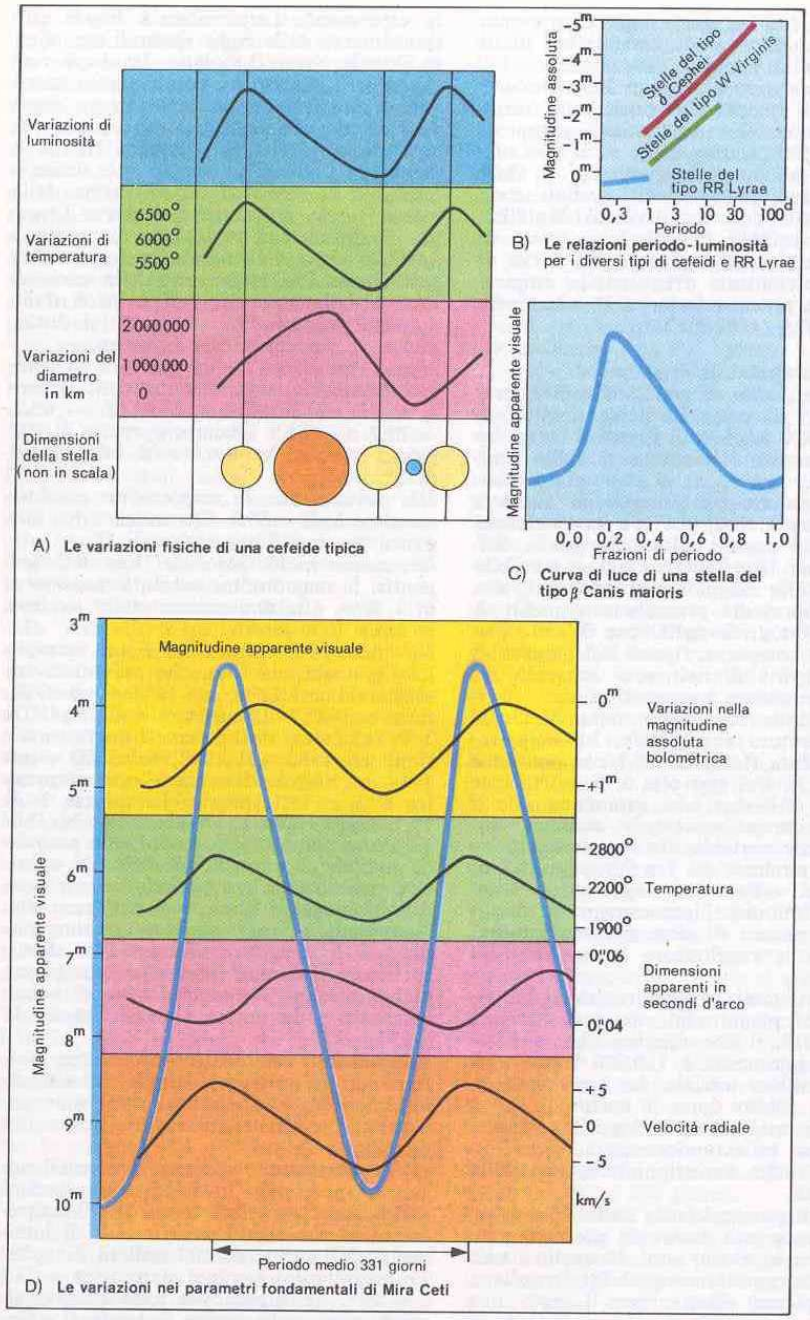
Nb: novae lente; la magnitudine assoluta massima è di $- 5^m,4$. Occorrono circa 200 giorni per una diminuzione di 3^m.

Nc: novae molto lente del tipo RT Serpentis; la magnitudine assoluta massima è di $- 3^m,6$, e la diminuzione di 3^m avviene in circa 1000 giorni.

Nd: novae ricorrenti: ne è un esempio RS Ophiuchi, che finora ha presentato tre esplosioni, nel 1898, nel 1933 e nel 1958, tutte con $4^m,7$. L'ampiezza è di $7^m,4$. Di T Pyxidis sono stati osservati quattro massimi, nel 1890, nel 1902, nel 1920 e nel 1944. La magnitudine era allora compresa fra $6^m,5$ e $7^m,1$, mentre l'ampiezza è di $7^m,1$. Forse anche le novae di tipo Na, Nb e Nc sono in realtà ricorrenti, con periodo di migliaia di anni. È possibile che esista una correlazione tra periodo e ampiezza di variazione di luminosità nel senso che l'ampiezza è tanto maggiore quanto più lungo è il periodo e viceversa. In effetti, le novae ricorrenti presentano ampiezze molto inferiori. Il numero totale di novae osservate nella nostra Galassia ammonta a 166.

b) Variabili novoidi (novae del tipo Ne); formano un gruppo di stelle abbastanza differenti fra loro. Le esplosioni sono però simili a quelle delle altre novae (39 oggetti).

c) Supernovae; rispetto alle normali novae, le supernovae presentano amplitudini decisamente superiori, anche di 20 magnitudini, il che significa variazioni di luminosità dell'ordine di 100 milioni di volte. Le magnitudini assolute stanno fra $- 14^m$ e $- 21^m$. Le supernovae sono eccezionalmente rare: nella nostra Galassia, il « General Catalogue of Variable Stars » (1969-70) riporta l'esistenza di 7 supernovae; secondo altre fonti, nell'era volgare sarebbero esplose 11 supernovae i resti di al-



A) **Le variazioni fisiche di una cefeide tipica**

B) **Le relazioni periodo-luminosità** per i diversi tipi di cefeidi e RR Lyrae

C) **Curva di luce di una stella del tipo β Canis maioris**

D) **Le variazioni nei parametri fondamentali di Mira Ceti**

cune delle quali sono stati identificati con radiosorgenti. Nelle altre galassie, le supernovae sono molto numerose, talvolta superando, con la loro, la luminosità totale del sistema a cui appartengono.

Le supernovae sono spesso distinte in due tipi: dopo una veloce ascesa di $0^m,2$ o $0^m,5$ per giorno, la diminuzione di luminosità nelle supernovae di tipo I avviene dapprima velocemente (3^m in 25-40 giorni), quindi più lentamente, mentre nelle supernovae di tipo II avviene nella prima fase più lentamente (1^m in 20 giorni) e in seguito ancora più lentamente ed irregolarmente; possono tuttavia esistere delle deviazioni da questo schema. Oltre a questo, la magnitudine fotografica assoluta delle supernovae di tipo I è in media di $-18^m,7$, mentre in quelle di tipo II è solo di $-16^m,3$. Nelle galassie ellittiche ed irregolari (v. p. 189) prevalgono le supernovae di tipo I, in quelle a spirale esistono entrambi i tipi. In un millennio, in una galassia come la Via Lattea possono apparire 5 supernovae di tipo I e 25 di tipo II, delle quali tuttavia solo una piccola parte è osservabile da Terra.

Lo stadio di pre-supernovae immediatamente precedente l'esplosione non ha mai potuto purtroppo essere studiato, in primo luogo perché nelle ultime decine (se non centinaia) di anni, nella nostra Galassia non si è verificata nessuna esplosione di supernova; per le supernovae in altre galassie, lo stadio pre-supernovae corrisponde a magnitudini tanto basse da rendere impossibile l'osservazione e la ricerca su riprese fotografiche d'archivio.

Anche la ricerca dei resti di una supernova, cioè dello stadio di post-supernova, è alquanto difficile; il caso più semplice è quello della supernova di tipo I esplosa nella costellazione del Toro il 4.7.1054 e di cui si è trovata una registrazione su antichi annali cinesi; la sua magnitudine apparente massima deve essere stata di -6^m, cioè tanto luminosa da poter essere visibile anche nella piena luce del giorno per 23 giorni; solo l'anno successivo la stella scomparve nel cielo notturno; nella posizione della supernova, si osserva oggi la *Nebulosa del Granchio* M1 (ingl. *Crab Nebula*), il cui involucro gassoso si espande alla velocità di 1300 km/s. La sua distanza dal Sole è di 4000 anni luce. La luminosità dei gas della nebulosa ha origine nel meccanismo sincrotrone descritto precedentemente (v. p. 105) e la stessa origine ha anche l'emissione di radioonde; con un flusso energetico di $2{,}62 \cdot 10^{38}$ erg/s, la Crab Nebula è una delle radiosorgenti più intense.

La massa espulsa da una supernova di tipo I è compresa fra 0,1 e 1 massa solare, la velocità iniziale media di espansione è dell'ordine di 10000 km/s e l'energia irradiata fra 10^{49} e 10^{50} erg, il che significa che una supernova in un secondo perde tanta energia, quanta ne irraggia il Sole in tre anni. I valori citati possono essere inferiori nel caso delle supernovae di tipo II.

Altre supernovae osservate:

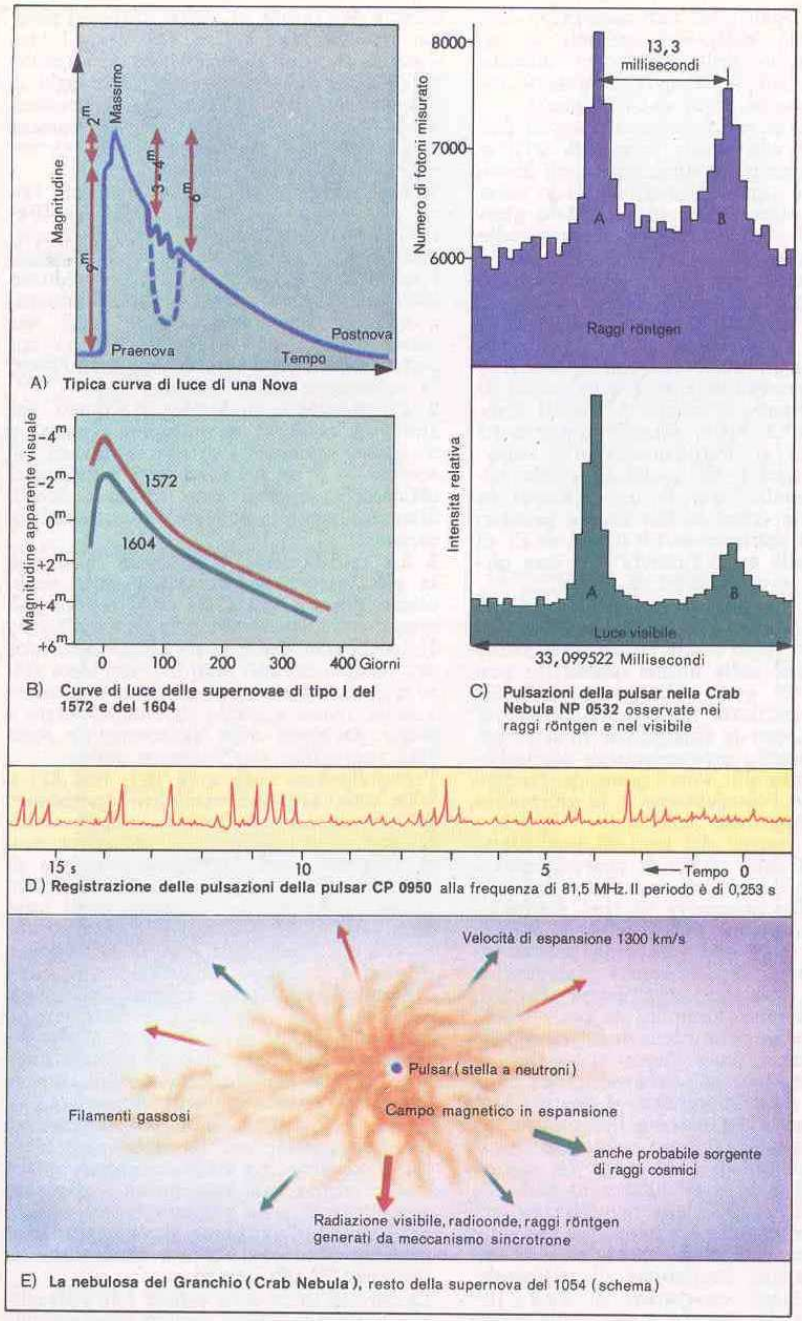
1. La supernova di Tycho, osservata fra gli altri da TYCHO BRAHE, nella costellazione di Cassiopea nel 1572, con una magnitudine apparente massima di $-4^m,1$. Finora non se ne è potuto individuare otticamente lo stadio di post-supernova, quantunque in quella zona di cielo sia stata scoperta una radiosorgente, la cui distanza dal Sole è di circa 1200 anni luce. La supernova era di tipo I.
2. La supernova di Kepler in Ofiuco, del 1604. La massima magnitudine apparente di questa supernova di tipo I doveva essere di $-2^m,6$; ne sono stati individuati otticamente dei resti sotto forma di deboli filamenti gassosi, collegati ad una radiosorgente.
3. La radiosorgente Cassiopeia A, che è la più intensa radiosorgente sulla volta celeste dopo il Sole ($3{,}27 \cdot 10^{39}$ erg/s), può essere collegata a una supernova di tipo II, posta alla distanza di 11200 anni luce ca., esplosa ca. 250 anni fa. Non sono state trovate registrazioni di eventuali osservazioni (forse a causa di cattivo tempo). Nella posizione della radiosorgente sono stati individuati dei filamenti gassosi.

Probabilmente, negli anni 185, 396, 827 e 1006 sono state osservate altre supernovae, da identificare con attuali radiosorgenti; la supernova dell'anno 827 dovrebbe avere raggiunto una luminosità massima di -10^m; altre supernovae devono essere esplose nella nostra Galassia negli anni 437, 1181, 1203 e 1230.

Si ritiene attualmente che le supernovae di tipo I, o i loro eventuali resti, siano sorgenti di *radiazione cosmica*, composta essenzialmente da protoni ed elettroni, oltre a una piccola percentuale di nuclei pesanti, accelerati a velocità prossime a quella della luce dal meccanismo sincrotrone nel campo magnetico della supernova.

Come resti dell'esplosione di supernovae sono da considerarsi le stelle nane bianche e recentemente è stata osservata anche una relazione tra supernovae e **pulsar**; queste ultime sono radiosorgenti osservate nel 1967 a Cambridge da J. BELL e A. HEWISH. Fino al 1972 era conosciuto un centinaio di tali oggetti.

La caratteristica delle pulsar è la pulsazione in intensità, che si verifica regolarmente con periodo che è al massimo dell'ordine del secondo, ma è molto spesso inferiore: la pulsar della Crab Nebula, per esempio, ha un periodo di 33,09 millisecondi. Il



periodo di alcune pulsar tende ad allungarsi regolarmente (l'allungamento del periodo della pulsar nella Crab Nebula, p. es., è dello 0,036 % all'anno): se ne deduce un'età, per la pulsar, fra 10^3 e 10^8 anni. Di alcune pulsar si è potuto rintracciare il corrispettivo ottico, cioè la stella che dà origine alla emissione radio e che pulsa nel visibile con lo stesso periodo radio: nel caso della Crab Nebula si tratta di una stella di 16ª magnitudine la cui luminosità al massimo è 15 volte superiore che al minimo; mediante osservazioni a bordo di razzi si è potuto rilevare che anche nella radiazione X, la stella pulsa con periodo di 33 ms; la stella presenta cioè una pulsazione, con ugual periodo, su tutto lo spettro elettromagnetico.

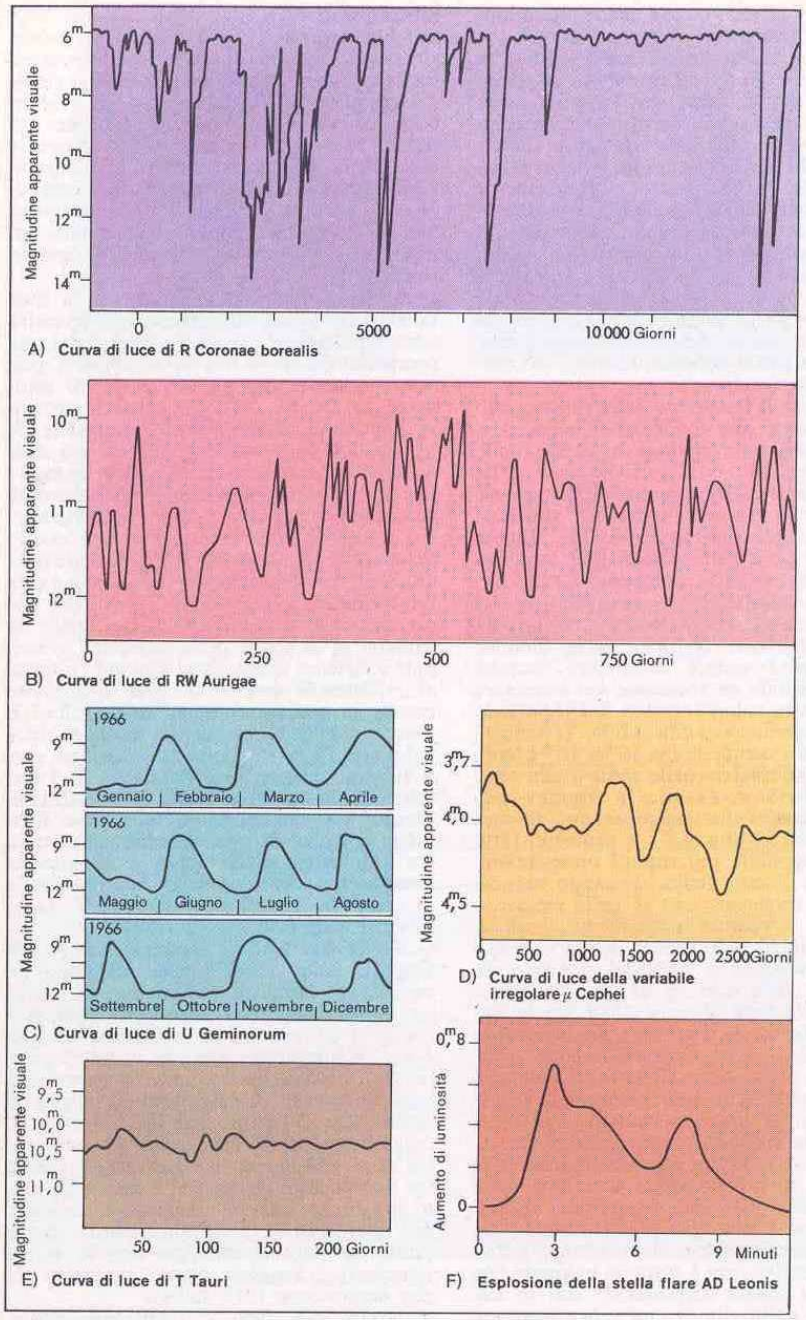
Per spiegare il fenomeno della pulsar sono state invocate due teorie, che fanno capo a una pulsazione analoga a quella delle variabili cefeidi, o alla rivoluzione delle due componenti di una stella doppia; attualmente si prende in esame anche il fenomeno della rotazione di una singola stella, che però nelle pulsar deve avvenire così velocemente da richiedere elevati valori per l'accelerazione gravitazionale superficiale in modo da poter annullare la forza centrifuga: le stelle nane bianche soddisfano a queste condizioni, purché però il periodo di rotazione sia superiore a 1 s, mentre valori inferiori per il periodo possono verificarsi aumentando la densità fino a valori compresi fra 10^{13} e 10^{18} g/cm^3, che possono esistere nelle *stelle a neutroni*. Già nel 1933 W. BAADE e F. ZWICKY avevano ipotizzato che una supernova dovesse trasformarsi in una stella a neutroni, fatto confermato dalle più recenti osservazioni. Intorno a queste stelle, il campo magnetico deve trascinare con sé nella rotazione le nuvole di plasma (o particelle elettricamente cariche) che eventualmente vi si trovano. Una stella a neutroni possiede un diametro dell'ordine di 20 km, ma a una distanza da essa di circa 1500 km le nuvole di plasma si trovano a muoversi alla velocità della luce, cioè con energie relativistiche. L'emissione della radiazione sincrotrone che viene così generata deve avvenire poi in una determinata direzione, cosicché la stella si comporta come un faro marittimo, proiettando periodicamente un fascio di radiazione in direzione della Terra, sulla quale noi osserviamo quindi degli impulsi periodici. Il fenomeno non è stato completamente descritto dal punto di vista teorico, ma è tuttavia evidente che esiste una stretta correlazione con lo stadio finale della vita di una supernova. Anche le collapsar (v. p. 183) possono essere resti di supernovae.

d) Stelle del tipo R Coronae borealis: si tratta di stelle giganti; per lungo tempo mantengono una luminosità costante, che talvolta diminuisce bruscamente di parecchie magnitudini, ritornando poi al valore iniziale talune volte abbastanza velocemente, altre più lentamente. Non è stato possibile identificare una periodicità nel fenomeno o una costanza nella ampiezza della variazione. Caratteristica è la presenza del fenomeno, di origine ancora oscura, in stelle di tipo spettrale R, che mostrano una relativa abbondanza di carbonio. Attualmente sono note 32 stelle di questo tipo.

e) Stelle del tipo RW Aurigae. Si tratta di stelle le cui variazioni di luminosità sono totalmente irregolari, con ampiezze comprese fra 1m e 4m; la luminosità può essere costante per periodi anche di settimane, ai quali fanno seguito improvvise variazioni di luminosità. Le stelle di questo tipo sono per la maggior parte stelle della sequenza principale del diagramma di Hertzsprung e Russell, quantunque comprendano anche qualche sottogigante. Un sottogruppo di questa classe è quello delle *stelle del tipo T Tauri*, accanto alle quali si trovano sempre nubi di materia interstellare, da cui deriva l'altro loro nome di *variabili nebulari*; queste stelle si trovano al di sopra della sequenza principale e devono essere assai giovani (intorno al milione di anni). Talvolta si trovano riunite in gruppi, chiamati *associazioni T Tauri*, come, p. es., nella regione della nebulosa Testa di Cavallo, in Orione, ove si trovano concentrate 400 stelle T Tauri (altro es. la nebulosa NGC 2264, nell'Unicorno). La variazione di luce deve aver luogo a causa di uno scambio di materia fra l'atmosfera della stella e la materia interstellare circostante. Il numero totale di stelle dei tipi RW Aurigae e T Tauri insieme è di 1109.

f) Stelle del tipo U Geminorum (o SS Cygni). Sono quelle stelle che dopo un periodo di stabilità presentano, in pochi giorni, un aumento di luminosità compreso fra 2m e 6m, mentre la successiva diminuzione di luminosità avviene in 10-50 giorni. Non è possibile trovare una periodicità nelle variazioni di magnitudine, in quanto l'intervallo di tempo fra un aumento di magnitudine e il successivo è compreso fra 20 e 600 giorni. L'intervallo di tempo fra due massimi successivi è in genere tanto più lungo quanto maggiore è l'ampiezza; queste stelle presentano sotto questo punto di vista un'analogia con le novae ricorrenti e vengono perciò chiamate anche *nane novae* (215 stelle).

g) Stelle del tipo Z Camelopardalis; sono stelle con caratteristiche analoghe a quelle del gruppo precedente. Talvolta la luminosità si mantiene a un livello intermedio tra il minimo e il massimo (20 stelle).



h) Stelle del tipo UV Ceti. L'esistenza di stelle di questo tipo è stata scoperta da circa 25 anni; si tratta di stelle nane rosse che presentano improvvisi aumenti di luminosità della durata di pochi minuti, o al massimo di poche ore, e che successivamente ritornano altrettanto velocemente ai livelli normali di luminosità. L'aumento di luminosità è compreso tra 1^m e 6^m. La probabilità di scoprire le stelle di questa classe è piuttosto bassa (se ne conoscono 28) a causa della breve durata dell'eruzione e non è da escludere che tutte le stelle nane rosse di tipo spettrale M presentino lo stesso fenomeno di UV Ceti. Si suole distinguere in questo gruppo fra *stelle flare* e *stelle flash* [1]; queste ultime sono legate a nubi di materiale interstellare e vengono osservate nelle associazioni T Tauri; la durata dell'eruzione (o flare, che dir si voglia) è in genere tanto più breve quanto più avanzato è il tipo spettrale: è infatti di 110 minuti nelle stelle di tipo spettrale K5, di 60 per stelle M0 e di 20 per stelle M5. Probabilmente le eruzioni costituiscono fenomeni analoghi ai brillamenti (flares) che, su scala minore, si osservano sul Sole senza che tuttavia influenzino la luminosità totale del Sole. Una ben nota « stella flare » è Proxima Centauri. Talvolta le eruzioni possono essere osservate anche radioastronomicamente, così come avviene per il Sole.

La materia interstellare

Già un'osservazione ad occhio nudo permetterebbe di notare in alcune zone della volta celeste, in particolare lungo la Via Lattea, la presenza di regioni prive di stelle. Altrove, con un telescopio, si potrebbero osservare delle nebulose luminose, che nel passato erano ritenute fitti raggruppamenti di stelle; tale punto di vista fu confermato dall'osservazione di numerose « nebulose », quantunque una grande percentuale di nebulose si dimostrasse composta di gas e polveri. Anche le citate « nebulose oscure » si rivelano null'altro che nubi di gas e polveri, non luminose, che impediscono di osservare le regioni di cielo poste dietro di esse e che quindi delimitano sulla volta celeste delle zone prive di stelle. La materia che si trova sparsa fra una stella e l'altra viene indicata come *materia interstellare* e secondo la forma e la struttura che viene ad assumere è suddivisa nei seguenti gruppi:

1. *Materia interstellare* nel vero senso della parola, come gas e polveri dispersi finemente tra le stelle: la densità è così bassa da sfuggire a qualunque osservazione ottica, anche fotografica.
2. *Nubi oscure*: si tratta di dense concentrazioni, di polveri soprattutto, che danno luogo a un sensibile assorbimento della luce delle stelle e quindi a dei vuoti apparenti.
3. *Nebulose diffuse*. Si tratta di nebulose luminose che si trovano in prossimità di stelle brillanti, o di gruppi di stelle. Si può trattare allora di

a) *nebulose in emissione*, composte da gas dotato di luminosità propria. L'energia emessa viene fornita dalle stelle circostanti.

b) *nebulose in riflessione*, composte da nubi di polvere che riflettono la luce delle stelle più vicine. Le nebulose dei due tipi a) e b) sono spesso presenti contemporaneamente.

4. *Nebulose planetarie*. Sono formate da un involucro gassoso, a forma sferica, in espansione. L'energia irraggiata viene fornita da una stella posta nella posizione centrale.

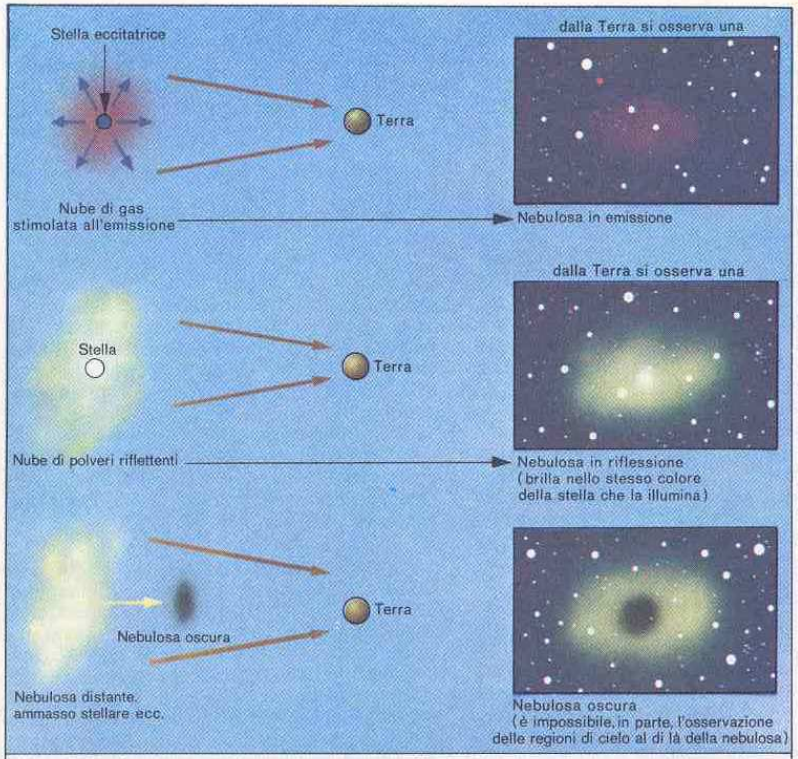
Lo studio della materia interstellare con mezzi ottici, prescindendo da nebulose oscure, nebulose diffuse ecc., fu reso possibile dalla scoperta (1904) di J. HARTMANN nello spettro di δ Orionis di righe in assorbimento, che non compivano il periodico spostamento per effetto Doppler (presentato invece dalle altre righe di questa stella doppia) ma rimanevano invece fisse; erano, quelle osservate da HARTMANN, righe del calcio ionizzato.

Queste righe non potevano essere generate in nubi gassose legate in qualche modo a δ Orionis, ma piuttosto nello spazio tra la stella e l'osservatore. L'intensità delle righe interstellari, conoscendo la distanza delle stelle nel cui spettro vengono osservate, dà un'indicazione sulla densità dei gas interstellari; viceversa, conoscendo la densità del gas interstellare, quelle righe danno delle indicazioni sulla distanza della stella.

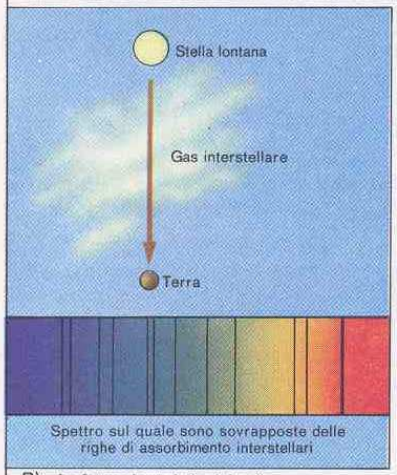
A causa delle differenti condizioni in cui vengono a formarsi, le righe in assorbimento non forniscono alcuna informazione completa sulla *composizione chimica dei gas interstellari*.

Le osservazioni spettroscopiche hanno permesso di rilevare, nella parte visibile dello spettro, la presenza, oltre a quelle del calcio, anche delle righe di sodio, potassio, ferro, titanio, e delle bande e delle molecole del cianogeno (CN) e dell'idruro di carbonio (CH), sia in forma neutra che ionizzata. L'idrogeno, per altro così importante, non rivela la sua presenza nella regione visibile dello spettro, in quanto l'idrogeno interstellare dovrebbe dare origine unicamente alle righe della serie di Lyman, visibili nell'ultravioletto.

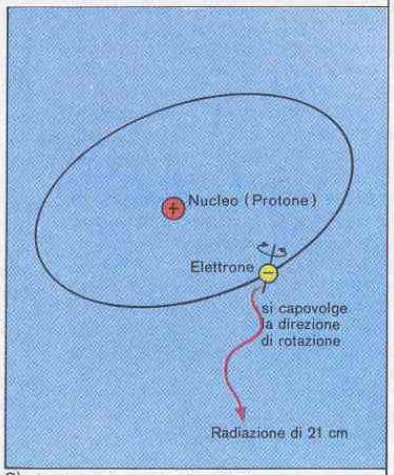
[1] La denominazione inglese è stata conservata anche in Italia; una traduzione indicativa è rispettivamente « stelle a brillamenti » e « stelle lampo » (Ndt).



A) La materia interstellare nelle sue forme più importanti



B) La formazione delle righe di assorbimento interstellari



C) La formazione della riga di 21 cm dell'idrogeno interstellare neutro

È stato un grande progresso l'aver potuto estendere le osservazioni al di fuori dell'intervallo visibile dello spettro, da bordo di missili e satelliti; si è trovato infatti che numerose stelle presentano nell'ultravioletto le righe spettrali di idrogeno, ossigeno, carbonio, azoto, silicio e alluminio interstellari: misure effettuate sulla riga Lyman-alfa, a 1216 Å, della stella ζ Orionis hanno dimostrato che nello spazio compreso fra la stella e la Terra ed avente una sezione di 1 cm^2 si trovano $1{,}1 \cdot 10^{20}$ atomi di idrogeno neutro, mentre in una analoga colonna di 1 cm^2 tra la Terra e la stella ε Orionis, che si trova al centro della Nebulosa di Orione, si trovano $5 \cdot 10^{20}$ atomi di idrogeno.

Anche nel dominio delle radioonde, in particolare delle onde centimetriche e decimetriche, è possibile osservare delle righe spettrali: l'idrogeno neutro (regioni HI), p. es., emette radiazioni alla lunghezza d'onda di 21,1 cm, ovvero alla frequenza di 1420 MHz, che ha la seguente origine: un atomo di idrogeno è composto da un nucleo (formato da un protone) e, rotante attorno a questo, da un elettrone che ruota anche su se stesso, e possiede quindi un momento di rotazione (spin). Contrariamente a quanto avviene nel sistema solare, lo spin può possedere due soli valori, fra i quali oscillare; dall'oscillazione, che può avvenire spontaneamente, viene generata la citata *radiazione di 21 cm*.

Invero, la probabilità che avvenga la transizione ora illustrata, in un determinato atomo di idrogeno, è estremamente limitata: in media la transizione può avvenire ogni 11 milioni di anni; a causa tuttavia dell'elevato numero di atomi di idrogeno che si trovano nello spazio interstellare, ogni istante avvengono numerosissime emissioni singole, cosicché la riga di 21 cm potè essere scoperta (negli USA, in Olanda e in Australia) solo 6 anni dopo che ne era stata prevista teoricamente l'esistenza, da parte di H. C. VAN DE HULST (1945).

Le osservazioni nel dominio delle radioonde hanno permesso di rivelare anche l'esistenza di *molecole*, fra cui quelle dell'idrossile (OH), del vapore acqueo (H_2O), del cianogeno (CN), dell'acido cianidrico (HCN), della formaldeide (HCHO), del monossido di carbonio (CO), dell'ammoniaca (NH_3), dell'alcool metilico (CH_3OH) e dell'acido formico (HCOOH). L'origine di tali molecole non è priva di interesse nello studio dello sviluppo della vita organica nel cosmo.

Secondo le osservazioni radioastronomiche, la temperatura delle regioni HI è dell'ordine di 90 o 100 °K, forse di soli 20 °K secondo le ultime osservazioni nell'ultravioletto.

Mentre l'esistenza dei gas interstellari è provata dall'osservazione di singole righe o bande da essi prodotte in una zona dello spettro tra l'ultravioletto e le radioonde, l'esistenza di *polveri interstellari* è dimostrata da un assorbimento continuo della luce stellare. In media, un percorso di 1000 parsec indebolisce la luce di una stella di circa una magnitudine (1^m), quantunque gli scostamenti da quel valore medio possano essere anche forti. La luce della stella tende inoltre ad arrossarsi per il fenomeno detto appunto di *arrossamento interstellare*. Se, p. es., si determina di una stella, ben lontana dalla Terra, l'indice di colore (v. p. 21), si osserverà uno scostamento dal valore medio: la differenza fra il valore effettivamente misurato e il valore medio dell'indice di colore relativo alle stelle del tipo spettrale esaminato si chiama *eccesso di colore*.

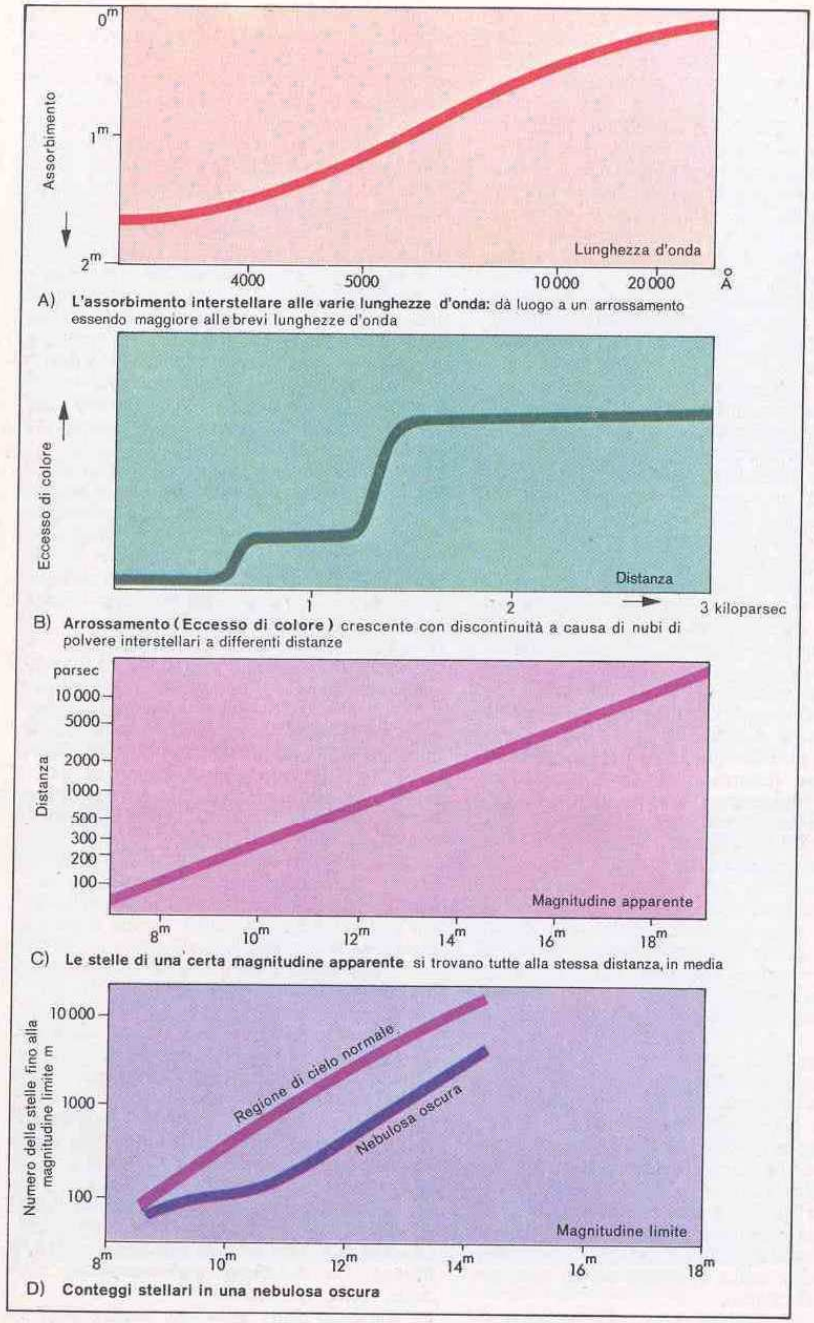
La luce delle stelle poi, passando attraverso la polvere interstellare, viene da questa polarizzata. La causa della *polarizzazione* va ricercata nel campo magnetico interstellare, che tende ad orientare le particelle di polvere in senso longitudinale. Le linee di forza del campo magnetico si svolgono parallelamente alle braccia a spirale della Galassia; il campo magnetico ha un'intensità compresa tra 10^{-5} e 10^{-6} gauss.

La *composizione chimica* della materia interstellare è pressappoco la seguente: idrogeno 60 %, elio 38 %, elementi più pesanti dell'elio 2 %. Della materia interstellare, il 99 % si presenta sotto forma di gas, e solo l'1 % come polveri, che hanno dimensioni comprese tra 0,0001 e 0,001 mm e una massa dell'ordine di 10^{-13} g.

La temperatura è dell'ordine di 25 °K. La densità dei gas interstellari è di $1{,}3 \cdot 10^{-24}$ g/cm^3, cioè di 0,8 atomi di idrogeno per cm^3; in tal modo un cubo avente il lato di 1 parsec conterrebbe una quantità di materia interstellare pari a 0,02 masse solari. La densità delle polveri è di soli $1{,}3 \cdot 10^{-26}$. g/cm^3.

Le nebulose oscure hanno una densità e un assorbimento superiori: nella nebulosa « Sacco di carbone », per esempio, nella costellazione della Croce del Sud, la densità delle polveri è di $3 \cdot 10^{-24}$ g/cm^3, 100 volte superiore alla densità media della materia interstellare circostante. La nebulosa citata dista dalla Terra ca. 170 parsec e contiene, sotto forma di particelle solide, ca. 14 masse solari; a causa della relativa piccolezza delle sue dimensioni (8 parsec), la nebulosa può assorbire $1^m{,}5$ dalle stelle retrostanti.

La *distanza* delle nebulose oscure può essere dedotta mediante una semplice analisi statistica; occorre però supporre che le stelle di una determinata magnitudine media si trovino alla stessa distanza, ipo-



A) **L'assorbimento interstellare alle varie lunghezze d'onda:** dà luogo a un arrossamento essendo maggiore alle brevi lunghezze d'onda

B) **Arrossamento (Eccesso di colore)** crescente con discontinuità a causa di nubi di polvere interstellari a differenti distanze

C) **Le stelle di una certa magnitudine apparente** si trovano tutte alla stessa distanza, in media

D) **Conteggi stellari in una nebulosa oscura**

tesi per altro abbastanza verosimile qualora venga analizzato un grande numero di stelle, quantunque le distanze delle singole stelle si possano discostare anche di molto dal valore medio (v. p. 139). Si supponga, p. es. (v. p. 162 D), che in una certa regione, prossima a una nebulosa oscura, le stelle di magnitudine apparente $11^m,5$ si trovino alla distanza di 500 parsec e che quelle di 18^m siano a circa 10000 parsec. Se allora alla distanza fra 300 e 500 parsec si trova una nebulosa oscura, che assorbe tre magnitudini, tutte le stelle oltre 500 parsec al di là della nebulosa verranno indebolite di 3^m.

Poiché d'altra parte è evidente che al diminuire della magnitudine apparente, si esplorano spazi sempre maggiori, aumenta anche il numero di stelle la cui luminosità è inferiore a una certa magnitudine limite. In regioni di cielo senza nubi oscure, si ha una netta relazione tra il numero di stelle e la rispettiva magnitudine; la relazione viene però modificata in presenza di una nube oscura assorbente e la curva relativa presenta un « ginocchio », così da rimanere sempre al di sotto della curva relativa a zone senza nubi. Se, p. es, il « ginocchio » si trova tra le magnitudini apparenti 9^m e 11^m, allora la nube oscura assorbente deve trovarsi alla distanza media che corrisponde alle magnitudini da 9^m a 11^m, cioè tra 200 e 400 parsec (v. p. 160 B).

Può anche avvenire che la curva che rappresenta il numero di stelle in funzione della magnitudine, abbia due o più « ginocchi »: questo significa che si trovano due nubi oscure l'una dietro l'altra, la cui distanza è deducibile dal diagramma. Anche l'eccesso di colore presenta un aumento improvviso in questi casi.

Le *nebulose diffuse* sono gli oggetti celesti che meglio si possono osservare con un piccolo cannocchiale. Le nubi di polvere riflettono e diffondono la luce delle stelle più vicine e presentano uno spettro continuo, coerente con quello delle stelle stesse: l'esempio più conosciuto è la nebulosa a riflessione nella quale si trovano le Pleiadi. Nelle nebulose gassose (nebulose in emissione), come in tutto l'universo, l'idrogeno è l'elemento preponderante: in quelle nebulose viene ionizzato dalla radiazione ultravioletta avente lunghezza d'onda inferiore a 912 Å, emessa dalle stelle più vicine; una radiazione sufficientemente intensa a quelle lunghezze d'onda viene emessa solamente da stelle dei primi tipi spettrali, O, B e A.

Ovviamente, il fenomeno della ionizzazione può avvenire solo entro una certa distanza dalla stella, al di là della quale la densità dell'energia non è più sufficiente per provocare una ionizzazione completa. Ogni stella dei primi tipi spettrali in questo modo viene ad essere circondata da un involucro di idrogeno ionizzato (regioni H II) che si trasforma più all'esterno in idrogeno neutro (regioni H I). Attorno a una stella di tipo spettrale O5, la regione H II ha un raggio di 100 parsec, attorno a una stella B0 di 20 parsec e di soli 0,5 parsec attorno a una stella A0.

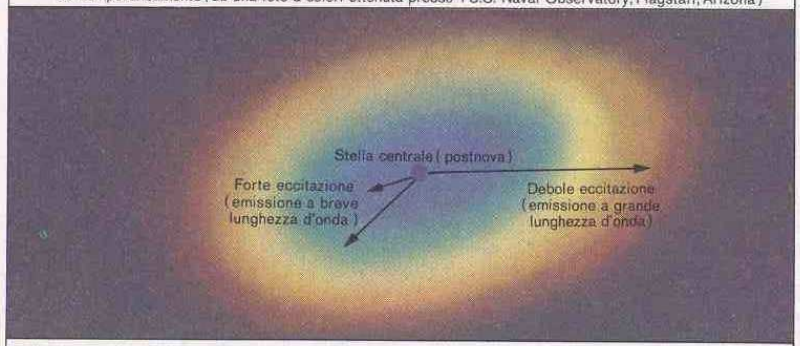
La temperatura delle regioni H II si aggira attorno ai 10000 °K. Gli elettroni distaccati dai nuclei di idrogeno (protoni) tendono parzialmente a riunirsi ai nuclei, dando origine a una luminosità di ricombinazione, emettendo cioè le righe della serie di Balmer (v. p. 22 sgg). Lo spettro delle regioni H II è in emissione e, accanto a quelle dell'idrogeno, vi si possono osservare le righe anche di altri elementi: anche per questi si tratta di un processo di ricombinazione, quantunque siano importanti pure processi di altro tipo, quali le collisioni fra elettroni e fenomeni di fluorescenza. Alcune delle righe spettrali osservate negli spettrogrammi delle nebulose in emissione sono « *righe proibite* », che non si ottengono in condizioni normali di laboratorio, ma solo in condizioni fisiche estreme.

Le nebulose in emissione possiedono diametri compresi fra 10 e 100 parsec e una densità di circa 1000 particelle per cm^3; la massa è molto diversa da una nebulosa all'altra: la nebulosa in Orione ha una massa pari a 700 volte quella del Sole, la « nebulosa a rosetta », nell'Unicorno, 9000 masse solari.

Le **nebulose planetarie** rappresentano un particolare tipo di nebulose brillanti. L'erronea denominazione proviene dal fatto che tali oggetti presentano una forma circolare che a prima vista ricorda i pianeti, con i quali però non hanno nulla a che vedere; le nebulose planetarie non sono altro che involucri gassosi attorno a una stella centrale; in genere, le nebulose di questo tipo hanno diametri compresi fra 3 e 6 miliardi di km e masse intorno a $^1/_5$ della massa del Sole. Gli esempi più conosciuti sono la Crab Nebula M 1, nella costellazione del Toro, che è quanto resta dell'esplosione della supernova del 1054 (v. p. 156) e la nebulosa anulare M 57 nella Lira. Le velocità di espansione delle nebulose planetarie sono per la maggior parte comprese fra 10 e 50 km/s, come risulta dalle misure degli spostamenti delle righe spettrali per effetto Doppler, quantunque siano state osservate nebulose con velocità anche di 1000 km/s; presumibilmente queste ultime sono « oggetti giovani », nei quali l'espansione dura da poche centinaia di anni, mentre le nebulose più « lente » sono da ritenersi più vecchie.

La correlazione fra nebulose planetarie e supernovae è evidente (è sufficiente con-

A) **La nebulosa di Orione è un esempio di nebulosa diffusa :** emissione e riflessione avvengono contemporaneamente (da una foto a colori ottenuta presso l'U.S. Naval Observatory, Flagstaff, Arizona)



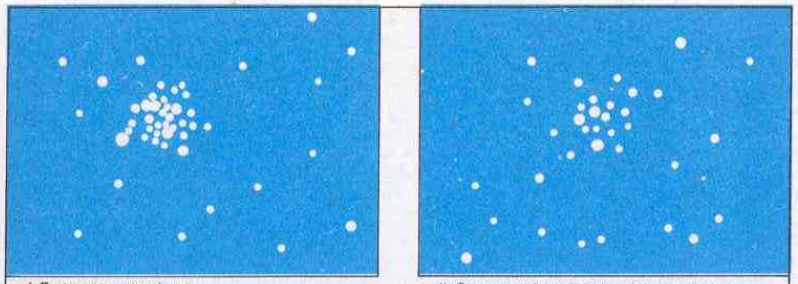
B) **Le condizioni di eccitazione nell'involucro gassoso di una nebulosa planetaria** (nella foto, la Nebulosa anulare della Lira)

siderare la Crab Nebula); anche in seguito all'esplosione delle comuni novae si è potuto osservare, in talune di queste, l'espulsione di involucri gassosi, in particolare nella Nova Herculis 1934. È però ancora dubbio se tutte le nebulose planetarie derivino da novae o supernovae.
Il processo che rende luminose le nebulose planetarie è piuttosto interessante: nel centro della nebulosa si trova una stella del tipo spettrale O, con temperatura superficiale molto elevata (da 80000 °K a 100 000 °K), simile a una stella del tipo di Wolf-Rayet (v. p. 143); l'intensa emissione, da parte della stella centrale, di radiazioni röntgen e ultravioletta provoca l'autoluminosità della nebulosa.
Negli spettri delle nebulose planetarie sono state osservate numerose righe in emissione, alcune delle quali « proibite ». Fra le righe normali, predominano quelle dell'idrogeno e dell'elio.
All'interno di una nebulosa planetaria, il flusso di energia uscente dalla stella è ancora molto intenso, cosicché i gas possono ancora emettere radiazione a breve lunghezza d'onda. Procedendo verso l'esterno, il flusso di radiazione diminuisce, cosicché la nebulosa emette radiazioni con lunghezza d'onda sempre maggiore, fino all'estremo bordo visibile della nebulosa, dal quale viene emessa luce rossa. La successione dei colori che si osservano in una nebulosa planetaria, dall'interno all'esterno, va dal violetto al blu, verde, giallo, arancio, rosso, evidentemente simile alla successione dei colori in uno spettro.

Ammassi aperti (v. p. 166)
Come già esposto a p. 147, le stelle doppie o multiple non costituiscono una rarità. Dai sistemi che contengono quattro, cinque o più componenti agli ammassi aperti, che possono comprendere da 10 ad alcune migliaia di componenti, il passo è breve.
Gli esempi più conosciuti sono quelli delle Pleiadi, un ammasso nella costellazione del Toro le cui componenti possono essere separate a occhio nudo, e delle Iadi, pure nel Toro, che, come il Praesepe, nel Cancro, ad occhio nudo si presentano invece come una macchia luminosa. All'interno della nostra Galassia si stima in 15000 il numero di ammassi aperti, concentrati prevalentemente nel piano della Galassia. Le dimensioni reali degli ammassi aperti sono, al massimo, di 3 o 4 parsec, con qualche eccezione di 20 parsec.
Secondo la concentrazione delle stelle nel loro interno, gli ammassi sono suddivisi in quattro classi differenti (v. p. 166 A); una classifica supplementare è la seguente: p (poor [1]): l'ammasso contiene meno di 30 stelle; m (moderately): l'ammasso contiene più di 50, ma meno di 100 stelle; r (rich): l'ammasso contiene più di 100 stelle.
La differenza di magnitudine fra le varie stelle può condurre a una differente classificazione:
1. Tutte le stelle possiedono all'incirca la stessa magnitudine apparente.
2. La distribuzione delle stelle secondo la rispettiva magnitudine è già piuttosto ampia.
3. Accanto a poche stelle molto luminose, si trovano parecchie stelle deboli, distribuite sopra un vasto intervallo di luminosità.
P. es., le Pleiadi sono classificate II 3 r, le Iadi II 3 m, il Praesepe I 2 r.
Si veda anche a p. 170, per i diagrammi colore-luminosità degli ammassi aperti.

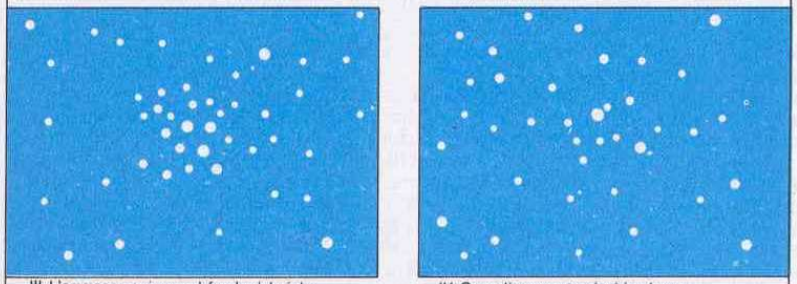
Ammassi in movimento (v. p. 166)
Poiché gli ammassi aperti rappresentano gruppi di stelle uniti, appare ovvio che le stelle che li compongono possiedano movimenti con direzioni comuni, ciò che è stato rilevato dalle osservazioni sia di moti propri che di velocità radiali. Il fenomeno appare particolarmente evidente per gli ammassi più vicini, tanto che per questi è stato coniato il nome di ammassi in movimento (o anche di correnti stellari).
L'esempio più conosciuto è quello dell'ammasso delle Iadi, che comprende 350 stelle circa in moto di allontanamento dal Sole alla velocità di 32 km/s. Nel corso del tempo, all'aumentare della distanza l'ammasso sembra rimpicciolire e tendere verso un punto (*vertice*) che è anche il punto di convergenza del movimento di tutte le stelle dell'ammasso: il vertice delle Iadi si trova 6° a est di Betelgeuse, la stella principale della costellazione di Orione (v. p. 166 B). In questo punto si concentreranno le stelle delle Iadi fra 65 milioni di anni.
Un altro famoso ammasso in movimento è il Praesepe, nella costellazione del Cancro; il suo vertice si trova a metà strada tra Betelgeuse e Sirio, nel Cane maggiore, e verso di esso si dirige l'ammasso alla velocità di 27 km/s. Le Pleiadi si dirigono verso un punto nella costellazione del Pittore prossimo a Canopo, la stella principale della costellazione della Carena della Nave; la velocità di avvicinamento è di 5 km/s.
Nelle costellazioni dello Scorpione e del Centauro è disperso un ammasso in movimento, il cui vertice si trova nella costellazione della Poppa della Nave, anch'essa prossima a Canopo. Esistono altri ammassi in movimento nelle costellazioni di Perseo, di Orione e della Chioma di Berenice. Un interessante particolare è quello del-

[1] Ingl. poor = povero (di stelle), moderately = moderatamente (ricco di stelle), rich = ricco (di stelle) (Ndt).



I Forte concentrazione

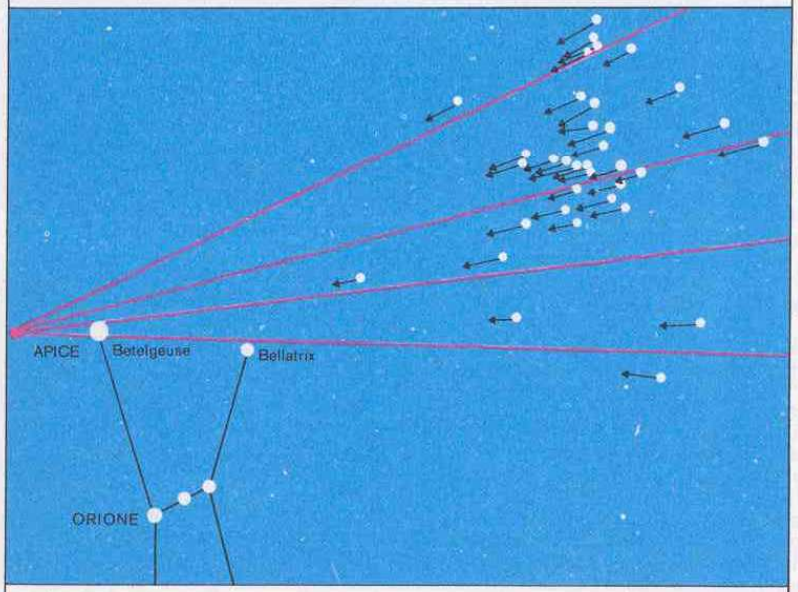
II Concentrazione inferiore a I, ma sempre significativa



III L'ammasso spicca sul fondo del cielo, ma non se ne distingue più il centro

IV Casuali concentrazioni in alcune regioni del cielo

A) **La classificazione degli ammassi aperti**



B) **I moti propri delle stelle delle Iadi** sono diretti verso un punto a est di Betelgeuse

l'ammasso dell'Orsa maggiore: tra le sue 126 componenti, comprende le stelle β, γ, δ, ε e ζ Ursae maioris, cioè le stelle del Grande carro, ma non ne fanno parte le stelle α Ursae maioris (nel Carro, in alto a destra) ed η Ursae maioris (l'ultima del Timone); fa parte invece dell'ammasso la stella Sirio, quantunque sia dalla parte opposta sulla volta celeste. In altri termini, il nostro sistema solare si trova in mezzo alla corrente stellare dell'Orsa maggiore, senza tuttavia appartenere ad essa e senza partecipare quindi al suo movimento che avviene alla velocità di allontanamento di 29 km/s rispetto al Sole. Le stelle della corrente sembrano dirigersi verso un punto della volta celeste posto tra le costellazioni del Sagittario e del Microscopio.

Associazioni stellari

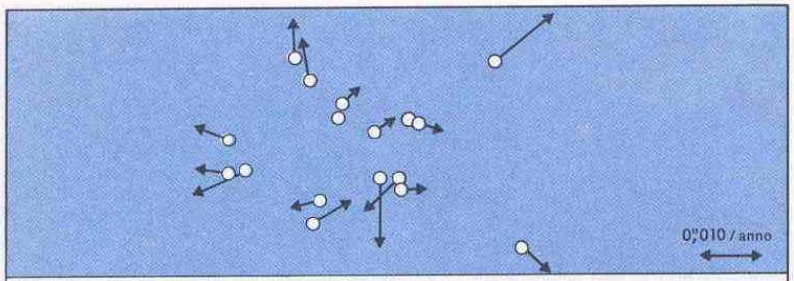
Si tratta di gruppi di stelle che possiedono uguali proprietà fisiche; le più note sono le *associazioni O*, composte da un centinaio di stelle di tipo spettrale compreso fra O e B 2, che occupano un volume avente diametro compreso fra 20 e 300 parsec. In gran parte le associazioni O sono così legate agli ammassi aperti che le stelle delle associazioni formano da cornice attorno a uno o più ammassi. Accanto alle associazioni si trova sempre della materia interstellare, spesso sotto forma di nebulose diffuse; per alcune è stato osservato un moto di espansione, come nel caso di un'associazione nella costellazione dell'Unicorno, legata a NGC 2264 e NGC 2244, così come per I Lac (nella costellazione della Lucertola) e per II Per (presso ζ Persei). Le singole velocità di espansione delle varie stelle sono di alcuni km/s, e dal loro valore è possibile risalire all'età dell'associazione. I Lac ha così un'età di 4,2 (e II Per di 1,5) milioni di anni; le associazioni sono quindi oggetti estremamente giovani dal punto di vista cosmico. Può accadere che alcune stelle di tipo O oppure B, possedendo un'elevata velocità di espansione, si siano allontanate di molto dal luogo originario dell'associazione: è questo il caso delle stelle AE Aurigae, μ Columbae e 53 Arietis, che fanno parte dell'associazione di Orione, dalla quale si allontanano con velocità di 128 km/s (la terza stella con velocità di 80 km/s).
Le *associazioni T* contengono da 4 a 400 stelle variabili del tipo T Tauri (v. p. 157); anch'esse sono fisicamente collegate a nebulose. Queste associazioni non sembrano molto numerose a causa della bassa luminosità intrinseca delle stelle del tipo T Tauri; appaiono concentrate nelle costellazioni di Orione e del Toro.

Ammassi globulari (v. p. 168)

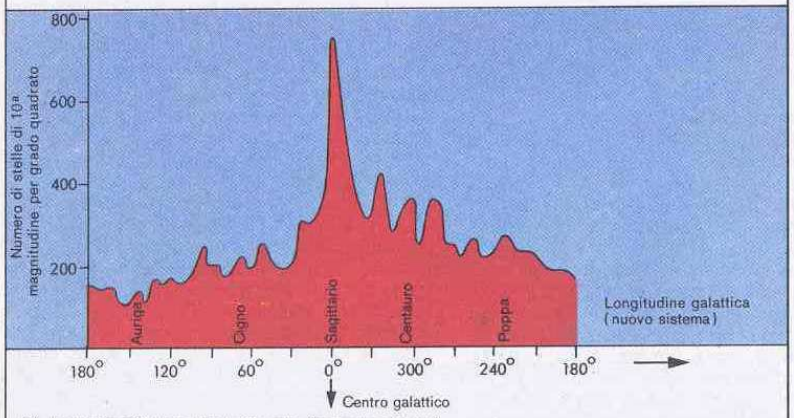
Osservati con un piccolo telescopio, gli ammassi globulari appaiono come piccole nebulosità circolari, più luminose verso il centro; con cannocchiali più grandi, cominciano a potersi distinguere sul bordo le stelle più luminose; la totale risoluzione delle stelle non è tuttavia possibile, neppure con i maggiori telescopi; è quindi molto difficile poter definire il numero totale di stelle che formano un ammasso globulare e la sua massa totale. Con una certa approssimazione si può dire che in un ammasso si trovano da 50000 a 50 milioni di stelle, mentre la massa, p. es., dell'ammasso M 3, nella costellazione dei Cani da caccia, è stata determinata in 245 000 masse solari. Il diametro è, in media, di 30 parsec. La distanza media di una stella dall'altra, all'interno di un ammasso, è in genere piuttosto piccola: la densità media delle stelle è, già nelle regioni esterne di un ammasso globulare, 10 volte superiore alla densità delle stelle intorno al Sole, mentre nel centro ne è 1000 volte superiore.
Gli ammassi globulari si trovano in genere a distanze significativamente superiori a quelle degli ammassi aperti e delle associazioni: gli ammassi globulari appartengono alla Galassia, formando attorno a questa una corona, cioè un alone sferico. È stata osservata, negli ammassi di questo tipo, la presenza di numerose stelle variabili del tipo RR Lyrae (v. p. 152), che hanno permesso di determinare la distanza dell'ammasso a cui appartengono per mezzo della relazione periodo-luminosità. Vi si trovano anche variabili cefeidi a lungo periodo del tipo W Virginis, nonché una piccola percentuale di stelle variabili irregolari e del tipo RV Tauri.
La probabile vita futura degli ammassi stellari si può calcolare su basi dinamiche; gli ammassi aperti si disgregano dopo un periodo di tempo compreso fra 100 milioni e 3 miliardi di anni; in genere un ammasso è tanto più stabile quanto più elevato è il numero delle stelle che possiede. Gli ammassi globulari possono avere un'età superiore anche ai 10 miliardi di anni.

La Via Lattea (o Galassia)

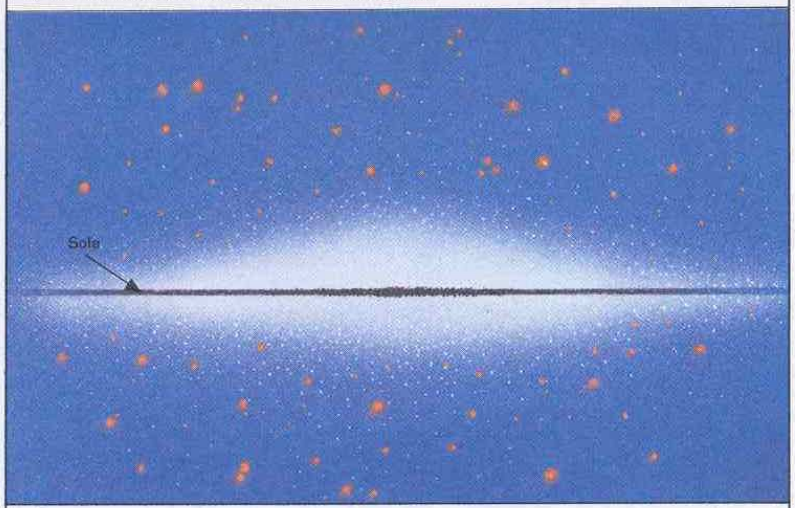
Il fioco bagliore continuo della Via Lattea rappresenta in realtà un insieme di moltissime stelle deboli e quindi lontane; il cerchio massimo che la attraversa è quello utilizzato per definire il sistema galattico di coordinate. Il numero delle stelle per grado quadrato cresce sistematicamente muovendosi dai poli galattici nord e sud in direzione dell'equatore galattico, effetto già evidente ad occhio nudo, ma ancora più marcato impiegando un telescopio.
Una variazione nel *numero di stelle* per grado quadrato è stata però osservata lun-



A) L'espansione delle stelle dell'associazione O in Perseo



B) La luminosità della Via Lattea alle diverse longitudini



C) **Il sistema della Via Lattea visto di profilo.** Gli ammassi globulari delimitano (in rosso) una cornice sferica attorno al sistema

go l'equatore galattico, lungo cioè la banda della Via Lattea; il numero massimo di stelle è concentrato nelle costellazioni dello Scudo e del Sagittario (costellazioni estive), mentre alla distanza di 180° da queste si osserva il numero minimo di stelle, cioè in Orione e nel Toro (costellazioni invernali). Localmente, si possono poi osservare piccole variazioni nel numero di stelle. Già due secoli or sono, W. HERSCHEL aveva trovato la spiegazione giusta al fatto di osservare più stelle nella direzione della Via Lattea che nelle altre direzioni: il sistema solare si trova all'interno di un sistema stellare appiattito, a forma di lente, sul piano equatoriale del quale sono disposte più stelle che nella direzione perpendicolare. Inoltre il Sole, assieme a tutti i pianeti, non occupa un posto centrale nel *sistema della Via Lattea* (o *sistema galattico*, o Galassia), ma si trova invece in posizione un po' eccentrica. Perciò la Via Lattea presenta una certa asimmetria, sia per quanto riguarda la sua luminosità totale, che per il numero di stelle in essa comprese.

In direzione della costellazione del Sagittario si trova il centro del sistema; il nucleo galattico è localizzato nella posizione della radiosorgente *Sagittario A* ($\alpha = 17^h\ 42^m,4$ e $\delta = -28°\ 55'$ per il 1950.0). Purtroppo è impossibile osservare l'intera Via Lattea a causa della presenza della materia interstellare, che è particolarmente densa nel piano equatoriale galattico; è impossibile anche l'osservazione diretta del nucleo galattico: le osservazioni ottiche al massimo possono penetrare fino a distanze dell'ordine di 10000 anni luce, insufficienti per poter definire compiutamente la struttura della Galassia. Ciò nondimeno, già da alcune decine di anni si sa che la Galassia possiede una struttura a spirale, analogamente alle altre galassie, che in massima parte possiedono appunto tale forma (v. p. 189).

Con i metodi della *statistica stellare* si sono potuti ottenere dei validi risultati anche nello studio della Galassia. Appare subito evidente la concentrazione della maggior parte degli oggetti di interesse astronomico sul *piano dell'equatore galattico*: questa concentrazione è particolarmente accentuata nel caso delle stelle dei primi tipi spettrali (O, B), degli ammassi aperti e delle associazioni, delle novae, delle supernovae, delle nebulose planetarie e della materia interstellare. Le stelle dei tipi spettrali più avanzati non sono così strettamente legate al piano dell'equatore galattico. Fra le stelle variabili, si addensano maggiormente sul piano dell'equatore galattico quelle di tipo RW Aurigae, RV Tauri, R Coronae borealis e le cefeidi.

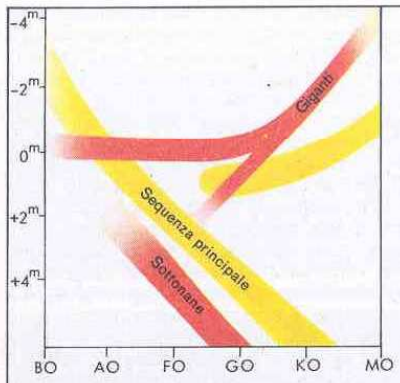
Al contrario, gli ammassi globulari non presentano alcuna concentrazione sul piano dell'equatore galattico, e così pure le stelle « variabili d'ammasso » del tipo RR Lyrae che si trovano in essi: gli ammassi globulari presentano una distribuzione uniforme attorno al disco galattico (v. p. 168 C); analoga distribuzione presentano le stelle del tipo U Geminorum e le stelle del tipo Mira con breve periodo.

Oltre a una particolare disposizione nello spazio, certi gruppi di stelle presentano anche differenze nel rispettivo diagramma di Hertzsprung e Russell (v. p. 170 A). La *Popolazione I* si trova concentrata soprattutto sul piano galattico, mentre la *Popolazione II* si trova principalmente nell'alone, in particolare negli ammassi globulari; le differenze nei rispettivi diagrammi di Hertzsprung e Russell consistono essenzialmente nel fatto che per le stelle di Popolazione I la sequenza principale scorre completamente da sinistra in alto verso destra in basso, comprendendo anche stelle di tipo O e B, mentre fra le stelle di Popolazione II queste ultime mancano completamente; inoltre per la Popolazione II, il braccio delle stelle giganti è sdoppiato. Attualmente la suddivisione in popolazioni è più fine:

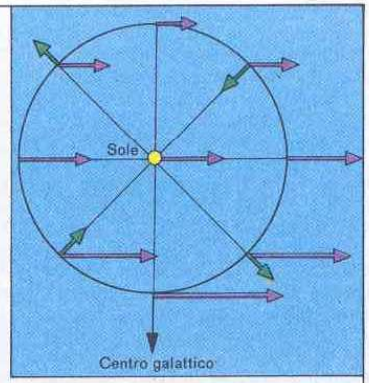
1. *Estrema Popolazione I* (stelle di tipo O e B, stelle del tipo δ Cephei, ammassi aperti).
2. *Vecchia Popolazione I* (stelle di tipo A, stelle giganti normali, stelle con intense righe metalliche).
3. *Popolazione del disco* (novae, nebulose planetarie, stelle giganti rosse, stelle con deboli righe metalliche, stelle del nucleo galattico).
4. *Popolazione intermedia II* (stelle del tipo Mira a breve periodo, stelle con velocità superiore a 30 km/s, perpendicolarmente all'equatore galattico).
5. *Popolazione II dell'alone* (stelle degli ammassi globulari, stelle del tipo RR Lyrae, sottonane).

Nella sequenza indicata, va progressivamente diminuendo, per ogni tipo di stella, la concentrazione sul piano galattico ed aumentando quindi l'uniformità nella distribuzione all'interno dell'alone; la distanza media dall'equatore galattico aumenta, per le cinque classi, da 120 a 2000 parsec. La sequenza di cinque classi può essere intesa anche come una sequenza di età: le stelle dell'estrema Popolazione I hanno in media un'età di 100 milioni di anni mentre le stelle dell'alone hanno un'età compresa fra 12 e 15 miliardi di anni.

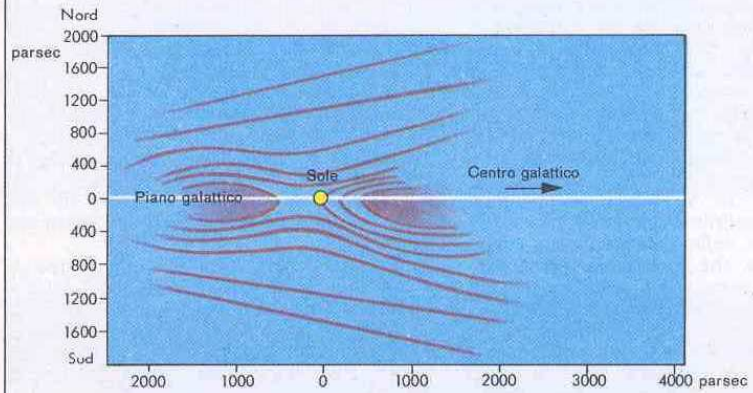
Nelle immediate vicinanze del Sole, i metodi statistici hanno permesso di stabilire l'esistenza di due braccia a spirale della Galassia, a metà strada fra le quali si tro-



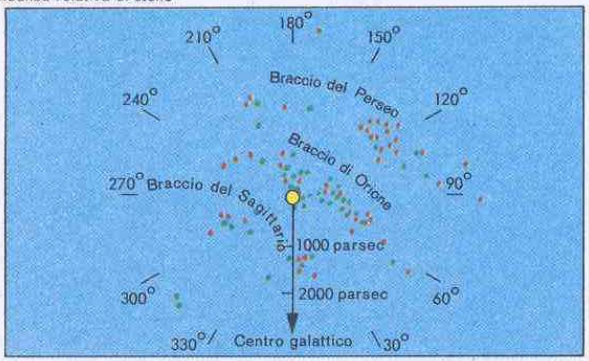
A) **Il diagramma di Hertzsprung - Russell della Popolazione I (in giallo) e della Popolazione II (in rosso)**



B) **Moto delle stelle prossime al Sole** attorno al centro della Via Lattea (in rosso). Le frecce verdi indicano le velocità radiali rispetto al Sole



C) **Struttura della Via Lattea perpendicolarmente al piano galattico.** Le linee rosse indicano l'abbondanza relativa di stelle



D) **La posizione di oggetti cosmici giovani** nel piano della Via Lattea. In giallo, il Sole; in rosso, gli ammassi aperti con stelle di tipo spettrale da O a B2; in verde, le nebulose diffuse (regioni H II). Si distingue il tracciato di tre braccia a spirale

va il Sole; queste ricerche non hanno condotto tuttavia a risultati pienamente soddisfacenti. Ricerche analoghe, compiute studiando le stelle giovani (di tipo O e B), hanno messo in evidenza la presenza di tre braccia a spirale. Anche dalla disposizione delle nebulose brillanti e degli ammassi aperti è possibile distinguere il tracciato di una delle braccia a spirale. Il metodo più esatto è quello delle osservazioni radioastronomiche alla lunghezza d'onda di 21 cm (v. p. 172), che però presuppone l'esistenza di una teoria esatta sulla rotazione galattica.

La rotazione della Galassia

Le stelle della Via Lattea devono ruotare attorno al centro di questa, e ciò per soddisfare le leggi della dinamica; su questo presupposto è fondata la *dinamica stellare*. Poiché dal calcolo risulta che, alle diverse distanze dal centro galattico, le velocità di rotazione sono differenti, si possono rilevare effetti statistici nella distribuzione dei moti propri delle stelle in funzione della longitudine galattica, cioè della distanza angolare dalla direzione del centro della Via Lattea: le stelle che si trovano tra il Sole e il centro galattico ruotano attorno a questo più velocemente del Sole e lo precedono, mentre le stelle nella direzione dell'anticentro si muovono più lentamente e si lasciano sorpassare. Un effetto analogo si ritrova nella misura delle velocità radiali: le stelle poste a 45° dalla direzione del centro o dell'anticentro galattico sono quelle che possiedono la massima velocità radiale, positiva (cioè di allontanamento) per le stelle poste fra la direzione del centro e la direzione del movimento del Sole e per le stelle in direzione opposta, negativa per le stelle poste a 90° dalle precedenti.

Oltre alla velocità tangenziale VT, anche la velocità radiale VR presenta un andamento a doppia onda in funzione della longitudine galattica. Le *formule di Oort per la rotazione* danno sia VT che VR:

$$VR = A \cdot r \cdot \sin 2(l - l_o)$$
$$VT = A \cdot r \cdot \cos 2(l - l_o) + B \cdot r$$

dove r è la distanza in kiloparsec, l la longitudine galattica nel vecchio sistema (v. p. 172) e l_o la longitudine del centro galattico, $l_o = 327°,69$; A e B sono costanti, il cui valore è

$$A = 19{,}5 \text{ km/s} \cdot \text{kpc}^{-1}$$
$$B = 7{,}4 \text{ km/s} \cdot \text{kpc}^{-1}$$

Dalle formule di Oort, noto il moto proprio o la velocità radiale, è possibile dedurre la distanza.

La velocità angolare del Sole attorno al centro galattico è dedotta dall'andamento dei moti propri alle varie longitudini galattiche; d'altra parte, anche la distanza del Sole dal centro galattico può essere determinata, p. es., mediante ricerche statistiche, studiando la distribuzione degli ammassi globulari e così via. Sono stati così ottenuti i dati della tabella

Dati caratteristici sulla Via Lattea

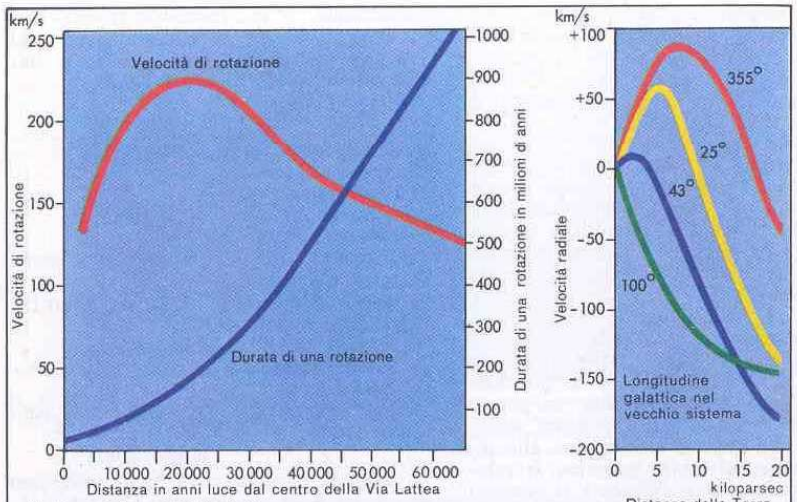
Diametro massimo	30000 parsec
Diametro minimo (misurati attraverso il nucleo galattico)	5000 parsec
Distanza del Sole dal centro	10000 ± 1000 parsec
Distanza del Sole dal piano galattico	14 parsec (a nord)
Velocità di rotazione del Sole	250 km/s
Periodo di rotazione del Sole attorno al centro galattico	200 miliardi di anni
Massa totale	200 miliardi di masse solari

La velocità parabolica di fuga, nella posizione del Sole, è di circa 300 km/s. Le elevate velocità radiali (VR > 65 km/s), che si osservano in alcune stelle (v. p. 135), si possono spiegare con l'ipotesi di un moto obliquo di quelle stelle rispetto alla direzione del moto solare, p. es. su orbite fortemente eccentriche dirette dal centro galattico verso l'esterno.

La *velocità* media *di rotazione delle stelle* è una funzione molto complicata della distanza dal centro galattico, neppure completamente conosciuta, in particolare nei pressi del centro della Galassia. Il nucleo della Galassia si comporta come un corpo solido, cioè ruota con velocità crescenti con la distanza dall'asse di rotazione; questo fenomeno si deduce dall'osservazione della distribuzione delle stelle e delle masse nel sistema galattico. La velocità di rotazione raggiunge un massimo alla distanza dal centro di circa 6000 parsec, al di là della quale torna a diminuire, il che significa che l'insieme della Via Lattea tende a comportarsi secondo le leggi di Keplero.

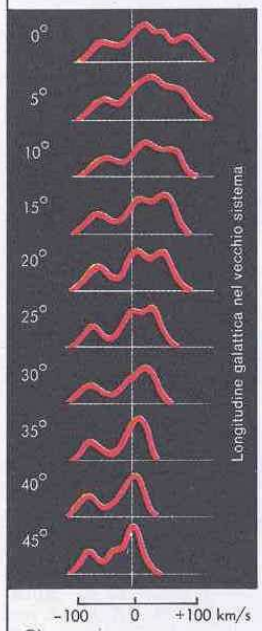
Esistono effetti statistici, alcuni dei quali non ancora chiariti: se, per esempio, si misurano le velocità radiali delle stelle luminose dei primi tipi spettrali (O e B), si trova che il loro valore medio non è nullo, ma è invece leggermente positivo (*effetto K*), come se il gruppo di quelle stelle si trovasse in lieve moto di espansione. Probabilmente, l'effetto K non è reale, in quanto una parte dello spostamento verso il rosso osservato negli spettri di stelle così massicce potrebbe avere un'origine relativistica.

La **struttura a spirale** della Via Lattea ha potuto essere studiata sempre più particolareggiatamente negli ultimi 20 anni. Lungo le braccia a spirale è concentrata

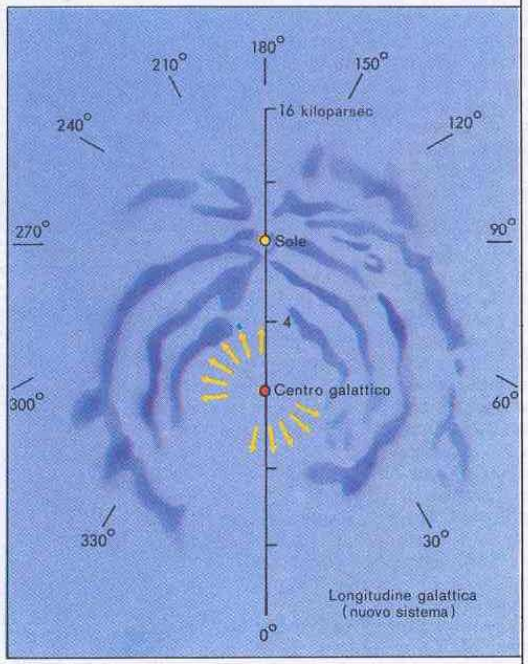


A) **La rotazione** della Via Lattea

B) **Velocità radiale e distanza** di oggetti nella Via Lattea



C) **Esempi di spostamento** della riga di 21 cm dell'idrogeno alle diverse longitudini galattiche



D) **I luoghi d'origine della radiazione di 21 cm** (braccia a spirale) nella Via Lattea

una grande quantità di idrogeno interstellare (regioni H I), della cui presenza ci si può accorgere con osservazioni non ottiche, ma radioastronomiche della loro riga in emissione di 21 cm (v. p. 172). Si è rivelata difficile la determinazione non della direzione in cui si trovano le sorgenti di radiazione di 21 cm, ma piuttosto della loro distanza, che può essere dedotta solo indirettamente dagli spostamenti Doppler rilevati nell'emissione della riga e quindi applicando le formule di Oort (v. p 171) alla velocità radiale così conosciuta. Le costanti che appaiono nelle formule di Oort non sono però conosciute con grande precisione, per cui anche le distanze risultano determinate con una certa approssimazione, tale da far sorgere ambiguità nell'interpretazione dei dati.

Secondo le formule di Oort, p. es., alla longitudine galattica di 335° la velocità radiale osservata è di + 50 km/s, a cui corrisponde una distanza di 5000 o di 13000 parsec (v. p. 172 B). Il metodo non è poi applicabile per nulla negli intervalli di longitudine galattica tra 170° e 190° e fra 345° e 15°, in quanto in quelle direzioni le velocità radiali hanno valori così ridotti da rendere prive di significato le formule di Oort: per questo motivo, la « radiomappa » della nostra Galassia (v. p. 172 D) presenta delle zone nelle quali la distanza non ha potuto essere determinata. Per lo stesso motivo non è possibile descrivere la struttura galattica nelle immediate vicinanze del Sole. Può inoltre avvenire che, in alcune direzioni, la riga di 21 cm si presenti suddivisa in due o più componenti, ognuna con differenti spostamenti Doppler: questo significa che in quelle direzioni la linea d'osservazione incontra due o più braccia a spirale. Fortunatamente le osservazioni a 21 cm forniscono risultati concordanti a grandi linee con le osservazioni ottiche.

Alla distanza di 3000 parsec dal centro galattico si trova un braccio a spirale in espansione alla velocità di 53 km/s; fra 500 e 600 km dal centro si trova un anello H I, avente densità di 1 atomo/cm^3, che ruota senza espansione alla velocità di 265 km/s.

Le regioni della Via Lattea più prossime al nucleo sono in media le più povere di materia interstellare, ma le più ricche di stelle; la densità media (considerando sia le stelle che la materia interstellare) è di $2 \cdot 10^{-24}$ g/cm^3 nei pressi del Sole, ma è cento volte superiore nel centro galattico.

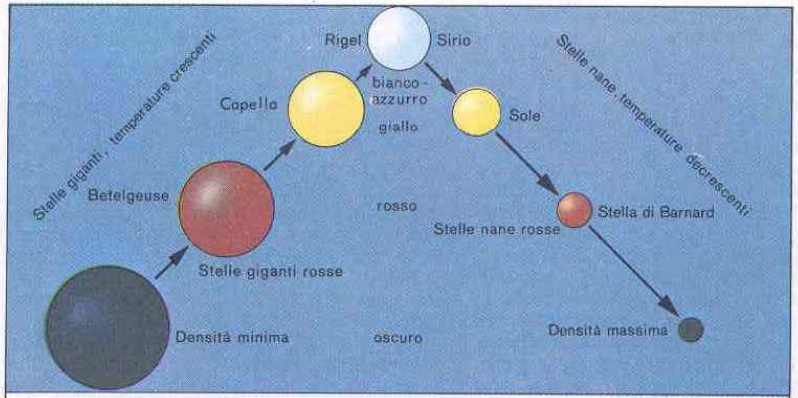
Evoluzione stellare: le prime teorie (v. p. 174)

Le teorie che andavano per la maggiore fino circa al 1930 sulla formazione e l'evoluzione delle stelle erano basate sull'ipotesi che le stelle traessero la loro energia da una continua contrazione. In base a ciò, casuali addensamenti di materia interstellare potevano divenire sempre più grandi, per attrazione gravitazionale, fino a raggiungere temperature tanto alte da cominciare a irraggiare sotto forma di grossi globi gassosi rossastri. Con il progredire del processo di contrazione, la temperatura aumenta e il colore della stella passa dal giallo al bianco e all'azzurro, che corrisponde all'apice della vita della stella; continuando la contrazione, la temperatura della stella da questo momento diminuisce a poco a poco ed il suo colore passa al giallo e quindi al rosso, mentre anche la luminosità diminuisce. Infatti la stella termina l'esistenza come un fioco oggetto rossastro che svanisce lentamente.

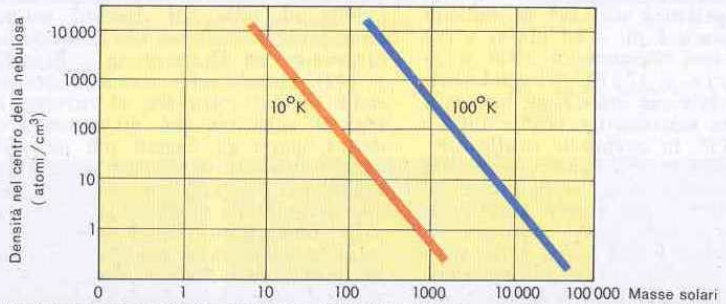
La teoria esposta risale a N. LOCKYER (1890) ed ebbe nei decenni successivi un'apparente conferma con la scoperta del diagramma di Hertzsprung e Russell (v. p. 142), essendo sufficiente supporre che le stelle giganti rosse che si trovano nella regione superiore del diagramma, verso destra, siano gli oggetti più giovani: il cammino evolutivo di una stella sul diagramma di Hertzsprung e Russell procede allora verso la sinistra in alto, nella zona delle supergiganti azzurre, quindi segue tutta la sequenza principale fino a destra in basso, nella regione delle stelle nane rosse. Il Sole, essendo una stella gialla della sequenza principale, si trova già nella fase discendente della sua evoluzione.

Successivamente però si resero disponibili delle informazioni che contrastavano con la teoria esposta:

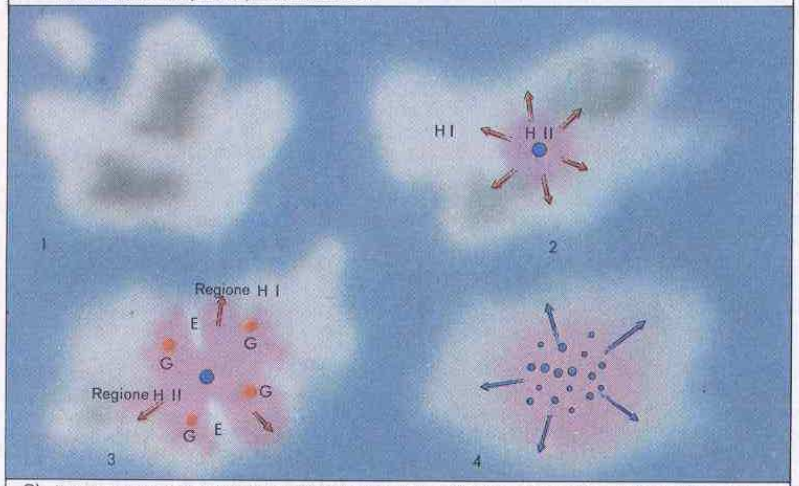
1. La vita di una stella non può essere superiore a 50 o 100 milioni di anni, se l'unico processo con cui viene generata energia è quello di contrazione gravitazionale. D'altra parte, alcune determinazioni di età effettuate sulla Terra avevano posto chiaramente in evidenza non solo come questa abbia un'età sensibilmente superiore ai 100 milioni di anni (in realtà, ca. 4,5 miliardi di anni), ma anche che per tutto questo tempo il Sole deve aver irraggiato la Terra in maniera abbastanza uniforme.
2. Durante la sua vita, per la teoria esposta, una stella perderebbe una grande parte della sua massa: le stelle supergiganti azzurre all'estremo sinistro della sequenza principale possiedono una massa all'incirca 1000 volte superiore a quella delle stelle nane rosse che si trovano all'estremo destro. Attualmente non si conosce alcun processo fisico che spieghi come possa avvenire una così enorme perdita di massa.
3. La teoria di Lockyer, ovviamente, non tiene alcun conto delle trasmutazioni atomiche che possono avvenire nelle estreme



A) **Un'antica teoria circa l'evoluzione stellare** (teoria della contrazione di Lockyer)



B) **Le minime masse che devono essere presenti in una nebulosa gassosa perchè questa possa contrarsi**

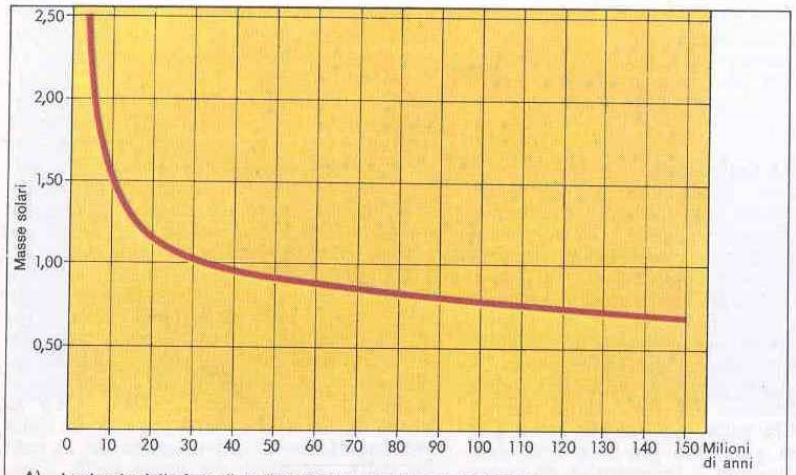


C) **Il processo di formazione delle stelle** (v. testo). 1 = nube interstellare; 2 = stella O nel centro; 3 = globuli (G) e « proboscidi d'elefante » (E); 4 = associazione O in espansione

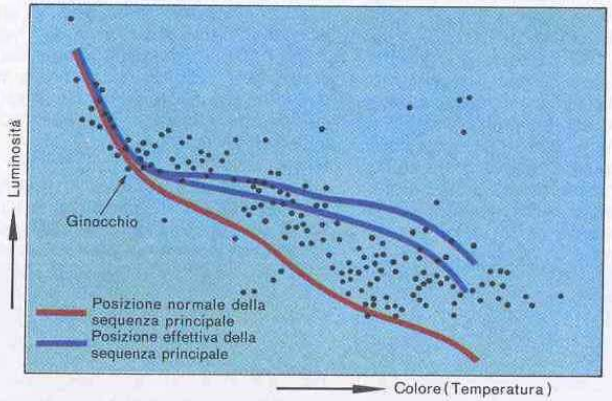
condizioni fisiche che si incontrano nell'interno di una stella.
Le più moderne teorie sulla formazione sull'evoluzione di una stella si sono completamente distaccate dalle ipotesi precedenti.

Formazione delle stelle

Già il processo di contrazione della materia interstellare per formare una stella non è così semplice come si era precedentemente ipotizzato: il processo di condensazione di grandi quantità di materia a partire da piccoli addensamenti casuali può procedere solo se questi possiedono già una massa sufficientemente grande. L'avvenire o meno della contrazione di una certa nube di gas dipende poi anche dalla temperatura del gas e dalla densità centrale della nube: quanto più bassa è la temperatura e quanto più alta è la densità, tanto minore è la quantità di massa necessaria perché possa avvenire in essa un processo di contrazione (v. p. 174 B). Poiché la temperatura delle nubi di idrogeno neutro è dell'ordine di 100 °K e la densità intorno a 100 atomi/cm³, difficilmente il solo processo di contrazione può dar origine a stelle singole. Occorre tenere conto del fatto che alcune stelle possiedono una massa perfino 100 volte superiore al Sole, e che la maggior parte delle stelle ha una massa inferiore a quella del Sole. Attualmente si tende a rappresentare il processo di formazione delle stelle facendolo partire da grandi nubi di gas, dell'ordine di 1000 masse solari, che si condensano dapprima nelle stelle di ammassi aperti o associazioni, che a loro volta a poco a poco si disperdono in singole stelle. In ogni caso, le stelle più massicce di tipo O possono formarsi direttamente dalla materia interstellare; si immagini ora di seguire una stella siffatta, che irraggi verso le regioni vicine l'enorme quantità di energia prodotta, in gran parte sotto forma di radiazione ultravioletta: si ionizza allora l'idrogeno di queste regioni, che divengono regioni H II (v. p. 163).
A grandi distanze dalla stella, però, l'idrogeno resta neutro, per cui in talune regioni dell'idrogeno ionizzato alla temperatura di circa 10000 °K (regioni H II) viene in contatto con dell'idrogeno neutro (regioni H I) alla temperatura di circa 90 °K: a causa della maggior pressione in esse esistenti, le regioni H II si allargano in maniera esplosiva nelle regioni H I. Il « fronte » in espansione dei gas di H II dà origine allora a rientranze e a protuberanze, come avviene sempre quando vengono ad incontrarsi gas o fluidi caldi con altri freddi, oppure molto densi con altri meno densi (*instabilità di* Rayleigh-Taylor); vengono così a formarsi delle regioni di gas freddo che si estendono all'interno delle regioni calde (« proboscidi di elefante »), osservate come zone oscure nei pressi di nebulose brillanti.
Alcune delle « proboscidi » possono distaccarsi dalla regione H I a cui appartenevano e che sta ora retrocedendo, trovandosi così circondate da gas H II caldi: la pressione di questi agisce sulle « proboscidi » favorendone la compressione e quindi l'aumento di densità: alcuni oggetti di questo tipo sono stati osservati sullo sfondo più luminoso di nebulose brillanti, come *globuli*, dalla forma circolare, oscuri. La densità dei globuli è in effetti circa 1000 volte superiore a quella delle normali nebulose oscure; hanno un diametro che va da 0,05 a 0,5 parsec e, malgrado le dimensioni ridotte, sono in grado di assorbire, dalla luce delle stelle retrostanti, da 1,5 a 5 magnitudini. A causa della pressione da parte delle circostanti regioni H II in questo modo si possono addensare masse anche piccole, come se avvenisse una diretta contrazione gravitazionale della materia interstellare. È probabile che l'espansione dei gas H II condizioni l'espansione globale dei gruppi di stelle che si formano da quei gas e che si possono quindi identificare con le associazioni O (v. p. 167).
Riassumendo, si può dire che la formazione delle stelle passa attraverso la fase di formazione di ammassi interi; in teoria, è poco probabile che stelle di 0,3 masse solari si formino direttamente per condensazione della materia interstellare. All'inizio della loro vita, le stelle irraggiano maggiormente nell'infrarosso (*stelle infrarosse*).
La successiva fase di ulteriore **contrazione**, fino a raggiungere uno stato nel quale avvenga un'autonoma produzione di energia, procede più velocemente nelle stelle di grande massa che in quelle di massa inferiore. La fase di contrazione termina quando la pressione interna dei gas diviene in grado di equilibrare la gravitazione. Più difficile da definire è l'istante nel quale ha inizio la contrazione; i tempi indicati nella p. 176 A rappresentano dei valori minimi e si riferiscono alla fase più importante della contrazione.
Al termine della contrazione, la stella si trova sulla sequenza principale del diagramma di Hertzsprung e Russell, in un punto che è spostato più o meno verso l'alto secondo la massa della stella stessa. Stando ai calcoli effettuati, le stelle più massicce raggiungono la sequenza principale prima delle stelle con massa inferiore: nel diagramma di Hertzsprung e Russell di ammassi molto giovani, allora, le stelle nane rosse e gialle, la cui massa è piccola, si devono trovare sopra la sequen-



A) La durata della fase di contrazione in una stella appena formata



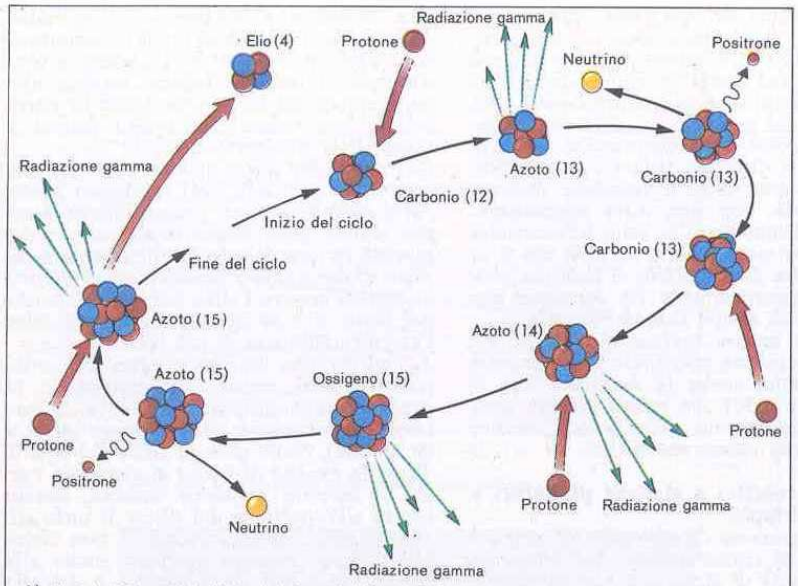
B) Il diagramma di Hertzsprung-Russell di ammassi molto giovani

C) Schema della formazione delle stelle doppie e dei sistemi planetari

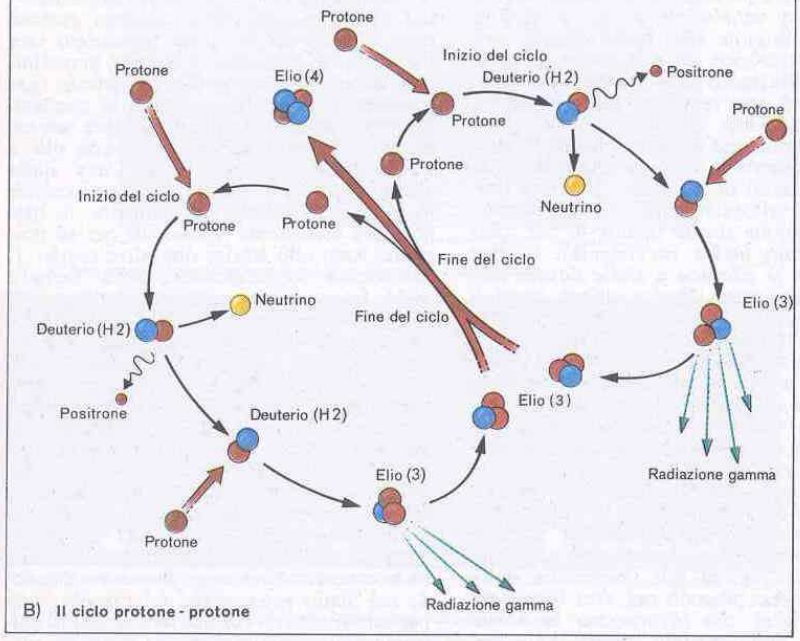
za principale, non avendola ancora raggiunta: tale fenomeno è stato effettivamente osservato (v. p. 176 B). Dalla posizione del punto nel quale le stelle cominciano a confluire sulla sequenza principale, cioè del punto nel quale la sequenza principale teorica (dedotta da osservazioni di altri ammassi) si distacca dalla sequenza effettivamente osservata, è possibile dedurre perfino l'età, con una certa approssimazione, dell'ammasso. Se nella biforcazione si trova per esempio una stella di cui si sa che necessita di 10 milioni di anni per contrarsi, automaticamente ne consegue che 10 milioni di anni è l'età dell'ammasso.
Alle stelle ancora in fase di contrazione sopra la sequenza principale appartengono evidentemente anche le stelle del tipo T Tauri (v. p. 157) che probabilmente sono stelle estremamente giovani non ancora giunte a una calma maturità.

Processi relativi a sistemi planetari e a stelle doppie

La condensazione di una nube di gas, per la legge di conservazione del momento della quantità di moto, prevede un aumento della velocità di rotazione, che può divenire così elevata da provocare un appiattimento del corpo gassoso: questo può perfino allora perdere della massa dal rigonfiamento equatoriale e dar origine a una stella doppia. Una stella doppia può aver anche origine da due masse gassose che si contraggono una indipendentemente dall'altra, pur restando nella reciproca sfera d'attrazione.
Quest'ultima teoria sembra abbastanza probabile in quanto le stelle si formano quasi tutte all'interno di ammassi: la prima ipotesi si può allora riferire alla formazione di *stelle doppie strette* (quelle le cui componenti sono molto ravvicinate), mentre la seconda si riferisce a *stelle doppie larghe*. In ogni caso, risulta chiaro come è possibile che le stelle doppie o multiple siano così numerose (v. p. 147).
Una velocità di rotazione molto alta può dar luogo a un appiattimento molto forte della nube di gas, che assume così la forma di un disco nella cui condensazione centrale si formerà poi una stella, mentre nelle più piccole condensazioni esterne si formeranno i *pianeti* e i satelliti. Anche dal punto di vista teorico, in questo modo la formazione di un sistema planetario è da ritenersi un evento tutt'altro che raro. Nelle regioni più periferiche della condensazione possono poi aver luogo dei moti vorticosi che favoriscono la « contrazione » della materia (teoria della turbolenza di C. F. v. Weizsäcker).
La formazione di un pianeta
1. è all'incirca contemporanea alla formazione del Sole
2. è avvenuta a temperature dell'ordine di qualche centinaio di gradi e comunque non superiori a 2000 °K. I pianeti si contraggono in regioni fredde rispetto alle temperature del Sole e, la Terra in particolare, non hanno mai subito fusioni a causa della vicinanza del Sole.
La massa del disco attorno al Sole, che accanto ai gas deve aver contenuto anche delle polveri, è stata probabilmente assai più grande della massa totale attuale dei pianeti, in quanto solo $^1/_{100}$ della massa del disco si deve essere concentrata in pianeti e satelliti mentre l'altra parte della massa del disco si è allontanata da questo sotto l'azione combinata di più forze:
1. l'attrito, che deve aver agito solo sulla materia delle regioni più esterne, 2. la pressione di radiazione del Sole e, in maniera preponderante, 3. il « vento solare » (v. p. 106). Nelle giovani stelle del tipo T Tauri la perdita di massa è ancora in corso, in maniera alquanto violenta, conducendo all'espulsione dal disco di tutto ciò che ha dimensioni inferiori al mm circa. Un siffatto processo conduce anche alla perdita di parte dell'idrogeno e dell'elio dai pianeti più vicini al Sole.
La velocità di rotazione delle stelle, tra cui il Sole, può essere rallentata da un eventuale processo di « frenamento magnetico ». Gli attuali residui della nebulosa gassosa che, a forma di disco, ha circondato una volta il Sole, potrebbero essere i pianetini, i meteoriti, la materia interplanetaria (gas e polveri e, non ultime, anche le comete).
La *formazione della Luna* richiede un capitolo a parte. Oggi non si crede più a un'eventuale scissione della Luna dalla Terra, e questo a seguito di recenti calcoli di meccanica celeste; attualmente, in luogo della precedente ipotesi, di per sé possibile, sono allo studio due altre teorie: 1. formazione contemporanea della Terra e della Luna come « pianeta doppio », 2. cattura della Luna, da parte della Terra, mentre percorreva un'orbita eccentrica attorno al Sole, come pianeta indipendente.
I *satelliti degli altri pianeti* possono essersi distaccati dal pianeta a cui sono legati oppure essere addensamenti secondari di un disco gassoso attorno al pianeta; questo nel caso che si tratti di « satelliti regolari » aventi orbite circolari e in moto nel piano equatoriale del pianeta (quali possono essere i satelliti maggiori di Giove) mentre i satelliti la cui orbita presenta una forte eccentricità e una elevata inclinazione sul piano equatoriale del pianeta sono probabilmente da considerare pianetini catturati. Gli *anelli di Saturno* sono da ritenersi un satellite disgregato essendosi avvicinato al limite di Roche (v. oltre), o disgregato da un urto mentre si trovava in rapida rotazione nel piano equatoriale di



A) **Il ciclo Bethe - Weizsäcker (ciclo carbonio - azoto).**
I numeri indicano il peso atomico arrotondato



B) **Il ciclo protone - protone**

Saturno. Il sistema solare presenta fatti sorprendenti del genere: per esempio, Plutone può essere stato una volta un satellite di Nettuno.
Per *limite di Roche* si intende quella regione attorno a un corpo celeste, nella quale nessun altro corpo può trattenersi, senza essere disgregato dalle conseguenti azioni di tipo mareale da parte del corpo principale; la distanza limite, se i due corpi possiedono all'incirca la stessa densità media, è pari a 2,44 volte il raggio del corpo principale. In effetti, la distanza di tutti i satelliti dal pianeta a cui appartengono è superiore al rispettivo limite di Roche; solo gli anelli di Saturno si trovano entro tale distanza limite.

La combustione dell'idrogeno

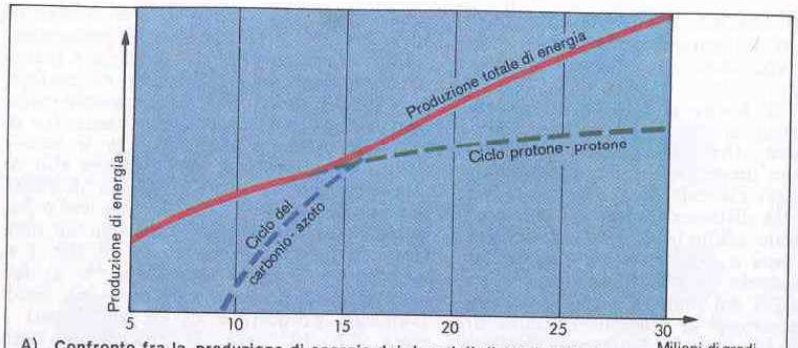
Durante la contrazione a partire dalla materia interstellare, la temperatura nel centro della stella raggiunge a poco a poco valori tanto elevati da permettere l'instaurarsi di reazioni che provocano trasformazioni atomiche. Già durante la fase di contrazione, quando la temperatura è compresa tra 1 e 5 milioni di gradi, il deuterio (idrogeno pesante), il berillio e il boro possono trasformarsi in elio; a partire da 5 milioni di gradi diviene importante per tutte le stelle la combustione dell'idrogeno. La trasformazione dell'idrogeno in elio può aver luogo in due differenti modi:
1. *Il ciclo di Bethe-Weizsäcker* (così chiamato dal nome dei due fisici che lo scoprirono nel 1938), detto anche *ciclo del carbonio-azoto* (o ciclo C-N) dagli elementi atomici che vi compaiono. In totale, quattro protoni si uniscono per formare un atomo di elio, mentre l'atomo di carbonio che appare all'inizio del ciclo ricompare inalterato alla fine, assumendo così funzioni di catalizzatore. L'energia prodotta viene emessa sotto forma di energia cinetica dei positroni e dei neutrini prodotti, ovvero anche sotto forma di radiazione gamma. In reazioni atomiche di questo genere (dette di *fusione nucleare*), la massa viene trasformata in energia secondo la formula della relatività ristretta:

$$E = m \cdot c^2;$$

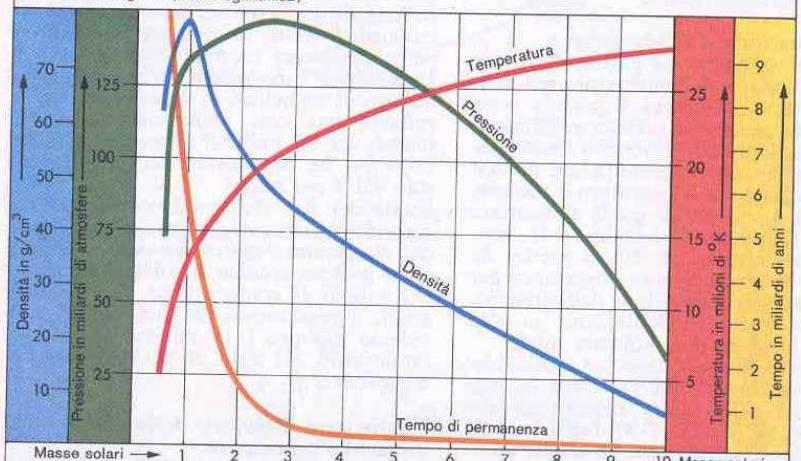
se quattro nuclei di idrogeno, di peso atomico 1,008, si trasformano in un nucleo di elio, di peso atomico 4,004, si ha a disposizione una massa (detta *difetto di massa*) pari a $4 \cdot 1{,}008 - 4{,}004 = 0{,}028$ unità di peso atomico, che viene trasformata in circa 25 MeV (milioni di volt-elettrone), pari a circa $4 \cdot 10^{-5}$ erg.
Le singole fasi del ciclo hanno una differente durata, che può anche essere molto lunga: la fase più lunga è la cattura del 3° protone, che dura 320 milioni di anni, la fase più breve è il decadimento dell'ossigeno 15, che dura 82 secondi. La durata totale media del ciclo è di 336 milioni di anni; tuttavia avvengono contemporaneamente innumerevoli cicli, cosicché è garantita una continua produzione di energia.
2. *Il ciclo protone-protone.* In questo ciclo, due protoni reagiscono direttamente fra di loro per produrre deuterio, che si unisce ad un altro protone per formare elio 3: questo non è il normale isotopo dell'elio, ma un isotopo con sole tre particelle nel nucleo, anziché quattro, cioè con un neutrone in meno. Se due nuclei di elio 3 si uniscono, si produce dell'elio 4 e due protoni, che possono rientrare nel ciclo. L'energia prodotta è di 26 MeV, pari a circa $4{,}2 \cdot 10^{-5}$ erg. Il processo è però piuttosto lungo: la prima fase, quella di fusione di due protoni, dura in media 14 miliardi di anni; la seconda fase dura 6 secondi, la terza un milione di anni.
In media, il Sole trasforma in energia 4,2 milioni di tonnellate di massa al secondo; tuttavia una così imponente perdita di massa, nei 4,5 miliardi di anni di vita del Sole, ne ha provocato una diminuzione solo del 3 per mille!
Quale dei due cicli produce più energia, dipende dalla temperatura: come risulta dal diagramma logaritmico di p. 180 A, il ciclo protone-protone è efficace già a pochi milioni di gradi; a circa 15 milioni di gradi, il rendimento dei due cicli è equivalente e sopra i 15 milioni di gradi il rendimento del ciclo di Bethe-Weizsäcker è superiore.

Evoluzione ulteriore delle stelle della sequenza principale

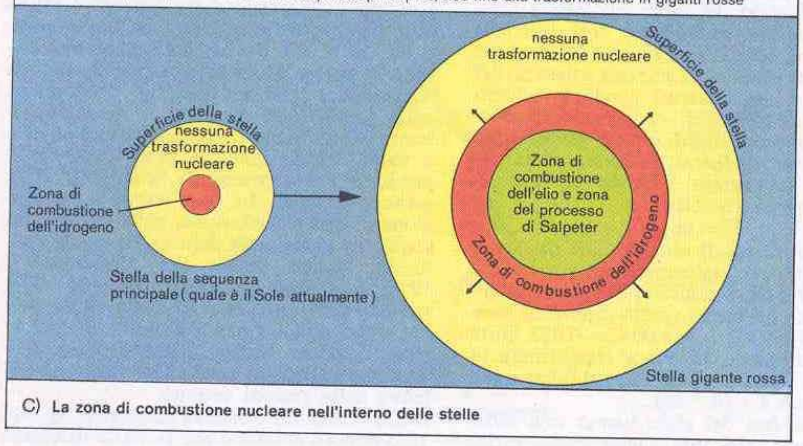
La temperatura centrale delle stelle che si trovano sulla sequenza principale del diagramma di Hertzsprung e Russell è tanto più alta quanto maggiore è la massa della stella (v. p. 180 B). Le stelle giganti luminose di colore bianco-azzurro si trovano a temperature così elevate che predomina, nella produzione di energia, il ciclo carbonio-azoto, mentre nelle stelle nane gialle e rosse, tra le quali il Sole, l'energia è prodotta prevalentemente tramite il ciclo protone-protone. In ogni caso, la produzione di energia interessa, nelle stelle della sequenza principale, solo una piccola parte del nucleo, quella che comprende il 12 % dell'idrogeno totale presente nella stella. Poiché nell'interno della stella non ha luogo alcun rimescolamento della materia, il nucleo brucia il suo idrogeno senza poter utilizzare anche l'idrogeno che si trova nelle regioni esterne.
Dalla relazione massa-luminosità (v. p. 138) appare evidente che le stelle di massa maggiore emettono una maggior quantità di energia che quelle di massa inferiore, come conseguenza della maggior temperatura centrale: una stella la cui massa è 15



A) **Confronto fra la produzione di energia dei due cicli di combustione dell'idrogeno** (scala logaritmica)



B) **Le condizioni fisiche nel centro delle stelle della sequenza principale** in funzione della massa e del tempo di permanenza sulla sequenza principale, cioè fino alla trasformazione in giganti rosse



C) **La zona di combustione nucleare nell'interno delle stelle**

volte superiore a quella del Sole non irraggia una quantità di energia 15 volte, ma 10000 volte superiore al Sole. In una stella di questo tipo, la conversione di massa in energia avviene a una velocità 670 volte quella del Sole, cioè la stella brucia l'idrogeno contenuto nel nucleo in un tempo che è 1/670 del tempo impiegato dal Sole. Le stelle più massicce hanno così una vita significativamente più breve; il contrario avviene nelle stelle di piccola massa.

Tuttavia l'evoluzione di una stella non termina con l'esaurimento dell'idrogeno nel nucleo: se infatti la produzione di energia nel nucleo cessa o diminuisce, e con essa anche la pressione, gassosa o di radiazione, tutto l'equilibrio interno della stella viene sconvolto. La gravitazione provoca una contrazione del nucleo, la cui temperatura sale allora sopra i 100 milioni di gradi, rendendo così possibile la trasformazione dell'elio (che nel frattempo è diventato più abbondante) in berillio e in carbonio (*ciclo dell'elio*); il carbonio a sua volta si fonde con atomi di elio per produrre elementi più pesanti (*ciclo del carbonio*); in ogni caso si produce dell'energia. L'insieme dei cicli a partire dall'elio è stato chiamato, dal fisico statunitense E. SALPETER, *processo di Salpeter*.

La zona di combustione dell'idrogeno si sposta a poco a poco verso l'esterno e la produzione totale di energia è ora maggiore che durante la sola combustione di idrogeno: l'equilibrio è di nuovo alterato a causa del conseguente aumento della pressione interna, il quale fa sì che gli strati esterni della stella tendano ad espandere fino a raggiungere un nuovo stato di equilibrio; la stella della sequenza principale è diventata una *stella gigante rossa*. L'istante dell'inizio della dilatazione si può dedurre dalla figura di p. 180 B, la durata dell'espansione è variabile, quantunque di nuovo sia minore per le stelle di massa maggiore; anche il cammino percorso da una stella sul diagramma di Hertzsprung e Russell dipende dalla sua massa.

Anche il Sole diventerà una stella gigante in seguito al verificarsi della combustione dell'elio (ciclo dell'elio), che in base ai calcoli dovrebbe avvenire abbastanza velocemente (tanto da essere chiamata « helium flash », o lampo d'elio); le dimensioni del Sole dovrebbero aumentare di 400 volte, fino a 550 milioni di km ca. La sua temperatura superficiale dovrebbe aggirarsi intorno ai 3000 °K, ma la luminosità superficiale aumenterà di circa 10000 volte rispetto ai valori attuali. Poiché il Sole si è finora trattenuto sulla sequenza principale per circa 4,5 miliardi di anni, gli restano ancora 3,5 miliardi di anni per compiere la trasformazione in stella gigante rossa; la temperatura sulla Terra salirà allora a valori così alti da rendere impossibile la vita organica.

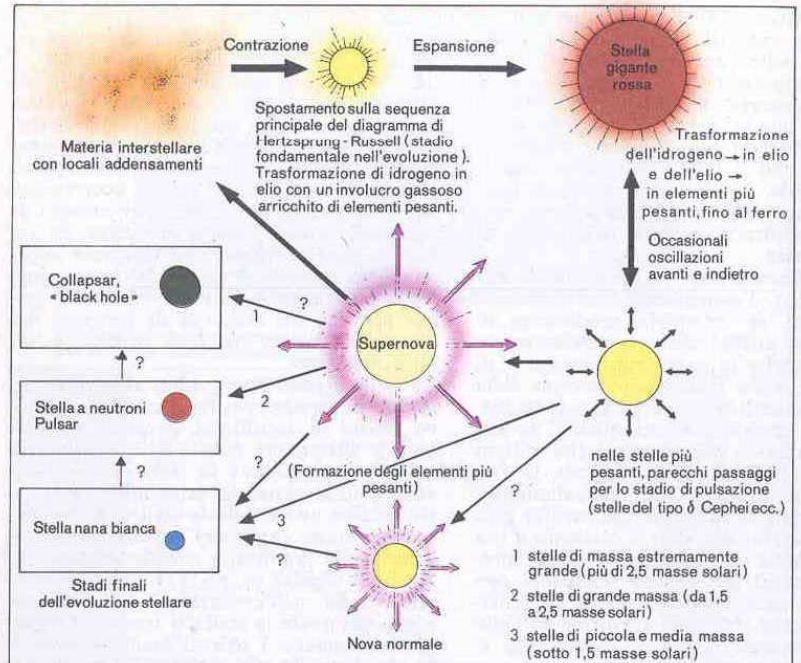
La temperatura centrale di una stella gigante giunge a valori dell'ordine del milione di gradi, che permettono che si formino elementi pesanti fino al calcio (peso atomico 40) o forse anche al ferro (peso atomico 56). Un'altra via di costruzione dei nuclei atomici è quella per cattura di neutroni; quando viene catturato da un nucleo atomico medio, un neutrone decade in un protone e in un elettrone; quest'ultimo sfugge dal nucleo mentre il primo provoca un aumento di un'unità del numero atomico, dà cioè origine a un altro elemento.

Le stelle giganti rosse, dopo aver superato la fase di espansione, raggiungono un nuovo stadio di equilibrio, il quale tuttavia non è altrettanto stabile che l'equilibrio nel quale si trovava la stella quando era ancora sulla sequenza principale: per questo motivo quasi tutte le stelle giganti rosse presentano variazioni periodiche o irregolari nella luminosità o nello spettro.

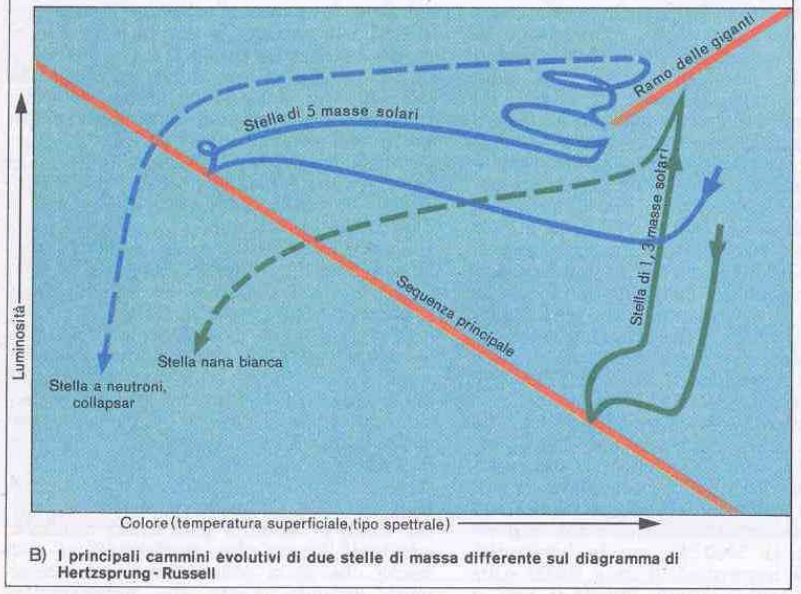
Anche le *cefeidi* (v. p. 151) rappresentano uno stadio nell'evoluzione delle giganti rosse, nel quale la stella si trova a pulsare periodicamente. I calcoli hanno dimostrato che le stelle più massicce passano più volte attraverso lo stadio di cefeide: p. es., una stella di massa pari a 7 volte quella del Sole deve passare almeno 5 volte per lo stadio di cefeide; la durata di ogni passaggio è compresa fra 4000 e 100 000 anni. Questa teoria spiega abbastanza bene la relazione tra periodo e luminosità delle cefeidi; è forse possibile che renda conto anche delle variazioni di periodo a lungo termine delle stelle del tipo cefeide, in quanto, nel secondo passaggio per tale stadio, il periodo dovrebbe diminuire di 2/10000 ogni 100 anni.

Gli stadi finali dell'evoluzione di una stella non sono attualmente conosciuti in tutti i particolari. Le stelle più massicce, dopo il passaggio attraverso lo stadio di cefeidi o di giganti rosse, divengono instabili, con la conseguenza di dar origine all'*esplosione di una nova o di una supernova*. Sulle cause che conducono a queste esplosioni si possono per ora avanzare solo delle ipotesi. Le teorie più qualificate sono le seguenti:

Novae. Le novae possono essere ricorrenti (v. p. 153). Forse sotto la loro superficie viene a formarsi uno strato instabile: eventuali improvvise trasformazioni atomiche che vi si possono verificare originano un'onda d'urto che propagandosi verso l'esterno provoca l'espulsione di parte degli strati più prossimi alla superficie. Le fasi che conducono allo stadio di nova non sono però del tutto chiare.



A) **L'evoluzione stellare** (schema). Le ultime fasi dell'evoluzione sono ancora poco conosciute



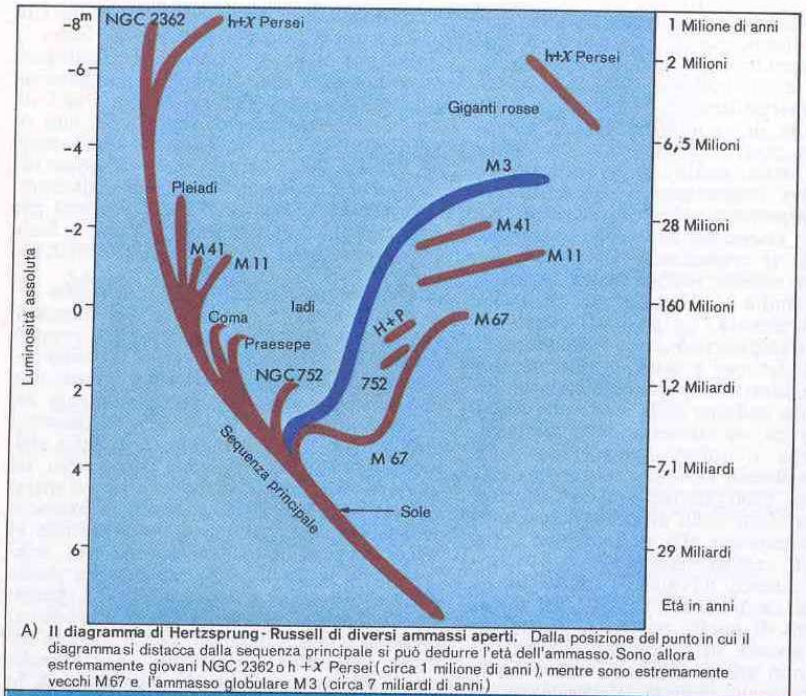
B) **I principali cammini evolutivi di due stelle di massa differente sul diagramma di Hertzsprung-Russell**

Supernovae. Le prime teorie collegavano spesso le supernovae alla comparsa di una stella veramente nuova sulla volta celeste in seguito a: 1. collasso di una nube di materia interstellare, 2. « irruzione » di una quantità di materia di densità elevatissima nel nostro universo visibile, sulla superficie della quale l'accelerazione di gravità deve raggiungere valori così alti da non permettere più l'emissione di radiazione, a causa del suo elevatissimo arrossamento di origine relativistica.
Teorie più recenti vedono nelle supernovae uno stadio dell'evoluzione di stelle con massa elevata. Le possibili cause sono: 1. un'improvvisa trasformazione di protoni in elettroni e neutroni. Poiché una siffatta trasformazione richiede energia, ne consegue un collasso della stella che a sua volta provoca un aumento della temperatura interna e quindi l'espulsione degli strati superficiali; 2. il decadimento degli elementi di peso atomico medio, fra cui il ferro, prodotti nelle precedenti fasi evolutive, con cessione alla stella di una certa quantità di energia che ne porta la temperatura interna a qualche miliardo di gradi e la temperatura superficiale a ca. 200 milioni di gradi; poiché in superficie si trova ancora una grande quantità di idrogeno non utilizzato, vi si instaurano le reazioni del ciclo di Bethe-Weizsäcker, con emissione di un'enorme quantità di energia e quindi, di nuovo, con l'espulsione degli strati superficiali della stella.
Verosimilmente, in una supernova regnano, sia pur transitoriamente, temperature così elevate da rendere possibile la produzione degli elementi fino all'uranio ed anche degli elementi transuranici.
Si possono, a questo proposito, stabilire degli interessanti paragoni: la diminuzione di luminosità di una supernova di tipo I avviene con la stessa velocità con cui decade l'isotopo del californio di peso atomico 254, il cui tempo di dimezzamento è di 55 giorni. Esistono tuttavia altri elementi radioattivi i cui tempi di dimezzamento sono circa uguali: l'isotopo 59 del ferro (47 giorni), l'isotopo 7 del berillio e l'isotopo 89 dello stronzio con 53 giorni.
Al *termine dell'evoluzione* di una stella non rimane altro che una certa quantità di massa collassata, in uno dei tre stati descritti:
1. *Stelle nane bianche*, con densità media dell'ordine di 10^6 g/cm³. A quanto pare, diventano nane bianche tutte le stelle di piccola massa, per cui sarà questa la sorte anche del Sole.
2. *Stelle a neutroni* (*pulsar*), con densità media dell'ordine di 10^{13} g/cm³. È questo lo stadio finale delle stelle aventi massa più elevata, dopo esser divenute supernovae.
3. *Collapsar*[1] *o black holes*,[2] con densità ancora superiori alle precedenti. Solo le stelle più massicce possono raggiungere questo stadio, nel quale la gravitazione superficiale raggiunge valori tanto alti da impedire l'emissione di radiazione, che rimane catturata dalla stella. Lo spostamento delle righe spettrali verso il rosso (di origine relativistica) è quindi illimitato. Oggetti siffatti possono essere scoperti per via indiretta solamente. I « black holes » sono considerati ancora « stelle teoriche ».

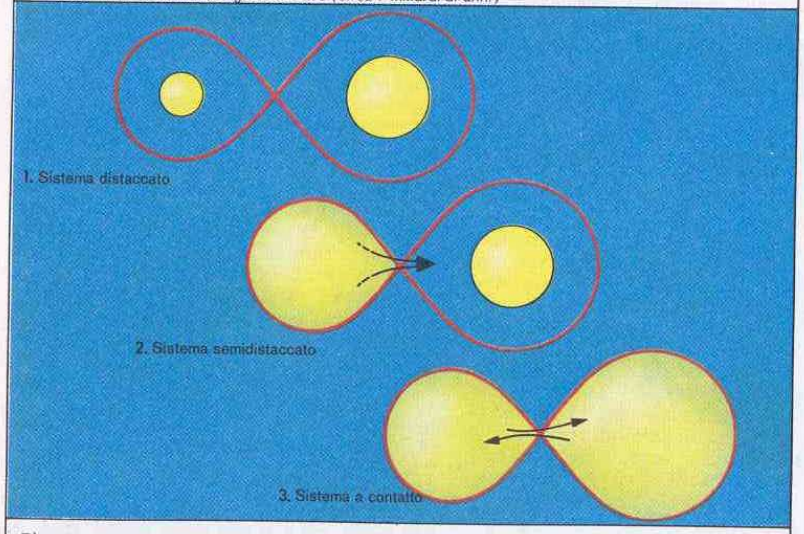
L'evoluzione globale di una stella

e il suo cammino evolutivo sul diagramma di Hertzsprung e Russell sono rappresentati a p. 182 per due stelle di massa diversa. Per la maggior parte del tempo, una stella rimane sulla sequenza principale del diagramma (v. anche p. 142); è questo il motivo per cui la maggior parte delle stelle si trova sulla sequenza principale. La regione di questa a sinistra in alto è meno affollata della regione a destra in basso in quanto le stelle con massa elevata che vi sono rappresentate hanno una vita inferiore alle stelle di piccola massa. Lo stadio di gigante rossa è superato in un tempo relativamente breve, come è dimostrato dallo scarso affollamento che si osserva nel ramo delle giganti. Le stelle nane bianche sono più numerose che le giganti rosse, in quanto rappresentano uno stadio finale.
Se si considera un gruppo di stelle formatesi contemporaneamente, cioè facenti parte di un *ammasso aperto* o di un *ammasso globulare*, allora la rispettiva sequenza principale, da sinistra in alto verso destra in basso, termina in un punto che è indicativo dell'età dell'ammasso: questo perché le stelle a sinistra in alto sono quelle che presentano il minor tempo di permanenza sulla sequenza principale. Se, p. es., la biforcazione si trova in corrispondenza di stelle aventi una luminosità 70 volte e una massa 3 volte quelle del Sole, allora l'età dell'ammasso è, secondo il diagramma di p. 184, di ca. 350 milioni di anni. Se quel punto si trova in corrispondenza a stelle aventi luminosità 5 volte e massa 1,5 volte superiori al Sole, l'età è di 2,4 miliardi di anni. Si può quindi impiegare il diagramma di Hertzsprung e Russell di un ammasso per *determinare l'età* dell'ammasso stesso.
In casi favorevoli, si può determinare con una certa approssimazione anche l'età di singole stelle; più precisamente, questo può avvenire nel caso di stelle vecchie che si accingono a lasciare la sequenza principale, o di stelle molto giovani che stanno per raggiungerla. In ogni caso, però, devono

[1] Dall'inglese « collapsed stars », stelle collassate (Ndt).
[2] In inglese, buchi neri (Ndt).



A) **Il diagramma di Hertzsprung-Russell di diversi ammassi aperti.** Dalla posizione del punto in cui il diagramma si distacca dalla sequenza principale si può dedurre l'età dell'ammasso. Sono allora estremamente giovani NGC 2362 o h +χ Persei (circa 1 milione di anni), mentre sono estremamente vecchi M 67 e l'ammasso globulare M 3 (circa 7 miliardi di anni)



B) **I diversi tipi di sistemi doppi.** L'inviluppo rosso a forma di otto rappresenta il limite di Roche delle due stelle. In 1 nessuna stella riempie il rispettivo limite di Roche, in 2 solo una, mentre in 3 entrambe riempiono quel limite. Se una stella si espande oltre il limite di Roche, allora della materia sfugge verso la compagna, come in 2 o in 3. Questi sistemi possono essere circondati da involucri in espansione

essere perfettamente conosciute sia la massa che la luminosità.

L'evoluzione di una stella doppia stretta

Se si passa a considerare qualche stella doppia stretta, appaiono certe contraddizioni con i modelli evolutivi illustrati nelle ultime pagine; nel caso di Sirio A/Sirio B, si trova una stella di 2,25 masse solari, ancora sulla sequenza principale, legata a una nana bianca di 1,1 masse solari: se due stelle con quelle masse si formano contemporaneamente, c'è da aspettarsi che la stella B, con 1,1 masse solari, abbia una vita più lunga della componente A, quindi non avrebbe dovuto ancora aver raggiunto lo stadio di nana bianca. Se allora in una stella doppia, delle due componenti, di origine comune e contemporanea, una, B, ha massa maggiore dell'altra, A, ci si deve aspettare che B raggiunga per prima lo stadio di gigante rossa, in cui si dilata fino a raggiungere un volume così grande da espellere parte della sua massa verso la più piccola compagna A: questa alla fine del processo è diventata la componente più pesante e attorno ad essa si muove la più vecchia componente, passata ormai allo stadio di nana bianca, che ha anche la massa inferiore.

Sembra quindi plausibile che lo *scambio di materia* fra le componenti di una stella doppia abbia una parte molto importante nella loro evoluzione.

L'arricchimento di elementi pesanti

Durante l'evolversi di una stella, nel suo interno si vengono a formare degli elementi pesanti, particolarmente a partire da idrogeno. Si consideri ora, per ipotesi, che l'universo sia stato, per un lunghissimo tempo, composto da solo idrogeno e che le prime stelle si siano formate a partire da questo elemento: allora la materia interstellare deve essersi arricchita a poco a poco di elementi più pesanti, in quanto le stelle, nelle ultime fasi della loro evoluzione (supernovae, novae normali, giganti rosse instabili) devono aver perso una parte cospicua della loro massa. Le stelle che si formano successivamente contengono già una frazione di elementi pesanti che è tanto maggiore quanto più tardi la stella si forma: il ferro, il silicio, il carbonio ecc... che si trovano nella Terra o nel Sole si sono formati precedentemente in un'altra stella. Il fatto che la percentuale di elementi pesanti vada sempre crescendo nel tempo può essere effettivamente dimostrato per numerose stelle e altri oggetti cosmici; le stelle giovani sono più ricche in elementi pesanti che le stelle più vecchie; le stelle di Popolazione I (v. p. 143) presentano un contenuto in metalli superiore alle stelle della Popolazione II.

La vita organica (astrobiologia)

Negli ultimi anni, lo studio dei fondamenti biochimici della vita ha compiuto grandi passi in avanti; d'altra parte, sono aumentate le nostre conoscenze circa le condizioni superficiali degli altri corpi celesti. Non c'è quindi da meravigliarsi se il problema dell'importanza e della diffusione della vita organica nel cosmo stia concentrando su di sé un'attenzione crescente. In questo contesto è stato coniato il termine *astrobiologia* per indicare l'insieme degli studi citati.

Per studiare il problema della vita, occorre tener conto di alcune premesse:

1. Il collegamento della vita organica a *legami molecolari estremamente complessi* (molecola dell'albumina, acido nucleico). Semplici molecole non sono in grado di compiere reazioni biochimiche (assorbimento di alimenti, scambio di prodotti, riproduzione ed ereditarietà ecc...).
2. La vita organica è legata a un intervallo di *temperature* relativamente ristretto. Sopra i 100 °C ca., le grandi molecole organiche decadono in molecole inferiori, e sopra il migliaio di gradi è possibile solo l'esistenza di singoli atomi. Sotto 0 °C, le reazioni biochimiche vengono talmente rallentate che la vita organica *attiva* non è più permessa, quantunque sia possibile che si conservi in forma latente (in uno stato di « congelamento ») per ridivenire attiva all'aumentare della temperatura. Le temperature più favorevoli all'esistenza della vita sono quelle comprese fra + 25 °C e + 45 °C. Gli animali più evoluti, nonché l'uomo, hanno una temperatura corporea in questo intervallo e possiedono dispositivi di regolazione della temperatura stessa sensibili a variazioni anche di pochi gradi. Quali ulteriori elementi condizionanti si possono citare, p. es., un'atmosfera ricca di ossigeno, la presenza di molta acqua sulla superficie e così via. Recenti ricerche hanno dimostrato che molte specie di microorganismi sulla Terra presentano a questo riguardo grande adattabilità.

Circa la *formazione della vita*, uno spiraglio di luce ci è arrivato dagli esperimenti di S. L. MILLER (1953), nei quali una scarica elettrica o l'irradiazione di raggi ultravioletti in un'atmosfera « primordiale » (composta da idrogeno, vapor d'acqua, metano ed ammoniaca, cioè dalle sostanze che si ritiene formassero l'atmosfera della Terra nelle prime epoche della sua esistenza) provocò la formazione di amminoacidi, sostanze basilari della vita organica. La via da seguire per giungere all'organismo più semplice è ancora da studiare. In