

3. IL COLORE DELLE STELLE

Introduzione alle classificazioni spettrali e al diagramma di Hertzsprung-Russell

Introduzione

Perché le stelle hanno colori diversi?

Il tentativo di rispondere a questa domanda porta alla nascita della moderna astrofisica. Ma bisogna attendere lo sviluppo della spettroscopia nell'800 per cominciare a muovere i primi passi in questa direzione.

Uno dei primi a osservare le stelle con uno spettroscopio tra il 1860 e il 1870, fu il gesuita Angelo Secchi.

Come spettroscopio Secchi usava un prisma e disegnava e colorava gli spettri a mano!

Secchi fu il primo a introdurre una classificazione stellare basata sul colore delle stelle e sulle righe presenti negli spettri.



Figura 1(sopra): uno dei telescopi usati da Angelo Secchi. **Figura 2** (accanto): alcuni degli spettri disegnati a mano da Secchi.

Questa classificazione fu sviluppata e superata, a partire dal 1890, dalla classificazione di Harvard, che rimane storicamente alla base delle classificazioni moderne.

Per comprendere come uno spettro consenta di classificare una stella è opportuno osservarne qualcuno. In figura 3 è mostrato lo spettro di Vega, mentre in figura 4 si può osservare quello di Antares¹. Come si vede gli spettri sono molto diversi. Lo spettro di Vega è spostato verso lunghezze

¹ Entrambi gli spettri sono stati acquisiti con il telescopio del Dipartimento.

d'onda minori rispetto a quello di Antares e presenta molte meno strutture. In funzione della forma dello spettro e della posizione delle strutture, che come vedremo sono dovute agli elementi chimici presenti nell'atmosfera della stella, è possibile dividere le stelle in classi.

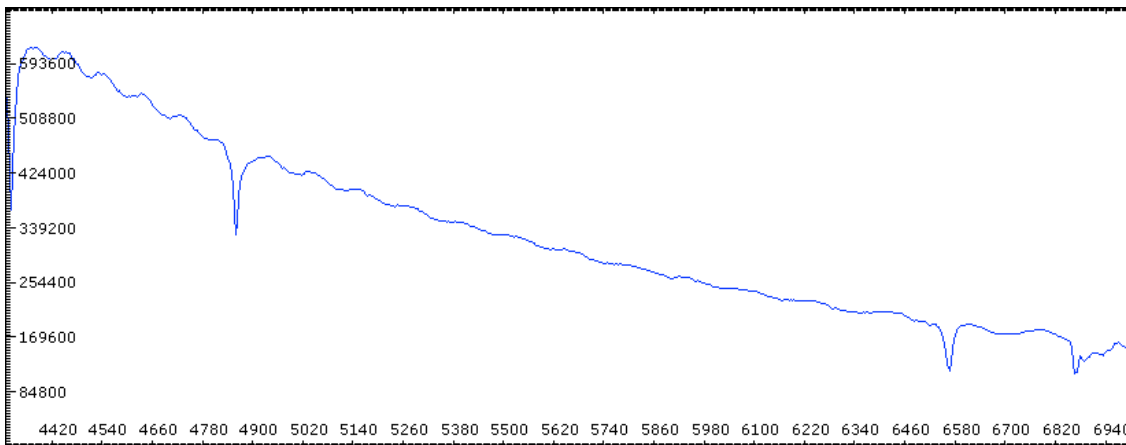


Figura 3. Spettro di Vega (in ascissa la lunghezza d'onda in Angstrom). Si può osservare uno spettro continuo con sovrapposte alcune righe di assorbimento.

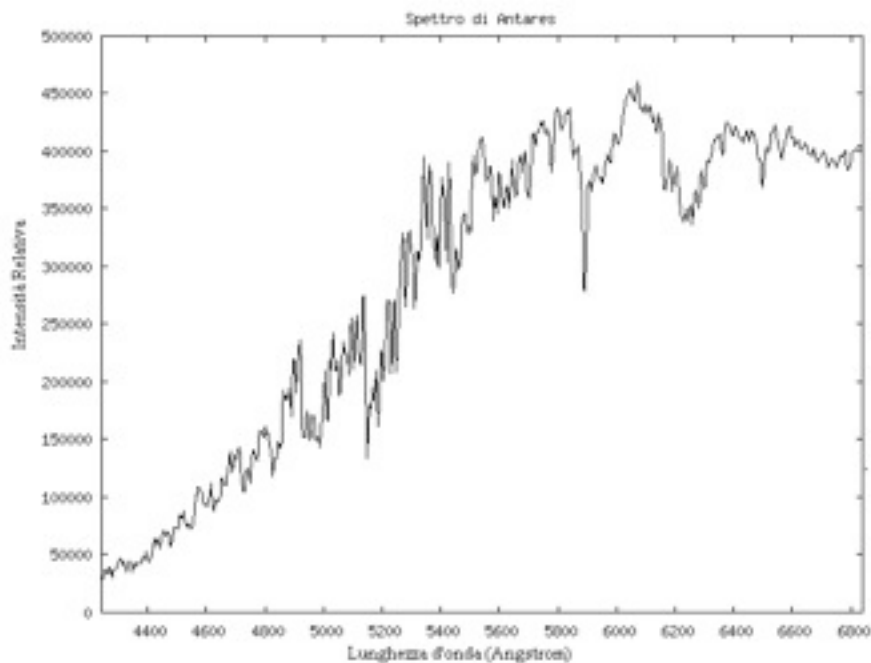


Figura 4. Spettro di Antares. Lo spettro è spostato verso lunghezze d'onda maggiori rispetto alla spettro di Vega e mostra molte più strutture in assorbimento.

3.1 Classificazioni spettrali moderne

Nel 1880, Edward C. Pickering (Harvard College Observatory) iniziò una sistematica operazione di raccolta di spettri, che furono pubblicati nel 1890 nell' *Henry Draper Catalogue of Stellar Spectra*. Negli anni seguenti, Williamina Fleming, Antonia Maury e Annie Jump Cannon, classificarono questi spettri in funzione della forma e delle righe presenti.

Andando dalle stelle più blu verso quelle più rosse, le principali classi spettrali sono classificate dalle lettere: O, B, A, F, G, K, M.

Le potete facilmente ricordare memorizzando questa frase molto cara agli astronomi (e non solo...):
“Oh, Be A Fine Girl/Guy, Kiss Me”

Solo negli anni '20, quando si sapevano molte più cose sulla composizione stellare, l'astronoma di Harvard Cecilia Helena Paine², dimostrò che questa sequenza è una sequenza in temperatura, che va dalle stelle più calde a quelle più fredde.

La classificazione di Harvard suddivide ulteriormente le varie classi in 10 sottoclassi, numerate da 0 a 9 (Es. A2, G5, etc.).

La figura 5, usando alcune stelle di catalogo, mostra un esemplare confronto tra classi da cui si vede non solo il passaggio di colore dominante, ma anche la scomparsa e la comparsa di alcune righe di assorbimento al cambiare della classe.

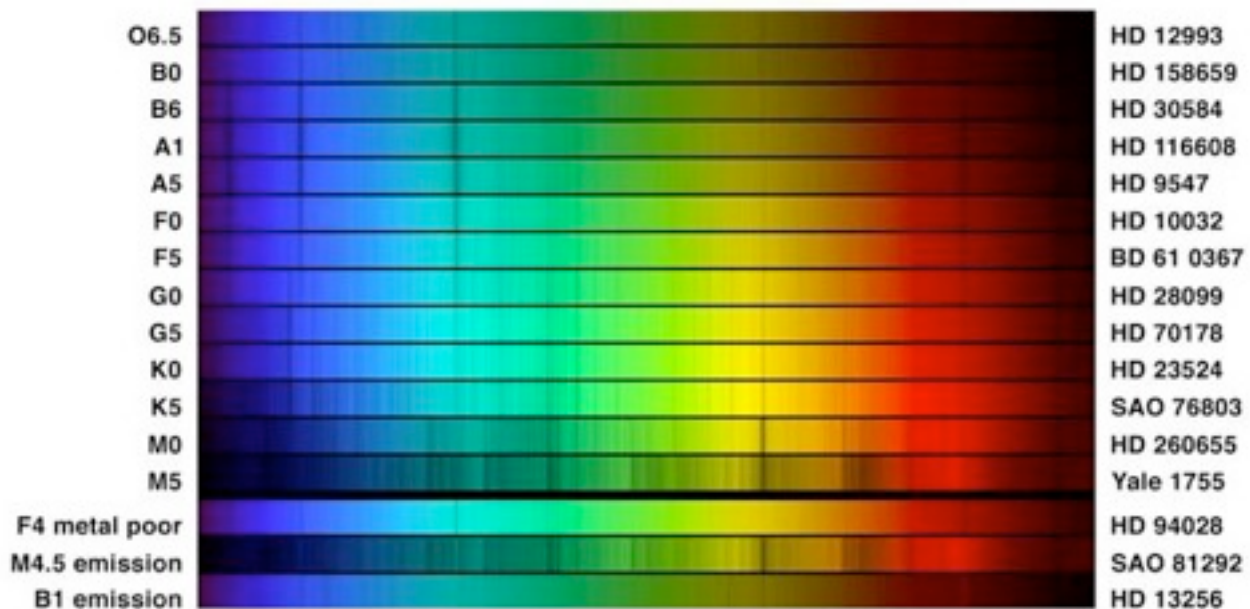


Figura 5. Confronto tra spettri di stelle appartenenti a diverse classi spettrali. E' coperta la gamma dalla classe O alla M, più alcune classi particolari. I numeri sulla destra si riferiscono al numero di catalogo delle relative stelle.

La Tabella 1 mostra sinteticamente cosa significa dal punto di vista fisico l'appartenenza alle classi principali. La Tabella racchiude una serie di informazioni preziose dal punto di vista astrofisico, alcune delle quali capiremo meglio in seguito.

Ma non finisce qui. Questa classificazione essenzialmente “mono-dimensionale” (dipendente soprattutto della temperatura) non tiene conto completamente della variazione di alcuni importanti parametri delle stelle appartenenti alla stessa classe spettrale (di Harvard).

² Avrete notato il contributo determinante delle astronome a questo lavoro...

Tabella 1. la classificazione spettrale di Harvard e le corrispondenti caratteristiche fisiche. Per il riferimento alla sequenza principale (main sequence) vedi dopo. (da: http://en.wikipedia.org/wiki/Stellar_classification)

Class	Temperature (kelvins)	Conventional color	Apparent color	Mass (solar masses)	Radius (solar radii)	Luminosity (bolometric)	Hydrogen lines	Fraction of all main sequence stars
O	≥ 33,000 K	blue	blue	≥ 16 M_{\odot}	≥ 6.6 R_{\odot}	≥ 30,000 L_{\odot}	Weak	~0.00003 %
B	10,000– 33,000 K	blue to blue white	blue white	2.1–16 M_{\odot}	1.8–6.6 R_{\odot}	25–30,000 L_{\odot}	Medium	0.13%
A	7,500– 10,000 K	white	white to blue white	1.4–2.1 M_{\odot}	1.4–1.8 R_{\odot}	5–25 L_{\odot}	Strong	0.6%
F	6,000– 7,500 K	yellowish white	white	1.04–1.4 M_{\odot}	1.15–1.4 R_{\odot}	1.5–5 L_{\odot}	Medium	3%
G	5,200– 6,000 K	yellow	yellowish white	0.8–1.04 M_{\odot}	0.96– 1.15 R_{\odot}	0.6–1.5 L_{\odot}	Weak	7.6%
K	3,700– 5,200 K	orange	yellow orange	0.45–0.8 M_{\odot}	0.7–0.96 R_{\odot}	0.08–0.6 L_{\odot}	Very weak	12.1%
M	≤ 3,700 K	red	orange red	≤ 0.45 M_{\odot}	≤ 0.7 R_{\odot}	≤ 0.08 L_{\odot}	Very weak	76.45%

In particolare ci sono stelle che - a parte piccole variazioni nell'intensità delle righe - pur appartenendo alla stessa classe spettrale hanno luminosità molto diverse.

Nel 1943, William Wilson Morgan, Philip C. Keenan e Edith Kellman dell'Osservatorio di Yerkes, introdussero un nuovo tipo di classificazione, basato anche su questo parametro. Questo schema fu poi chiamato MK nel 1953.

Questo secondo parametro di classificazione, indicato con numeri romani, è legato dal punto di vista fisico al raggio delle stelle (e quindi alle condizioni di densità e pressione).

Lo schema bidimensionale indicativo di questa classificazione è mostrato nella Figura 6, il cui significato approfondiremo in seguito. Secondo questo schema, il Sole, in particolare, appartiene alla classe G2V.

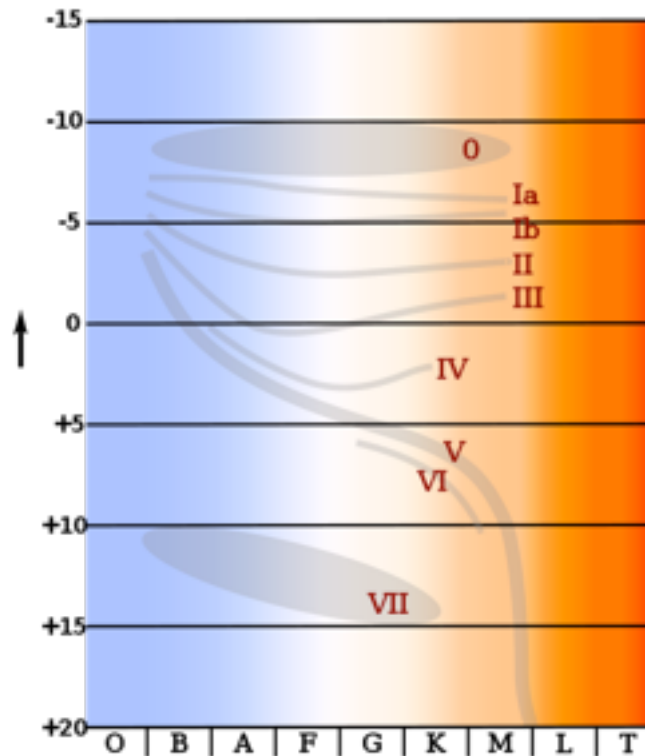


Figura 6. Schema di classificazione di Morgan-Keenan. In ascissa le classi spettrali del sistema di Harvard, in ordinata le magnitudini assolute (direttamente collegate alle luminosità - luminosità crescenti verso l'alto).

Man mano che la nostra conoscenza delle stelle si è estesa e approfondita, le classificazioni moderne hanno introdotto ulteriori classi e sottoclassi (che probabilmente studierete in futuro).

E' bene sottolineare che queste classificazioni possono essere fatte (e in parte sono state storicamente fatte) semplicemente osservando e confrontando gli spettri, senza la necessità di comprendere le condizioni che ne sono all'origine.

Un passaggio importante dal punto di vista astrofisico è però *capire* quali sono le condizioni fisiche che danno origine agli spettri e a spettri diversi.

3.2 La fisica delle stelle

E' noto che corpi riscaldati emettono luce e che il loro colore è in qualche maniera legato alla temperatura.

Per i corpi che emettono come un corpo nero esiste una relazione precisa tra la lunghezza d'onda a cui avviene la massima emissione λ_m e la temperatura T. E' la legge di spostamento di Wien:

$$\lambda_m \cdot T = 2.9 \cdot 10^{-3} (m \cdot K) \quad (1)$$

Ve la scrivo con la costante approssimata, che rende più facile fare delle stime.

Si vede facilmente che a 1 K l'emissione massima è a circa 3 mm e che un corpo emette soprattutto nel verde, a 500 nm - circa il massimo di sensibilità dell'occhio umano - se la sua temperatura è di circa 6.000 K.

Noi assumiamo (e sappiamo dagli spettri, vedi dopo) che le stelle emettono con buona approssimazione come corpi neri.

Che un corpo luminoso emetta come un corpo nero può sembrare strano. Ma, senza entrare nel dettaglio può essere utile ricordare che un corpo nero è un corpo in equilibrio termico con la radiazione. La radiazione proveniente dalle stelle viene generata dalle reazioni nucleari all'interno (sotto forma di fotoni gamma di alta energia). Questi fotoni impiegano oltre 100.000 anni per arrivare in superficie in quanto interagiscono fortemente col denso gas ionizzato (plasma) che costituisce la stella. Intanto, man mano che si allontanano dal centro, entrano in equilibrio termico con gli strati più esterni sempre più freddi.

Quando fuoriescono sono in equilibrio termico con gli strati superficiali.

L'assunzione di corpo nero e la conseguente applicazione della (1) permette immediatamente di capire che il passaggio di colore dal blu verso il rosso e quindi il passaggio di classe spettrale (O, B, etc.) è un passaggio di temperatura superficiale: dalle temperature più alte a quelle più basse.

Inoltre, la misura del massimo della curva di corpo nero permette anche di fare una stima di temperatura, come avete visto nella Tabella 1.

Parliamo di stima. Infatti l'assunzione di corpo nero è una approssimazione. per cui, quando si misura la temperatura con la (1) si parla di **temperatura effettiva**, T_{eff} cioè la temperatura che avrebbe la superficie della stella se emettesse esattamente come un corpo nero.

Un'altra equazione importante che vale per il corpo nero è quella di Stefan-Boltzmann:

$$L = A \cdot \sigma \cdot T^4$$

(σ , costante di Stefan-Boltzmann = $5.7 \cdot 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}$)

che fornisce la luminosità totale (potenza) emessa da un corpo nero di area A.

Se consideriamo la stella come una sfera di raggio R, abbiamo:

$$L = 4\pi \cdot R^2 \cdot \sigma \cdot T^4 \tag{2}$$

Da questa semplice relazione si capisce come stelle che hanno la stessa temperatura, e quindi appartengono alla stessa classe spettrale di Harvard, possano avere luminosità differenti. Tutto dipende dal raggio!

Se riguardate la Figura 6, le stelle appartenenti alle classi più basse (II, III, etc.) sono stelle "giganti" rispetto al Sole (V) che appartiene alle "nane"...

Che la forma -generale - dello spettro non dipenda dal raggio lo si capisce scrivendo la dipendenza della Luminosità (e quindi del flusso) dalla lunghezza d'onda che si ottiene dall'espressione della legge di Planck integrando sull'angolo solido e sulla superficie della stella:

$$L(\lambda) = 2\pi^2 R^2 \cdot \frac{2hc^2 / \lambda^5}{e^{\frac{hc}{\lambda KT}} - 1} \quad (3)$$

L'andamento è proprio quello della legge di Planck per un fattore costante che dipende dal raggio. (ricordiamo: $h = 6.6 \cdot 10^{-34}$ J·s ($4.1 \cdot 10^{-15}$ eV·s), $K = 1.4 \cdot 10^{-23}$ J/K ($8.6 \cdot 10^{-5}$ eV/K), $c = 3 \cdot 10^8$ m/s). Integrando la (3) su λ si ottiene la (2).

La forma della (3) descrive proprio l'andamento generale degli spettri, che dipende solo dalla temperatura.

L'andamento teorico è mostrato in Figura 7 per alcune temperature.

Come vedete l'emissione avviene in un ampio intervallo di lunghezze d'onda e non solo alla lunghezza d'onda data dalla (1) che corrisponde al massimo dell'emissione.

Per questo motivo la questione del colore di una stella è una questione un pò più complessa e il colore percepito dipende da come l'occhio risponde alle varie componenti in lunghezza d'onda presenti nello spettro.

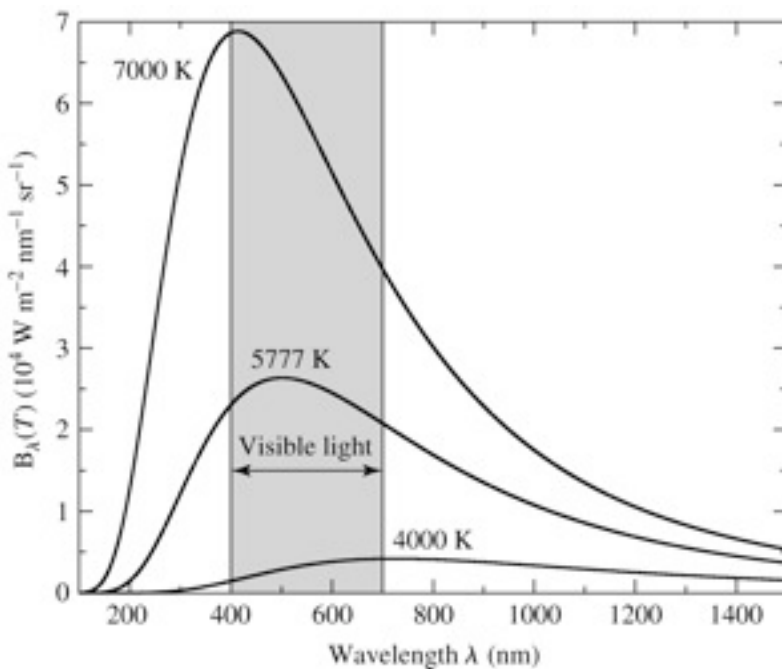


Figura 7. Spettro di corpo nero a diverse temperature

A esempio, il Sole ha un massimo di emissione a circa 500 nm, che corrisponde al verde, ma non lo vediamo verde! (così come non osserviamo nessuna stella verde). A causa dell'emissione come un corpo nero il Sole emette anche nel blu e nel rosso e l'occhio percepisce questa miscela di colori come un bianco-giallo.

Ora, affinché queste transizioni avvengano è necessario che l'atomo di idrogeno sia in uno stato eccitato, con l'elettrone nel livello 2 e non nello stato fondamentale ($n=1$). Questo può avvenire solo in certe condizioni di temperatura. Se la temperatura è troppo alta gli atomi di idrogeno sono prevalentemente ionizzati e non abbiamo elettroni disponibili per effettuare la transizione. Per questo, se osservate attentamente la figura 5, potete notare che queste righe di assorbimento sono molto deboli negli spettri delle stelle più calde, di tipo O e B.

Viceversa, a temperature molto basse, l'elettrone è prevalentemente nello stato fondamentale e quindi non può generare la serie di Balmer. Per questo motivo, sempre in figura 5, potete notare che spostandosi verso i tipi spettrali G, K, M, le righe di questa serie diventano via via più deboli.

D'altro canto nelle stelle più fredde altri elementi, come a esempio il Calcio e il Ferro, sono nello stato di ionizzazione giusta per aver transizioni nel visibile e possono formarsi anche molecole, come l'ossido di Titanio (TiO), che presentano delle bande di assorbimento, visibili a esempio nello spettro di Antares (fig.4).

Da questi brevi cenni si può comprendere come anche la presenza o assenza di certe righe di assorbimento sia un forte indicatore delle condizioni di temperatura. E infatti le stelle possono essere classificate spettralmente osservando (e analizzando) solo le righe di assorbimento, senza misurare necessariamente il continuo di corpo nero.

Anche la classificazione secondo MK può essere fatta solo analizzando le righe, senza necessariamente conoscere la luminosità (che richiede una misura di flusso e di distanza). Infatti, a esempio, le stelle giganti hanno condizioni diverse di densità e pressione rispetto alle stelle nane. E questo si riflette sulla forma delle righe.

Si comprende quindi che anche solo l'analisi spettroscopica delle righe presenti in uno spettro consente una attribuzione, per quanto indicativa, di luminosità e quindi di magnitudine assoluta. Con questa attribuzione e con una misura di magnitudine apparente si può risalire alla distanza.

Questa tecnica, chiamata della **parallasse spettroscopica**, è una delle tecniche usate per la misura delle distanze stellari.

3.3 Il diagramma di Hertzsprung-Russell

Tra il 1910 e il 1913, l'astronomo e chimico danese Ejnar Hertzsprung e l'astronomo americano Henry Norris Russell stabilirono che esisteva una correlazione molto forte tra il tipo spettrale e la magnitudine assoluta delle stelle. Russell disegnò una rappresentazione grafica di questa correlazione, realizzando il diagramma mostrato in figura 9. Da allora i diagrammi di questo tipo sono chiamati di Hertzsprung-Russell (si pronuncia Hertzsprung-*Russell*) o più semplicemente HR.

Perché accade questo?

Per riuscire a comprenderlo è utile rappresentare il diagramma HR in termini di quantità fisiche.

Poiché le classi spettrali (in ascissa) sono legate alla temperatura e le magnitudini assolute alla luminosità, il diagramma HR è in realtà un diagramma Luminosità-Temperatura.

La figura 10 mostra proprio un diagramma di questo tipo ottenuto usando un certo numero di stelle nelle vicinanze del Sole. È consuetudine che le scale siano logaritmiche, in quanto temperatura e luminosità coprono molti ordini di grandezza, e la luminosità sia espressa in multipli della luminosità del Sole. Inoltre, per consuetudine, la temperatura è crescente verso sinistra.

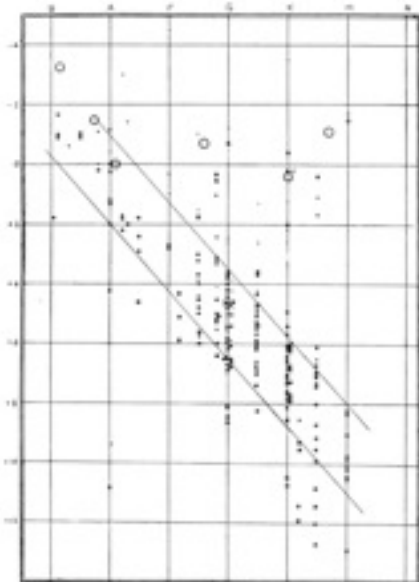


Figura 9. Il diagramma originale di Russell (*Nature*, 1914). In ascissa le classi spettrali, in ordinata le magnitudini assolute. La maggior parte delle stelle si dispone lungo una fascia che attraversa diagonalmente il diagramma.

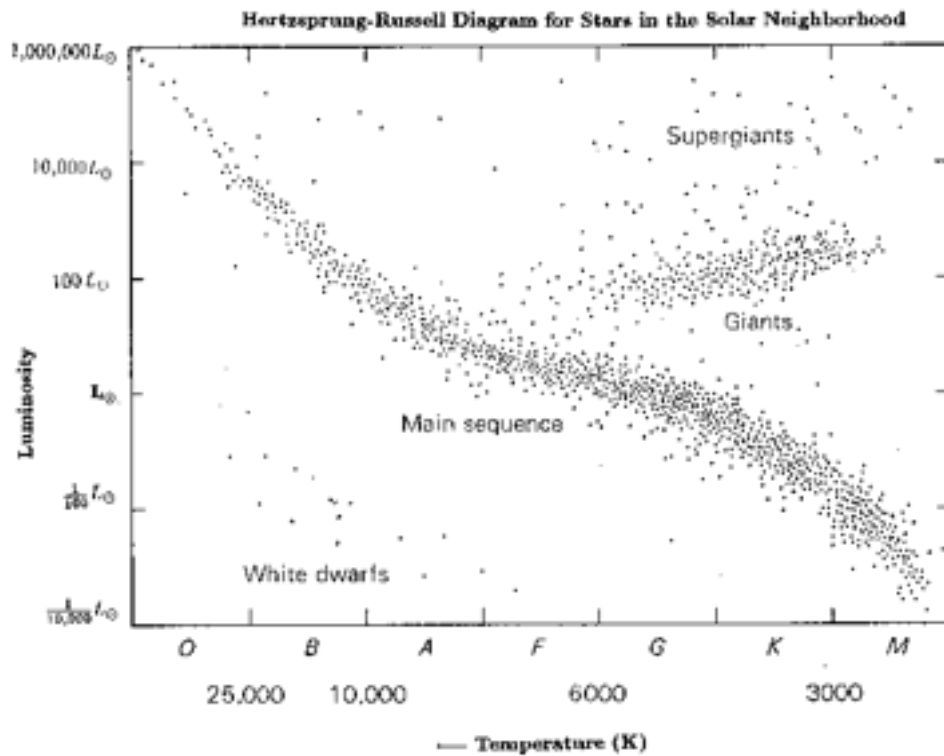


Figura 10. Diagramma HR di un campione di stelle vicine al Sole

Come nel diagramma HR originale è evidente una fascia centrale (sequenza principale) e altri raggruppamenti (supergiganti, giganti e nane bianche).

Se prendiamo il logaritmo della (2), che lega proprio luminosità e temperatura, otteniamo:

$$\log L = 4 \log T + 2 \log R + C$$

Se R potesse variare arbitrariamente tutto il piano del diagramma sarebbe occupato (avremmo infinite rette $\log L - 4 \log T$ che attraversano il diagramma, tutte parallele tra loro). In vece non è così. Il diagramma HR mostra in maniera evidente che ci sono dei forti vincoli sui raggi.

La sequenza principale, in particolare, si avvicina molto a una retta $\log L - \log T$. Poiché la maggior parte delle stelle (oltre l'80%) giace sulla sequenza principale, ciò implica che per la maggior parte delle stelle esiste un intervallo relativamente limitato di raggi possibili.

Se si fanno i conti si vede che la maggior parte dei raggi delle stelle della sequenza principale sono compresi tra circa $0.1 R_{\odot}$ e $20 R_{\odot}$ (anche se ci sono raggi che arrivano fino a $90 R_{\odot}$ e oltre).

La struttura del diagramma HR può essere compresa solo facendo riferimento all'evoluzione stellare. Una cosa che gli astrofisici ci hanno messo molto tempo a capire - fino a un certo punto... infatti la studiano ancora! - e che incontrerete più in là nel corso dei vostri studi.

In estrema sintesi:

quando le stelle si accendono - iniziano le reazioni di fusione nucleare - finiscono in un certo punto della sequenza principale. Il punto dipende principalmente dalla massa e dalla composizione chimica³. Restano nella sequenza principale - dove bruciano idrogeno - per un tempo più o meno lungo: le stelle più fredde (tipi spettrali a destra) per molti miliardi di anni (anche centinaia), quelle più calde (tipi spettrali a sinistra) anche solo pochi milioni di anni.

Quello che succede dopo dipende in maniera critica dalle masse della stella e anche da molti altri fattori, di cui alcuni molto "locali", come la presenza di compagne in sistemi binari o multipli, etc.

Una stella come il Sole resta sulla sequenza principale per circa 10 miliardi di anni (ci restano altri 5 miliardi di anni...). Poi inizia a bruciare elio e si sposta nel ramo delle giganti. Quindi si sposta a sinistra e in basso del diagramma fino alla zona delle nane bianche, stelle molto dense piccole e calde in cui sono terminate le reazioni nucleari.

la figura 11 mostra in maniera molto schematica - per quello che ne sappiamo - il viaggio del Sole attraverso il diagramma HR, fino al suo progressivo e inesorabile raffreddamento.

Per stelle di diversa massa le cose possono essere molto più complicate, con notevoli zig-zag soprattutto nella parte alta a destra del diagramma.

In ogni caso, le zone più fittamente popolate del diagramma HR sono quelle in cui le stelle trascorrono la maggior parte del loro tempo: poiché noi osserviamo statisticamente le stelle in tutte le fasi possibili della loro evoluzione abbiamo più probabilità di osservarle nelle fasi in cui permangono di più.

³ Ciò consegue dal "teorema" di Vogt-Russell secondo il quale: la massa e la composizione di una stella determinano univocamente il suo raggio, luminosità e struttura interna così come la sua evoluzione successiva.

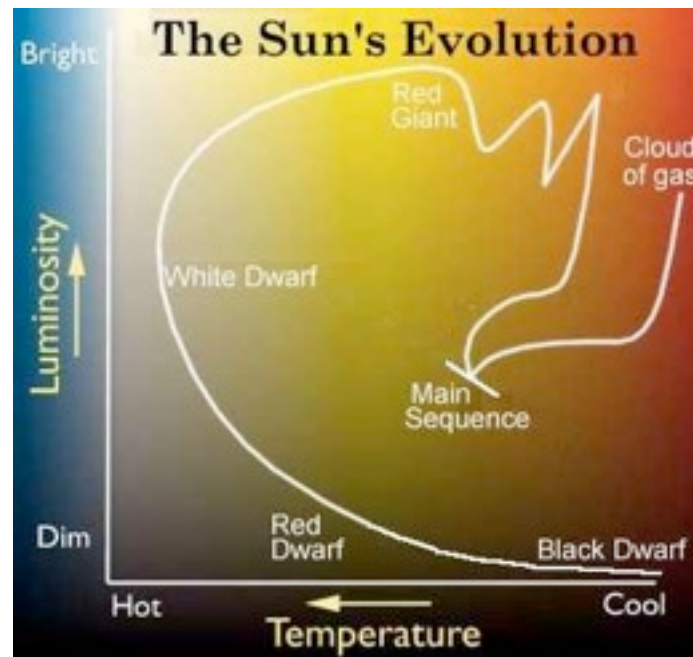


Figura 11. Evoluzione schematica del Sole nel diagramma HR.

3.4 Gli indici di colore

Il diagramma HR, che come abbiamo visto è, dal punto di vista fisico, un diagramma Temperatura-Luminosità, può essere costruito a partire da grandezze sperimentali. In alcuni casi queste grandezze sono ricavabili *esclusivamente* da misure di flusso.

A causa dell'emissione di corpo nero, il *rapporto* tra i flussi a due diverse lunghezze d'onda dipende solo dalla *forma* della curva, e quindi da T, e non dal suo valore assoluto.

Se misuriamo il flusso di una stella in due diverse bande fotometriche, a esempio in banda B e in banda V, la differenza B-V, dalla definizione di magnitudine, fornisce proprio un rapporto tra i flussi:

$$B - V = 2.5 \log \frac{F_V}{F_B} + C$$

che dipende solo dalla temperatura (nella costante C sono incorporate le due costanti di calibrazione nelle due bande fotometriche).

Questa quantità si chiama: **indice di colore**.

Guardando la figura 7, si vede che una stella più calda emette più in B che in V, pertanto la quantità B-V sarà più piccola che per una stella più fredda (ricordiamo che flussi maggiori corrispondono a magnitudini minori).

Pertanto la quantità B-V è un indice diretto della temperatura e quindi del colore della stella. Stelle più fredde, e più rosse, hanno indice di colore maggiore di stelle più calde e più blu.

Si possono costruire indici di colore anche usando altre bande fotometriche (a es. U-B) anche se il B-V è quello più diffuso.

Se in un diagramma HR si usa in ascissa l'indice di colore e in ordinata la magnitudine assoluta (invece della Luminosità), si ottiene un **diagramma colore-magnitudine**. I diagramma HR sperimentali sono in genere tutti diagrammi colore-magnitudine.

Ovviamente per conoscere la magnitudine assoluta è necessario conoscere, oltre alla magnitudine apparente, anche la distanza.

Ma ci sono casi in cui questo non è necessario.

Nel caso degli ammassi stellari sappiamo che tutte le stelle dell'ammasso sono (all'incirca) alla stessa distanza⁴. In questo caso tutte le stelle hanno lo stesso modulo di distanza e quindi a stessa differenza tra magnitudine apparente e magnitudine assoluta (vedi il capitolo sulle magnitudini).

Pertanto, nel caso degli ammassi stellari, possiamo costruire il diagramma colore-magnitudine effettuando solo due misure di flusso e riportando la magnitudine apparente (in genere misurata in banda V) in funzione dell'indice di colore (B-V).

Confrontando questi diagrammi con un diagramma colore-magnitudine di riferimento, ottenuto da un campione di stelle di cui si è misurata la distanza e quindi si conosce la magnitudine assoluta, è possibile ottenere indicazioni molto buone sull'età e la distanza dell'ammasso.

La figura 12 riporta il diagramma colore-magnitudine per un certo numero di ammassi. Dal punto in cui le stelle dell'ammasso abbandonano la sequenza principale (*main sequence turn-off*) è possibile stimare con buona precisione l'età dell'ammasso: gli ammassi più vecchi hanno un turn off a indice di colore maggiore rispetto agli ammassi più giovani. Infatti in questi ultimi solo le stelle più calde, che restano nella sequenza principale solo pochi milioni di anni, hanno avuto il tempo di abbandonare la sequenza principale.

⁴ Gli ammassi stellari possono essere aperti o globulari. In ogni caso si tratta di stelle che hanno avuto origine da una stella nube molecolare, sono gravitazionalmente legate tra loro e le loro distanze relative sono in genere trascurabili rispetto alla distanza tra il Sole e l'ammasso.

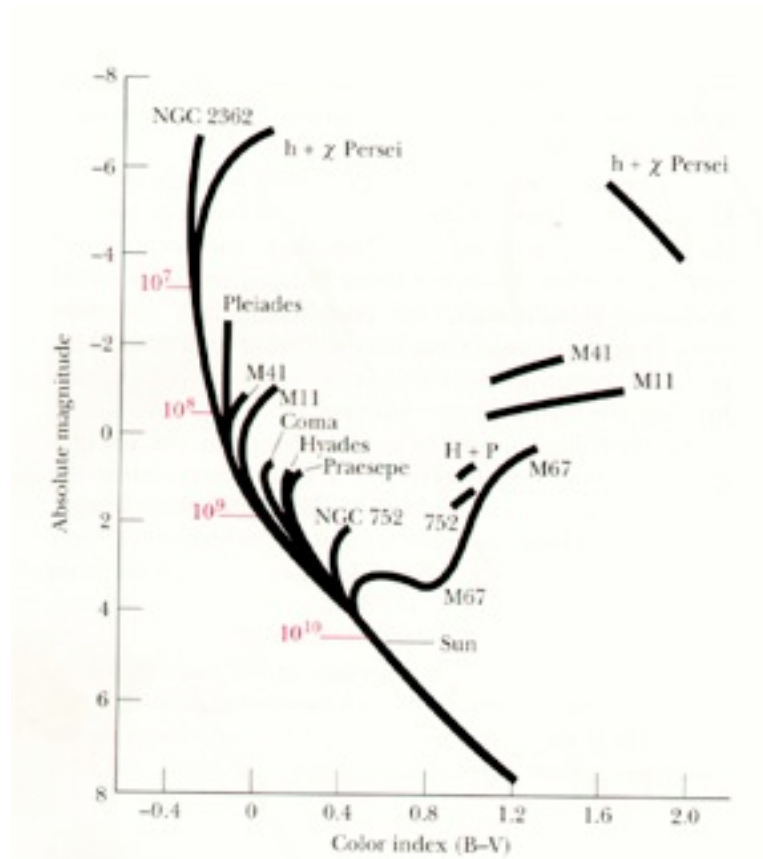


Figura 12. Diagrammi Colore-Magnitudine per una serie di ammassi stellari. In rosso una stima dell'età dell'ammasso, legata al punto della sequenza principale in cui le stelle iniziano a spostarsi verso il ramo delle giganti (fine della combustione dell'idrogeno).

La figura 13 riporta il diagramma colore-magnitudine dell'ammasso aperto delle Pleiadi (M 45), un ammasso giovane in cui quasi tutte le stelle sono ancora nella sequenza principale. Confrontando questo diagramma con quello di figura 14, che riporta un numero molto elevato di stelle, misurate dal satellite Hipparcos, si nota come si può confrontare la magnitudine assoluta del diagramma standard con quella apparente di M 45 e ottenere una stima del modulo di distanza, e quindi della distanza dell'ammasso.

A un livello più raffinato questa tecnica richiede lo sviluppo di un modello evolutivo delle stelle dell'ammasso (basato su di una serie di ipotesi di partenza, in particolare per quanto riguarda la composizione chimica della nube molecolare di partenza) fino alla costruzione di una sequenza principale teorica per le stelle di quell'ammasso (indice di colore - magnitudine assoluta). Dopo di che questa sequenza viene confrontata con quella misurata (*fitting* di sequenza principale) per ottenere il modulo di distanza dell'ammasso.

Con questa tecnica si ottengono stime di distanza decisamente più precise rispetto alla “rozza” tecnica del confronto precedentemente indicata.

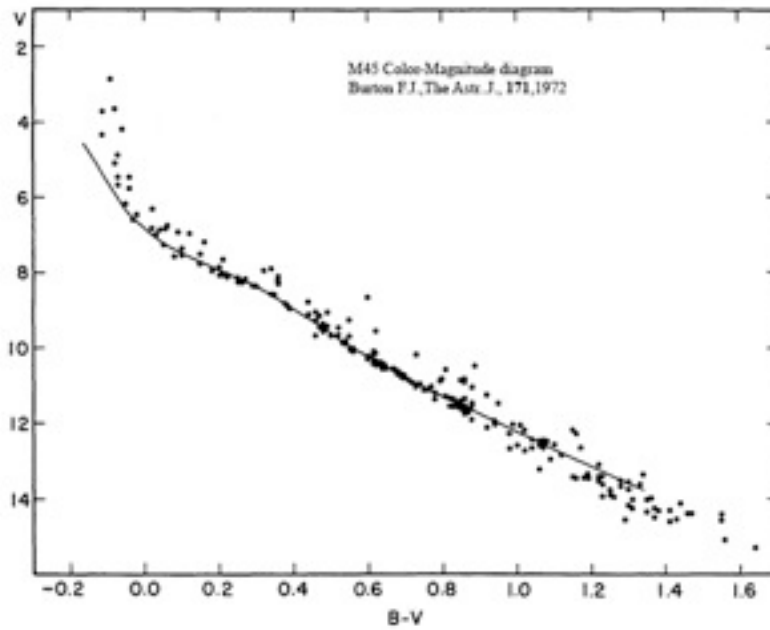


Figura 13. Diagramma Colore-Magnitudine per l'ammasso stellare delle Pleiadi (M 45).

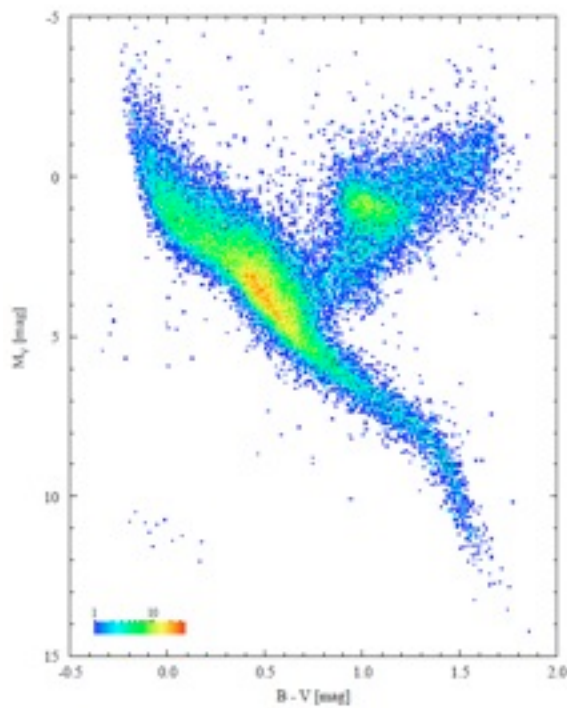


Figura 14. Diagramma Colore-Magnitudine standard ottenuto per un numero molto elevato di stelle misurate dal satellite Hipparcos.

3.5 Spettroscopi (cenni)

Per ottenere uno spettro è necessario separare la radiazione em nelle sue componenti in lunghezza d'onda (o in frequenza).

Ciò tipicamente viene fatto o con un prisma o con un reticolo di diffrazione.

Per le loro caratteristiche ottiche e per la relativa facilità di realizzazione, attualmente la maggior parte degli spettroscopi è basata su reticoli.

Un reticolo di diffrazione (in trasmissione o in riflessione) è costituito da una serie di linee parallele incise su di un substrato. Il suo parametro principale è proprio la densità di linee per unità di lunghezza, espresso in **linee/mm**.

Tipicamente i reticoli vanno da poche centinaia di linee/mm a molte migliaia di linee/mm.

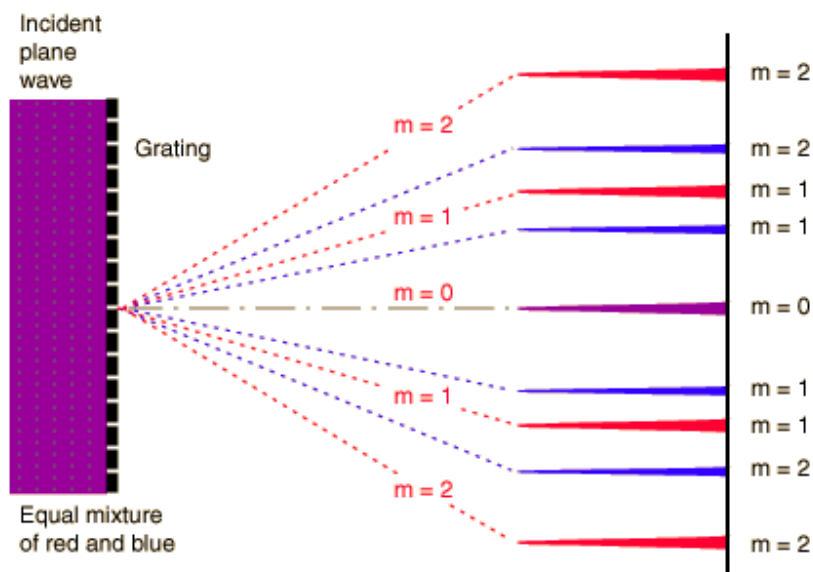
L'equazione del reticolo:

$$m\lambda = d \sin \vartheta$$

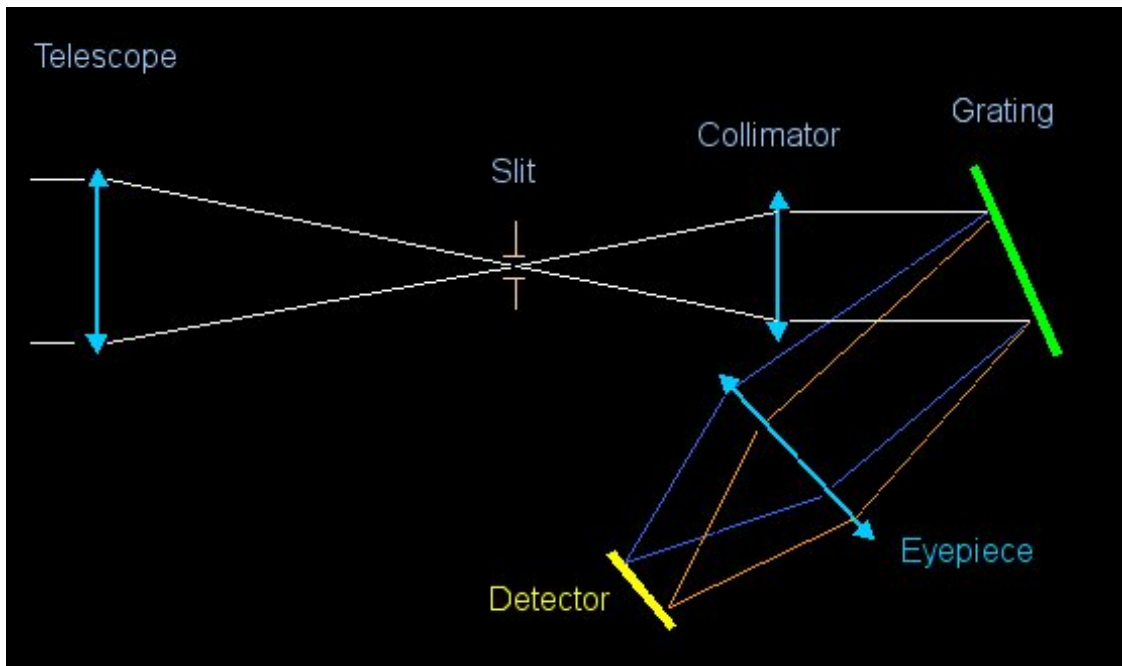
stabilisce la relazione tra la lunghezza d'onda λ e l'angolo θ a cui viene diffratta.

d è il passo del reticolo (distanza tra due linee) ed m l'ordine di diffrazione.

Nella figura che segue è mostrata questa relazione per un'onda incidente composta da due lunghezze d'onda.

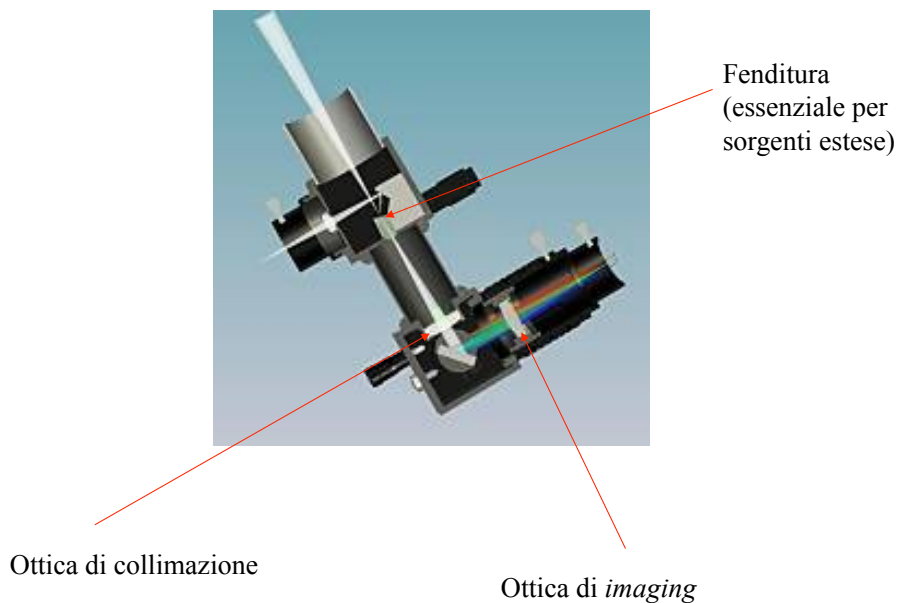


Nella figura seguente è mostrato un semplice schema ottico, che in questo caso utilizza un reticolo a riflessione.



Il soggetto (la stella) è messa a fuoco su di una fenditura, la luce viene poi collimata (con una lente) e inviata sul reticolo. Un successivo elemento ottico mette a fuoco le varie lunghezze d'onda sul piano focale, dove tipicamente è installato un rivelatore.

Una realizzazione pratica di questo schema è mostrata nella figura sotto, che riporta lo schema ottico dello spettroscopio “Dados” della Baader Instruments, usato qui da noi in Dipartimento.



Dal punto di vista sperimentale i parametri più rilevanti di uno spettroscopio sono i seguenti:

La **Dispersione D**:

$$D = \frac{\Delta\theta}{\Delta\lambda} = \frac{m}{d \cos\theta}$$

che indica quanto sono separate angularmente due righe vicine. Per avere un'elevata dispersione le righe devono essere vicine (d piccolo) e occorre osservare a un ordine elevato.

La **dispersione lineare**:

$$\frac{\Delta\lambda}{\Delta\theta f_2}$$

in cui f_2 è la lunghezza focale del secondo elemento ottico, che mette a fuoco sul piano focale, fornisce l'intervallo di lunghezze d'onda che cade su di un mm di rivelatore (se f è espressa in mm). E' una quantità pratica molto utile in quanto mette in corrispondenza la risoluzione spaziale del rivelatore con la risoluzione dello spettroscopio.

Il **potere risolvente** (il suo inverso, la **risoluzione**):

$$R = \frac{\lambda_0}{\Delta\lambda} = Nm$$

in cui N è il numero di linee colpito dal fascio di luce. La risoluzione ci dice quanto sono larghe le righe: più piccola è la risoluzione più le righe sono strette. In questo modo possiamo risolvere righe molto vicine.

Si vede che aumentato l'ordine di diffrazione aumenta il potere risolvente e che si deve fare in modo che il fascio colpisca il numero più elevato di linee.