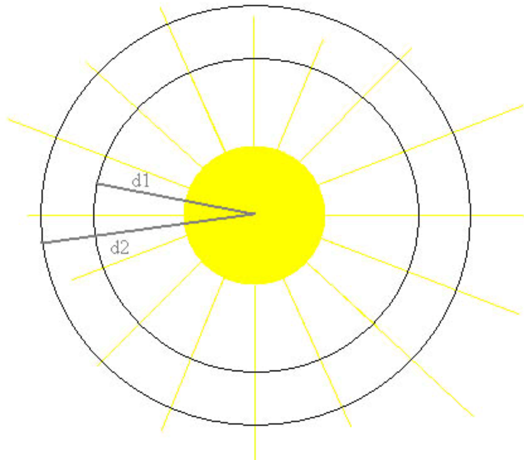
La magnitudine

di **Daniele Gasparri**

Chiunque osservi il cielo avrà notato come le stelle si presentino di diversa luminosità; alcune come Sirio sono molto brillanti, altre invece sono del tutto invisibili all'occhio umano. La quantità di luce che noi riceviamo può essere facilmente misurata con appositi sensori che registrano l'energia trasportata ogni secondo per unità di superficie. Tutte le stelle possono essere considerate come delle enormi lampadine poste ad enorme distanza, di forma sferica, che emettono la stessa quantità di luce in ogni direzione.

Siccome possono essere considerate delle sfere, la quantità di luce che un osservatore riceve varia con il quadrato della distanza. Allontanandosi dalla stella la luce si espande secondo una sfera di raggio crescente e va a colpire una superficie via via maggiore, con la sua luminosità che decresce come $F = \frac{L}{4\pi d^2}$, dove d è la distanza, L è l'energia che ogni secondo emette la sorgente, ed F è l'energia che l'osservatore riceve in ogni secondo, per unità di superficie.



Andamento dell'intensità di una sorgente di luce sferica o puntiforme con la distanza. La luce si espande su una superficie sferica sempre maggiore.

La domanda che sorge spontanea è: perché le stelle appaiono di diversa luminosità?

La causa di questa differenza può essere ricercata in due motivi:

1) le stelle non sono tutte uguali; qualcuna è molto brillante, qualcun'altra meno
2) due stelle che emettono la stessa quantità di energia possono apparire di luminosità diversa se poste a distanze diverse dall'osservatore. Una stella A posta a 10 anni luce ha luminosità X; la stessa stella, posta a distanza di 20 anni luce ha luminosità X/4, cioè 4 volte inferiore.

Per dare una definizione univoca e quantitativa dello splendore di una stella si usa esprimere la loro luminosità con una particolare grandezza, chiamata magnitudine apparente; essa non è altro che una scala, opportunamente tarata, che esprime la luminosità di una stella, apparente perché si limita a misurare la luminosità che noi registriamo da Terra, indipendentemente delle diverse distanze in gioco. La magnitudine apparente non è una scala utile dal punto di vista scientifico; essa non può dirci nulla sulle proprietà della stella, in quanto non sappiamo a priori se le diverse luminosità sono da imputare a diverse proprietà fisiche o semplicemente alla distanza.

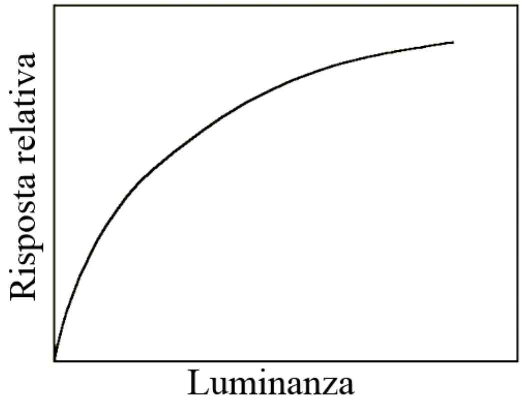
La prima introduzione di una scala di magnitudini apparenti è da far risalire agli antichi greci, in particolare Hipparco, 2 secoli prima di Cristo. Esso definì una scala divisa in 6 grandezze: le stelle di prima grandezza erano le più brillanti (Sirio) , mentre quelle di sesta erano le più deboli visibili ad occhio nudo. Questa scala non è molto accurata e fa riferimento solo alle osservazioni condotte ad occhio nudo, senza prendere in considerazione il Sole e la Luna.

Solamente nella metà del XIX secolo Pogson (1856) riuscì a dare una definizione matematicamente consistente della scala delle magnitudini apparenti stellari. Egli mantenne l'antica divisione in 6 grandezze, affermando che una stella di prima magnitudine era 100 volte più luminosa di una di sesta.

Perché Pogson introdusse una definizione così strana? In fondo avrebbe potuto considerare una scala in cui una stella di prima fosse 6 volte più luminosa di una di sesta, perché proprio 100?

La ragione è da ricercare nella risposta agli stimoli luminosi dell'occhio umano. A quel tempo infatti l'unico mezzo di osservazione era l'occhio e tutte le stime di luminosità si facevano osservando all'oculare del telescopio.

Al tempo di Pogson era già noto il suo strano comportamento, e cioè la risposta logaritmica agli stimoli luminosi. Cosa significa questo? Significa che se prendo una lampadina da 100 watt (W) e una da 200 W e le pongo alla stessa distanza il rapporto tra le intensità percepite non è 1:2 ma minore, tanto che il mio occhio noterà solamente una piccola differenza di illuminazione. Ad un'intensità doppia, tripla, quadrupla della fonte di luce, il mio occhio percepisce una differenza molto minore.
L'andamento della risposta dell'occhio in funzione dell'intensità non è una retta ma una curva logaritmica.



Risposta dell'occhio umano in funzione dell'intensità luminosa incidente

Basando la nostra scala di magnitudini sulla risposta dell'occhio è chiaro che una stella che a me appare di intensità pari alla metà di un'altra in realtà non lo sarà; se infatti sono in grado di misurare il flusso ricevuto dalle due stelle, noterò che la differenza non è la metà, ma di più.
Questo particolare comportamento dell'occhio riguarda tutti gli esseri umani (e non), in qualsiasi condizione di illuminazione. L'effetto è particolarmente evidente durante un'eclissi solare. Quando il Sole è coperto per il 50% dalla luna, la luce che ci invia è esattamente la metà, quindi molta meno di quella che giunge regolarmente; nonostante questa grande differenza il nostro occhio sembra non accorgersi del calo di luce: quanti di voi infatti riescono a notare che la luce di un'eclisse di Sole al 50% è veramente la metà di quella che normalmente percepiamo? L'effetto assume dimensioni ancora più impressionanti mano a mano che l'eclisse procede. Quando il Sole è coperto per il 90% riusciamo finalmente a vedere un piccolo calo di luce, simile a quello che si ha in presenza di sottili cirri che ricoprono la nostra stella; nonostante questo cambiamento ci sembri piccolo, a volte impercettibile, in realtà il 90% della luce solare non giunge più al nostro occhio, e ciò che vediamo è solamente un 10%, cioè un'intensità 10 volte inferiore a quella del Sole fuori eclisse. Se il nostro occhio avesse avuto una risposta lineare, mantenendo la sensibilità attuale, l'ambiente circostante ci apparirebbe quasi completamente scuro, simile ad una notte di luna piena.
Pogson era al corrente delle proprietà dell'occhio umano, conosciute già dal 1830, e definì una scala di magnitudini basata naturalmente sulla risposta logaritmica dell'occhio, come era logico fare: una stella di magnitudine 1 è 100 volte più luminosa di una stella di magnitudine 6. Utilizzando questa scala arbitraria possiamo fare un confronto con le quantità fisiche, cioè con l'energia che riceviamo dalle stelle (il flusso) ogni secondo, per ogni centimetro quadrato.
Tra la prima grandezza e la sesta c'è una differenza di 5 magnitudini, che equivale ad un rapporto dei flussi ricevuti pari a 100 (per definizione): $\Delta m = 5$, $\frac{F_2}{F_1} = 100 \Rightarrow \frac{F_2}{F_1} = \sqrt[5]{100} = 2{,}512$ e quindi:

$$\Delta m = m_1 - m_2 = -2{,}5 \log \frac{F_1}{F_2} = 2{,}5 \log \frac{F_2}{F_1} \ .$$

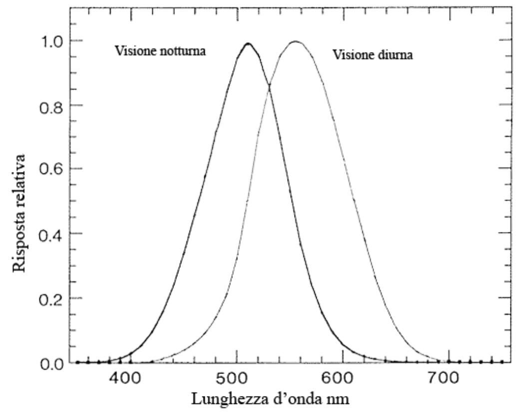
Una stella di magnitudine 5 è 2,512 volte meno brillante di una stella di magnitudine 4. Come potete vedere la definizione data da Pogson è sempre riferita alla differenza di magnitudini tra due stelle; in effetti, come qualsiasi scala convenzionale (vedi ad esempio la scala di temperatura Celsius o Fahrenheit) occorre prendere dei riferimenti per effettuare la calibrazione.
Nel caso delle magnitudini è opportuno prendere delle stelle chiamate candele standard, alle quali affidiamo arbitrariamente un valore in base al quale poi calcoliamo tutte le altre magnitudini stellari. Una delle candele standard è la stella Vega, alla quale è stata data una magnitudine pari a 0,0; in questo modo abbiamo creato un valore di riferimento rispetto al quale calcolare tutte le altre magnitudini con la formula già vista: $\Delta m = m_1 - m_2 = -2{,}5 \log \frac{F_1}{F_2}$. Se per esempio a Vega attribuiamo il valore 0,0 e misuriamo il flusso luminoso che riceviamo (quantità fisica), possiamo

allora trovare ogni magnitudine stellare dall'esame del flusso ricevuto. A titolo di esempio la stella Polare ha una magnitudine di circa 2, mentre Sirio, la stella più brillante del cielo, appare di magnitudine -1.46, cioè un valore negativo. In effetti la definizione così data porta a valori anche negativi; Giove ha magnitudine -2.4, Venere può raggiungere -5, la Luna piena addirittura -12,5 e il nostro Sole -26,8.
La scala delle magnitudini, come avrete capito, assegna bassi valori per stelle luminose (1, 2, 3) e alti valori per stelle deboli (6, 7, 8), cioè stelle deboli hanno un valore della magnitudine maggiore rispetto a stelle più brillanti. Spesso si fa confusione ed è sempre bene specificare se si sta parlando di luminosità (flusso ricevuto) o di magnitudine. Cosa significa per esempio dire che una stella ha una magnitudine maggiore di un'altra? Significa che il valore numerico della magnitudine è maggiore e quindi la stella appare di minore luminosità. Se invece parlo di flusso ricevuto, un flusso maggiore significa una stella più luminosa, ed un valore minore di magnitudine. All'inizio è normale fare confusione, ma è bene prendere confidenza con questa nuova scala perché ne avrete bisogno in futuro. La stella polare è di magnitudine 2, mentre Vega è di 0, così che la sua magnitudine è minore della polare, il che equivale a dire che la luminosità di Vega è maggiore rispetto alla stella Polare.
D'altra parte è altrettanto importante, se non più, non confondere la magnitudine con la misura diretta della luminosità stellare; la prima è una scala arbitraria fissata dell'uomo che indica in qualche modo le diverse luminosità stellari a partire dalla semplice osservazione; la relazione con i flussi realmente misurati, che sono quantità non definite dall'uomo ma proprietà dei campi elettromagnetici, è puramente arbitraria e data dalla formula introdotta da Pogson. Qualunque altra sala di magnitudine sarebbe stata accettabile, purché identificabile con una relazione matematica che prenda in esame le vere quantità fisiche, cioè i flussi stellari. Si sarebbe potuta sviluppare una scala centigrada come per la temperatura Celsius, nella quale le stelle di magnitudine 0 erano le più luminose e quelle di magnitudine 100 le più deboli visibili con gli strumenti disponibili: la relazione con i flussi stellari avrebbe potuto assumere qualsiasi forma (purché matematicamente sensata).
La regola logaritmica che lega flusso ricevuto alla scala delle magnitudini è comoda perché l'occhio umano ha una risposta logaritmica e quindi è più facile in questo modo dare una stima della luminosità stellare.
Riassumendo: abbiamo imparato a calcolare le diverse luminosità dei corpi celesti, come pianeti e stelle. Abbiamo già visto che una differenza di una magnitudine significa un rapporto di flussi pari a 2,512; una differenza di due magnitudini porta ad un rapporto di flussi di $\frac{F_1}{F_2} = 2{,}512^2$, e così via; in generale si ha quindi un rapporto di flussi di: $\frac{F_1}{F_2} = 2{,}512^{\Delta m}$. Venere, ad esempio è in media circa 7 volte più brillante di Giove, mentre tra il Sole e la Luna c'è una differenza di ben 500000 volte!

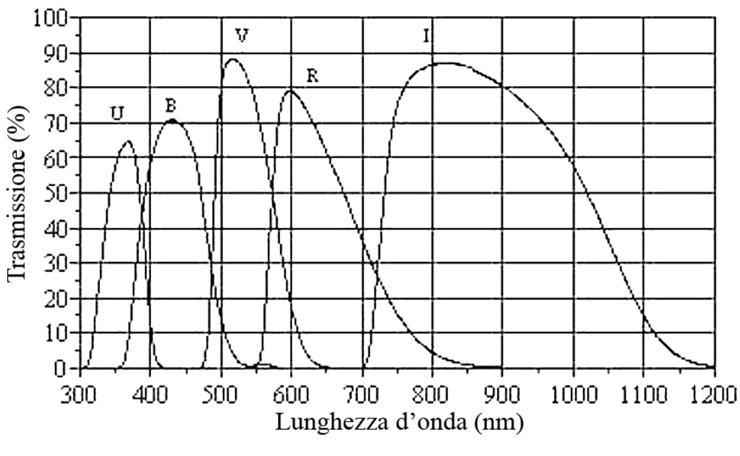
Le diverse magnitudini
Chiarito cosa sia veramente la magnitudine stellare, cerchiamo di andare più a fondo.
Fino ad ora abbiamo parlato di una generica magnitudine apparente, non specificando niente di più. Questa definizione non può essere completa, soprattutto ora che non si usa più l'occhio umano per misurare la luminosità stellare.
La misura della magnitudine apparente di una stella, per avere significato, deve essere corredata da un altro dato: la banda spettrale di misurazione. E' noto infatti che ci sono stelle che appaiono rosse, altre gialle, altre ancora bianco-azzurre; insomma non tutte le stelle emettono energia alla stessa lunghezza d'onda. L'emissione di una stella segue la distribuzione del corpo nero (vedi 5.8): in pratica una stella ha una certa emissione e un certo colore che dipendono dalla temperatura. Una stella fredda emette radiazione che a noi appare di colore rosso; una più calda emette lunghezze d'onda minori (e in quantità maggiore) con colori che vanno lentamente verso il blu.

Consideriamo ore due stelle: una è così calda che emette tutta la sua luce nella regione ultravioletta e violetta dello spettro, l'altra è molto simile al nostro Sole, con emissione quasi interamente nella zona visibile. Supponiamo che all'osservazione ad occhio nudo la stella simile al Sole ci appaia più luminosa dell'altra. Osserviamo ora le due stelle con un filtro violetto: le cose sono cambiate radicalmente; ora la stella simile al Sole appare più debole dell'altra. Si potrebbe obiettare che il nostro occhio non è uno strumento attendibile, allora sostituiamolo con una camera CCD ed analizziamo le immagini che otteniamo. Il risultato non cambia: riprendendo con un filtro UV la stella più calda appare molto più luminosa di quella simile al Sole; con un filtro rosso invece la stella più luminosa è chiaramente quella simile al Sole; cosa è successo? Qual è la magnitudine delle due stelle se essa sembra cambiare con la lunghezza d'onda? Come faccio ad assegnare un valore inequivocabile? In realtà non si può, o meglio, non si può fare se non si tiene conto della banda utilizzata: ogni misura di magnitudine infatti deve essere accompagnata da indicazioni sulla lunghezza d'onda utilizzata per fare la misurazione, altrimenti si rischia di commettere molti errori.
A seconda delle lunghezze d'onda e delle bande utilizzate, abbiamo diverse magnitudini apparenti. Poiché il valore dipende criticamente dalla lunghezza d'onda e dall'ampiezza e forma della banda di osservazione, è stato necessario introdurre uno standard unico a tutti gli osservatori per misurare la magnitudine stellare.
Esistono diverse bande di osservazione e per ogni banda sono univocamente definite sia l'ampiezza che la forma. In realtà esistono più standard ma il più utilizzato è quello di Johnson, al quale ci riferiamo in questo caso, che prevede l'uso dei cosiddetti filtri fotometrici centrati su opportune lunghezze d'onda per definire diverse magnitudini:

- Magnitudine nel vicino ultravioletto (m_U); rappresenta la misura della luminosità stellare nel vicino ultravioletto. Secondo lo standard di Johnson la banda U è centrata a 365nm ed ha un'ampiezza a mezza altezza (FWHM) di 68nm;
- Magnitudine nel blu (m_B) centrata sulle lunghezze d'onda del blu. La banda B è centrata a 440nm con un'ampiezza a mezza altezza di 98nm
- Magnitudine nel visibile (m_V); centrata sulle lunghezze d'onda visibili alle quali il nostro occhio in visione notturna è maggiormente sensibile. Questo valore è quello che più si avvicina alla reale percezione dell'occhio umano abituato alla visione notturna. Banda centrata a 545nm con FWHM sempre di 89nm:
- Magnitudine nel rosso (m_R), nel vicino infrarosso (m_I) e lungo lo spettro infrarosso (m_J, m_K). Sono tutte bande fotometriche nelle quali si può misurare la luminosità stellare grazie anche alla sensibilità nell'infrarosso dei moderni sensori CCD.



Sensibilità di un occhio umano perfetto.



Bande fotometriche secondo lo standard di Johnson. Ogni volta che si effettua la misura della luminosità degli oggetti del cielo occorre riferirsi ad uno standard ben determinato. Quello di Johnson è il più utilizzato. Con l'avvento di sensori sensibili alle lunghezze d'onda del mio e lontano infrarosso il numero di bande fotometriche è stato ampliato.

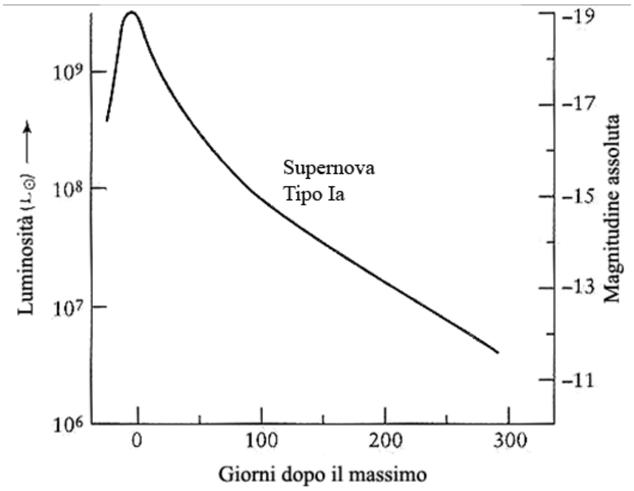
Infine, la vera e propria misura della luminosità di una stella si effettua con la magnitudine bolometrica; essa non è altro che la magnitudine di un oggetto lungo tutto lo spettro elettromagnetico, senza alcun filtro. E' chiaro che questo valore è quello più significativo dal punto di vista della luminosità di una stella e raccoglie tutto il flusso energetico che essa ci invia, a prescindere dalla lunghezza d'onda di osservazione (ed è chiaro che la magnitudine bolometrica rappresenti il valore più basso di tutte le magnitudini, proprio perché raccoglie tutto il flusso stellare). Per l'astronomia ottica (soprattutto amatoriale) il valore migliore e che più interessa ai fini dell'osservazione è comunque la magnitudine visuale.
Esistono altre magnitudini, a seconda del sensore che si usa (o meglio, usava) per stimarle; così non è raro trovare valori di magnitudine fotografica, fotovisuale, e chi più ne ha ne metta. La cosa importante da tenere in mente è che la magnitudine bolometrica ci da il valore reale della luminosità stellare a prescindere dagli strumenti di osservazione e della lunghezza d'onda, mentre ai fini osservativi il valore da tenere presente è quello della magnitudine visuale, che però, come le altre magnitudini, non ci da la luminosità totale dell'oggetto, ma solo secondo una lunghezza d'onda e duna banda ben determinata.

Magnitudine assoluta
La magnitudine apparente (bolometrica, visuale, nel blu, etc…) ci da indicazioni sulla luminosità delle stelle ma nessuna inforazione aggiuntiva. Essa infatti è influenzata sia dalle proprietà fisiche (temperatura e dimensione), sia dalla distanza, per questo non possiamo dire se una stella appare più luminosa di un'altra solo perché è più vicina a noi oppure perché è diversa.
La magnitudine assoluta è una grandezza che oltre la luminosità della stella contiene informazioni sulla sua distanza, e quindi anche sulle proprietà fisiche. Essa è definita come la luminosità che avrebbe una stella se si trovasse ad una distanza di 10 parsec dalla Terra. (1 paserc equivale a 3,26 anni luce). Ricordiamo la definizione di magnitudine apparente: $\Delta m = m_1 - m_2 = -2{,}5 \log \frac{F_1}{F_2}$,o meglio: $m = -2{,}5 \log F + C$, dove C è una costante. La magnitudine assoluta sarà data allora dalla relazione: $M = -2{,}5 \log F(10pc) + C$. Chiaramente occorre conoscere la distanza della stella per ricavare la sua magnitudine assoluta, e quindi in effetti il suo valore non aggiunge niente di nuovo a quello che già conosciamo. La sua utilità è data dal fatto che combinata con la magnitudine apparente può darci indicazioni sia sulla distanza dell'oggetto sia sulla sua natura fisica. Possiamo quindi affermare che la magnitudine assoluta è un modo sintetico di presentare le principali proprietà di una stella e in generale di qualsiasi oggetto luminoso (sia esso una galassia, una nebulosa, un ammasso stellare o un corpo del sistema solare).
Riprendendo la definizione siamo in grado infatti di giungere ad una relazione che lega magnitudine assoluta, distanza e magnitudine apparente di una sorgente luminosa. Il flusso ad una distanza generica d sarà dato semplicemente da $F(d) = F(10pc)\left(\frac{10}{d}\right)^2$ e considerando la definizione di magnitudine apparente e assoluta, abbiamo un sistema facilmente risolvibile:

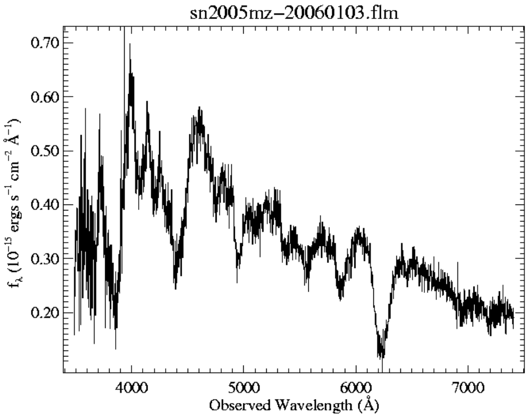
$$\begin{cases} F(d) = F(10pc)\left(\frac{10}{d}\right)^2 \\ m = -2{,}5 \log F(d) + C \\ M = -2{,}5 \log F(10pc) + C \end{cases}$$

dal quale possiamo ricavare la relazione di nostro interesse, che lega magnitudine apparente, assoluta e distanza dell'oggetto considerato: $m - M = -2{,}5 \log\left(\frac{F(d)}{F(10pc)}\right)$.
Tenendo conto delle proprietà dei logaritmi si ha: $m - M = -5 + 5 \log d$. Questa formula ci permette

di calcolare la magnitudine assoluta conoscendo la distanza e la magnitudine apparente, oppure ci può far conoscere la distanza dalla conoscenza della differenza $m - M$ che per questo viene chiamato modulo di distanza; ricordando le regole dei logaritmi e risolvendo l'equazione per la distanza si trova: $d = 10^{\frac{m - M + 5}{5}}$ dove d = distanza (in parsec). Questa relazione ci permette di ricavare subito la distanza conoscendo semplicemente il valore del modulo di distanza ($m - M$). A titolo di esempio possiamo vedere che se $m - M$ = -5 allora d = 1 pc; se $m - M = 0$ allora d = 10 pc e così via.
E' bene ricordare ancora una volta che la magnitudine assoluta è un valore che si ricava conoscendo il flusso stellare e la distanza, e non deve essere fuorviante il fatto che dalla sua conoscenza abbiamo ricavato la distanza. Si tratta solamente di un modo semplice e sintetico per condensare molte informazioni sugli oggetti luminosi (stelle, nebulose e galassie, come vedremo nei capitoli 5.10 e seguenti).
I corpi celesti più comuni, come stelle di sequenza principale, stelle variabili e supernovae, presentano, a parità di certe condizioni fisiche, la stessa luminosità assoluta. Ad esempio tutte le stelle simili al nostro Sole, con lo stesso raggio, stessa composizione chimica e stessa età, emettono la stessa energia della nostra stella, e quindi hanno una magnitudine assoluta fissata e ben determinata. Il nostro Sole emette un'energia pari a $3{,}8 \cdot 10^{33}\, erg/\sec$ e quindi possiamo ricavare una magnitudine assoluta di 4,8; se dalle osservazioni siamo in grado di capire se una stella è simile per composizione, raggio ed età al nostro Sole, siamo anche in grado di dire quale sia la sua magnitudine assoluta e dalla conoscenza della sua magnitudine apparente possiamo ricavare la distanza dell'oggetto. Questo procedimento, anche se non preciso come altri, permette di ricavare distanze considerevoli dal solo studio del corpo celeste che stiamo esaminando (parallasse spettroscopica). E' chiaro che questo metodo viene utilizzato solamente per stimare distanze che non possono essere calcolate con metodi esatti, come la parallasse annua, o per tarare metodi basati ad esempio sull'espansione dell'Universo tramite la determinazione della costante di Hubble. Benché il metodo è sempre applicabile, conviene farlo per oggetti di cui è impossibile misurare la parallasse, come accade per la totalità delle stelle fuori dalla nostra galassia (ma anche all'interno, a distanze maggiori di qualche centinaio di anni luce).
Le stelle che meglio si presentano ad essere studiate sono senza dubbio le variabili Cefeidi e le supernovae, in particolare quelle di tipo Ia. Lo studio di Cefeidi vicine ha portato alla conclusione che queste particolari stelle variabili hanno un periodo di variazione proporzionale all'energia totale da loro emessa, e quindi alla loro magnitudine assoluta. Conoscendo con esattezza il periodo di pulsazione siamo in grado di ricavare la sua magnitudine assoluta e quindi la sua distanza, attraverso la relazione già vista: $d = 10^{\frac{m - M + 5}{5}}$. Questo metodo non ha una precisione eccezionale, perché è difficile tarare la relazione tra luminosità assoluta e periodo, e per la difficoltà di osservare stelle Cefeidi vicine.
Le supernovae di tipo Ia sono tra gli eventi più energetici dell'Universo, visibili anche in remote galassie. L'identificazione del tipo (ne esistono almeno altri 2) si effettua osservando l'andamento della magnitudine apparente in funzione del tempo.
La curva di luce, unita ad un'attenta analisi dello spettro, rappresenta l'impronta identificativa dell'evento che stiamo osservando e ci permette di identificare con certezza il tipo di supernova.
Le supernovae di tipo Ia in particolare sembrano avere tutte una luminosità assoluta ben fissata, e quindi possono essere utilizzate per conoscere la distanza. Un tipico evento di supernova Ia presenta una curva di luce ed uno spettro di questo tipo:



Curva di luce tipica di una supernova Ia, utilizzata come candela standard per la determinazione delle distanze extragalattiche.



Spettro tipico di una supernova Ia

Una volta identificato l'evento sappiamo che la magnitudine assoluta si aggira intorno alla -19, e quindi si può stimare la distanza conoscendo la magnitudine apparente.

Indici di colore

La misura della magnitudine apparente di una stella, o anche del suo flusso (ricorda che magnitudine e flusso sono legati dalla formula di Pogson. e che in realtà la magnitudine si ricava del flusso misurato e non viceversa!) in diverse bande spettrali, ci da altre informazioni sulla natura e caratteristiche del corpo che stiamo osservando. Queste informazioni si ricavano meglio attraverso l'analisi dei cosiddetti indici di colore, che altro non sono che la differenza tra magnitudini appartenenti a bande spettrali diverse.

Gli indici di colore ci dicono, come lo stesso nome suggerisce, di che colore ci appare una stella. Dalla conoscenza di alcune nozioni di base possiamo ricavare informazioni sulla temperatura della stella, sul suo raggio, sulla sua dinamica, e probabile evoluzione, o caratterizzare il mezzo interstellare (ad esempio la presenza di polveri lungo la nostra linea di vista), il tutto a prescindere dalla distanza. Gli indici di colore sono, come la magnitudine assoluta, un metodo analitico per raggruppare una serie di proprietà della stella che però possono essere estrapolate senza conoscere la distanza.

A seconda delle bande utilizzate possiamo definire qualsiasi indice di colore; i più utilizzati sono i seguenti:

- U-B, indica la differenza tra la magnitudine nella banda U e nella banda B (nel sistema fotometrico di Johnson)
- B-V: differenza tra la magnitudine B e V
- Altri indici di colore possono essere V-I e altri ancora nelle bande infrarosse

Nel sistema fotometrico di Johnson, per definizione, alla stella Vega è stata assegnata $m_U = m_B = m_V$ e quindi un indice di colore $IC = 0$. Vega non è la sola stella a fare da calibratore; esistono altre 6 stelle sparse nel cielo, simili a Vega, che rappresentano i cosiddetti calibratori di colore.

Gli indici di colore di gran lunga più usati sono senza dubbio U-B e B-V, che servono per calcolare la cosiddetta temperatura di colore della stella e la successiva classificazione spettrale (vedi anche 4.6). Prima di vedere come ricavare queste proprietà dobbiamo fare luce sul valore che otteniamo dagli indici di colore in quanto la scala delle magnitudini è inversa rispetto a tutte le altre conosciute (ricorda che un valore alto corrisponde ad una bassa luminosità e viceversa).

Analizziamo gli indici di colore di stelle ben visibili ad occhio nudo durante la notte e cerchiamo di fare maggiore chiarezza:

- Aldebaran, la stella più luminosa della costellazione del Toro appare di colore nettamente arancio, e quindi è lecito pensare che la sua luminosità nel visibile sia maggiore di quella nel blu; il suo indice di colore infatti restituisce un valore $B-V=+1{,}53$. Cosa significa questo? Significa che il valore della magnitudine nella banda B è maggiore di quello della banda V, cioè che la stella è più luminosa in V rispetto alla banda B.
- Bellatrix è una delle stelle della costellazione di Orione e mostra un colore bianco-azzurro; è lecito quindi pensare che la magnitudine B sia minore di quella in V e cioè che essa sia più luminosa in B rispetto a V. In effetti l'indice di colore ci dice che $B-V=-0{,}22$, cioè proprio quello che ci saremmo aspettati.

A causa della scala delle magnitudini è importante non confondersi nell'interpretare i valori ottenuti dagli indici di colore; bisogna sempre ricordare che le stelle più luminose hanno magnitudine minore delle stelle meno luminose e quindi l'interpretazione degli indici di colore deve essere in qualche modo contraria a quella cui siamo abituati nelle comuni esperienze.
In generale possiamo affermare che quando l'indice di colore B-V è $I>0$ siamo in presenza di stelle dalla colorazione tendente al blu, mentre $I<0$ identifica stelle di colore tendente al rosso.
Siccome il colore delle stelle dipende dalla loro temperatura superficiale (stelle rosse sono più fredde di stelle blu, vedi 5.8), possiamo affermare che si ha $I>0$ per stelle fredde e $I<0$ per stelle calde, in riferimento a stelle bianche come Vega, per la quale I = 0.
Secondo questa classificazione di colore (e di spettro) sono state sviluppate diverse classi spettrali alle quali appartiene la stragrande maggioranza delle stelle del cielo: OBAFGKM, dove le stelle di tipo O e B sono azzurre, con $I<0$, le A hanno $I=0$ e tutte le altre $I>0$ crescente da sinistra a destra (le stelle G sono giallo-verdi, le M estremamente rosse).
L'indice di colore, come in precedenza accennato, permette calcoli diretti di alcune proprietà delle stelle, in particolare della temperatura superficiale, chiamata proprio temperatura di colore.
Per capire a fondo la temperatura di colore è necessario conoscere alcune nozioni di fisica della materia, in particolare le leggi del corpo nero; in queste pagine ci limitiamo a considerare tali leggi senza andare troppo nel dettaglio.
Le stelle possono essere considerate dei corpi neri, cioè corpi che emettono energia sottoforma di radiazioni elettromagnetiche solamente in base alla loro temperatura, a prescindere dalla loro natura e composizione. E' quindi logico pensare che esista una relazione che leghi la quantità di luce emessa alla sola temperatura e lunghezza d'onda, ed in effetti questa relazione esiste e si chiama legge di Planck, che può essere scritta in varie forme (possiamo considerare l'energia emessa, la densità di energia, oppure la lunghezza d'onda o la frequenza della radiazione emessa). Il flusso luminoso che noi riceviamo e misuriamo (energia al secondo su ogni centimetro quadrato) può essere espresso anche attraverso un'altra unità di misura, chiamata brillanza (B), che rappresenta l'energia ricevuta ogni secondo, per ogni centimetro quadrato, per ogni angolo solido della sorgente. La relazione tra queste due quantità è semplice: $F_\lambda=\pi B_\lambda$. Attraverso la brillanza possiamo esprimere la legge di Planck, che ci dice come varia in funzione della temperatura e lunghezza d'onda: * $B_\lambda=\dfrac{b/\lambda^5}{e^{a/\lambda T}-1}=\dfrac{F_\lambda}{\pi}$. Abbiamo collegato il flusso ricevuto alla temperatura della stella e poiché il flusso è collegato anche alla magnitudine apparente che misuro, posso collegare direttamente la magnitudine apparente alla temperatura della stella, o meglio l'indice di colore.

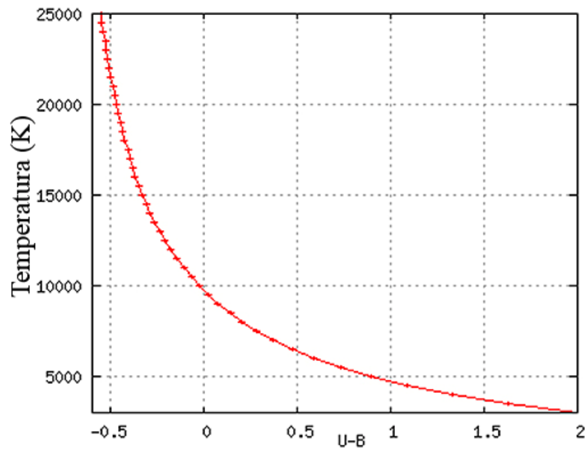
* La relazione più conosciuta è: $B_\lambda=\dfrac{2hc^2}{\lambda^5}\dfrac{1}{e^{hc/\lambda kT}-1}$. Nel nostro caso per semplificare abbiamo introdotto due costanti: $b=2hc^2$ ed $a=hc/k$

Il rapporto dei flussi in due diverse bande d'osservazione sarà dato da: $\frac{F_{\lambda 1}}{F_{\lambda 2}} = \left(\frac{\lambda_2}{\lambda_1}\right)^5 \frac{e^{a/\lambda_2 T} - 1}{e^{a/\lambda_1 T} - 1}$ e quindi la differenza in magnitudini apparenti, che altro non sono che l'indice di colore: $m_{\lambda 1} - m_{\lambda 2} = -12{,}5 \log \frac{\lambda_2}{\lambda_1} - 2{,}5 \log \frac{e^{a/\lambda_2 T} - 1}{e^{a/\lambda_1 T} - 1} + C_{12}$; semplificando i calcoli, supponendo che $a / \lambda T >> 1$ (regime di Wien, vera solo per stelle fredde e lunghezze d'onda piccole) si ha: $m_{\lambda 1} - m_{\lambda 2} = I \approx -12{,}5 \log \frac{\lambda_2}{\lambda_1} - \frac{2{,}5 \log e}{T}\left(\frac{1}{\lambda_2} - \frac{1}{\lambda_1}\right) + C_{12}$; abbiamo cioè trovato: $I \propto \frac{1}{T}$. La relazione esatta è data da: $m_{\lambda 1} - m_{\lambda 2} = I = \frac{I_0}{T_C} + I_1$ dove I_0 e I_1 sono delle costanti; in particolare $I_0 = -2.5 \log e \left(\frac{1}{\lambda_2} - \frac{1}{\lambda_1}\right)$ e $I_1 = -12{,}5 \log \frac{\lambda_2}{\lambda_1} + C_{12}$; in pratica, I_0 si calcola direttamente dalle lunghezze d'onda considerate, mentre I_1 si ricava.
Per esempio consideriamo le lunghezze d'onda centrate sulla banda B e V, cioè a $\lambda_B = 440nm = 4400\,\mathring{A}$ e $\lambda_V = 545nm = 5450\,\mathring{A}$; si trova subito un $I_0 = 6829$; I_1 si può calcolare per semplicità direttamente da Vega, per la quale $B - V = 0$.

Supponendo di conoscere già la sua temperatura: $T = 11000K$, si ha: $\frac{6829}{11000} + I_1 = 0$ e quindi $I_1 = -0{,}62$; finalmente, la relazione per le bande B e V diventa: $B - V = \frac{6829}{T_C} - 0{,}62$.

Abbiamo finalmente dimostrato ciò che avevamo affermato nel capitolo 4.6 quando abbiamo parlato della stima delle temperature stellari. Basta misurare l'indice di colore per ottenere direttamente una misura della temperatura, senza dover conoscere la distanza dell'oggetto considerato.

L'indice di colore indica la temperatura stellare solamente entro un certo intervallo. Oltre una certa temperatura il colore diviene saturo e la relazione vista non vale più; questo corrisponde al regime cosiddetto di Rayleigh, in cui il rapporto $a / \lambda T << 1$ e non possiamo più fare le semplificazioni fatte in precedenza. Utilizzando l'indice B-V la regione di saturazione si ottiene per temperature 35000 K e valori che tendono a -0,39.



Andamento della temperatura in funzione dell'indice di colore (U-B in questo caso).

Esiste anche un limite inferiore che si raggiunge alle minime temperature stellari, intorno ai 2000 K, con un indice B-V = 2.

L'indice di colore B-V quindi ci da informazioni sulla temperatura se appartiene all'intervallo: $2 \le B - V \le -0{,}4$ (praticamente per la quasi totalità delle stelle).

Dalla temperatura possiamo ricavare anche preziose informazioni sul diametro stellare (ammesso che si tratti di una stella di sequenza principale), sulla luminosità assoluta, sulla sua storia evolutiva passata e futura e sul suo tempo di vita, nonché sul trasporto della radiazione e su come essa viene prodotta (reazioni nucleari, tasso di energia prodotta).

Il diagramma HR

Attraverso gli indici di colore si possono costruire dei diagrammi molto utili per lo studio della popolazione stellare di una galassia o di un ammasso. Uno di questi è il diagramma colore-magnitudine, chiamato anche diagramma HR (Hertzsprung-Russel), un ottimo strumento per riassumere, individuare e capire le più importanti proprietà delle stelle. Il diagramma HR è un grafico nel quale in ascissa si riporta la temperatura di colore o l'indice di colore B-V, o il tipo spettrale, ed in ordinata la magnitudine assoluta. E' necessario riportare la magnitudine assoluta per evitare che le differenze di luminosità siano dovute alla distanza delle stelle e non alle loro proprietà intrinseche. Tale diagramma può comunque riportare la magnitudine apparente se si assume di osservare un gruppo di stelle situate all'incirca alla stessa distanza: in questo caso è evidente che le differenze di luminosità saranno dovute unicamente alle loro proprietà. Questa approssimazione può essere valida nello studio di stelle appartenenti ad ammassi stellari (globulari e aperti), la cui distanza dalla Terra sia molto maggiore delle dimensioni dell'ammasso.
E' chiaro che ciò non può essere vero per le stelle che osserviamo ad occhio nudo, le quali si trovano a distanze estremamente variabili.
Esistono 2 tipi di diagramma HR: uno teorico, l'altro osservativo. Il primo esamina un campione di stelle delle quali conosciamo molto bene parametri quali la distanza, la massa, la metallicità, l'età e la temperatura e serve per sviluppare dei modelli stellari e fare da calibratore ai diagrammi HR osservativi, la cui costruzione è importante per determinare parametri quali l'età e la popolazione stellare. Consideriamo un ammasso stellare o in alternativa un gruppo di stelle di cui conosciamo la distanza e quindi anche la loro magnitudine assoluta, calcoliamone l'indice di colore (che non dipende dalla distanza) B-V e inseriamo i dati ottenuti in un grafico. Otteniamo un andamento come quello della figura nella pagina seguente.

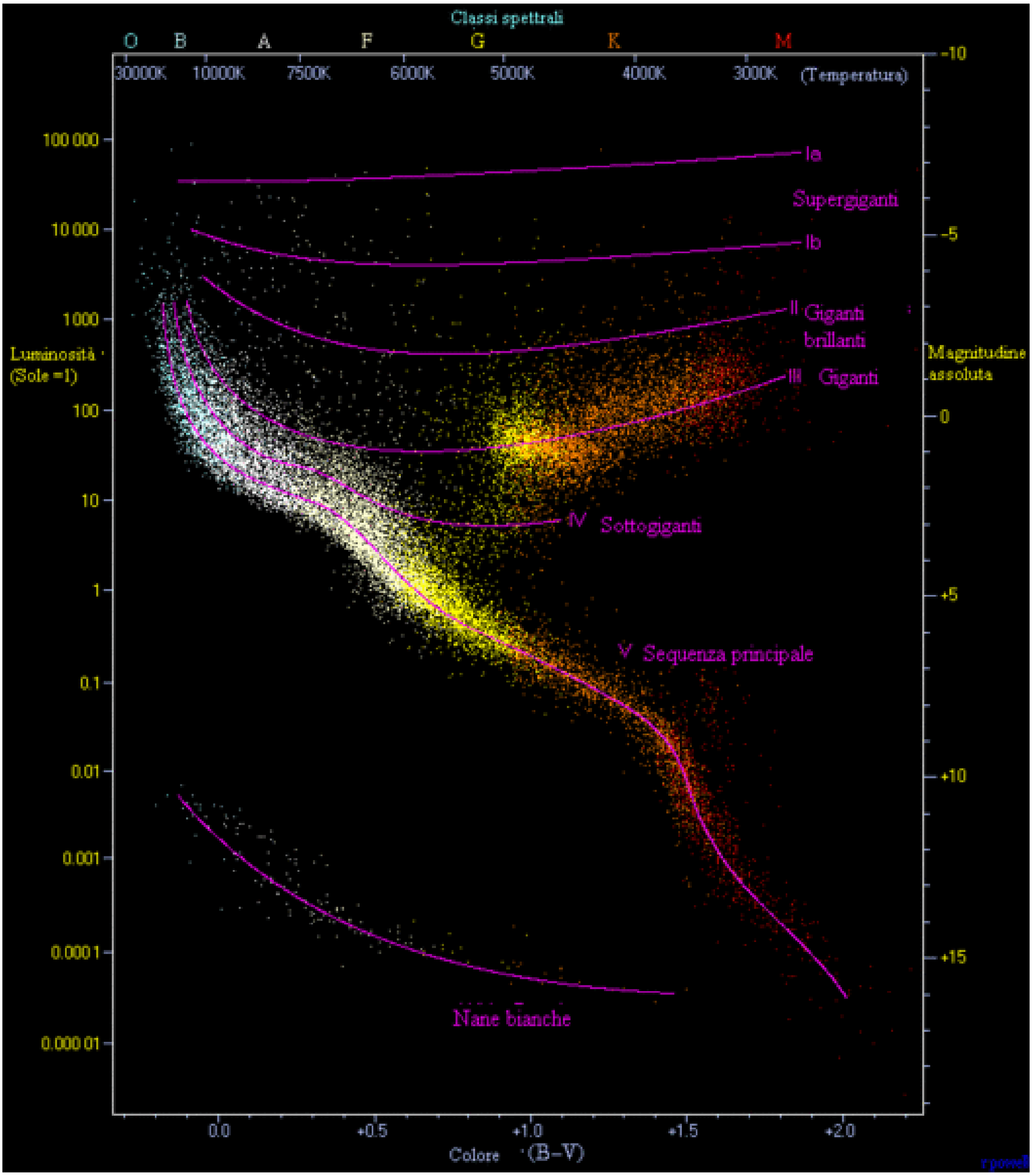


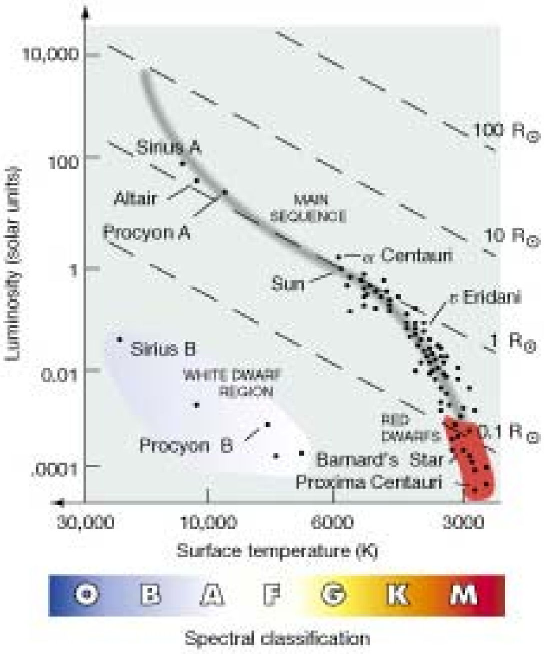
Diagramma HR teorico. Tutte le stelle dell'Universo sono raggruppate in 5 classi di luminosità. Ltre il 90% appartiene alla classe V, o sequenza principale. Questa disposizione ordinata suggerisce che tutte le stelle sono frutto di un modello fisico ben definito.

Vediamo quali informazioni possiamo ricavare da questo grafico.

1) gran parte delle stelle si posiziona lungo una sottile striscia che attraversa in diagonale tutto il diagramma. In questa zona vi si trovano le stelle appartenenti alla cosiddetta sequenza principale, un periodo che rappresenta oltre il 95% della vita di una stella caratterizzato da stabilità e luminosità all'incirca costante.
2) L'intera popolazione stellare è confinata in zone definite. Questo ha un significato molto profondo: le stelle non sono fatte in modo causale ma seguono delle regole. Non troverete

mai ad esempio una stella più calda di 30000 K oppure più fredda di 2000 K oppure ancora una stella con temperatura di 30000 K e magnitudine assoluta +5. La ragione di questi limiti naturali porta ad importanti considerazioni sulla stabilità dinamica e sulla massa minima e massima di stelle estremamente calde e fredde, fino alla costruzione di modelli stellari.

3) Ci sono stelle che pur avendo la stessa temperatura hanno luminosità diverse.
Questo fatto si spiega facilmente se si assume che questa differenza è dovuta in gran parte a differenze di raggio, visto che l'emissione per unità di superficie deve essere uguale perché regolata dalle leggi del corpo nero (di cui la temperatura è l'unica variabile).
Dal diagramma infatti si possono ricavare i raggi stellari, semplicemente considerando una delle leggi del corpo nero (Stefan-Boltzmann), che descrive il flusso emesso da una stella (luminosità per unità di tempo e superficie) come proporzionale alla quarta potenza della temperatura: $F = \sigma T^4$. Stelle alla stessa temperatura emettono la stessa quantità di energia ogni secondo per ogni centimetro quadrato di superficie; è chiaro che se la superficie varia, varia anche l'energia totale irradiata dalla stella, la quale è data da: $L = 4\pi r^2 F = 4\pi r^2 \sigma T^4$, dove r = raggio della stella. Questo per esempio significa che se due stelle hanno la stessa temperatura superficiale, ma l'una è 100 volte più luminosa dell'altra, allora il raggio della stella più luminosa è $\sqrt{100} = 10$ volte maggiore.
Nel grafico (generalmente logaritmico) HR possiamo individuare facilmente delle rette che rappresentano l'andamento dei raggi stellari.

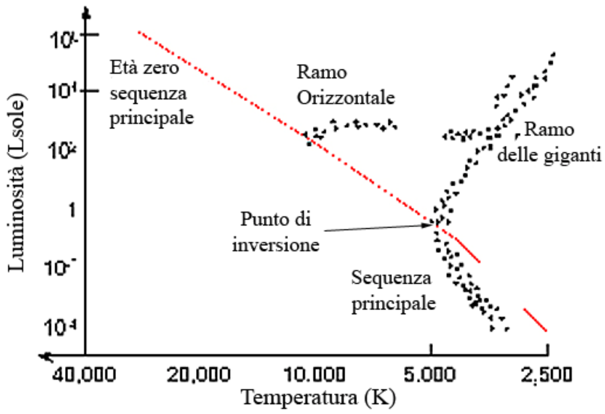


Andamento dei raggi stellari nel diagramma HR

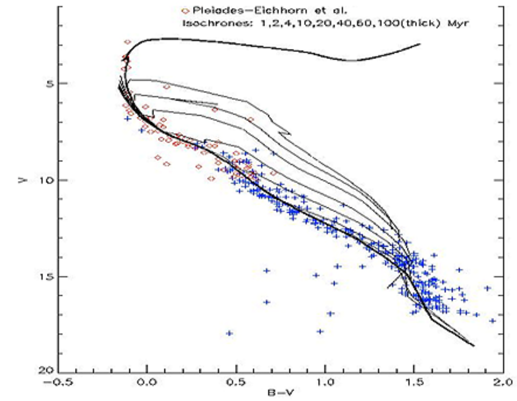
4) Oltre alla sequenza principale vi sono altri gruppi più o meno definiti. Gli astronomi hanno suddiviso le stelle in 7 classi di luminosità, alle quali appartiene l'intera popolazione dell'Universo (almeno per la parte che abbiamo la possibilità di esplorare). In ordine di luminosità decrescente abbiamo la Ia-O costituita dalle stelle supergiganti più brillanti che si conoscono; Ib, supergiganti luminose, II giganti brillanti, III giganti normali, IV subgiganti, V stelle della sequenza principale (nane), VI sub-nane e D le nane bianche. Questa classificazione prende in esame la luminosità e il raggio delle stelle, determinato dalla legge di Stefan-Boltzmann vista in precedenza (da non confondere con la classificazione spetrale OBAFGKM che prende in esame la temperatura e le righe negli spettri stellari!)

5) Avendo a disposizione un diagramma HR calibrato su delle stelle conosciute siamo in grado di utilizzarlo per stimare la distanza di qualsiasi altra stella appartenente alla sequenza principale con il cosiddetto metodo delle parallassi spettroscopiche. Basta misurare l'indice di colore e quindi la temperatura di colore della stella ed inserirla in un diagramma HR ben calibrato per avere come risultato la luminosità assoluta di tale stella, e di conseguenza la sua distanza. Questo metodo viene largamente usato per la stima della distanza delle stelle della nostra galassia per le quali non possiamo misurare direttamente la parallasse e si avvale proprio del fatto che in sequenza principale tutte funzionano allo stesso modo, con le stesse proprietà previste da modelli matematici
A causa di lievi differenze di luminosità dovute alle differenti età, la fascia della sequenza principale non si presenta sottile ma ha un certo spessore che porta ad errori nella valutazione della distanza. Questo metodo può essere applicato anche alle altre classi di luminosità, a patto di conoscere con esattezza la classe spettrale di appartenenza della stella.

6) Per quanto riguarda le stelle della sequenza principale, possiamo notare come ci sia una forte correlazione tra luminosità e temperatura; maggiore è la temperatura, maggiore è la luminosità, e così per il raggio; per questo motivo è logico pensare che stelle più luminose siano anche più massicce. La stima della massa è molto importante perché l'intera evoluzione stellare è determinata unicamente dalla massa della stella (teorema di Russel-Vogt).
7) Per indagare una popolazione stellare appartenente ad un ammasso, globulare o aperto, lo strumento principale è proprio il diagramma H-R. Per questi oggetti possiamo considerare, almeno in prima approssimazione, le stelle poste tutte alla stessa distanza da noi, e quindi inserire in ascissa direttamente il valore della magnitudine apparente, ottenendo un diagramma H-R osservativo. Il risultato che otteniamo è molto importante:



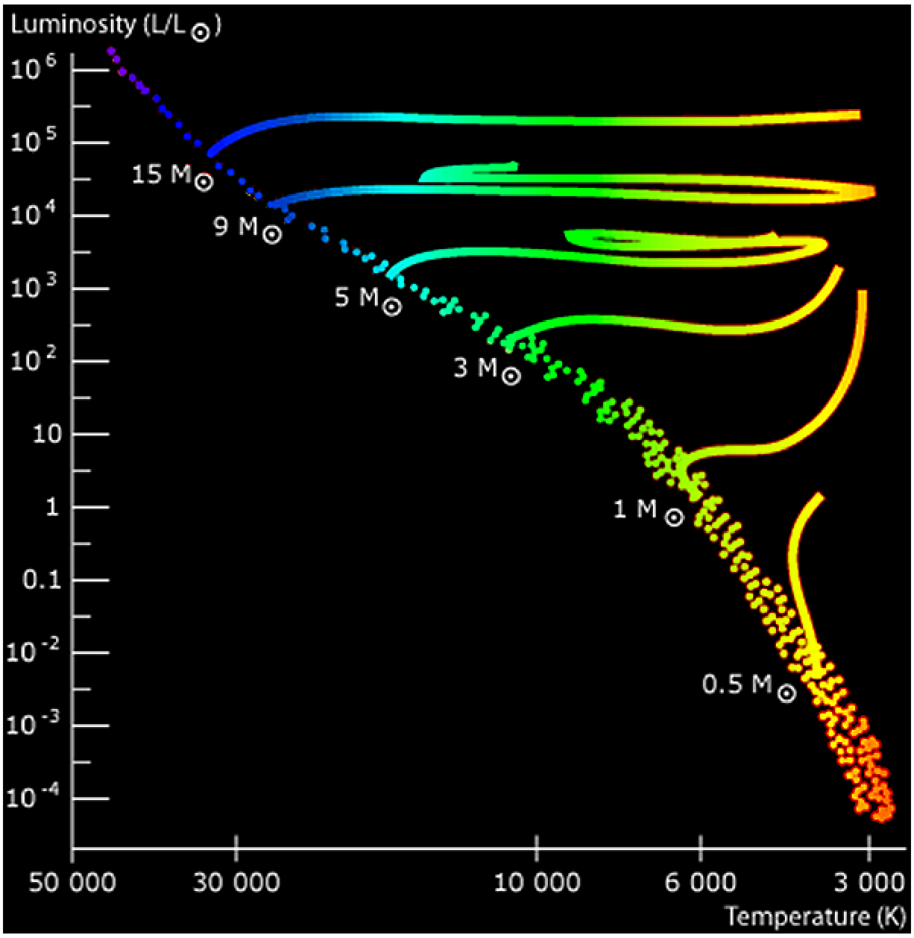
Tipico diagramma HR di un ammasso globulare. Le stelle giovani hanno ormai abbandonato da tempo la sequenza principale e vi sono rimaste stelle rosse, fredde e molto vecchie.



Tipico andamento di un ammasso aperto come le Pleiadi, giovane e ricco anche di stelle giovani, azzurre e calde. Le linee continue rappresentano tracce evolutive isocrone, cioè i percorsi evolutivi seguiti dalle stelle in funzione del tempo.

Osservando i due diagrammi notiamo una differenza fondamentale. Quello di un ammasso globulare ha una sequenza principale troncata in prossimità della temperatura di 5000 K, che corrisponde all'incirca ad un $B-V \approx 1{,}0$; in particolare notiamo la completa assenza di stelle di sequenza principale con temperatura, raggio e massa maggiore. Oltre alla sequenza principale, popolata da stelle di classe V, risulta molto popolata anche la classe delle giganti.
Il diagramma HR di un ammasso aperto come le Pleiadi è molto diverso: la sequenza principale non è troncata, anzi è ricca di stelle ad alta temperatura e luminosità, mentre sono assenti le grandi componenti di colore rosso che popolano le classi delle giganti e supergiganti.
Cosa significano questi due diagrammi? A cosa è dovuta la differenza di popolazione stellare?
Gli astronomi sono riusciti a scoprire che la vita di una stella dipende dalla massa e che stelle più massicce vivono sensibilmente meno di quelle meno massicce. Una stella calda di tipo O vive per qualche decina di milioni di anni, mentre il Sole si pensa possa farlo per 10 miliardi; le stelle più fredde di tipo M alcune decine di miliardi di anni.
Se supponiamo che le stelle negli ammassi si siano formate tutte allo stesso tempo (e ciò è praticamente esatto), allora la differenza tra i diagrammi dei due tipi di ammassi è l'età. Quello degli ammassi globulari si presenta povero di stelle blu e bianche perché sono oggetti vecchi formatisi miliardi di anni fa, in cui le stelle più massicce hanno terminato la loro vita.
Gli ammassi aperti, composti da molte stelle blu, sono la prova della loro giovane età, a volte solo qualche milione di anni (e su scala cosmica è un tempo davvero piccolo!).

8) Ultimo ma non per importanza, il diagramma HR di un ammasso può darci un'istantanea che mostra tutte le fasi dell'evoluzione stellare.
Attraverso l'analisi di decine di diagrammi HR gli astronomi sono riusciti a capire che le classi di luminosità non rappresentano diverse specie di stelle, ma solamente diversi stadi evolutivi di componenti tutte originariamente appartenenti alla sequenza principale.
Dopo aver passato gran parte della sua vita in sequenza principale bruciando idrogeno nel nucleo, qualsiasi stella finisce il combustibile principale e va incontro a delle modificazioni radicali della sua struttura, del suo raggio e della sua luminosità, passando dal ramo della sequenza principale al ramo delle sub-giganti, giganti o supergiganti (dipende dalla massa iniziale della stella):



Cammino evolutivo delle stelle in funzione della loro massa. L'evoluzione di una stella dipende (quasi) unicamente dalla sua massa. Le grandi e giovani stelle blu di classe spettrale O-B evolvono in qualche milione di anni e poi esplodono come supernovae. Le stelle fredde e piccole di classe M vivono oltre 50 miliardi di anni. Data l'età dell'Universo (circa 14 miliardi di anni) nessuna stella di questo tipo ha ancora cessato la sua vita ed in effetti i modelli teorici mancano di prove osservative.

Tipo stellare	Temp (K)	Massa	Età*
O5	40 000	40	1 My
B0	28 000	18	11 My
A0	9 900	3.5	440 My
F0	7 400	1.7	3 Gy
G0	6 600	1.1	8 Gy
K0	4 900	0.8	17 Gy
M0	3 500	0.5	56 Gy

Tempo di vita medio delle stelle in funzione della loro massa. Questi valori differiscono leggermente da quelli della figura 4.8.2. In effetti i modelli teorici sull'evoluzione stellare non sono ancora particolarmente accurati. La vita delle stelle dipende criticamente anche dalla metallicità. Un alto contenuto di metalli (come nelle giovani stelle di popolazione I) rallenta leggermente il tasso delle reazioni nucleari e consente alla stella di sopravvivere più a lungo.

* L'età è espressa in milioni di anni (My = Mega years) o miliardi (GY = Giga years)

Diagrammi colore-colore

Diversamente dal diagramma HR, questi si ottengono ponendo in ascissa e in ordinata due diversi indici di colore. Le informazioni che si possono ricavare sono minori di quello che il diagramma HR fornisce, ma è comunque un ottimo strumento per iniziare a studiare una popolazione di stelle. Un tipico diagramma colore-colore è quello mostrato in figura a lato.

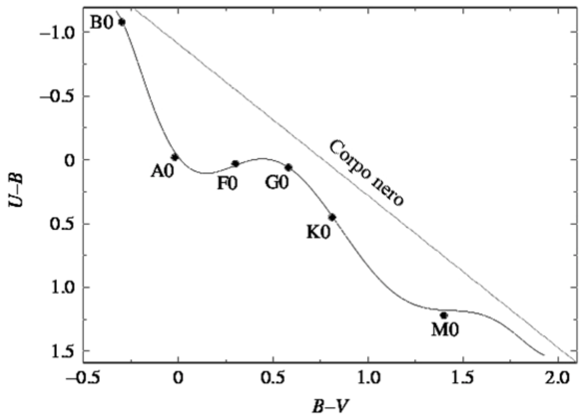


Diagramma colore-colore teorico e andamento di un corpo nero perfetto. Come si può ben vedere, le stelle non sono dei corpi neri ideali. La causa di ciò è da ricercare nei fenomeni fisici e chimici che avvengono nelle atmosfere stellari.

Il diagramma colore-colore ci dice come si comportano i diversi tipi spettrali, senza però dare indicazioni sul motivo del loro comportamento. In questo caso non si fa la differenza tra sequenza principale e non: tutte le stelle sono graficate indipendentemente dal loro raggio e classe di luminosità, ma solamente secondo il confronto con 2 indici di colore, cioè in base alla temperatura superficiale (di colore).

Il dato più interessante è la differenza, anche sostanziale, con un corpo nero ideale. Solamente stelle molto calde di tipo O-B si avvicinano molto al comportamento di un corpo nero perfetto, mentre il tipo A0 è sicuramente quello che più vi diverge.

Abbiamo quindi scoperto che l'andamento dell'indice di colore U-B in funzione di B-V non è lo stesso per tutti i tipi spettrali: stelle di tipo A in particolare appaiono meno brillanti nell'ultravioletto rispetto ad un corpo nero perfetto, così in generale tutte le classi spettrali seguenti, anche se in misura minore.

La questione è molto importante: perché le stelle non sono dei corpi neri e perché sono più deboli nell'ultravioletto di quanto ci si aspetterebbe? Perché l'andamento non è lineare ma a forma di onda? Trovare una spiegazione a questo fatto non è stato facile ma alla fine si è giunti ad una risposta. L'andamento è dovuto sostanzialmente a due fenomeni molto importanti:

1) Ionizzazione dell'idrogeno: le atmosfere stellari sono costituite in maggior parte da gas idrogeno; se l'elettrone si trova nel primo livello eccitato, ogni fotone con energia maggiore di 3,40 eV (ellettronVolt), cioè con lunghezza d'onda minore di 364 nm viene assorbito dall'elettrone che si libera dal nucleo (ionizzazione). Questo effetto è maggiore per stelle di tipo A0, mentre è trascurabile per stelle di tipo O-B; è proprio la ionizzazione dell'idrogeno la massima responsabile della diminuzione di luce ultravioletta e della conseguente deviazione dal comportamento ideale di corpo nero.
2) assorbimento di parte della radiazione da parte del mezzo interstellare e dei dischi di polveri intorno alle stelle stesse.

   L'assorbimento è maggiore per lunghezze d'onda piccole; questo fenomeno è facile da verificare ad esempio al tramonto; la luce del Sole ci appare di un rosso cupo, ben diverso dal colore giallo chiaro che ci mostra quando è alto sull'orizzonte. La spiegazione è da ricercare nel fatto che l'atmosfera terrestre assorbe e/o diffonde in maniera molto forte la radiazione blu-violetta, lasciando passare quasi indisturbata la radiazione rossa, con il risultato che il Sole al tramonto (o all'alba) ci appare di color rosso, perché la luce da esso emessa deve attraversare uno spesso strato di atmosfera terrestre che la priva della parte blu-violetta.

   Le stelle giovani, soprattutto quelle di massa uguale o minore a quella solare, sono spesso avvolte in dischi di polveri che tendono ad assorbire la luce blu.

   La costruzione di un diagramma colore-colore permette di individuare senza alcun dubbio questi oggetti, molto importanti per le teorie evolutive (stellari e planetarie, poiché dai dischi di polveri nascono nuovi sistemi planetari).

Generalmente i diagrammi colore-colore sono effettuati nel vicino e medio infrarosso (a partire da lunghezze d'onda oltre i 1000 nm).

Le magnitudini nelle osservazioni telescopiche

Chiunque possieda un telescopio, o la semplice passione dell'osservare, ha sempre a che fare con le magnitudini, ed è bene che prima o poi impari a stimare la luminosità di una stella e capire quali oggetti sarà in grado di osservare, e quali non.

La determinazione esatta delle magnitudini stellari è una scienza molto complicata, chiamata fotometria.

La fotometria, come indica lo stesso nome, si prefigge di studiare la luce che gli oggetti ci inviano; essa è una materia difficile da trattare approfonditamente, che richiede nozioni e strumentazione di base.

Senza andare troppo nei dettagli, cerchiamo di capire perché è così importante conoscere la magnitudine, cioè la luminosità di un oggetto. Attraverso lo studio delle luminosità stellari infatti, gli astronomi sono in grado di ricavare una moltitudine di informazioni. L'indagine fotometrica è in realtà uno, se non l'unico, strumento che gli astronomi possono usare nello studio dell'Universo; è infatti impossibile riprodurre in laboratorio ambienti astrofisici quali stelle e galassie, come invece abitualmente tutti gli altri scienziati sono soliti fare (biologi, fisici, geologi). Inoltre, tutti gli astri del cielo sono così lontani che è impossibile anche solo pensare di poter organizzare una spedizione che invii un equipaggio per studiare il comportamento di quel corpo celeste (ad esclusione dei pianeti del sistema solare). Sembra evidente a questo punto che l'unico modo di indagare lo spazio è tramite lo studio della radiazione elettromagnetica che ci invia.

Attraverso gli studi fotometrici, oggi si riesce ad indagare la natura delle stelle, il loro comportamento, la loro dinamica, stimare la loro distanza, scoprire pianeti extrasolari e oggetti esotici, come buchi neri e nane brune.

Senza il bisogno di spingerci a fondo in questi enormi problemi osservativi, anche gli astrofili, nel loro piccolo, devono fare i conti con le magnitudini stellari.

In questa e nelle seguenti pagine tratteremo il tema della magnitudine limite apparente visuale raggiungibile con diversi strumenti e da cosa sia influenzata. Ci riferiamo sempre alla magnitudine visuale, per questo ometteremo questo aggettivo nel corso della trattazione. La trattazione per sistemi fotografici, sia chimici che digitali, verrà discussa brevemente nelle ultime pagine.

In una notte buia e senza Luna, lontano dalle luci della città, un occhio perfetto riesce a vedere almeno 3000 stelle ad occhio nudo, con luminosità comprese tra -1,46 e 6-6,5. La stella più luminosa è senza dubbio Sirio, componente azzurra nella costellazione del Cane Maggiore.

Naturalmente Sirio non è l'oggetto più luminoso in assoluto; il primato naturalmente spetta al Sole (m = -26,85), poi la Luna piena (m = -12,6) e i pianeti a noi più vicini: Venere (m = -5, visibile anche di giorno, con il Sole alto nel cielo), Marte (magnitudine -2,9) e Giove (m = -2,5).

L'utilizzo di un telescopio, consente di osservare stelle molto più deboli, grazie alla capacità che ha di raccogliere la luce e convogliarla all'oculare, quindi direttamente all'occhio. Come abbiamo già visto in precedenza infatti, alla magnitudine è in generale associata la quantità di energia che mi giunge da una sorgente di onde elettromagnetiche ogni secondo per ogni centimetro quadrato di superficie (formula di Pogson). Se aumento la superficie di ricezione e focalizzo la luce raccolta in un punto (punto focale), come succede con un telescopio, è logico che riesco a raccogliere un flusso maggiore, pari esattamente a d^2 volte il flusso che il mio occhio riesce a ricevere.

Lo stesso occhio umano può essere considerato come un piccolo telescopio; esso è formato da un'apertura variabile, la pupilla, e da una lente, il cristallino, che focalizza la luce raccolta sulla retina.

La magnitudine raggiungibile ad occhio nudo dipende sostanzialmente dalla sensibilità della retina e da quanta luce il cristallino riesce a convogliarvi; la quantità di energia luminosa che giunge sulla retina ogni secondo (flusso), è quindi proporzionale al quadrato dell'apertura della pupilla

dell'occhio, che in condizioni di massima dilatazione, come può essere di notte, lontano dalle luci, può arrivare a 7-8 mm.
L'occhio è quindi un telescopio con un obiettivo dal diametro (variabile) massimo di 8 mm. Siccome in una notte senza Luna, lontano da luci, un occhio perfetto riesce a vedere allo zenith stelle di magnitudine 6,5, allora possiamo calcolare il flusso minimo necessario a far si che il mio occhio riesca a vedere un'immagine, detto anche flusso di soglia; esso sarà dato, se assumiamo la pupilla sferica, da: $F_{\min} = 4\pi r^2$, dove r è il raggio della pupilla, assunto di 4 mm. Una stella di magnitudine 6.5 emette un flusso che possiamo definire come la minima energia che il nostro occhio riesce a vedere di notte, e la possiamo facilmente calcolare dalla formula della magnitudine apparente: $\Delta m = m_1 - m_2 = -2{,}5\log\frac{F_1}{F_2}$, prendendo in considerazione due stelle, una di magnitudine 6,5 di cui dobbiamo trovare il flusso, e l'altra, totalmente arbitraria, di cui però conosciamo magnitudine e flusso che serve più che altro come riferimento (ricorda infatti che la magnitudine è definita a meno di una costante e che occorre quindi riferirsi sempre a differenza di magnitudine).
Quale stella scegliere come riferimento e come procedere a questo semplice calcolo?

- La prima cosa più sensata da fare è di prendere una stella di cui conosciamo con molta precisione l'energia che emette: il nostro Sole. Per evitare di complicare ulteriormente i calcoli, dovendo lavorare con numeri grandi e valori negativi, consideriamo il Sole come se fosse posto a 10 parsec da noi; la sua magnitudine è nota ed è la magnitudine assoluta, pari a +4,8; conoscendo l'energia totale che esso emette ogni secondo, siamo in grado di sapere il flusso che riceviamo ad una tale distanza; l'energia totale emessa dalla nostra stella ogni secondo è: $L_{Sun} = 3{,}8\cdot 10^{33}\, erg/\sec$, che alla distanza di 10 parsec, cioè di $3{,}086\cdot 10^{19}\, cm$, produce un flusso di: $F_{Sun} = \frac{L_{Sun}}{4\pi d^2} = 3{,}175\cdot 10^{-7}\, erg \sec^{-1} cm^{-2}$. Questa è l'energia che una superficie di $1cm^2$ riceverebbe ogni secondo. Quanta energia nette riceve allora in totale il nostro occhio da una qualsiasi sorgente di luce, con flusso F? dobbiamo moltiplicare il flusso ricevuto per la superficie di raccolta della luce del nostro occhio, che è la pupilla, che consideriamo una sfera del diametro massimo di 8mm e quindi raggio 4. Nel caso in cui il nostro Sole fosse posto a 10 Pc di distanza, l'energia che il nostro occhio cattura, sarà data da: $L_{Eye} = 4\pi r_{Eye}^2 F_{Sun} = 6{,}38\cdot 10^{-7}\, erg/s$; a questo valore di energia ricevuta dall'occhio corrisponde quindi una magnitudine di 4,8.
- Ora possiamo ricavare l'energia che il nostro occhio riceve e che corrisponde ad una stella di magnitudine 6,5, cioè la minima luminosità che il nostro occhio è in grado di percepire di notte; per fare questo consideriamo la formula della magnitudine: $\Delta m = -2{,}5\log\frac{F_1}{F_2}$; in realtà a noi interessa la luminosità totale che cattura il nostro occhio, che è fata da: $L_{Eye} = 4\pi r_{Eye}^2 F$ e quindi la formula può essere scritta come: $\Delta m = -2{,}5\log\frac{L_1}{L_2}$. Ricordando le regole dei logaritmi, considerando $L_2 =$ luminosità ricevuta dal Sole a 10 Pc e m_2 la corrispondente magnitudine, possiamo facilmente ricavare il dato che ci interessa, cioè L_1; $L_1 = L_2 10^{-\frac{m_1 - m_2}{2{,}5}} = 1{,}333\cdot 10^{-7}\, erg/\sec = L_{Eye}$; questa è la minima energia luminosa che il nostro occhio può percepire.

A cosa sono serviti i calcoli appena fatti? A far capire come si comporta la radiazione luminosa e come si effettuano le operazioni con essa. Abbiamo capito che la luce che ci invia un oggetto

stellare, chiamata flusso, è l'energia che colpisce $1cm^2$ di superficie terrestre. Se ammettiamo che il nostro occhio abbia una superficie di $1cm^2$, allora raccoglierebbe, da una stella di magnitudine 4,8, un flusso di $3{,}175 \cdot 10^{-7} erg \sec^{-1} cm^{-2} \cdot 1cm^2 = 3{,}175 \cdot 10^{-7} erg \sec^{-1}$; se l'area della pupilla fosse di $4cm^2$, allora il nostro occhio raccoglierebbe 4 volte più energia:
$3{,}175 \cdot 10^{-7} erg \sec^{-1} cm^{-2} \cdot 4cm^2 = 12{,}7 \cdot 10^{-7} erg \sec^{-1}$.
D'altra parte, la nostra pupilla, al massimo della dilatazione, di circa 8mm, può riuscire a vedere al massimo stelle di magnitudine +6,5 e quindi l'energia minima che riesce a catturare è quella appena calcolata di $= 1{,}333 \cdot 10^{-7} erg / \sec$.
Qualsiasi energia minore di questo valore non verrà rivelata dall'occhio umano, perché oltre la soglia di sensibilità.
L'energia raccolta dipende quindi dall'area della pupilla, che però è fissata. C'è però un trucco. Se al posto della piccola pupilla, considero un sistema che riesce a convogliare la luce in un punto, come il nostro occhio, ma con una superficie molto maggiore, allora l'energia che raccolgo da un oggetto può essere maggiore del valore di sensibilità dell'occhio e può da esso essere vista. Un telescopio con una lente (obiettivo) da 80mm di diametro, da una stella di magnitudine 4.8 che emette un'energia fissa di $3{,}175 \cdot 10^{-7} erg \sec^{-1} cm^{-2}$, raccoglie un'energia totale di

$$3{,}175 \cdot 10^{-7} erg \sec^{-1} cm^{-2} \cdot Area = 4\pi R^2 \, 3{,}175 \cdot 10^{-7} erg \sec^{-1} =$$
$$= 201 \cdot 3{,}175 \cdot 10^{-7} erg \sec^{-1}$$

cioè raccolgo un'energia 201 volte maggiore di quella di un obiettivo da $1cm^2$ di area! Nonostante il mio occhio abbia un limite inferiore all'energia che può vedere, mi basta usare un telescopio con un obiettivo abbastanza grande, in modo da poter raccogliere maggiore energia rispetto a quella minima richiesta dall'occhio, per riuscire a vedere stelle più deboli! E' per questo che la potenza del telescopio, intesa in questo caso come la capacità di mostrare oggetti deboli, dipende dal diametro dell'obiettivo e non dall'ingrandimento, che non compare in nessun caso!
Siamo ora in grado di calcolare tutte le magnitudini raggiungibili con ogni mezzo ottico, come binocoli e telescopi, tenendo presenti le considerazioni appena fatte. Conoscendo il solo diametro del telescopio, siamo in grado di dire quante magnitudini in più riesco a vedere rispetto all'occhio nudo, sotto le stesse condizioni di cielo, per oggetti puntiformi.
Invece di utilizzare le luminosità e la luminosità minima rilevabile dall'occhio umano, semplifichiamo le cose usando la formula delle magnitudini, che modifichiamo leggermente affinché ci dia non la magnitudine di due stelle che emettono flussi diversi, ma la differenza di magnitudine tra l'occhio umano e un generico telescopio: $|\Delta m| = |-2{,}5 \log \frac{L_T}{L_{Eye}}|$; la formula riporta i valori assoluti perché bisogna considerare solamente valori positivi per la variazione di magnitudine. Consideriamo una ipotetica stella, che emette una certa quantità di flusso, ogni secondo per ogni centimetro quadrato di superficie; la formula diventa:

$$|\Delta m| = |-2{,}5 \log \frac{L_T}{L_{Eye}}| = |-2{,}5 \log \frac{F_T 4\pi R_T{}^2}{F_{Eye} 4\pi R_{Eye}{}^2} = |-5 \log \frac{R_T}{R_{Eye}}|$$

Siamo arrivati alla nostra formula, che ci da la magnitudine massima che un telescopio di raggio R_T mostra rispetto all'occhio nudo, sotto le stesse condizioni. Possiamo sostituire i raggi con i diametri, tanto il risultato non cambia: $|\Delta m| = |-5 \log \frac{D_T}{D_{Eye}}|$; il valore trovato rappresenta la magnitudine limite raggiunta da qualunque strumento, espressa come differenza con la massima magnitudine raggiunta dall'occhio umano.
Vediamo quindi ora di utilizzare questa relazione per applicazioni pratiche, costruendo la seguente tabella:

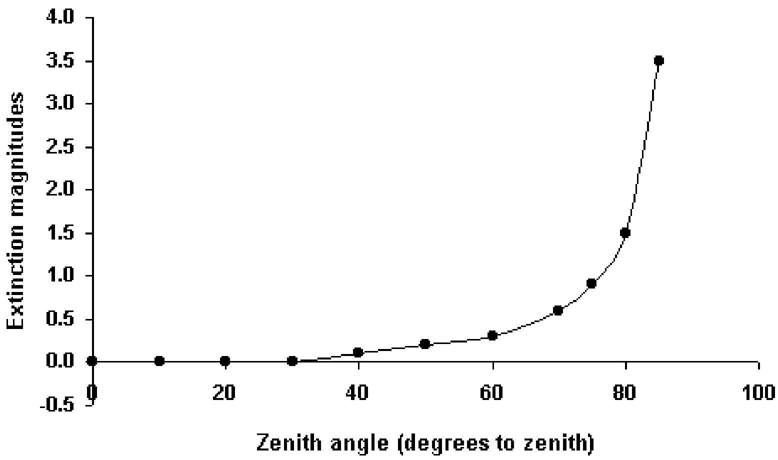
Diametro telescopio in mm	Δm (differenza tra la magnitudine massima ad occhio nudo e la magnitudine massima con lo strumento)
80 mm	$\Delta m = 5$
100 mm	$\Delta m = 5{,}5$
150mm	$\Delta m = 6{,}4$
200 mm	$\Delta m = 7$
250 mm	$\Delta m = 7{,}5$
300 mm	$\Delta m = 7{,}87 \approx 8$
2400 mm (Hubble space telescope)	$\Delta m = 14$
10000 mm (Keck telescope)	$\Delta m = 17$

Dalla tabella ora conosciamo le differenze tra magnitudine ad occhio nudo e strumentale, attraverso i più comuni e importanti telescopi, ma quanto è effettivamente il valore limite?
Per ottenere una quantità assoluta, bisogna conoscere la magnitudine limite raggiungibile dall'occhio umano. Se essa è 6,5, allora ad esempio, un telescopio da 200mm mostrerà stelle fino a magnitudine $6{,}5 + \Delta m = 13{,}5$; se la magnitudine limite è 5, allora al telescopio avrò: $5 + \Delta m = 12$.
Il valore dipende criticamente dalle condizioni del cielo, che si manifestano con una variazione, anche sensibile, della magnitudine limite ad occhio nudo. Da un cielo trasparente di montagna, allo zenith un occhio può arrivare a magnitudine 7, mentre da una zona pianeggiante con foschia e inquinamento luminoso, molto spesso la magnitudine limite si aggira intorno a 4, e quindi questo valore affligge senza scampo anche la visione telescopica.
Questo è il motivo principale per il quale non abbiamo dato un valore esatto della magnitudine limine, ma solo una differenza rispetto all'occhio umano
Se si tengono in considerazione tutte le variabili, la stima della magnitudine limite raggiungibile con il telescopio diventa molto complicata. Senza andare nel dettaglio, consideriamo solamente i fattori che possono influenzare la visibilità di stelle deboli, al telescopio e ad occhio nudo:

1) **Inquinamento luminoso**; la presenza di luci artificiali, ma anche la stessa presenza della luna (piena soprattutto), influenzano molto la qualità del cielo e quindi la magnitudine limite raggiungibile. Per analizzare il motivo, consideriamo una situazione limite e cerchiamo di darne una spiegazione plausibile: perché di giorno non si vedono le stelle? La risposta sembra essere banale: perché di giorno c'è il Sole alto nel cielo,che è molto più luminoso (apparentemente!) di tutte le altre stelle osservabili nel cielo. La risposta, anche se corretta, in realtà è incompleta e così com'è non da alcuna spiegazione: nello spazio profondo infatti, la presenza del Sole in cielo ostacola la visione delle stelle?La risposta è chiaramente no, altrimenti i telescopi orbitanti avrebbero ben poco lavoro! Il motivo per cui le stelle sono invisibili di giorno non è da ricercare direttamente nella presenza del Sole, ma alla presenza dell'atmosfera terrestre, che devia, o meglio diffonde la molta energia solare lungo tutta la sfera celeste. Il risultato di questa diffusione, maggiormente accentuata per le lunghezze d'onda blu e meno per quelle rosse, è la presenza di ciò che comunemente chiamiamo cielo azzurro; la colorazione azzurra del cielo di giorno è causata dalla luce solare diffusa dalle molecole e polveri presenti in atmosfera. A causa della grande diffusione di luce solare, il cielo risplende, e la sua magnitudine superficiale, cioè la luminosità di una superficie unitaria di cielo (espressa in secondi d'arco quadrati o minuti, o gradi quadrati) è maggiore della luminosità di tutte le altre stelle, e per questo di giorno non siamo in grado di osservarle. La stessa cosa, anche se in maniera molto meno evidente, succede di notte, soprattutto in presenza di sorgenti che sono molto intense se paragonate alle stelle, come la luna piena e le luci di una città; entrambe le fonti luminose rischiarano il cielo perché la loro luce viene diffusa dalle molecole e soprattutto polveri presenti in atmosfera; il meccanismo è lo stesso che fa si che il cielo di giorno sia azzurro e luminoso, solamente che le fonti di energia, siano esse naturali (la luna) o artificiali (le luci di una città), sono molto meno brillanti del Sole (e per fortuna!), altrimenti il risultato sarebbe molto simile a quello che si avrebbe di

giorno. Non a caso, se vi capita di osservare la lontano una grande città, noterete facilmente come il cielo sopra di essa appaia più luminoso, spesso di una colorazione tendente al giallo-arancio. Il fenomeno della diffusione della luce in atmosfera è influenzato o,tre che dalla presenza del gas stesso, in maniera particolare dalla presenza di polveri e molecole di vapore acqueo condensate o ghiacciate (foschia e nebbia infatti contribuiscono molto ad alzare la luminosità del cielo notturno in una città), mentre aria secca e pulita (cioè priva o quasi di umidità e di particelle in sospensione) presenta una trasparenza maggiore e un minore potere di diffondere la luce, e infatti la luminosità del cielo notturno sono molto diverse in una serata di calma atmosferica e alta umidità piuttosto che in coincidenza con forti correnti secche e fredde come la tramontana e la bora, che spazzano via umidità e particelle in sospensione. Come per quanto riguarda il Sole di giorno, le luci della città non sono le dirette responsabili del cosiddetto inquinamento luminoso; senza un'atmosfera infatti, la presenza del Sole o delle luci di una città, non influirebbe sulla qualità del cielo, a meno di non osservare nello stesso campo di vista della nostra stella o con una luce puntata contro!, e il cielo apparirebbe nero come il carbone. Fortunatamente l'atmosfera è presente e nonostante sia essa di intralcio alle osservazioni astronomiche, ci tiene in vita!

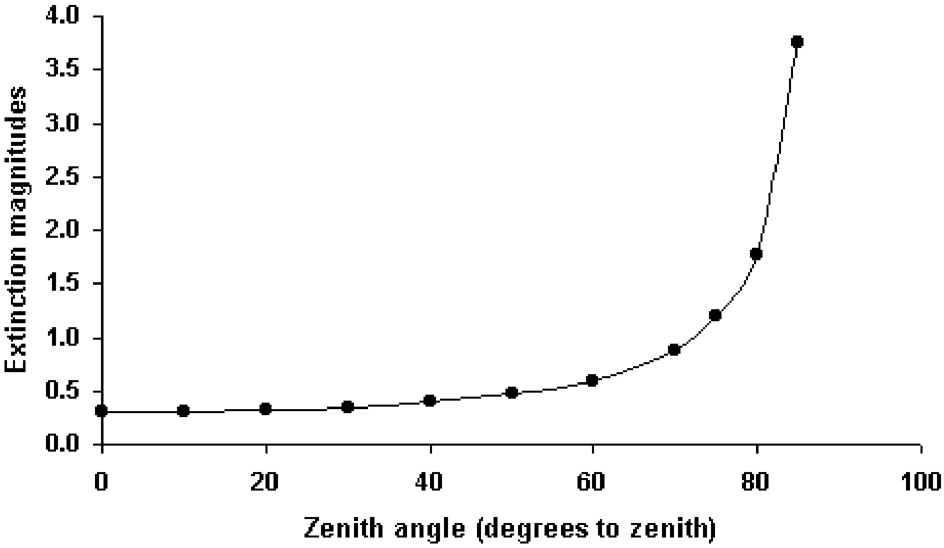
2) **Estinzione atmosferica**: riassume tutte le perdite di luminosità di una sorgente stellare che attraversa la nostra atmosfera: assorbimento, diffusione, riflessione e rifrazione. La luce stellare infatti viene modificata, a volte anche notevolmente dalla nostra atmosfera, dagli stessi meccanismi responsabili dell'inquinamento luminoso (escluso l'assorbimento e la rifrazione), per cui una sorgente stellare che attraversa la nostra atmosfera sarà soggetta ad ognuno di questi fenomeni, sia pur in misura diversa; il risultato è che in realtà, la luce che misuriamo è inferiore a quella reale che la stella ci invia. L'attenuazione della luce, cioè l'estinzione, a prescindere dai processi fisici coinvolti, dipende criticamente dallo spessore dello strato atmosferico che la stella attraversa, e dallo stato in cui esso si trova (umidità, presenza di polveri, turbolenza); ottenere una stima dell'estinzione atmosferica è complicato e oltre gli scopi di queste pagine, per cui non e ne occuperemo. Ciò che davvero è importante sapere è che la magnitudine limite varia con l'altezza dell'oggetto sull'orizzonte, come possiamo notare facilmente stimando la luminosità del Sole quando esso è alto nel cielo (a mezzogiorno per esempio) e durante il tramonto o l'alba, quando risulta notevolmente attenuata dallo spesso strato atmosferico che deve attraversare. A causa quindi della presenza di atmosfera e di una quantità maggiore quanto più si ci allontana dallo zenit, la magnitudine limite varia con l'altezza dell'oggetto, in modo variabile a seconda delle condizioni atmosferiche. Una stima della perdita di magnitudine rispetto allo zenit, che è il punto in cui l'atmosfera è più sottile e quindi in cui l'estinzione è minima, è rappresentata dalla seguente figura:



Perdita di magnitudine rispetto allo zenith, in funzione della distanza zenitale

Come possiamo notare, la perdita di magnitudine è praticamente zero fino ad una distanza zenitale di 30°, cioè per oggetti alti più di 60° sull'orizzonte, mente per oggetti alti 30° (distanza zenitale di 60°) perdiamo 0,5 magnitudini, che è bene ricordare equivale al 37% della luce totale. Ad un'altezza di 10° sull'orizzonte, la perdita arriva ad 1,5 magnitudini, e quindi ho perso il 75% della luce totale dell'oggetto! (abbiamo usato la formula per la magnitudine apparente, in cui abbiamo ricavato il rapporto $\frac{F_1}{F_2} = 10^{-\frac{m_1 - m_2}{2,5}}$).

In realtà, l'atmosfera terrestre non è completamente trasparente neanche allo zenit, e per questo avrò una certa estinzione anche a 90° sull'orizzonte; in effetti, un confronto tra la magnitudine visibile fuori dall'atmosfera con quella misurata sulla superficie terrestre, porta al seguente risultato



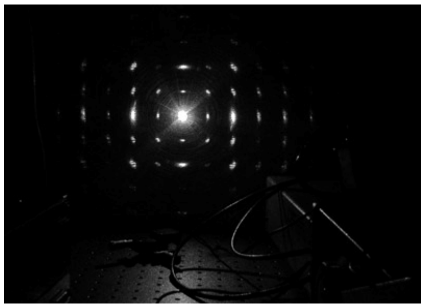
Perdita per estinzione tra una stella la cui magnitudine è misurata fuori dall'atmosfera terrestre con quella misurata da terra

Da questo grafico, che rappresenta l'andamento in una situazione ideale, cioè con cielo terso, lontano dallo smog delle grandi città e con aria particolarmente pulita e secca, notiamo che la luminosità delle stelle, a qualunque altezza esse si trovino, è attenuata dall'atmosfera del nostro pianeta. Allo zenit il calo è di circa 0.30-0.40 magnitudini, e cioè ricevo un flusso che è il 30% meno intenso di quello reale questo significa che se potessi osservare al di fuori dell'atmosfera, vedrei un cielo stellato leggermente più luminoso per stelle allo zenit, mentre la differenza (e lo stupore) sarà data dalla notevole quantità di stelle deboli che riesco ad osservare intorno a me e che sulla superficie terrestre sono notevolmente influenzate dall'estinzione atmosferica.

3) **Turbolenza atmosferica** e
4) **Ingrandimento eccessivo:** Trattiamo questi due casi insieme, perché hanno come risultato finale l'allargamento del diametro stellare e la conseguente perdita di magnitudine. La turbolenza atmosferica affligge le immagini telescopiche e provoca uno sparpagliamento della luce stellare su un'area relativamente grande, causando un abbassamento della magnitudine limite osservabile. L'atmosfera terrestre, oltre a non essere totalmente trasparente è anche agitata da continui moti di masse d'aria con diversa temperatura, pressione e densità. I venti stessi, sono causati dallo spostamento di masse d'aria causati dai cosiddetti gradienti barici, cioè differenze (piccole) di pressione tra una zona e un'altra sulla superficie terrestre. La turbolenza atmosferica può essere osservata con ogni telescopio ed è tanto maggiore quanto minore è l'altezza sull'orizzonte; guardando una stella afflitta da turbolenza (chiamata seeing in inglese) noterete che è come guardare attraverso una pentola d'acqua che bolle o lungo una strada in una torrida giornata estiva. L'effetto che produce è un aumento del diametro apparente delle immagini, a volte anche considerevole. Un'immagine non affetta da turbolenza atmosferica

risente comunque degli effetti della diffrazione atmosferica. Analizzando le proprietà della luce, scopriamo che essa si comporta come un'onda, e come tale, mostra degli effetti particolari. La diffrazione è l'effetto che si ha quando si osserva una sorgente puntiforme attraverso una piccola apertura.

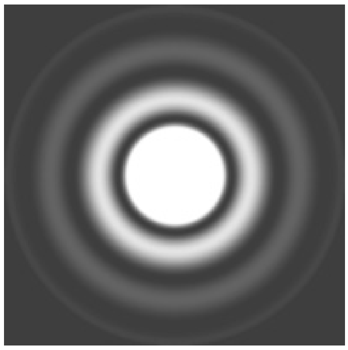
Per vedere gli effetti della diffrazione nella vita quotidiana basta osservare un lontano lampione attraverso le maglie di una tenda da finestra o attraverso un sottile fazzoletto di cotone o di seta; quello che si osserva è un fenomeno molto particolare; l'immagine risultante appare di risoluzione molto minore, contraddistinta da una figura molto strana.



Approssimazione di una figura di diffrazione visibile attraverso le maglie di un sottile fazzoletto

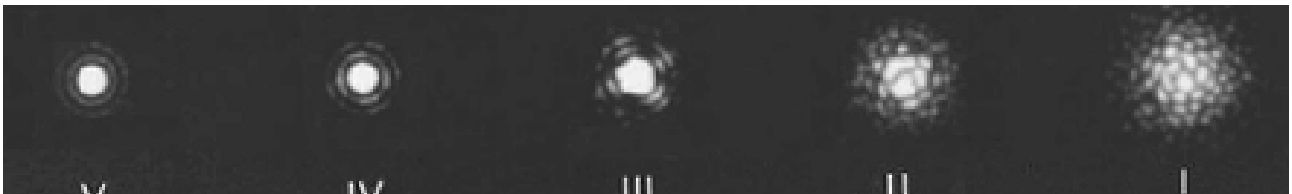
Qualsiasi sia il diametro apparente dell'oggetto, sia esso un grande lampione, o una lontanissima stella, questa avremo sempre a che fare con una figura di diffrazione di un diametro ben definito, che chiaramente non risponde alle reali dimensioni dell'oggetto. La figura di diffrazione è visibile su oggetti il cui diametro apparente è minore del potere risolutivo di uno strumento qualsiasi, potere risolutivo che è inversamente proporzionale al diametro dello strumento.

Nel caso infatti di aperture circolari, come quelli dei telescopi, la tipica figura di diffrazione è del tipo mostrato nella figura a destra. Il diametro della strana figura, dipende dal diametro del telescopio; per strumenti da 25cm il diametro del disco centrale, chiamato disco di Airy, nel quale cade oltre l'85% della luce totale della stella, è di circa 1" (" = secondi d'arco) (il diametro della figura di Airy è dato dalla formula approssimata: $\theta = 2{,}44\frac{\lambda}{D}$). Quindi, oggetti che presentano un diametro apparente minore di questo valore non mostrano più la loro vera natura, ma la figura di diffrazione, la quale ha un diametro fissato dalle leggi dell'ottica, a prescindere dalle dimensioni e dalla natura del corpo celeste osservato. Tutte le stelle hanno un diametro apparente di gran lunga minore a quello della figura di diffrazione, e quindi appaiono al telescopio come in Fig.1.18, con un diametro apparente di 0,50" per un telescopio da 25 cm.



Tipica figura di diffrazione da un'apertura sferica

Per vedere la figura di diffrazione al telescopio, occorrono ingrandimenti elevati, circa 2,5 volte il diametro del telescopio espresso in mm; nella quasi totalità delle osservazioni, la figura di diffrazione non è visibile, sia per il modesto ingrandimento, sia per la turbolenza atmosferica, che spesso produce immagini di diametro superiore alla figura di diffrazione.



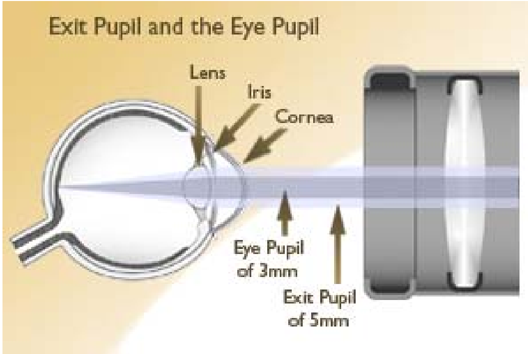
Influenza della turbolenza atmosferica sulla figura di diffrazione

In ogni caso, qualsiasi processo che produce un aumento del diametro stellare, sia esso l'ingrandimento eccessivo come per la figura di diffrazione o una notevole turbolenza atmosferica, il risultato finale è una diminuzione della magnitudine limite visibile, in quanto l'immagine stellare non sarà più puntiforme ma sparsa su una superficie di un certo diametro (ma la sua energia emessa sarà sempre la stessa!).

E' chiaro, che nel caso della figura di diffrazione e della turbolenza, un ruolo chiave è svolto dall'ingrandimento utilizzato. Un ingrandimento attorno a 30-40X è troppo modesto per mostrare gli effetti della diffrazione e molto spesso anche della turbolenza atmosferica, e quindi non affligge particolarmente la magnitudine limite raggiungibile. Quanto deve essere allora l'ingrandimento oltre il quale comincio a perdere magnitudine? Possiamo effettuare una stima, partendo dal fatto che di notte un occhio umano perfetto, ha una risoluzione di circa 180", valore che possiamo prendere come il diametro apparente di ogni stella o oggetto visto ad occhio nudo.(non è la figura di diffrazione, che a rigor di logica dovrebbe essere attorno ai 30", ma è dovuta al numero dei ricettori dell'occhio). Qualsiasi corpo celeste di diametro inferiore è quindi visto come non risolto dall'occhio, o in altre parole puntiforme. Quando osserviamo al telescopio, un ingrandimento di 100X significherà che il mio occhio riesce a vedere oggetti con una risoluzione 100 volte migliore, cioè di 180:100 = 1.8 secondi d'arco (questo è la risoluzione che il mio occhio ha osservando a 100 ingrandimenti attraverso uno strumento che ha un potere risolutivo migliore di 1,8"). L'immagine continuerà ad apparire puntiforme all'occhio umano, fino a quando l'ingrandimento usato permette all'occhio di osservare oggetti al di sotto del suo potere risolutivo di 180". Quando, a causa del seeing o della diffrazione, l'immagine stellare non si presenta più puntiforme, la magnitudine percepita comincerà ad aumentare. Se per esempio consideriamo un telescopio da 20 cm di diametro, nel caso di assenza di turbolenza, la figura di diffrazione ha un diametro di circa 1,10"; l'immagine continuerà a risultare puntiforme all'occhio fino a quando l'ingrandimento non sarà: $\frac{180''}{1{,}10''} = 163X$; fino a questo ingrandimento la magnitudine limite sarà data dalle formule appena viste, mentre oltre essa comincerà ad aumentare e quindi non conviene usare ingrandimenti maggiori per osservare oggetti deboli. In presenza di turbolenza, le immagini stellari appaiono di diametro maggiore rispetto al disco di diffrazione; in media possiamo prendere il diametro stellare di circa 1,5"; questo significa che l'ingrandimento massimo per osservare stelle al limite delle potenzialità del telescopio sarà: $\frac{180''}{1{,}50''} = 120X$, cioè circa 1,5 volte inferiore.

In realtà, le cose sono ancora più complicate, ed esiste anche un ingrandimento minimo per il quale non raggiungo la magnitudine limite teorica; questo è dovuto al fatto che, mentre l'immagine stellare continua sempre ad apparire puntiforme e del diametro dato dalla risoluzione dell'occhio, il flusso del fondo cielo, catturato dall'occhio, aumenta al diminuire dell'ingrandimento. Un cielo perfettamente scuro, allo zenit e in assenza di Luna, ha una luminosità superficiale di circa magnitudine 22 per ogni secondo d'arco quadrato, valore che si riduce a 13 nel caso di 1 minuto d'arco quadrato. Se osservo con uno strumento che fa si che il mio occhio abbia una risoluzione di 1 minuto d'arco (o peggiore), è chiaro che non potrò mai vedere immagini stellari più deboli della luminosità superficiale del cielo, che al mio occhio appare come una stella puntiforme (perché non risolta) di magnitudine 13. E' chiaro tuttavia, che un tale ingrandimento, avendo l'occhio risoluzione di 180", dovrebbe essere di appena 3X. Un ingrandimento così modesto non è possibile da raggiungere con qualsiasi telescopio. Nel caso tuttavia di inquinamento luminoso, e quindi di luminosità superficiale elevata del cielo, questo non è più vero; senza andare troppo nei dettagli, diciamo solamente che da un cielo sub-urbano con magnitudine limite attorno alla 4 e un telescopio da 20 cm il limite inferiore all'ingrandimento è attorno a 30-40X; sotto questa soglia la luminosità del cielo soffoca le puntiformi immagini stellari.

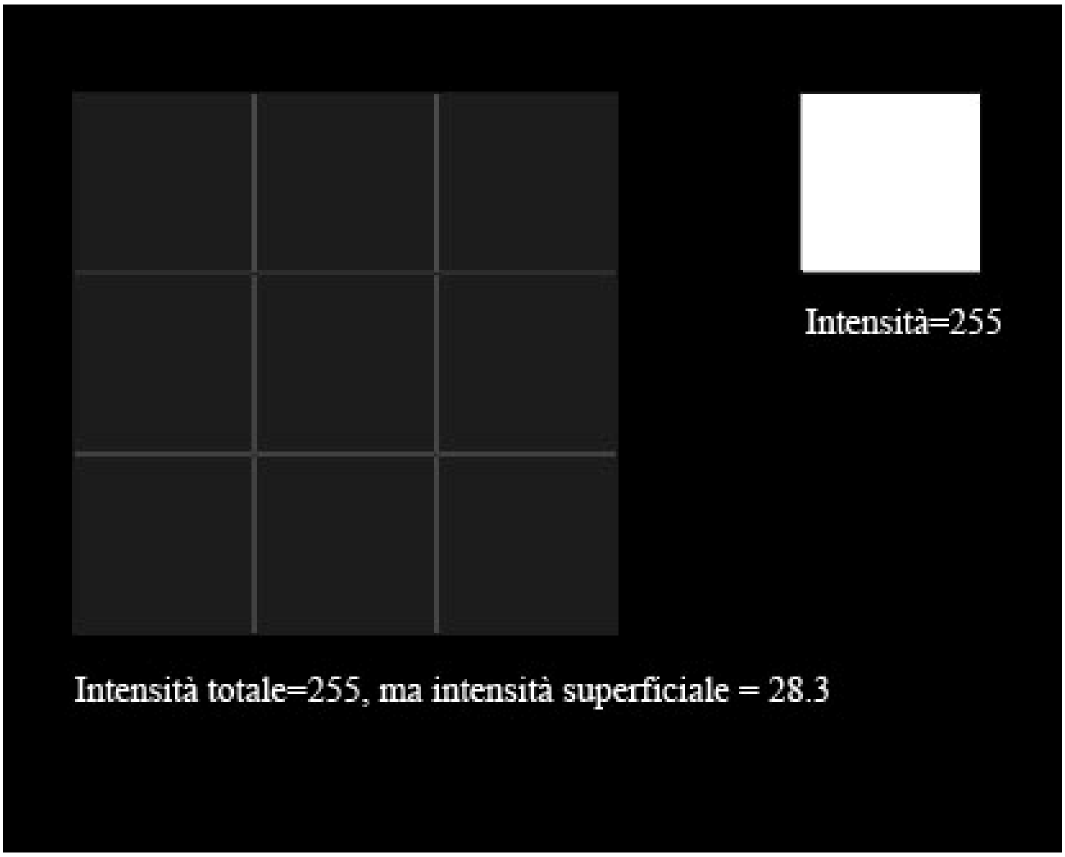
In effetti c’è anche un’altra variabile da considerare, spesso molto più importante: la pupilla d’uscita, cioè il diametro del fascio ottico in uscita dall’oculare. Se esso è più grande del diametro della pupilla, allora ho una perdita di magnitudine, perché non tutta la luce raccolta raggiunge la retina. Il diametro massimo della pupilla d’uscita, tale che esso sia uguale a quello della pupilla umana, definisce l’ingrandimento minimo per ogni telescopio, dato da: $I_{Min} = \frac{D}{P}$, dove $P =$ diametro pupilla e $D =$ diametro telescopio.
Per una trattazione approfondita della pupilla d’uscita e per una dimostrazione che la luminosità superficiale è una caratteristica intrinseca di ogni corpo.



Definizione di pupilla d’uscita. Quando il fascio è maggiore delle dimensioni della pupilla umana, ho una perdita di magnitudine. L’effetto è del tutto simile a diaframmare l’obiettivo del telescopio.

Magnitudine superficiale e magnitudine integrata

Nel caso di oggetti estesi, che non si possono considerare puntiformi, è necessario introdurre il concetto già visto per alcuni casi, di magnitudine superficiale; essa rappresenta la luminosità di una superficie angolare sotto cui è visto l’oggetto, ed è quindi indipendente dalla distanza. La magnitudine superficiale è molto importante soprattutto nell’osservazione di oggetti estesi come galassie e nebulose. Provate infatti ad osservare 2 oggetti molto diversi: la nebulosa anello nella Lira e la galassia M33 nel triangolo. La prima ha una magnitudine di 9,4, mentre la seconda è di 5,70. contrariamente a quanto riporta la magnitudine, la nebulosa della Lira è facilmente osservabile con qualunque telescopio, anche un piccolo 70-80 mm, mentre la galassia M33 è difficilissima da vedere anche attraverso uno strumento da 15 cm! Perché questa differenza? Perché l’energia luminosa della galassia è sparsa su una superficie grande più del diametro lunare, mentre la luminosità della nebulosa della Lira è concentrata in un’area poco più grande del pianeta Giove. Ciò che abbiamo visto come caso particolare in cui seeing o diffrazione sparpagliano l’immagine stellare su un’area risolvibile dall’occhio umano, abbassando il valore della magnitudine limite visuale, può essere generalizzato a tutti gli oggetti estesi, in cui per estesi intendiamo tutti gli oggetti che l’occhio non vede come puntiformi; questo significa un’estensione maggiore di 3’ per osservazioni ad occhio nudo e un’estensione maggiore della risoluzione che si raggiunge osservando al telescopio. Un oggetto esteso per 1’ apparirà puntiforme ad occhio nudo, apparendo ad esempio di magnitudine 4. Se osserviamo l’oggetto al telescopio, ad un ingrandimento di 100X, significa che ora l’occhio riesce a vedere oggetti 100 volte più piccoli, con una risoluzione quindi di 1,8”. L’oggetto che si sta osservando apparirà ora molto esteso; siccome il flusso da esso emesso resta costante, ne consegue che la stessa energia che prima era vista come puntiforme ora viene vista risolta e sparsa su una certa superficie e quindi il flusso di un pezzetto puntiforme di oggetto (diciamo di 1,8”) appare molto più debole della luminosità totale, che non è altro che la somma di tutti i contributi supposti puntiformi dell’oggetto. L’effetto è molto evidente, in questa figura:



Intensità superficiale e intensità integrata

Consideriamo un quadratino unitario di intensità 255. Ora sparpagliamo questa intensità su una superficie quadrata 3x3; siccome l'area è 9 volte maggiore, allora la luminosità per ogni quadrato di superficie sarà 255/9=28,3; questa è la luminosità superficiale del quadrato a sinistra; è difficile crederlo, ma se sommiamo le intensità dei 9 quadrati di cui esso è composto, otteniamo un valore globale, detto integrato, pari a 255; l'intensità complessiva dell'oggetto a sinistra è uguale all'intensità dell'oggetto più piccolo a destra! Nonostante questo, appare evidente come il quadrato grande a sinistra sia molto più difficile da osservare rispetto al quadratino a destra; la stessa cosa accade in cielo con gli oggetti estesi e in generale con ogni oggetto che il nostro occhio non vede più puntiforme. La figura tuttavia rappresenta variazioni di intensità su scala lineare, mentre l'occhio vede su scala logaritmica; una tale differenza tra le luminosità superficiali, pari a 9 volte, in realtà rappresenta solamente una differenza di $|\Delta m| = |-2{,}5\log\frac{L_T}{L_{Eye}}| = 2{,}4$, praticamente la stessa differenza che c'è tra le due stelle della costellazione del Procione (visibile nelle serate invernali, alla sinistra di Orione).

Nell'osservazione di oggetti con un certo diametro apparente vengono sempre forniti due valori per la magnitudine apparente: uno rappresenta la magnitudine superficiale, cioè la magnitudine di ogni secondo d'arco quadrato dell'oggetto, mentre l'altro è il valore della magnitudine integrata, che rappresenta la luminosità totale dell'oggetto. Per chi volesse provare a calcolare tali dati, è bene ricordare che le magnitudini sono espresse tramite la formula di Pogson, in scala logaritmica, e quindi non si possono fare operazioni come l'integrazione direttamente sui loro valori. Per fare questo occorre tenere conto dell'intensità luminosa, cioè del flusso che ci giunge dall'oggetto e solo dopo convertire tale dato in magnitudini. Conoscendo il flusso superficiale, siamo in grado di calcolare il flusso integrato: considerando F = flusso integrato e f = flusso per secondo d'arco quadrato, si ha: $F = \int f(s)ds$; questo integrale non è quasi mai di semplice risoluzione, in quanto la superficie a volte è molto irregolare e il flusso per secondo d'arco quadrato non è costante, ma varia lungo la superficie dell'oggetto (questo fatto è di semplice comprensione; infatti significa che un oggetto celeste, quasi mai presenterà una luminosità superficiale uguale in tutti i punti della sua superficie apparente; questo è vero soprattutto per le galassie ellittiche che possiedono un nucleo brillante e un andamento di luminosità superficiale che decresce esponenzialmente con la distanza dal centro, fino a sfumare nello spazio profondo). Se consideriamo oggetti con forme geometriche regolari e uniformemente luminosi, allora l'integrale si semplifica molto: $F = fA$ dove A = area in secondi d'arco quadrati.

Il metodo inverso è quello più utile ai fini delle osservazioni, visto che spesso si omette (erroneamente) la magnitudine superficiale e si cita solamente quella integrata. Senza andare a fondo in calcoli complicati e poco interessanti, diamo solo alcune indicazioni.

- La magnitudine superficiale è calcolata in base alle dimensioni apparenti dell'oggetto, ricavate da precisi studi fotometrici, che riflettono le sue dimensioni reali fisiche. Queste dimensioni a volte sono anche il doppio di quelle effettivamente visibili all'oculare di un telescopio in quanto gli oggetti non hanno affatto la stessa luminosità in ogni loro punto; la magnitudine superficiale risultante è quindi una media (pesata) della luminosità, tenendo conto delle parti più brillanti e di quelle più deboli; questo è particolarmente vero nel caso delle galassie, specie quelle ellittiche, i cui confini fotometrici (e quindi la luminosità superficiale) sono ben oltre il limite visibile ad occhio nudo con qualsiasi telescopio (ed esse hanno un andamento di luminosità superficiale esponenziale).
- Nel caso di oggetti non continui, cioè non formati da materia disposta in modo continuo, come la totalità degli ammassi stellari, siano essi aperti o globulari, la magnitudine superficiale è calcolata considerando il corpo come un continuo, e cioè sommando zone in cui si trovano effettivamente stelle e zone in cui non ve ne sono. In questo caso, conta molto la densità di un ammasso e il suo diametro; un ammasso composto, per assurdo, da 10 stelle di magnitudine 5, su un diametro come quello della luna piena (mezzo grado) avrà una magnitudine superficiale superiore (in valore, quindi di luminosità superficiale minore) di un ammasso composto da 100 stelle di magnitudine 10 disposte in 5 minuti d'arco, nonostante, all'osservazione visuale, il primo ammasso si risolve in stelle anche ad occhio nudo, mentre nel secondo caso occorre uno strumento di almeno 50 mm di diametro. Nell'osservazione degli ammassi stellari, quello che conta di più è la magnitudine delle singole stelle.
- La magnitudine superficiale esprime la luminosità di una superficie di area di un secondo d'arco quadrato; il raggiungimento o no di tale valore con un telescopio di un certo diametro ed oggetti puntiformi, dipende sostanzialmente dall'ingrandimento utilizzato; se esso permette all'occhio di vedere dettagli al massimo di 10 secondi d'arco, allora per l'effettiva osservabilità devo considerare la magnitudine di una superficie con lato di 10 secondi d'arco (supposta quadrata, si trova una superficie di 100 secondi d'arco quadrati), che in questo caso rappresenta il limite di risoluzione dell'occhio, sotto il quale le immagini appaiono come puntiformi. Una superficie 100 volte maggiore significa un flusso superficiale 100 volte maggiore, e quindi un guadagno di 5 magnitudini sul valore calcolato per un secondo d'arco quadrato. Naturalmente il discorso è generale e se per esempio utilizzo un ingrandimento che mi fa vedere dettagli di 0,5 secondi d'arco, avrò una magnitudine superficiale data da una superficie di diametro 0,5" e cioè area 0,25 secondi d'arco quadrati, con un valore della magnitudine superficiale (per la mia superficie minima unitaria che è di 0,25"^{2}) 1,50 volte superiore.

  Possiamo pensare di applicare lo stesso ragionamento per oggetti estesi e diffusi, quali nebulose e galassie.

  Supponiamo di avere una nebulosa di magnitudine integrata 6 e magnitudine superficiale 14, supponendo la sua emissione costante su tutta la sua superficie. Il valore della magnitudine superficiale ci dice che se osservo questo oggetto con un ingrandimento che mi da una risoluzione corrispondente di 1 secondo d'arco, mi occorre un telescopio da almeno 25-30 cm per osservarla; se invece la osservo con un ingrandimento che mi restituisce una risoluzione di 10", allora la magnitudine di una superficie di lato 10 secondi d'arco è 2,5 volte inferiore e quindi ottengo un valore di 11,5 ogni 10 secondi d'arco quadrati, tranquillamente osservabile con uno strumento di 10 cm.

Questo ragionamento è sbagliato! La risoluzione effettivamente raggiunta dipende dall'ingrandimento utilizzato, ma un ingrandimento maggiore ingrandisce sia il fondo cielo che la nebulosa: il rapporto tra le luminosità superficiali catturate dall'occhio è sempre costante! Un'area di 1' quadrato, sotto il cielo più scuro del mondo, appare di magnitudine 13; la stessa area della nebulosa di Orione appare di magnitudine 11.

Ingrandendo le immagini, tali da raggiungere una risoluzione di 1", l'area di cielo di 1" quadrato avrà magnitudine 22, quella della nebulosa di Orione sarà di 20. Infatti la differenza di aree tra $1'^2$ e $1''^2$ è di 3600 volte, quindi la differenza di magnitudine sarà: $\Delta m = 2{,}5\log\left(\frac{A_1}{A_2}\right) \approx 9$. Stesse considerazioni sul flusso superficiale ricevuto dall'occhio umano: la differenza tra le magnitudini resta costante e dipende solamente dallo stato del cielo e non dall'ingrandimento o dal diametro del telescopio. Nelle osservazioni di oggetti diffusi, il fatto, oggettivo, che telescopi di diametro maggiore mostrano maggiori dettagli, è da imputare a meccanismi più complessi del semplice calcolo della magnitudine limite, quali il cosiddetto contrasto di soglia: un telescopio maggiore, nonostante non possa aumentare il flusso superficiale ricevuto (perché, come la magnitudine superficiale, dipende unicamente dalle proprietà fisiche del corpo celeste) consente di vedere ugualmente oggetti diffusi più deboli di uno strumento minore. Nel caso di oggetti diffusi, la tabella vista in precedenza per la magnitudine limite raggiungibile con diversi strumenti, non è più valida. Uno strumento da 10 cm, utilizzato sotto un cielo molto scuro, permette di osservare abbastanza agevolmente oggetti di magnitudine superficiale 14*

In realtà le cose sono ancora più complicate sia dalla distribuzione della luminosità dell'oggetto, sia per il comportamento dell'occhio che abbiamo trattato in modo troppo semplificato. L'importante è tuttavia capire quali variabili sono in gioco e quali accorgimenti prendere in esame per l'osservazione di oggetti estesi o puntiformi affetti da ingrandimento eccessivo e/o seeing scadente.

* Abbiamo adottato la seguente assunzione: quando la magnitudine superficiale è espressa senza specificare la superficie, allora si riferisce ad 1 secondo d'arco quadrato. Naturalmente se vario la superficie varia il valore. Questo è l'unico modo di far variare la magnitudine superficiale di un corpo, poiché essa è una caratteristica intrinseca.