

G4. Le stelle

Le costellazioni

Abbiamo già osservato che si è indotti a concepire la rotazione rigida di un'ipotetica sfera celeste in primo luogo dal fatto che la posizione reciproca delle stelle appare immutabile. Un'altra evidenza osservativa è che le stelle non appaiono tutte ugualmente luminose, cosicché quelle più brillanti di un dato campo possono dar luogo a forme più o meno espressive che, soprattutto nel passato, sono state fondamentali per l'orientamento e per la comprensione dei fenomeni astronomici: le *costellazioni*.

Nota: È appena il caso di aggiungere che il legame tra le stelle di una data costellazione è di carattere puramente proiettivo e di solito non corrisponde ad alcuna interazione fisica.

Nell'astronomia moderna il termine “costellazione” ha invece un significato ben diverso: quello di una regione di cielo, i cui confini sono definiti in modo convenzionale a partire dal 1930. Si deve a *Delporte* il lavoro di suddivisione della sfera celeste in 88 regioni piuttosto irregolari, costruite in modo che ciascuna comprendesse grosso modo una delle costellazioni classiche da cui hanno tratto il nome; nomi più moderni invece hanno le costellazioni della calotta australe.

Tradizionalmente il nome delle costellazioni è abbreviato con tre lettere della sua forma latina: es. *Ariete* = *Ari* (Aries), *Toro* = *Tau* (Taurus), *Acquario* = *Aqr* (Aquarius), *Aquila* = *Aql* (Aquila).

La denominazione delle stelle è invece assai complessa, per motivi storici. Le stelle più luminose hanno un nome proprio che di solito è egiziano, babilonese, greco, arabo; taluni di questi si sono poi modificati. Ad es. dall'egiziano *Sotis* è venuto *Sirio*, mentre abbiamo *Aldebaran* (arabo), *Antares* (greco), *Capella* (latino).

Nel '600 si pensò (*Bayer*) di designare le stelle di una costellazione con le lettere dell'alfabeto greco $\alpha, \beta, \gamma \dots$ secondo l'ordine di luminosità: ad es. *Aldebaran* è anche α *Tau* (notare però che a causa delle variazioni di luminosità oggi tale ordinamento non appare sempre rispettato). Poiché le stelle di una costellazione possono essere molte di più delle lettere greche, spesso si è preferito denominare con una sola lettera dotata di indice numerico le stelle vicine, o formanti parti ben definite (*asterismi*) della costellazione; ad es. nella Lira abbiamo $\varepsilon^1, \varepsilon^2$; nella costellazione di Orione l'arco è denominato $\pi^1, \pi^2, \pi^3, \pi^4, \pi^5, \pi^6$.

Nel '700 furono introdotte (*Flamsteed*) le designazioni con numeri: di regola la numerazione è ordinata per ogni costellazione in senso diretto. Così avviene che alcune stelle che hanno già dei nomi, abbiano anche la lettera di Bayer e il numero di Flamsteed: ad es. nelle Pleiadi (Toro) la più luminosa è la 19, altrimenti detta η *Tau* o *Alcyone*.

Si usano poi anche lettere latine maiuscole (da A a Q) e minuscole, eventualmente con indici: ad es. nel Cigno ci sono b^1, b^2 . Le lettere latine maiuscole da R a Z sono riservate alle stelle variabili, e poiché in una costellazione possono essercene parecchie, si usano anche lettere doppie AA, AB, ..., ZZ; ove non bastino si usa una scrittura del tipo V342.

Le stelle possono infine identificarsi con il numero di un certo catalogo e la sigla dello stesso: es. HD 29139 è ancora *Aldebaran*, designata con quel numero nel catalogo *Henry Draper*, dove si trovano circa 300 000 stelle di cui si dà posizione, colore, luminosità, spettro. Oggi è molto usato il catalogo SAO (Smithsonian Astronomical Observatory) in cui sono elencate oltre 300 000 stelle.

Ricapitolando, lo specchio seguente elenca i modi più usati per individuare una stella.

<i>Stelle normali</i>		<i>Stelle variabili</i>	
Nome:	<i>Aldebaran</i>	Nome:	<i>Algol</i>
Lettera greca:	β <i>Orionis</i>	Lett. lat. maiusc.:	R <i>Tauri</i>
Num. di Flamsteed:	19 <i>Tauri</i>	Doppia l. l. maiusc.:	AL <i>Tauri</i>
Lett. lat. maiusc.:	A <i>Aquilæ</i>	V e numero:	V342 <i>Cygni</i>
Lett. lat. min.:	b <i>Cygni</i>		
Lett. con indice:	π^1, \dots <i>Ori</i>		
Sigla e n. di catalogo:	HD 29139		

Luminosità, grandezza, magnitudine

Fin dall'antichità le stelle sono state classificate in base alla loro luminosità. *Ipparco*, nel II sec. a.C., redasse un primo catalogo delle stelle visibili ad occhio nudo, raggruppandole in 5 classi a seconda della *grandezza* o *magnitudine* (poiché si riteneva che le stelle fossero tutte alla stessa distanza, sulla sfera celeste, quelle più luminose dovevano essere più grandi): le più luminose erano dette stelle di 1^a grandezza; poco più deboli quelle di 2^a grandezza, e così via.

Solo nel secolo scorso *Pogson*, proponendosi di formare una scala più scientifica, partì dall'osservazione che le stelle più deboli tra quelle di 5^a grandezza (limite della visibilità a occhio nudo) erano circa 100 volte meno luminose di quelle più brillanti della 1^a grandezza (fig. G4-1).

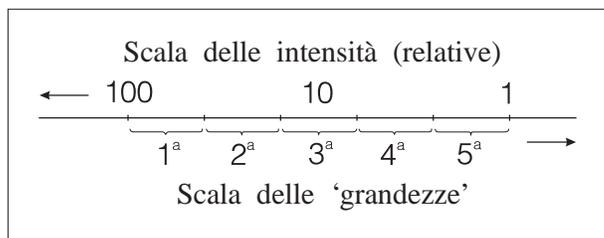


Fig. G4-1

Accettando la legge logaritmica della sensibilità dell'occhio si poteva allora scrivere una formula del tipo

$$\Delta m = m_2 - m_1 = 2.5 \log_{10}(l_1/l_2)$$

dove Δm è la differenza di magnitudine (termine che sostituisce quello di “grandezza”) corrispondente a un certo rapporto delle luminosità. Così essendo per i limiti detti $l_2/l_1 = 100$ risulta $\Delta m = 5$, come si voleva per restare in accordo con la vecchia scala.

Rimane da fissare l'origine della scala: per questo, prese come campioni un certo insieme di stelle (*sequenza polare fotometrica*), si fissa per convenzione la media delle loro magnitudini.

Una volta fissata la scala e l'origine ha senso anche parlare di magnitudini decimali (es. 1.5) oppure zero, o anche negative (es. -1.7). Anche per i pianeti più vicini si potrà parlare di magnitudine, che naturalmente risulterà variabile con la posizione del pianeta: così Venere in buone condizioni arriva alla magnitudine -4.5 .

Finché l'unico ricettore della luce degli astri era l'occhio, quanto detto sopra era sufficiente a definire la scala delle magnitudini; ma quando si è incominciato a introdurre nelle osservazioni altri strumenti, quali lastre fotografiche, bolometri, fotomoltiplicatori, ecc. si è dovuta rivedere la definizione di magnitudine, correlandola al rivelatore usato. La luce infatti, come è noto, è composta da radiazioni di diversa frequenza e ogni rivelatore è caratterizzato, tra l'altro, da una propria curva di *sensibilità spettrale*.

Un rivelatore è in sostanza un *trasduttore*, che ricevendo in entrata la radiazione, fornisce in uscita un segnale (per es. elettrico). In ciò che segue assumiamo che si tratti di un trasduttore *lineare*, nel quale quindi c'è proporzionalità fra entrata e uscita. La sensibilità spettrale $X(\lambda)$ misura appunto questo rapporto, per una radiazione monocromatica di lunghezza d'onda λ . In ciò che segue la sensibilità spettrale viene assunta normalizzata in modo tale che il suo massimo valga 1.

Tenuto conto di tutto ciò, vediamo allora come dev'essere definita più correttamente la magnitudine relativa ad un certo tipo di rivelatore.

Sia $f(\lambda)$ il flusso di radiazione proveniente da una stella, misurato fuori dell'atmosfera: $f(\lambda)d\lambda$ è la potenza per unità di superficie e per lunghezze d'onda tra λ e $\lambda + d\lambda$ (tipicamente si misura in $\text{erg s}^{-1}\text{cm}^{-2}\text{nm}^{-1}$).

Definiamo *magnitudine apparente* nel sistema X la quantità

$$m_X = -2.5 \log_{10} \Phi - c_X$$

dove

$$\Phi \stackrel{\text{def}}{=} \int_0^{\infty} X(\lambda) f(\lambda) d\lambda$$

è il *flusso integrato* avendo espresso $f(\lambda)$ nelle unità citate sopra e c_X è una costante fissata convenzionalmente.

Nota: Le osservazioni fatte da terra richiedono naturalmente una correzione dovuta all'assorbimento atmosferico.

Può accadere allora, per esempio, che la determinazione della magnitudine di due stelle (1, 2) con spettro diverso, riprese con due strumenti diversi (A, B), dia questi risultati:

$$\begin{aligned} m_A^{(1)} &> m_A^{(2)} && \text{con lo strumento A} \\ m_B^{(1)} &< m_B^{(2)} && \text{con lo strumento B} \end{aligned}$$

da cui la necessità di precisare ogni volta a quale particolare strumento si riferisce la magnitudine data.

Storicamente le prime distinzioni tra diverse definizioni di magnitudine furono fatte tra

- m_v magnitudine *visuale*, quando $X(\lambda)$ rappresenta la sensibilità cromatica dell'occhio medio;
- m_{pg} m. *fotografica*: riferita alla sensibilità cromatica delle emulsioni fotografiche non sensibilizzate (cioè sensibili solo al viola, blu, verde);
- m_{pv} m. *fotovisuale*: un compromesso fra le precedenti ottenuta usando emulsioni pancromatiche con opportuni filtri, in modo da approssimare la sensibilità dell'occhio umano;
- m_{bol} m. *bolometrica*: è intesa a dare una misura dell'energia totale, ed è riferita perciò a un rivelatore ugualmente sensibile a tutte le frequenze; secondo la definizione data sopra, si ottiene ponendo $X(\lambda) = 1$ e fissando in questo caso $c_{bol} = 11.51$.

Nella pratica scientifica le prime tre sono ormai state sostituite da diversi *sistemi fotometrici* standardizzati, dei quali illustriamo come esempio solo il cosiddetto UBV.

Questo consiste nel definire tre curve di sensibilità spettrale, il cui massimo (normalizzato ad 1) cade rispettivamente nell'ultravioletto, nel blu e nel giallo-verde; lo standard è ottenuto in pratica fissando il tipo di fototubo e di filtri da utilizzare. Nella tabella che segue sono riportati i valori delle lunghezze d'onda relative al massimo e le costanti che definiscono lo zero delle tre scale.

U	$\lambda_U = 360 \text{ nm}$	$c_U = 13.74$
B	$\lambda_B = 420$	$c_B = 12.97$
V	$\lambda_V = 540$	$c_V = 13.87$

Le magnitudini m_{pv} e m_{pg} sopra citate sono assai vicine rispettivamente alle magnitudini V e B del sistema UBV. Altri sistemi fotometrici più complessi

usano un numero maggiore di curve standard per un'analisi più dettagliata delle caratteristiche spettrali della stella.

Riesce spesso utile caratterizzare la stella con uno o più *indici di colore*, ciascuno definito come la differenza di magnitudine osservata in due bande di un dato sistema. Quando non sia diversamente specificato, con indice di colore s'intende $B - V$. Tanto minore è l'indice di colore, tanto più lo spettro della stella è spostato a lunghezze d'onda minori: già questo solo numero può quindi rappresentare in qualche modo una scala di temperatura delle stelle. Valori tipici di indice di colore sono compresi tra -0.5 e 1.9 .

Un altro particolare indice di colore è la *correzione bolometrica*:

$$BC = m_{\text{bol}} - V.$$

Nella Tabella che segue sono riportate classe spettrale, magnitudine e indice di colore di alcune stelle, del Sole e della Luna piena.

Stella	Cl. Spettr.	U	B	V	B - V
α Sco	M1	—	2.81	1.00	1.81
α Boo	K2	2.43	1.17	0.06	1.23
α Aur	G8	1.32	0.87	0.08	0.79
α CMa	A1	-1.49	-1.45	-1.45	0.00
β Ori	B8	-0.59	0.08	0.11	0.03
\odot	G2	-25.96	-26.09	-26.74	0.65
\odot piena	—	-11.37	-11.82	-12.73	0.91

Magnitudini apparenti e assolute

La magnitudine di cui finora si è parlato si riferisce alla quantità di luce che raggiunge la Terra. Essa dunque dipende dalla distanza della stella: due stelle perfettamente identiche, ma a distanza diversa, appaiono diversamente luminose e ad esse si attribuisce quindi una diversa magnitudine. Per questo motivo la si dice magnitudine *apparente*.

Talora però è più significativo avere informazione sulla luminosità intrinseca della stella, prescindendo dalla distanza dalla Terra. Si definisce così la magnitudine *assoluta*, come la magnitudine apparente che la stessa stella avrebbe se si trovasse ad una determinata distanza dalla Terra; per convenzione si assume una distanza pari a 10 pc; qui si è usata un'unità di misura (il *parsec*) che verrà introdotta più avanti, nel capitolo G7.

Poiché si può senz'altro assumere che la stella irraggi in modo isotropo, il flusso ricevuto su una data superficie è inversamente proporzionale al quadrato della distanza della stella, cioè

$$\frac{\Phi_{10}}{\Phi_D} = \left(\frac{D}{10 \text{ pc}} \right)^2$$

per cui, detta M la magnitudine assoluta, essa è legata a quella apparente dalla seguente relazione:

$$M = m - 2.5 \log_{10} \left(\frac{D}{10 \text{ pc}} \right)^2$$

ovvero

$$M = m - 5 \log_{10} \frac{D}{10 \text{ pc}}. \quad (\text{G4.1})$$

La grandezza $m - M$ si chiama *modulo di distanza*.

La magnitudine bolometrica dà una misura di quanto la stella irraggia su tutto lo spettro; è quindi possibile porre in relazione la magnitudine assoluta bolometrica con la *luminosità* di una stella, definita come la potenza e.m. totale irraggiata. Si prende di solito come campione la luminosità del Sole:

$$L_{\odot} = 3.8 \cdot 10^{33} \text{ erg/s.}$$

Dato che per il Sole $M_{\text{bol}} = 4.75$, si ha

$$M_{\text{bol}} = 4.75 - 2.5 \log_{10} \frac{L}{L_{\odot}}.$$

Assorbimento e arrossamento interstellare

La definizione di magnitudine assoluta data sopra è puramente geometrica: non tiene conto del fatto che la luce di una stella, attraversando lo spazio intergalattico, che non è vuoto ma contiene gas e polveri, viene in parte più o meno rilevante assorbita.

Per questo motivo la (G4.1) viene corretta con un termine di assorbimento A , che dipende dal sistema fotometrico usato e dalla direzione di osservazione:

$$M_X = m_X - 5 \log_{10} \frac{D}{10 \text{ pc}} - A_X(D).$$

Sul piano galattico A_V è valutato in circa 1.9 mag/kpc.

Dire che A dipende dal sistema fotometrico è come dire che l'assorbimento è *selettivo*, ossia che non agisce allo stesso modo su tutte le lunghezze d'onda. Infatti A aumenta col diminuire della lunghezza d'onda, il che produce un *arrossamento* della luce stellare. Una misura dell'arrossamento viene data per mezzo dell'*eccesso di colore* E :

$$E_{B-V} = A_B - A_V.$$

A titolo orientativo si può assumere $E_{B-V} \simeq 0.3A_V$.