

ALMA Mater Studiorum – Università di Bologna

Scuola di Scienze
Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Astronomia

Classificazione spettrale delle stelle

Elaborato finale
30 novembre 2016

Candidato:
Marco Pesaresi

Relatore:
Prof. Daniele Dallacasa



Sessione III
Anno accademico 2015/2016

Introduzione

Lo scopo dell'elaborato è quello di presentare lo studio degli spettri stellari e della fisica che sta dietro ad essi, al fine di poter ricavare, dai dati estrapolati, una classificazione delle stelle che li hanno prodotti. Più che ad una sterile e sistematica presentazione della moderna classificazione spettrale delle stelle si è quindi cercato di dare risalto al metodo con cui è possibile costruire tale classificazione.

Dopo una rapida definizione di stella e di corpo nero, in cui vengono presentate le loro proprietà fondamentali, si passa allo studio degli spettri stellari ed in particolare all'analisi e al comportamento delle righe di assorbimento che li caratterizzano.

Vengono quindi citate le importanti equazioni di Saha e Boltzmann (sebbene non approfondite, in quanto una loro appropriata discussione avrebbe necessariamente richiesto un approfondimento eccessivo della materia).

Si passa quindi alla trattazione dell'indice di colore, quantità legata alla magnitudine, e quindi alla lunghezza d'onda con cui si osserva l'emissione di una stella.

È stato riservato poi un capitolo alla strumentazione con cui si ottengono gli spettri e ai cataloghi che sono stati sviluppati nel tempo per poterli classificare. Si giunge infine alla descrizione del diagramma H-R, che rappresenta la somma di tutte le informazioni ottenute dagli spettri stellari. Viene seguito da una tabella in cui si propone una classificazione spettrale delle stelle, nella quale sono riportate le caratteristiche fondamentali delle singole classi.

Indice

1	Definizione generali	1
1.1	Stella	1
1.2	Corpo nero	2
2	Spettroscopia	3
2.1	Spettro	3
2.2	Struttura delle righe spettrali e curva di crescita	4
2.3	Equazioni di Boltzmann e Saha (citazione)	7
2.4	Indice di colore e magnitudine	8
3	Ottenimento di uno spettro e cataloghi	10
4	Diagramma di Hertzsprung-Russel e classificazione spettrale	12
4.1	Descrizione del diagramma	12
4.2	Classificazione spettrale	14
	Bibliografia	16

Capitolo 1

Definizione generali

1.1 Stella

Una stella è un ammasso di gas autogravitante, cioè una struttura di elementi chimici allo stato gassoso e plasmatico distribuiti in strati concentrici. Ogni strato è bilanciato all'equilibrio dalla forza di gravità, la quale tende a farlo collassare verso il centro della struttura, e dalla pressione del gas, che genera una forza, contrapposta a quella gravitazionale, che tende a farlo espandere verso l'esterno. La diversità delle caratteristiche osservabili delle stelle è dovuta in larga parte alla varietà degli elementi chimici che le costituiscono, o sono ad esse correlate. L'osservazione diretta fornisce però informazioni solo sulla composizione dell'atmosfera stellare. È lo studio teorico, comunque ben supportato dai riscontri sperimentali, che consente di risalire alla struttura degli interni stellari. Gli elementi principali che costituiscono una stella sono idrogeno ed elio. Nel nostro Sole, per esempio, le attuali frazioni relative all'abbondanza degli elementi sono $X=0.70$, $Y=0.28$, $Z=0.02$, rispettivamente di idrogeno, elio e metalli (in gergo astrofisico, tutti gli elementi chimici della tavola periodica, fatta eccezione per l'idrogeno e l'elio, sono denominati "metalli"). L'evoluzione di una stella è completamente determinata dalla sua massa iniziale, in quanto ad essa sono collegati i tempi caratteristici (di collasso dinamico, di permanenza sulla sequenza principale, di durata delle reazioni termonucleari), le sue dimensioni, la temperatura dei diversi strati interni, la luminosità ed il tasso istantaneo di bruciamento del combustibile.

1.2 Corpo nero

Un corpo nero (ideale) è definito come un sistema fisico che non riflette né diffonde la radiazione che incide su di esso, ma la assorbe e la riemette completamente. L'intensità di radiazione emessa da un corpo nero ad una certa lunghezza d'onda λ è dipendente dalla sola temperatura T . Questo comportamento è descritto dalla legge di Planck:

$$B(\lambda, T) = 2 \frac{hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{-\frac{hc}{\lambda kT}} - 1} \quad [erg \cdot cm^{-3} \cdot s^{-1} \cdot sr^{-1}]$$

dove c , h e k sono rispettivamente la velocità della luce e le costanti di Planck e di Boltzmann. L'integrazione della legge di Planck su tutte le λ fornisce l'intensità totale della radiazione:

$$B(T) = AT^4 \quad [erg \cdot cm^{-2} \cdot s^{-1} \cdot sr^{-1}]$$

dove si ha $A = \frac{2k^4 \pi^4}{c^2 h^3 15}$.

Da $B(T)$ si risale semplicemente alla densità di flusso per radiazione isotropica di intensità $B(T)$:

$$F(T) = \pi B(T) = \sigma T^4 \quad [erg \cdot cm^{-2} \cdot s^{-1}]$$

Quella trovata è la nota legge di Stefan-Boltzmann (σ è la costante di Stefan-Boltzmann), dalla quale si ricava la relazione fra luminosità e temperatura (corpo nero sferico di raggio R):

$$L(T) = 4\pi R^2 F(T) = 4\pi\sigma R^2 T^4 \quad [erg \cdot s^{-1}]$$

Nell'applicazione astrofisica essa trova fondamentale impiego nella creazione del diagramma H-R, come si vedrà più avanti.

Una ulteriore, fondamentale legge, la legge di Wien, lega in modo estremamente semplice la lunghezza d'onda λ_{max} corrispondente al massimo dell'intensità della radiazione emessa dal corpo nero, alla sua temperatura T .

$$\lambda_{max} T = costante = 0.29 \quad cm \cdot K$$

Capitolo 2

Spettroscopia

2.1 Spettro

Uno spettro è l'insieme di tutta la radiazione, differenziata sulle frequenze o sulle lunghezze d'onda, emessa da un corpo nero o, più in generale, da una sorgente di radiazione. Il corpo nero reale che più si avvicina ad un corpo nero perfetto è fornito dalla radiazione cosmica di fondo (CMB, Cosmic Microwave Background), irradiante nelle microonde a temperatura $T = (2.725 \pm 0.002)K$. Lo studio degli spettri e di tutte le caratteristiche che li differenziano e li rendono peculiari prende il nome di spettroscopia.

Le stelle sono sorgenti di radiazione luminosa che si comportano, all'evidenza empirica, come dei corpi neri, sebbene non possano, nella loro struttura complessiva, essere propriamente definiti come tali. Corpo nero è ogni strato in cui la stella si può suddividere, che sia caratterizzato da una determinata temperatura. Quindi una stella è un insieme di numerosi corpi neri, solo il più esterno dei quali (la fotosfera) è osservabile. Si parla, a tal riguardo, di temperatura effettiva superficiale T_{eff} : essa è definita come la temperatura di un corpo nero che irradia con la medesima densità di flusso della stella. Tutti gli spettri di stelle osservati mostrano linee di assorbimento, ovvero bande di lunghezze d'onda la cui radiazione corrispondente è stata attenuata da processi di assorbimento. Fra questi si ricordano l'assorbimento di radiazione da parte degli elementi delle atmosfere stellari e quello dovuto ad alcune fasi del mezzo interstellare, come gas molecolare e polveri.

Mentre la riduzione di informazione luminosa da parte del mezzo interstellare risulta dannosa ai fini dello studio delle stelle, quella dovuta alle loro atmosfere è invece il principale strumento di indagine per risalire agli elementi che le popolano; è proprio grazie all'informazione contenuta nelle atmosfere che abbiamo la prova, indiretta, di tutto ciò che si conosce sui processi che danno vita alle stelle.

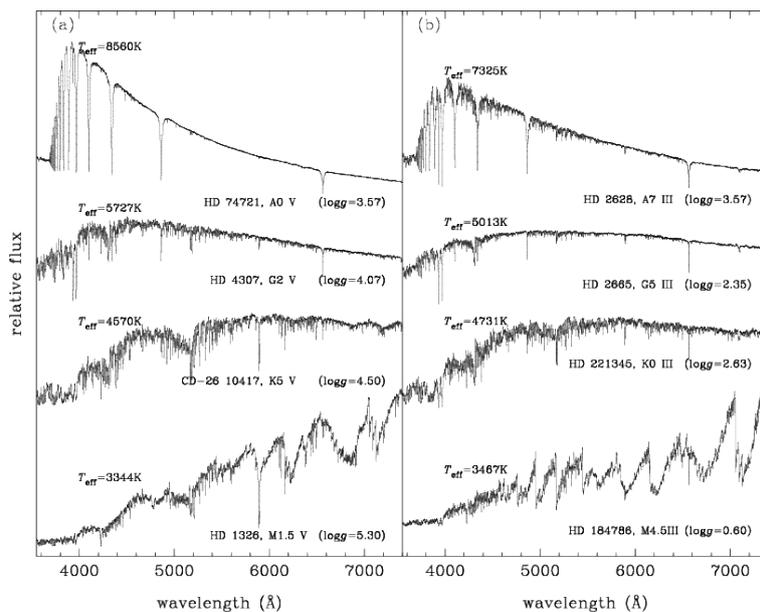


Figura 2.1: Confronto di spettri di varie classi

2.2 Struttura delle righe spettrali e curva di crescita

Le linee presenti sugli spettri stellari possono essere di due tipi: di assorbimento o di emissione. Righe di emissione le si trova solamente in spettri di stelle molto calde e dall'atmosfera rarefatta, mentre righe di assorbimento le si osserva praticamente in tutti gli spettri stellari ottenuti. La fisica legata alla presenza delle linee è ben nota: elementi o molecole i cui elettroni compiono un salto da un livello energetico superiore ad uno inferiore emettono fotoni che andranno a costituire righe di emissione su di uno spettro, mentre viceversa,

elementi i cui elettroni assorbono fotoni andando a occupare livelli energetici più elevati, provocheranno una riga di assorbimento sullo spettro. Ad ogni salto energetico fra due specifici livelli energetici corrisponderà una altrettanto specifica lunghezza d'onda del fotone coinvolto.

Una riga è costituita da una parte centrale (avvallamento del picco principale) chiamato core ($\lambda = \lambda_0$), e dalle regioni adiacenti, chiamate wings, ali. Spostandosi da λ_0 verso le ali della riga si osserva un assorbimento via via inferiore, correlato alla profondità sempre maggiore a cui esso avviene all'interno dell'atmosfera stellare. La profondità della riga è data dalla differenza $1 - \frac{F(\lambda)}{F(c)}$, dove $\frac{F(\lambda)}{F(c)}$ corrisponde all'intensità della riga rispetto al continuo. Per misurare l'intensità della riga si fa utilizzo della larghezza equivalente W , un valore che corrisponde alla larghezza di un rettangolo di pari altezza e pari area della riga, definito come:

$$W = \int \frac{F(c) - F(\lambda)}{F(c)} d\lambda \quad [cm]$$

Le righe di assorbimento non appaiono perfettamente localizzate sul preciso valore matematico della lunghezza d'onda corrispondente alla relativa transizione: le ali infatti si allargano sulle limitrofe bande di lunghezze d'onda, ed esistono tre principali motivi alla base di questo fenomeno.

Il primo è l'allargamento intrinseco, dovuto alla restrizione data dal principio di indeterminazione di Heisenberg ($\Delta E \Delta t \approx \hbar$). L'ordine è di circa 10^{-4}Å , nella maggior parte dei casi completamente trascurabile.

Il secondo è l'allargamento Doppler, dovuto all'agitazione termica degli atomi all'interno del gas. Lo spostamento di alcuni di essi verso l'osservatore e di altri in direzione opposta, porta i primi ad assorbire radiazione più rossa di quella corrispondente al valore centrale della riga, e i secondi ad assorbire radiazione più blu. L'ordine di grandezza è di circa $0.1 - 1 \text{Å}$, quindi non è trascurabile, ma anzi estremamente incidente sull'aspetto della riga. I suoi effetti sono maggiori nel core e si attenuano allontanandosi da esso. Ad incrementare l'effetto Doppler dell'allargamento della riga possono intervenire altri contributi aggiuntivi, come il moto turbolento, riguardante il gas su larga scala. Questo contributo specifico è rilevante su stelle giganti e supergiganti.

Il terzo è l'allargamento collisionale, provocato dalle modifiche degli orbitali

atomici in seguito alle singole collisioni con altri atomi o ioni. L'allargamento statistico dovuto alle molteplici collisioni in dipendenza del numero di atomi è detto allargamento di pressione. L'ordine di grandezza è lo stesso dell'allargamento intrinseco e quindi quasi sempre risulta trascurabile.

La somma dell'allargamento intrinseco e collisionale fornisce il "damping profile", o profilo di smorzamento. A sua volta, la somma del profilo di smorzamento con quello dovuto all'effetto Doppler fornisce il profilo di Voigt.

La spiegazione del fenomeno dell'allargamento non è completa, poiché vi è una ulteriore dipendenza dall'abbondanza di atomi capaci di compiere un certo tipo di transizione elettronica. Dati N atomi di un certo elemento posti sopra un'unità di superficie della stella, la frazione di N che è in grado di effettuare la transizione relativa ad una certa riga è data da N_a (N attivi). Dal momento che le transizioni non sono tutte equiprobabili, si parametrizza con f la probabilità ad esse associate (per l'atomo di idrogeno si ha, per esempio, la transizione H_α parametrizzata da $f = 0.637$ e quella H_β da $f = 0.119$). All'aumentare di N_a il core della riga diventa sempre più profondo, sino a raggiungere la completa opacità per quella determinata radiazione (livello di saturazione). Durante questa fase le wings non vengono sensibilmente interessate da alcun tipo di variazione. Tuttavia, all'ulteriore crescere di N_a , cresce anche il contributo delle wings, e di conseguenza la larghezza equivalente W della riga aumenta. Questo processo è riportato dal grafico della curva di crescita della W .

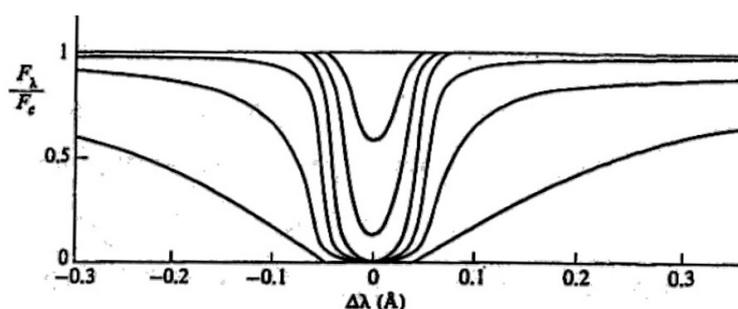


Figura 2.2: Saturazione e crescita della riga

Il confronto fra la curva teorica ricavata per un determinato elemento, a determinate condizioni di pressione e temperatura, e la curva ottenuta dalle

osservazioni fornisce l'effettiva abbondanza dell'elemento. La curva può essere costruita in base ad una specifica riga spettrale al variare dell'abbondanza dell'elemento oppure prendendo in considerazione più righe spettrali dello stesso elemento. Dal valore del logaritmo di W/λ , tramite la curva si giunge al valore corrispondente del logaritmo di $N_a f \lambda / \lambda_0$, dal quale si ricava N_a , che andrà a fornire valori utili al posizionamento della stella all'interno della classificazione spettrale.

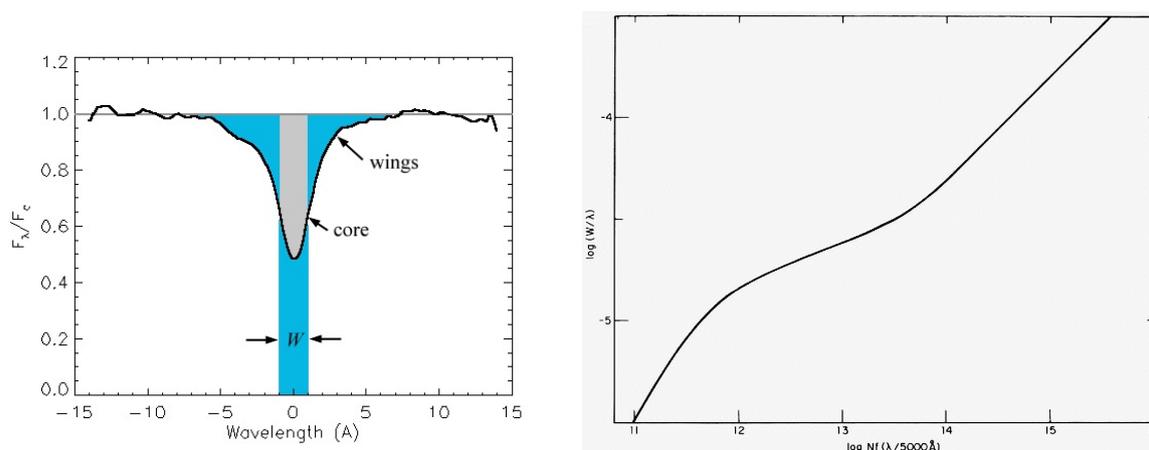


Figura 2.3: Riga con W equivalente e curva di crescita di W

2.3 Equazioni di Boltzmann e Saha (citazione)

Per comprendere le differenze osservate negli spettri di stelle con diverse T_{eff} bisogna saper legare la temperatura stessa all'emissione e all'assorbimento degli elementi nelle atmosfere stellari. Le due equazioni che forniscono tale informazione sono l'equazione di Boltzmann e di Saha.

L'equazione di Boltzmann fornisce, fissata una specie chimica, il rapporto fra il numero di atomi $N(b)$ che si trovano al livello di eccitazione b rispetto al numero $N(a)$ di quelli che si trovano al livello di eccitazione a . Nella sua formulazione più generale fornisce il numero di atomi in un dato livello di eccitazione rispetto al numero statistico di tutti i possibili stati di eccitazione.

L'equazione di Saha fornisce invece, una volta superata la temperatura di ionizzazione di una data specie chimica, la percentuale di atomi ionizzati $n + 1$ volte rispetto al numero di atomi ionizzati n volte.

2.4 Indice di colore e magnitudine

Nel 1856 Norman Pogson, riprendendo l'antica classificazione delle stelle data da Ipparco di Nicea, definì la magnitudine apparente come:

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

Dove F è la densità di flusso ($[W \cdot m^{-2}]$) della sorgente luminosa e F_0 è la densità di flusso corrisponde ad una sorgente di riferimento con magnitudine m_0 . La magnitudine apparente dipende dallo strumento utilizzato per osservare l'oggetto, che ha una sensibilità che varia in funzione della lunghezza d'onda. Di conseguenza, se l'oggetto luminoso emette radiazione in quantità differente a diverse λ , caratteristica propria di un corpo nero, strumenti differenti raccoglieranno diverse quantità di luce. Il flusso osservato da uno strumento non è quello totale, ma solo una frazione di esso, corrispondente alla lunghezza d'onda a cui è sensibile. Osservare una stella richiede perciò un sistema di filtri in grado di analizzarla a più lunghezze d'onda. Il primo sistema fotometrico di largo impiego, che risulta essere a tutt'oggi il più utilizzato, è quello messo a punto negli anni '50 da Harold Johnson e William Morgan, con i filtri U, B e V, rispettivamente sensibili all'ultravioletto, al blu e alla banda visuale. In seguito venne ampliato con i filtri R e I, sensibili a rosso e infrarosso.

In un sistema multicolore è possibile definire un indice di colore, ovvero una differenza di due magnitudini corrispondenti a due colori diversi. L'indice di colore dall'impiego più diffuso, all'interno del sistema di Johnson, è il $(B - V)$.

$$I.C.(x - y) = m_x - m_y \quad (B - V) = m_B - m_V$$

Essendo l' $I.C.$ legato ai flussi di radiazione emessa da una stella ed essendo questi determinati dalla forma della distribuzione di corpo nero, ed essendo questa in funzione unicamente della T_{eff} del corpo nero, l' $I.C.$ risulta fornire,

indirettamente, la T_{eff} della stella. Uno specifico indice di colore corrisponde univocamente ad una specifica temperatura. Stelle con stessa T_{eff} (stesso $I.C.$) possono possedere magnitudini differenti, per via della loro diversa distanza dalla Terra e delle loro differenti dimensioni.

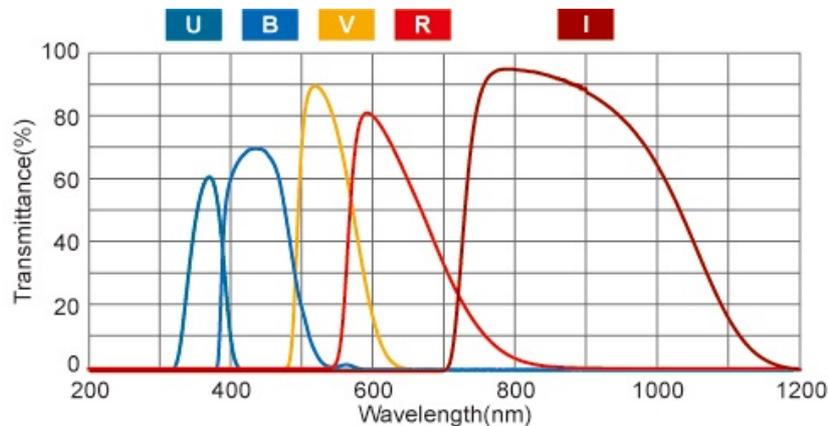


Figura 2.4: Curve di trasmissione del sistema di Johnson ampliato a R e I

La magnitudine assoluta è la magnitudine che le stelle possederebbero se si trovassero ad una distanza dalla Terra pari a 10 parsec. Dette $F(d)$ la densità di flusso a distanza d dell'oggetto e $F(10)$ quella dello stesso oggetto posto a distanza di 10 parsec, si ha:

$$\frac{F(d)}{F(10)} = \left(\frac{10pc}{d}\right)^2$$

Quindi la differenza $m - M$ fra magnitudine apparente e magnitudine assoluta si può scrivere come:

$$m - M = -2.5 \log_{10} \frac{F(d)}{F(10)} = -2.5 \log_{10} \left(\frac{10pc}{d}\right)^2 = 5 \log_{10} d - 5$$

Così la magnitudine assoluta risulta pari a:

$$M = m + 5 - 5 \log_{10} d$$

La differenza $m - M$ è detta modulo di distanza e permette di risalire alla distanza d , espressa in parsec.

Capitolo 3

Ottenimento di uno spettro e cataloghi

La nascita della spettroscopia viene fatta risalire al 1814, quando Joseph von Fraunhofer, tramite uno strumento di sua invenzione, lo spettroscopio, ottenne uno spettro della luce del Sole più accurato di quelli ottenuti fino ad allora. Egli seppe fornire una classificazione di circa 600 righe, sebbene non riuscì mai ad identificare la causa della loro origine.

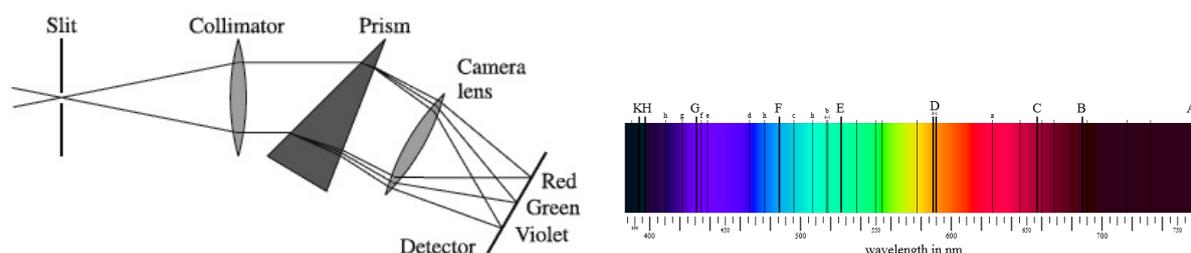


Figura 3.1: Schema di spettroscopio a fenditura e spettro osservato da Fraunhofer

L'applicazione astronomica su larga scala della spettroscopia arrivò verso la metà del diciannovesimo secolo, grazie al gesuita Angelo Secchi, astronomo presso l'Osservatorio del Collegio Romano. Egli ottenne spettri di numerose stelle e sviluppò la spettroscopia da semplice osservazione della luce a vera e propria analisi spettrale, ovvero l'associazione delle linee oscure di assorbimento ad una causa di natura chimica della loro presenza. Il principale metodo per l'ottenimento di uno spettro fa uso di uno spettrografo a fenditura. Mentre un singolo prisma è in grado di fornire una dispersione di lunghezza d'onda di circa 10 nm/mm, uno spettroscopio a fenditura è in grado di ottenere una

dispersione, e quindi un'accuratezza nella separazione delle linee, superiore: da 1 a 0.01 nm/mm. Dalla lastra fotografica della dispersione, uno strumento chiamato microdensitometro genera un tracciato dell'intensità della luce registrata: il grafico che ne risulta relaziona la densità di flusso alla lunghezza d'onda corrispondente.

La strumentazione oggi utilizzata per la raccolta di informazioni sulla luce è di natura elettronica e fa utilizzo delle camere CCD, dispositivi costituiti da matrici di pixel nei quali viene addensata carica elettrica, in modo proporzionale alla quantità di luce che li colpisce.

Sul finire del XIX secolo, un gruppo di ricercatori di Harvard (a cui partecipò la brillante astronoma Annie Cannon), stilò un catalogo contenente circa 225000 stelle all'interno di un range di 9 magnitudini. Venne intitolato all'astronomo Henry Draper, la cui vedova donò i fondi all'Università per poterlo realizzare. La classificazione si è basata sul rilevamento di linee di assorbimento notevolmente sensibili alla temperatura superficiale delle stelle: le linee di Balmer dell'H, le linee dell'He, del Fe e il doppietto del Ca ionizzato (396.8 e 393.3 nm). Inizialmente classificate con delle lettere in ordine alfabetico, le stelle vennero poi riordinate in base alla temperatura superficiale, in ordine decrescente, ottenendo lo schema OBAFGKMLT, con le classi aggiuntive S e C (che accorpa le vecchie classi R e N) parallele alla M. Ogni classe accomuna stelle con medesima temperatura superficiale.

Nel 1943, Morgan, Keenan e Kellman, tre astronomi dello Yerkes Observatory di Chicaco, svilupparono il catalogo di Harvard introducendo nuove sottoclassi e resero la classificazione molto più precisa. Nella classificazione di Yerkes (o sistema MKK) ogni classe spettrale è suddivisa in 10 ulteriori sottoclassi da 0 a 9 ed è introdotta una nuova suddivisione sulla base di criteri legati alla luminosità, che racchiude sei tipi diversi: Ia, supergiganti più luminose; Ib, supergiganti di scarsa luminosità; II, giganti luminose; III, giganti medie; IV, subgiganti; V, stelle di sequenza principale. In questa classificazione, utilizzata oggi dalla comunità astronomica, il Sole è una stella di classe G2 V. Un valore legato alla temperatura e uno alla luminosità permettono di andare a localizzare in maniera precisa una stella su uno speciale grafico che esisteva già da qualche decennio prima della classificazione YKK: il diagramma H-R.

Capitolo 4

Diagramma di Hertzsprung-Russel e classificazione spettrale

4.1 Descrizione del diagramma

Attorno al 1910 gli astronomi Ejnar Hertzsprung e Henry Norris Russel studiarono la relazione intercorrente tra la magnitudine assoluta e la classe spettrale delle stelle. Indipendentemente l'uno dall'altro giunsero alla costruzione del diagramma che oggi porta il loro nome, recante sull'asse delle ascisse l'indice di colore, e sulle ordinate la magnitudine assoluta. Sostituendo l'equazione di Plank per il flusso nell'equazione di Pogson, si ottiene la relazione:

$$m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2} = -2.5 \log_{10} \frac{F_{\lambda_1}(T)}{F_{\lambda_2}(T)}$$

che utilizzando il sistema di filtri di Johnson assume la forma:

$$B - V \approx -2.5 \log_{10} \left[\exp\left(\frac{-6589K}{T}\right) \right]$$

Quindi dall'*I.C.* si può risalire alla T_{eff} del corpo celeste.

Sempre grazie alla legge di Pogson, dalla magnitudine si può risalire alla distanza e quindi, tramite

$$L(\lambda) = 4\pi d^2 F(\lambda) \quad L = 4\pi d^2 F \quad (L, F \text{ bolometriche})$$

alla luminosità. Si può dunque trasformare il diagramma H-R da *I.C.*-magnitudine assoluta a temperatura-luminosità.

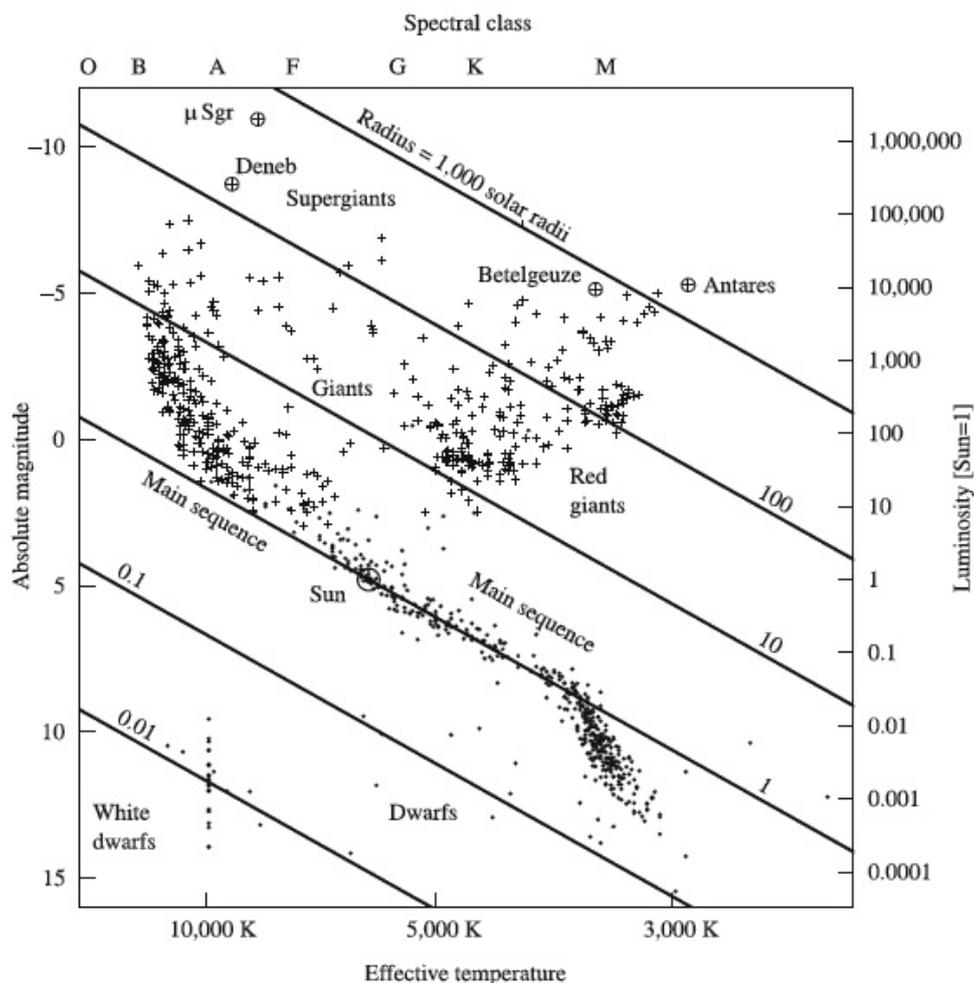


Figura 4.1: Diagramma di Hertzsprung-Russel

Il diagramma H-R è uno strumento di massima utilità in campo astrofisico, dal momento che permette di collocare le singole stelle all'interno di un quadro riassuntivo delle loro caratteristiche fondamentali, dalle quali è possibile poi ricavare tutte le altre. Inoltre, collocate su di esso tutte le stelle di una popolazione stellare (come un ammasso globulare, un ammasso aperto o una piccola galassia), si può risalire ad alcune sue rilevanti proprietà, come l'età, il suo stadio evolutivo e la quantità di metalli di cui è costituita. Si identificano tre aree principali, che sono le più densamente popolate per motivi legati all'evoluzione delle strutture stellari.

La più rilevante è la striscia diagonale che da in alto a sinistra, ove si trovano stelle molto calde e luminose, attraversa il diagramma fino in basso a destra, dove si trovano gli oggetti più freddi e meno luminosi. Questa banda è chiamata sequenza principale ed è la zona del diagramma HR in cui le stelle si vanno a posizionare in seguito alla loro formazione. Su di essa permangono per quasi tutta la durata della loro vita, convertendo H in He all'interno del nucleo tramite reazioni di fusione termonucleari.

Dal centro fino in alto a destra il diagramma è occupato da giganti e supergiganti rosse, stelle fredde e molto voluminose, che rappresentano gli finali stadi evolutivi di stelle di media e grande massa.

In basso a sinistra vi è infine una terza zona rilevante, in quanto è quella in cui si addensano i “relitti” dell'evoluzione stellare, le nane bianche. Altrove, la carenza o la totale assenza di stelle è dovuta alle particolari condizioni fisiche, che interessano la stella solo per un periodo relativamente breve della loro evoluzione, come la zona che va dal ramo delle giganti e supergiganti all'estremità sinistra della sequenza principale (giganti blu). La zona a destra del grafico identifica una regione proibita per le stelle. Questo è dovuto al fatto che sotto certe condizioni esse non possono evolvere, in quanto non si manterrebbe l'equilibrio idrostatico che le sorreggono.

4.2 Classificazione spettrale

Di seguito sono riportate in una tabella le caratteristiche spettrali fondamentali delle classi del catalogo Henry Draper, ovvero il colore (che corrisponde al picco massimo di emissione, in base alla legge di Wien), la temperatura efficace e i componenti chimici relativi alle principali righe di assorbimento degli spettri.

La tabella non riporta le classi aggiunte in tempi più recenti a quelle H.D., ovvero W per le stelle di Wolf-Rayet, Q per le novae, P per le nebulose planetarie e D per le nane bianche, stadi finali dell'evoluzione di alcune strutture stellari. La classe D è suddivisa in ulteriori sette sottoclassi, a seconda dell'abbondanza relativa di un particolare elemento, come He, H e C.

Classe	Colore	$T_{eff} (K)$	Righe spettrali
O	Blu	$\geq 30000 - 20000$	He II, C III, O III, N III, Si V
B	Azzurro	$20000 - 10000$	He I, Ca II, O II, Si II, Mg II, H I
A	Bianco	≈ 9000	H I, Ca II, Fe II, Mg II, Si II
F	Bianco-giallo	$7000 - 6000$	Ca II, Fe I, Fe II, Cr II, Ti II
G	Giallo	$6000 - 5000$	Fe I, Fe II, Ca II, CN
K	Arancione	$4000 - 3000$	Ca I, Ca II, Fe I, Fe II, Si I, TiO
M	Rosso	≈ 3000	Ca I, TiO, VO
L	Rosso, IR	≈ 2000	Na I, K I
T	Rosso, IR	≈ 1000	CH ₄ , H ₂ O
C	Rosso, IR	≈ 3000	C ₂ , CH, CN
S	Rosso, IR	≈ 3000	ZrO, LaO, YO, TiO

Bibliografia

- [1] Appunti delle lezioni di Astrofisica Stellare del Professor Francesco Rosario Ferraro

- [2] Appunti delle lezioni di Evoluzione Stellare del Professor Francesco Rosario Ferraro

- [3] Appunti delle lezioni di Astronomia del Professor Andrea Cimatti

- [4] Fundamental Astronomy (Fifth Edition) di H. Karttunen, P. Kröger, H. Oja, M. Poutanen, K.J. Donner