Le stelle vanno a scuola

Le Magnitudini

M.Ciani, L.Donato, C.Zamberlan

1 Introduzione storica

La prima classificazione delle stelle in base alla loro luminosità risale al secondo secolo avanti Cristo ed è dovuta a Ipparco. Ipparco decise di raggruppare le stelle in 6 classi diverse. La Classe I conteneva le stelle più luminose, la Classe II quelle un po' meno brillanti, e così via fino alla Classe VI che conteneva le stelle a malapena visibili ad occhio nudo.

Lo sviluppo degli strumenti di osservazione portò ad osservare oggetti sempre più deboli e la necessità di esprimere la luminosità delle stelle con una maggiore precisione rese obsoleta questa divisione in classi e si arrivò all'esigenza di esprimere la luminosità come un parametro numerico per scopi scientifici.

Per questo motivo Pogson, nel 1856, propose la formula empirica che pur rispettando la vecchia classificazione di Ipparco riesce a esprimere la luminosità di ogggetti molto brillanti e molto deboli con la precisione richiesta dall'astronomia moderna.

2 La fisica delle magnitudini

Pogson era partito dal fatto che stelle di prima grandezza sono due volte e mezza più luminose di stelle di seconda grandezza, a loro volta due volte e mezza più luminose di stelle di terza, e così via. In pratica l'occhio umano percepisce una differenza di una magnitudine quando il rapporto fra la luminosità delle due stelle è pari a 2.5. È questo che si intende quando si dice che la risposta del nostro occhio è logaritmica e non lineare, perché altrimenti l'occhio valuterebbe le differenze di luminosità invece dei rapporti per stabilire la differenza di magnitudine.

Tenendo conto di questo, la formula di Pogson esprime la differenza di magnitudine fra due stelle in funzione del logaritmo del rapporto delle loro luminosità.

$$m - m_0 = -2.5 \log_{10} \frac{L}{L_0}$$

Questo sistema prende come punto di riferimento una stella di magnitudine m_0 che viene associata ad una luminosità di riferimento L_0. Quindi una volta misurata la luminosità della stella che stiamo osservando la formula ci dà la sua magnitudine.

Finora abbiamo parlato genericamente di luminosità, ma in realtà sarebbe più giusto parlare del flusso di energia (espresso come energia per unità di tempo per unit'a di area) che viene raccolto dal nostro rilevatore. Quindi nella formula, la grandezza fisica che entra in gioco è proprio il flusso F e potremmo riscriverla nella sua forma definitiva nel modo seguente:

$$m - m_0 = -2.5 \log_{10} \frac{F}{F_0}$$

Una volta stabilito il flusso corrispondente alla magnitudine zero, si trova che le stelle più luminose hanno un valore negativo e per esempio Sirio, la stella più luminosa, ha una magnitudine pari a -1.5. Inoltre possiamo stabilire anche la magnitudine di altri oggetti celesti una volta misurato il loro flusso di energia e per esempio si trova che il Sole ha una magnitudine di -26.8 e la Luna di -12.5. Infine, le stelle più deboli hanno una magnitudine superiore alla sesta e gli oggetti più deboli da noi osservati raggiungono la trentesima magnitudine (mille miliardi di volte meno luminosi di Sirio!).

3 Sistemi di magnitudine

Finora abbiamo parlato di magnitudini in modo generico, ma a questo punto è necessario fare un'ulteriore riflessione. Abbiamo visto che per risalire alla magnitudine di una stella dobbiamo misurare il flusso di energia proveniente da tale stella. A questo scopo vengono utilizzati diversi strumenti. Tali strumenti però non sono ugualmente sensibili a tutte le lunghezze d'onda (cioè non sono bolometricamente perfetti) ma sono caraterizzati da una certa curva di sensibilità e questo comporta l'esistenza di diverse scale di magnitudine relative ai diversi rivelatori che vengono utilizzati.

3.1 La magnitudine visuale m_v

La magnitudine visuale è quella che più si avvicina a quella percepita dall'occhio umano. Il nostro occhio, infatti, è più sensibile alla radiazione giallo-verde e quindi gli strumenti che sono utilizzati per la misura del flusso avranno un picco di sensibilità proprio attorno alla lunghezza d'onda dei 550nm, cioè in prossimità della parte gialla dello spettro.

3.2 La magnitudine fotografica m_{pg}

Dalla fine del 1800 gli astronomi iniziarono ad utilizzare la fotografia per misurare la luminosità delle stelle, ma si accorsero ben presto che alcune stelle che ad occhio nudo apparivano della stessa luminosità, quando venivano fotografate sembravano avere una diversa intensità luminosa. Questo accadeva perché la curva di sensibilità dell'occhio è diversa da quella delle lastre fotografiche.

La curva di sensibilità di una comune lastra fotografica, infatti, è centrata attorno ai 400-450nm e corrisponde alla parte verso il blu dello spettro. In pratica, le comuni emulsioni fotografiche usate in astronomia sono più sensibili al blu piuttosto che agli altri colori. C'è da sottolineare il fatto che invece le comuni pellicole usate dagli astrofili dilettanti hanno una maggior sensibilità attorno al rosso ed è per questo che molte fotografie astronomiche che si vedono sulle riviste hanno una certa dominante rossa che contamina anche il fondo cielo.

La magnitudine fotografica sarà quindi quella che più si avvicina a quella che è la risposta delle lastre fotografiche e quindi i rivelatori adibiti a queste misure avranno una curva di sensibilità piccata proprio attorno ai 400-450nm.

3.3 La magnitudine fotovisuale m_{pv}

Notiamo che per rendere la magnitudine fotografica confrontabile con quella visuale dovremo spostare la curva di sensibilità della pellicola verso il giallo. Interponendo un filtro giallo tra la sorgente e la lastra fotografica, si otterrà una risposta più simile a quella dell'occhio umano e questa nuovo valore prenderà il nome di magnitudine fotovisuale.

3.4 La magnitudine bolometrica m_{bol}

La magnitudine bolometrica è forse quella che potrebbe essere definita come la reale luminosità di un oggetto. Finora abbiamo infatti visto che a seconda della curva di sensibilità del rivelatore la magnitudine dell'oggetto osservato sarà diversa. Ma allora qual è la *reale* luminosità di un oggetto celeste?

Ciò che vogliamo conoscere è il flusso totale proveniente dalla sorgente in esame, cioè il flusso di energia su *tutte* le lunghezze d'onda, sia quelle nel visibile che quelle nelle parti di spettro che noi non riusciamo a vedere.

È per questo motivo che è stata introdotta la magnitudine bolometrica, che prende questo nome poiché un tempo veniva misurata grazie ad uno strumento chiamato bolometro. La magnitudine bolometrica viene quindi considerata la vera misura dell'emissione di energia di un oggetto celeste.

3.5 I sistemi di magnitudine UBV e UBVRI

In realtà non esiste uno strumento che sia un vero bolometro, cioè che sia in grado di compiere misure a tutte le lunghezze d'onda. Di conseguenza le più accurate misure di magnitudine vengono effettuate con dei fotometri abbinati a dei filtri che lasciano passare solo una banda limitata dello spettro elettromagnetico centrata su una determinata lunghezza d'onda.

Esistono diversi sistemi multi-banda, ma quello più utilizzato è quello UBV introdotto dagli astronomi Johnson e Morgan negli anni '50 in cui le magnitudini vengono misurate attraverso i tre filtri ultravioletto, blu e visibile. Il filtro corrispondente al visibile è centrato sul picco di sensibilità dell'occhio umano e permette la misura della magnitudine visuale; quella fotografica, invece, viene misurata col filtro blu; mentre il filtro ultravioletto viene utilizzato per misurare l'emissione delle stelle più calde concentrata proprio in questa banda dello spettro.

Un'estensione successiva del sistema UBV prevede l'utilizzo di altri due filtri nella zona del rosso e dell'infrarosso. Il sistema così ottenuto viene denominato UBV esteso, oppure UBVRI. Nella figura seguente vengono illustrate le lunghezze d'onda trasmesse da ciascun filtro e questo ci permette di visualizzare come questo sistema sia molto efficace tenendo presente che le stelle hanno un colore diverso a seconda della loro temperatura. Per esempio le stelle più fredde emettono principalmente nel rosso, quindi appaiono più luminose quando vengono osservate attraverso un filtro rosso piuttosto che uno blu.

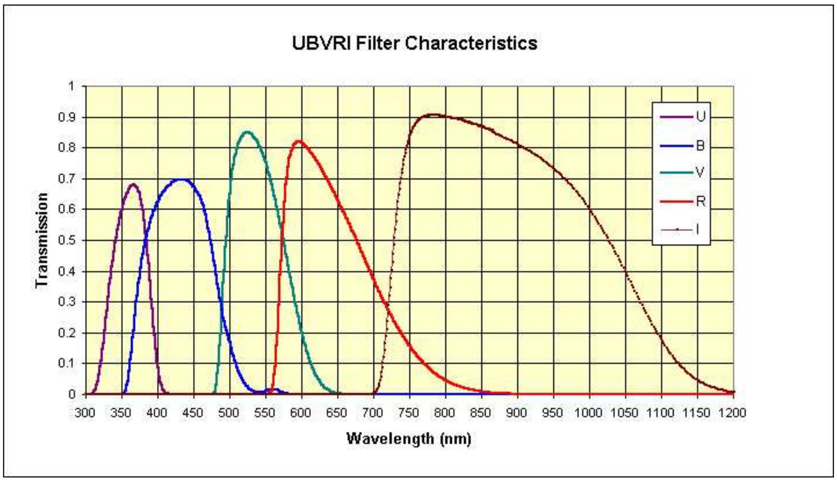

Figura 1: Profili di trasmissione dei filtri UBVRI

In corrispondenza di ogni filtro viene misurato un valore per la magnitudine a partire da un flusso di riferimento. Come stella campione viene usata Vega (α *Lyr*) e per convenzione la sua magnitudine, misurata attraverso ognuno di questi filtri, viene posta uguale a zero.

3.6 Indici di colore

Abbiamo visto che nel sistema UBV vengono ottenuti tre valori per la sua magnitudine misurati in corrispondenza dei tre filti usati (Ultravioletto, Blu, Visibile). In generale questi valori saranno diversi tra loro e le loro differenze esprimono il colore della stella in questione; ad esempio una stella rossa avrà una magnitudine minore nel visibile rispetto a quella nel blu. Per esprimere in modo analitico i colori delle stelle vengono usati i cosiddetti indici di colore definiti da $U - V$ e $V - B$, dove U, B e V sono le magnitudini misurate nelle tre bande.

4 Le magnitudini e le distanze

Finora abbiamo parlato di magnitudini di diverso tipo, ma erano tutte magnitudini apparenti, cioè un'espressione di quanto luminosi appaiono gli oggetti celesti osservati dalla Terra. In questo modo, però, non sappiamo quanto la loro luminosità sia intrinsecamente reale e quanto ciò sia invece dovuto alla loro distanza dalla Terra. Per valutare la luminosità intrinseca delle stelle è stata allora introdotta una nuova scala esprimere quella che viene detta magnitudine assoluta. La magnitudine assoluta di un oggetto viene definita come la luminosità che tale oggetto avrebbe se fosse osservato da 10 parsec di distanza (1 parsec equivale a 3.26 anni luce).

Se immaginassimo di porre il Sole a 10 parsec di distanza da noi esso apparirebbe di magnitudine 4.8, mentre Sirio, la stella più brillante osservabile dal nostro pianeta, nelle stesse condizioni diventerebbe circa di sesta magnitudine, al limite della visibilità ad occhio nudo!

Per collegare la magnitudine apparente di una stella a quella assoluta si può riutilizzare la formula già vista in precedenza, ma al posto di usare due stelle diverse consideriamo la stessa stella posta a due distanze diverse con i corrispondenti flussi:

$$m - M = -2.5 \log_{10} \frac{F(r)}{F(10 parsec)}$$

dove m è la magnitudine apparente, M quella assoluta, $F(r)$ è il flusso di energia misurato dalla Terra corrispondente alla distanza r effettiva della stella e infine $F(10parsec)$ è il flusso che la stella avrebbe se si trovasse alla distanza di 10 parsec.

Come accennato prima, il flusso viene definito come la quantità di energia che passa attraverso una superficie unitaria in un certo intervallo di tempo. Quindi l'energia totale che passa attraverso una superficie sarà data dal prodotto del flusso per la superficie. Se consideriamo due superfici sferiche con al centro la stella in questione, una di raggio r e l'altra di raggio pari a $10parsec$, avremo che l'energia che passa attraverso le due superfici è la stessa e di conseguenza si ha che:

$$F(r) Area(r) = F(10parsec) Area(10parsec)$$

Graficamente questo concetto è ben rappresentato dalla figura seguente:

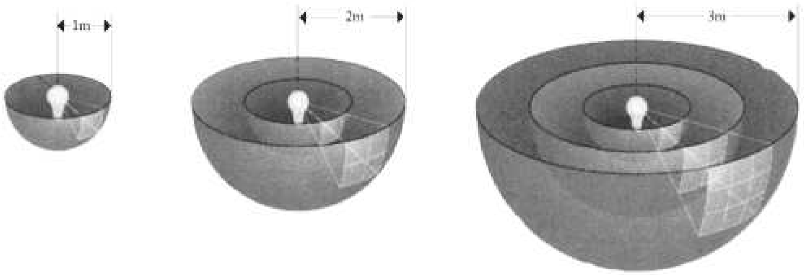

Figura 2: Il flusso di energia cambia in funzione del raggio: raddoppiando la distanza dalla sorgente luminosa l'energia che prima passava attraverso una certa area viene distribuita su un'area quattro volte maggiore; triplicando la distanza la radiazione luminosa si distribuisce su un'area nove volte maggiore, e così via...

Riprendendo la formula appena scritta si ha che

$$\frac{F(r)}{F(10parsec)} = \frac{4\pi(10parsec)^2}{4\pi r^2}$$

E quindi si giunge a un'espressione che lega la magnitudine apparente di una stella alla sua distanza.

$$m - M = -2.5\log_{10}\left(\frac{10parsec}{r}\right)^2$$

La formula può essere riscritta in forma più semplice usando le proprietà dei logaritmi, ottenendo:

$$m - M = 5\log_{10}\left(\frac{r}{10parsec}\right)$$

e questa è l'espressione che viene di solito usata dagli astronomi nelle applicazioni pratiche.

5 Candele standard

Non dobbiamo dimenticare che in realtà quello che noi effettivamente misuriamo è la magnitudine apparente m e che da questa non possiamo ricavare simultaneamente la magnitudine assoluta M e la distanza r. Quindi se noi conosciamo una di queste due grandezze, possiamo risalire direttamente all'altra usando la formula che abbiamo ricavato.

Si è scoperto che nell'universo alcuni oggetti legati a particolari fenomeni fisici hanno la stessa magnitudine assoluta ovunque si trovino, quindi la conoscenza della loro magnitudine relativa ci permette di ricavare la distanza a cui si trovano tali oggetti. Questo modo di procedere viene detto metodo delle candele standard e viene usato principalmente nella determinazione delle distanze a cui si trovano le galassie.

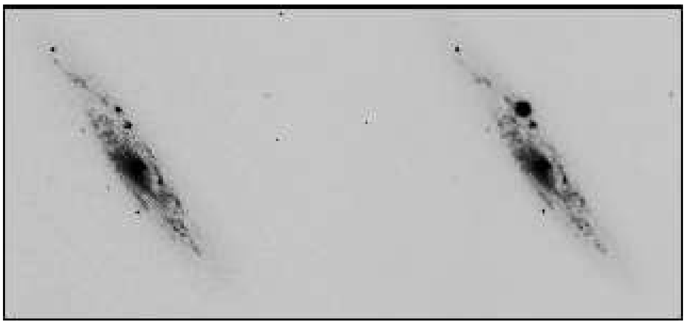

Figura 3: Supernova di tipo I-a all'interno di una galassia

Ad esempio sappiamo che le supernovae di un tipo prticolare, dette di tipo I-a, hanno una magnitudine assoluta massima pari a -19 che le rende visibili anche a distanze elevatissime e dunque anche all'interno di altre galassie. Questo è utile perchè se osserviamo una di queste supernovae in una qualsiasi galassia, possiamo risalire alla distanza di tale stella e quindi alla distanza della galassia stessa.