

Alma Mater Studiorum – Università di Bologna

Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Astronomia

Classificazione spettrale delle stelle

Tesi di laurea

Presentata da:
Davide Liardo

Relatore:
Chiar.ma Prof.ssa Marcella Brusa

Anno accademico 2021-2022

Indice

Introduzione	1
Capitolo 1	2
Lo spettro delle stelle	2
1.1 Emissione di corpo nero.....	2
1.2 La formazione delle righe di assorbimento	5
1.2.1 Equazione di Boltzmann	5
1.2.2 Equazione di Saha.....	6
1.2.3 Uso combinato delle equazioni di Boltzmann e Saha	7
1.3 Posizione e forma delle righe spettrali	8
1.4 Altre deviazioni dallo spettro continuo	9
1.4.1 Balmer Jump	9
1.4.2 Effetto Blanketing	9
Capitolo 2	10
Le classificazioni spettrali delle stelle	10
2.1 La classificazione di Harvard.....	10
2.2 La classificazione di Yerkes.....	11
2.3 Spettri peculiari	13
Capitolo 3	14
Problematiche attuali	14
3.1 La classificazione automatica degli spettri.....	14
3.2 Un esempio attuale: la missione GAIA (3DR).....	15
Bibliografia	16

Introduzione

La maggior parte delle informazioni, riguardanti le proprietà fisiche e chimiche delle stelle (e di altri oggetti celesti) viene dedotta dallo studio dei loro spettri. Lo spettro descrive l'andamento del flusso di radiazione al variare della frequenza o lunghezza d'onda.

La spettroscopia nasce con le osservazioni di Wollaston (1802), per primo notò che lo spettro del Sole è solcato da linee scure, e con Joseph Fraunhofer che ne identifica 600 e per parte di loro ne misura la lunghezza d'onda; inoltre egli assegnò anche le lettere D, G, H e K ad alcune di queste righe che risultavano più intense¹. Huggins (1864) invece fu il primo a mettere in relazione le righe di Fraunhofer con quelle prodotte da alcuni elementi chimici noti.

Padre Angelo Secchi nel 1868, sulla base della considerazione che stelle di colore diverso producono spettri differenti, classificò le stelle in 4 gruppi: stelle bianco/azzurre, gialle, arancioni e rosse.

Fino a questo punto gli spettri erano rilevati in visuale.

Henry Draper nel 1872 immortalò su una lastra fotografica il primo spettro di una stella (Vega) e diede così inizio alla moderna spettroscopia. Alla sua morte prematura la moglie decise di finanziare l'osservatorio di Harvard per continuare il progetto intrapreso dal defunto marito di classificazione delle stelle.

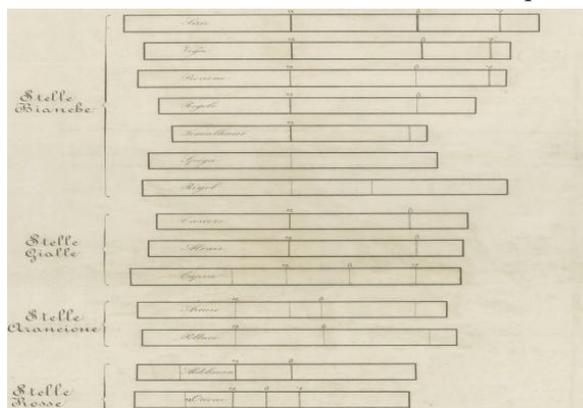


Figura 01: la classificazione di A. Secchi



Figura 02 – “donne computer” al lavoro all'osservatorio di Harvard

In quegli anni (dal 1877 al 1919) l'osservatorio di Harvard, diretto da Edward James Pickering, diventò il principale centro dedicato alla spettroscopia stellare². Con l'aumento della mole di dati da analizzare vennero assunte varie “*donne computer*”; furono soprattutto alcune di loro in particolare Williamina Fleming, Antonia Maury e Annie Jump Cannon che contribuirono all'attuale classificazione spettrale: O – B – A – F – G – K – M; la classificazione di Harvard è rimasta in uso fino ad oggi.

Il principio fisico alla base della formazione dello spettro stellare continuava a rimanere ignoto, fino al lavoro di Cecilia Payne; nella sua tesi di dottorato³ propose un

modello di atmosfera stellare basato sull'equazione di Boltzmann e Saha che spiegava il principio fisico alla base della formazione degli spettri stellari.

Nella presente tesi verranno discussi al Capitolo 1 quali sono i principi teorici alla base della formazione degli spettri stellari.

Nel Capitolo 2 vengono descritte le classificazioni spettrali delle stelle attualmente in uso.

Nel Capitolo 3 sono presentate sinteticamente alcuni aspetti relativi alla attuale classificazione automatica degli spettri delle stelle.

¹ Kartunen Hannu, Kröger Pekka, Oja Heikki, Poutanen Markku, Donner Karl Joan, “*Fundamental Astronomy*”, 6^a ed., Springer, 2017.

² <https://hco.cfa.harvard.edu/history>

³ Payne Cecilia. H., “*Stellar Atmospheres; a Contribution to the Observational Study of High Temperature in the Reversing Layers of Stars*”, PhD thesis, Radcliffe college, 1925

Capitolo 1

Lo spettro delle stelle

1.1 Emissione di corpo nero

Lo spettro di una stella si presenta in prima approssimazione assimilabile ad uno spettro di corpo nero con la presenza di righe o bande di assorbimento. Questo dato mostra come negli interni stellari la propagazione di energia avviene in strati (gusci sferici) dove materia ed energia sono in equilibrio termodinamico locale (LTE) grazie all'efficienza delle interazioni tra particelle e fotoni.

Si considera l'equazione del trasporto radiativo; l'intensità emessa è:

$$dI_{\lambda,em} = j_{\lambda}\rho ds$$

dove j_{λ} è l'emissività specifica. L'intensità assorbita sarà data da:

$$dI_{\lambda,ass} = -k_{\lambda}\rho I_{\lambda} ds$$

con k_{λ} opacità o coefficiente di assorbimento a una data lunghezza d'onda⁴. Il bilancio tra emissione e assorbimento diventa:

$$dI_{\lambda} = dI_{\lambda,em} + dI_{\lambda,ass} = j_{\lambda}\rho ds - k_{\lambda}\rho I_{\lambda} ds$$

Dividendo per $-k_{\lambda}\rho ds$:

$$\frac{dI_{\lambda}}{-k_{\lambda}\rho ds} = I_{\lambda} - \frac{j_{\lambda}}{k_{\lambda}}$$

Il rapporto $S_{\lambda} = j_{\lambda}/k_{\lambda}$ è la funzione sorgente.

Come variabile verrà considerata la **profondità ottica** $d\tau_{\lambda} = -k_{\lambda}\rho ds$ a posto della distanza radiale utilizzata nello studio degli interni stellari, per cui l'equazione del trasporto radiativo per l'atmosfera stellare può essere scritta nella forma:

$$\frac{dI_{\lambda}}{d\tau_{\lambda}} = I_{\lambda} - S_{\lambda} \tag{1.1}$$

In condizioni di equilibrio termodinamico locale⁵ l'intensità emessa è uguale all'intensità assorbita per cui $I_{\lambda} = S_{\lambda}$; B_{λ} la funzione sorgente è data dalla funzione di Plank.

La profondità ottica τ_{λ} dipende dal cammino percorso dalla radiazione; la trattazione si semplifica ipotizzando che gli strati dell'atmosfera stellare siano piani paralleli – **approssimazione atmosfera piana**; sotto questa ipotesi è possibile definire una normale al piano e considerare nell'equazione solo la profondità ottica verticale:

$$\tau_{\lambda,v} = \frac{\tau_{\lambda}}{\cos \theta}$$

⁴ L'opacità è originata da transizioni elettroniche legato - legato (BB), legato - libero (BF), libero - libero (FF) e scattering. Nelle stelle con temperatura inferiore (da F0 in giù) un contributo importante è dato dallo ione H.

⁵ L'ipotesi di LTE è in genere valida se il cammino libero medio del fotone (e della materia) è minore dell'altezza di scala della temperatura $h_T = T/dT/dr$

In tal senso la coordinata profondità ottica diventa indipendente dalla direzione considerata. Nell'approssimazione di piani paralleli l'equazione del trasporto radiativo (1.1) diventa:

$$\frac{dI_\lambda}{d\tau_{\lambda,v}} \cos \theta = I_\lambda - S_\lambda \quad (1.2)$$

L'equazione (1.2) è l'equazione del trasporto radiativo nell'approssimazione di atmosfera piana.

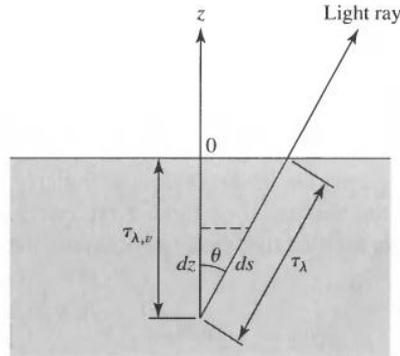


Figura 03 – approssimazione piani paralleli⁶

La profondità ottica così definita è dipendente dalla lunghezza d'onda (o frequenza) della radiazione.

Per semplificare ulteriormente la trattazione si introduce l'**approssimazione di atmosfera grigia**, considerando una media del coefficiente di assorbimento ottenuta tramite la media di Rosseland:

$$\frac{1}{\bar{k}} = \frac{\int_0^\infty \frac{1}{k_\nu} \frac{dB_\nu}{dT} d\nu}{\int_0^\infty \frac{dB_\nu}{dT} d\nu}$$

L'equazione (1.2) perde quindi la dipendenza dalla lunghezza d'onda della radiazione:

$$\frac{dI}{d\tau_\nu} \cos \theta = I - S \quad (1.3)$$

Integrando la (1.3) sull'angolo solido ha:

$$\frac{d}{d\tau} \int I \cos \theta d\Omega = \int I d\Omega - S \int d\Omega$$

da cui si ottiene la relazione:

$$\frac{dF_{rad}}{d\tau} = 4\pi(\langle I \rangle - S) \quad (1.4)$$

Moltiplicando la (1.3) per $\cos \theta$ e integrando sull'angolo solido si ha:

$$\frac{d}{d\tau} \int I \cos^2 \theta d\Omega = \int I \cos \theta d\Omega - S \int \cos \theta d\Omega$$

da cui si ottiene la relazione:

⁶ In Carroll, Ostile "An Introduction to Modern Astrophysics" Cambridge University Press, 2017. Pag 259

$$c \frac{dP_{rad}}{d\tau} = F_{rad}$$

che integrata su $d\tau$ diventa:

$$P_{rad} = \frac{1}{c} F_{rad} \tau + \cos t \quad (1.5)$$

Quest'ultima equazione lega il flusso di radiazione alla pressione di radiazione.

Per risolvere l'equazione e determinare la temperatura si dovrà assumere una descrizione della distribuzione angolare della radiazione. Si considera l'**approssimazione di Eddington** dove viene fissato il valore dell'intensità di radiazione in uscita dal piano I_{out} verso l'esterno e I_{in} verso l'interno.

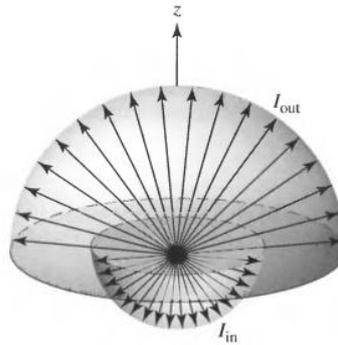


Figura n.04 – l'approssimazione di Eddington⁷

Si ha quindi che:

$$\begin{aligned} \langle I \rangle &= \frac{1}{2} (I_{out} + I_{in}) \\ F_{rad} &= \pi (I_{out} - I_{in}) \\ P_{rad} &= \frac{4\pi}{3c} \langle I \rangle = \frac{2\pi}{3c} (I_{out} + I_{in}) \end{aligned}$$

Che sostituendo nella (1.5):

$$\frac{4\pi}{3c} \langle I \rangle = \frac{1}{c} F_{rad} \tau + \cos t$$

Imponendo le condizioni al contorno $I_{in} = 0$ per $\tau = 0$

$$\frac{2\pi}{3c} I_{out} = \cos t = \frac{2}{3c} F_{rad}$$

Per cui l'equazione (1.5) con il valore della costante determinata diventa:

$$\frac{4\pi}{3} \langle I \rangle = F_{rad} \left(\tau + \frac{2}{3} \right)$$

Infine considerando che il flusso attraverso i piani paralleli è costante, incluso il valore in superficie $F = \sigma T_e^4$ e assumendo che l'atmosfera sia in equilibrio termico locale LTE e quindi la (1.4) si riduce a $\langle I \rangle = S = B = \sigma T^4 / \pi$, si perviene alla relazione:

$$T^4 = \frac{3}{4} T_e^4 \left(\tau + \frac{2}{3} \right) \quad (1.6)$$

⁷ In Carroll, Ostile, op. cit. pag 262

L'equazione (1.6) fornisce un risultato importante: $T = T_e$ non nello strato più esterno dell'atmosfera, ma nello strato a profondità ottica pari a $\tau = 2/3$; questo strato è quello dal quale emergono i fotoni che danno origine allo spettro continuo di corpo nero. Le linee di assorbimento si formano nella parte di atmosfera stellare compresa tra $\tau = 2/3$ e $\tau = 0$.

Una conferma della validità del risultato ottenuto nonostante le approssimazioni di atmosfera piana, atmosfera grigia, approssimazione di Eddington, è data dalla misura dell'entità dell'oscuramento al bordo (limb darkening) del Sole.

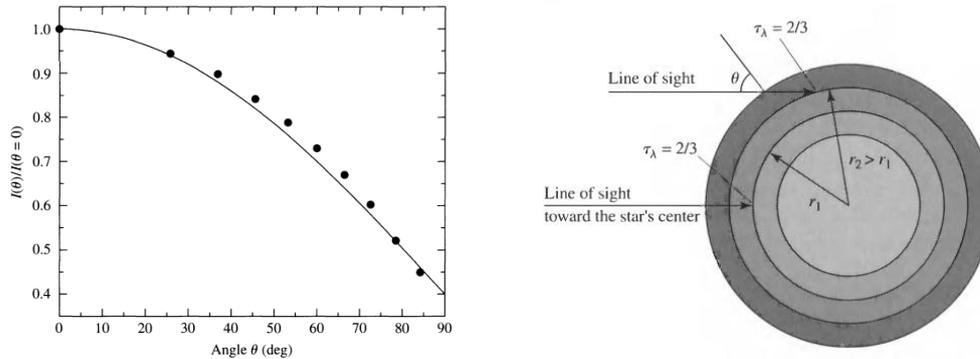


Figura 05 – limb darkening per il Sole: la trattazione con le 3 approssimazioni (piana, grigia e Eddington) è in buon accordo con i dati sperimentali.⁸

1.2 La formazione delle righe di assorbimento

Lo spettro di corpo nero che emerge dallo strato relativo a $\tau = 2/3$ viene modificato da fenomeni di assorbimento legato - legato (BB) o legato - libero (BF). La formazione delle righe di assorbimento è strettamente legata alla temperatura dell'ambiente nel quale tali processi avvengono: infatti, la temperatura determina il livello di eccitazione di un atomo o il grado di ionizzazione. Eccitazione e ionizzazione dovranno essere valutati contemporaneamente per avere una corretta identificazione delle righe spettrali.

1.2.1 Equazione di Boltzmann

L'equazione di Boltzmann da una risposta alla domanda: “ a una data temperatura qual è il numero di atomi che si trovano in un determinato stato di eccitazione A, rispetto a quelli che si trovano nello stato di eccitazione B ”

L'equazione di Boltzmann è riportata di seguito:

$$\frac{N_a}{N_b} = \frac{g_a}{g_b} e^{\frac{-(E_b - E_a)}{kT}} \quad (1.7a)$$

o in base 10

$$\frac{N_a}{N_b} = \frac{g_a}{g_b} 10^{\frac{-(E_b - E_a)5040}{T}} \quad (1.7b)$$

dove g è la molteplicità (o peso statistico) dello stato considerato e k è la costante di Boltzmann. Se considero la somma di tutti i livelli possibili l'equazione di Boltzmann diventa:

⁸ In Carroll, Ostile, op. cit. pag 254 e 266

$$\frac{N_i}{N_{tot}} = \frac{g_a}{U(T)} 10^{-\chi_i \frac{5040}{T}} \quad (1.8)$$

dove $U(T)$ è la funzione di partizione canonica e χ_i il potenziale di ionizzazione per il livello i (in eV).

Ad esempio nel grafico sottostante è riportato il rapporto tra il numero di atomi di idrogeno nel primo stato eccitato N_2 rispetto al numero di atomi totale al variare della temperatura; si evidenzia come a temperature dell'ordine di 10000 K, temperatura al quale le linee di assorbimento dell'idrogeno della serie di Balmer ($n=2$) si osservano con la massima intensità, il livello di eccitazione dell'atomo di idrogeno è popolato solo per 1 atomo su 35000.

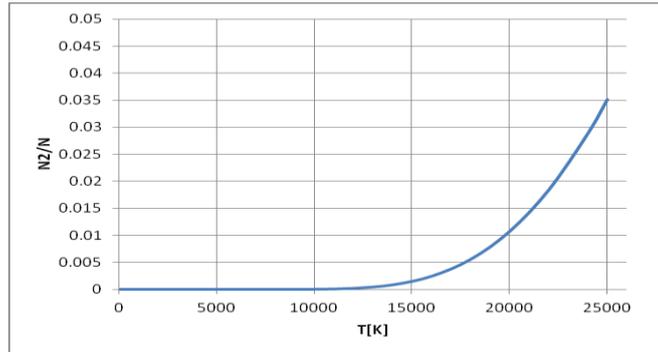


Figura 06 – rapporto tra atomi al primo stato eccitato rispetto allo stato fondamentale per l'idrogeno al variare della temperatura

1.2.2 Equazione di Saha

Nell'esempio di cui al grafico in figura 04 non è stato considerato il grado di ionizzazione in funzione della temperatura. L'equazione di Saha risponde proprio a questa domanda: “ quanti atomi sono ionizzati $j+1$ volte rispetto a quelli ionizzati j volte?”.

L'equazione di Saha che esprime la legge di azione di massa per il processo di ionizzazione, può essere ricavata dall'equazione di Boltzmann e in forma logaritmica assume la forma:

$$\log \frac{N_{j+1}}{N_j} = -0.175 + 2.5 \log T - \log P_e + \log \frac{U_{j+1}}{U_j} - \chi_i \frac{5040}{T} \quad (1.9)$$

Ad esempio per l'atomo di idrogeno frazione degli atomi ionizzati rispetto a quelli non ionizzati è riportata nel grafico sottostante:

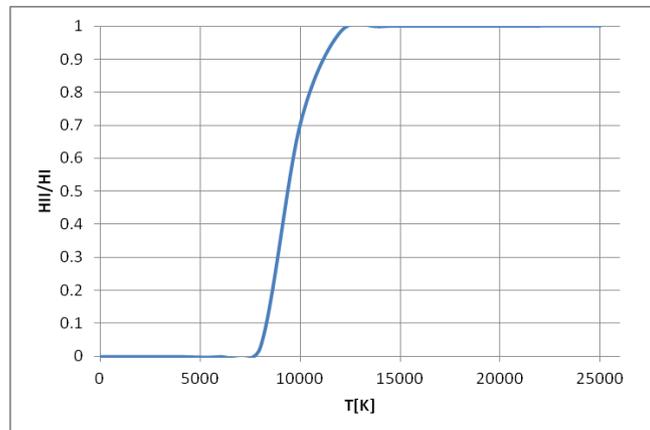


Figura 07 – rapporto tra atomi di idrogeno ionizzati HII rispetto agli atomi di idrogeno non ionizzati HI

1.2.3 Uso combinato delle equazioni di Boltzmann e Saha

Riprendendo l'esempio delle righe dell'idrogeno per la serie di Balmer, si ha che moltiplicando la frazione di atomi eccitati a $n=2$ per la frazione di atomi non ionizzati e che quindi possiedono ancora un elettrone per le transizioni energetiche si ha il risultato mostrato in grafico:

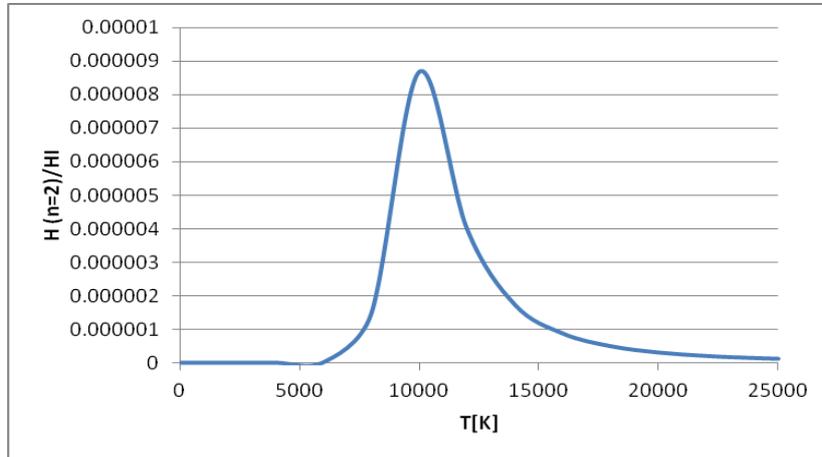


Figura 08 – uso combinato delle equazioni di Boltzmann + Saha

Il grafico mostra che al massimo della popolazione di atomi eccitati allo stato $n=2$ capaci quindi di produrre le linee di assorbimento della serie di Balmer rispetto al numero totale di atomi non ionizzati si ha ad una temperatura di circa 10000K, in accordo con quanto si può osservare negli spettri stellari. Infatti a temperature superiori o inferiori le righe di assorbimento dell'idrogeno diventano sempre meno intense o perché aumenta la ionizzazione o perché non si ha eccitazione che porta l'elettrone a popolare il livello $n = 2$.

L'applicazione combinata delle equazioni di Boltzmann e Saha permette quindi di prevedere a quale temperatura potrà essere osservata una riga di assorbimento. In figura 09 sono riportate le temperature di osservazione delle principali righe di assorbimento stellare.

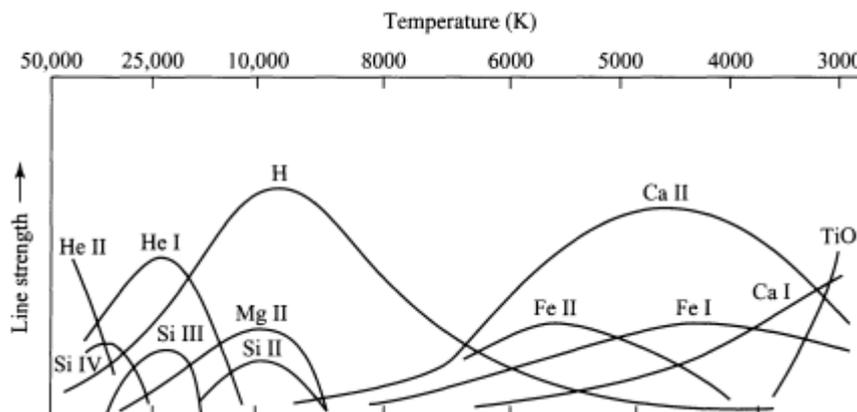


Figura 09 – principali linee di assorbimento e temperatura di osservazione⁹

⁹ In Carroll, Ostile, op. cit. pag 220

1.3 Posizione e forma delle righe spettrali

Le linee di assorbimento sono generalmente centrate alla lunghezza d'onda associata alla transizione elettronica che l'ha prodotta. Uno spostamento della riga verso il rosso o verso il blu è indice quindi di un moto radiale dell'atmosfera stellare rispettivamente in allontanamento o in avvicinamento.

Inoltre le linee di assorbimento presenti nello spettro stellare non sono perfettamente monocromatiche ma presentano un profilo di linea allargato. L'allargamento è causato da 3 processi:

- 1) *Allargamento intrinseco*: dato dal principio di indeterminazione di Heisenberg $\Delta E \Delta t > h/2\pi$: l'indeterminazione nel tempo di traduce in un allargamento nelle lunghezze d'onda.
- 2) *Allargamento doppler*: gli atomi dell'atmosfera stellare sono in moto casuale in avvicinamento o allontanamento verso l'osservatore a causa dell'agitazione termica: la somma dei singoli eventi produce un allargamento verso il rosso e verso il blu.
- 3) *Allargamento collisionale*: è originato dalle collisioni tra atomi.

L'allargamento intrinseco e collisionale sono descritti da un andamento di Lorentziano e hanno ridotto impatto sull'allargamento della riga a metà della sua altezza e maggior impatto nelle ali (damping profile). L'allargamento doppler ha al contrario maggior impatto al centro della riga (core doppler). Tramite un processo di convoluzione tra i due andamenti di ottiene la funzione che descrive il profilo di linea detto anche profilo di Voigt.

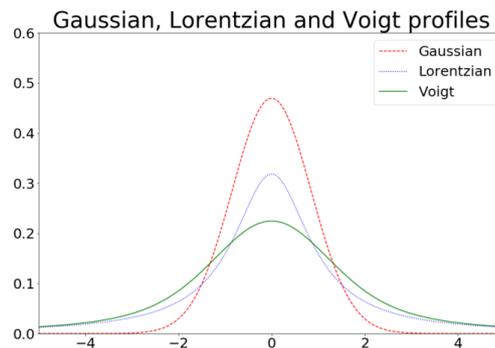


Figura 10 – allargamento lorentziano (intrinseco e collisionale), gaussiano (doppler) e profilo di Voigt¹⁰

¹⁰ <https://scipython.com/book/chapter-8-scipy/examples/the-voigt-profile/>

1.4 Altre deviazioni dallo spettro continuo

1.4.1 Balmer Jump

Oltre alle linee di assorbimento è possibile osservare nello spettro stellare assorbimenti di tipo legato – libero. Significativo in tal senso è il Balmer Jump originato da elettroni che dal livello $n = 2$ vengono liberati (ionizzazione). L'effetto è una diminuzione dell'intensità dello spettro a partire dalla frequenza corrispondente all'energia di ionizzazione. Per il livello $n = 2$ tale lunghezza d'onda cade nel visibile ed è pari a 3647Å. Come per le linee di assorbimento condizione necessaria è che il livello $n=2$ sia popolato e anche in questo caso l'applicazione congiunta dell'equazione di Boltzmann e dell'equazione di Saha permettono esplicitare la dipendenza dalla temperatura.

In analogia si hanno processi di soglia relativi ai livelli $n=1$ (Lyman) nell'UV, livello $n= 3$ (Paschen) nell'IR, ecc.

1.4.2 Effetto Blanketing

I metalli assorbono soprattutto alle lunghezze d'onda relative alla banda del filtro U. Il risultato è una riduzione del flusso osservato alle lunghezze d'onda a cavallo tra UV e visibile: la stella appare più rossa rispetto; tale effetto è denominato *blanketing* e costituisce uno scostamento dalla curva di corpo nero teorica.

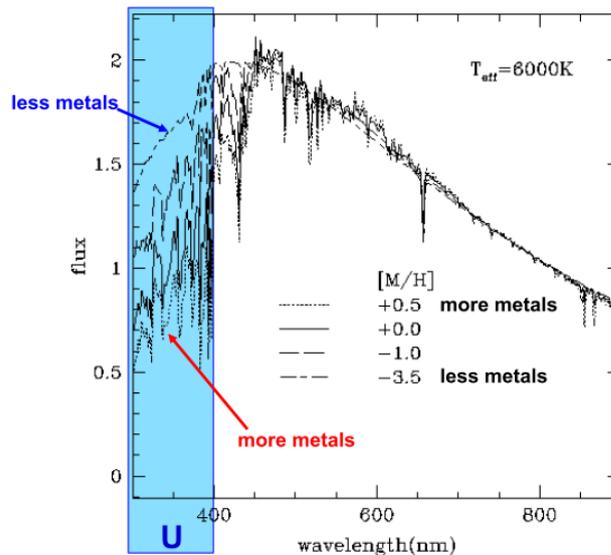


Figura n.11 – effetto Blanketing al variare della metallicità della stella¹¹

E' possibile misurare l'effetto blanketing tramite l'indice di colore U-V, che costituirà anche una misura del contenuto in metalli della stella

¹¹ In Cimatti A. – slide del corso di Astronomia

Capitolo 2

Le classificazioni spettrali delle stelle

2.1 La classificazione di Harvard

Noto il principio fisico alla base della formazione dello spettro di una stella si passa ad esaminare la classificazione spettrale delle stelle attualmente in uso: la classificazione di Harvard.

Nella classificazione le tipologie principali sono indicate con la lettera maiuscola. Originariamente l'ordine alfabetico era legato all'intensità delle righe dell'idrogeno (serie di Balmer), più intense nella classe A, poi B, ecc. Attualmente l'ordine segue la temperatura della fotosfera, dalla classe di stelle con T_e maggiore a decrescere; la sequenza è:

O, B, A, F, G, K, M, L, T

Le classi L e T sono relative a stelle nane brune: la loro temperatura all'interno del nucleo non è tale da avviare stabilmente le reazioni termonucleari dell'idrogeno (catena PPI) e quindi non sono delle stelle nel vero senso: le due classi sono state aggiunte per catalogare i numerosi oggetti rinvenuti nei progetti di scansione del cielo a esse riconducibili.

Ogni classe spettrale è suddivisa in sottoclassi indicate con un numero che va da 0 a 9. Le classi all'inizio della sequenza sono denominate "early type" mentre quelle in fondo sono denominate "late type", anche se questa denominazione non è in alcun modo legata all'evoluzione, quindi all'età della stella.

Nell'immagine di fianco è mostrato un confronto tra i vari tipi di spettri al variare della classe spettrale.

Le caratteristiche principali delle varie classi sono descritte nella tabella seguente. Le linee di assorbimento presenti di ogni spettro sono dipendenti dalla temperatura efficace della stella: a tal proposito si rimanda all'immagine in figura 09, derivante dall'applicazione congiunta dell'equazione di Boltzmann e Saha.

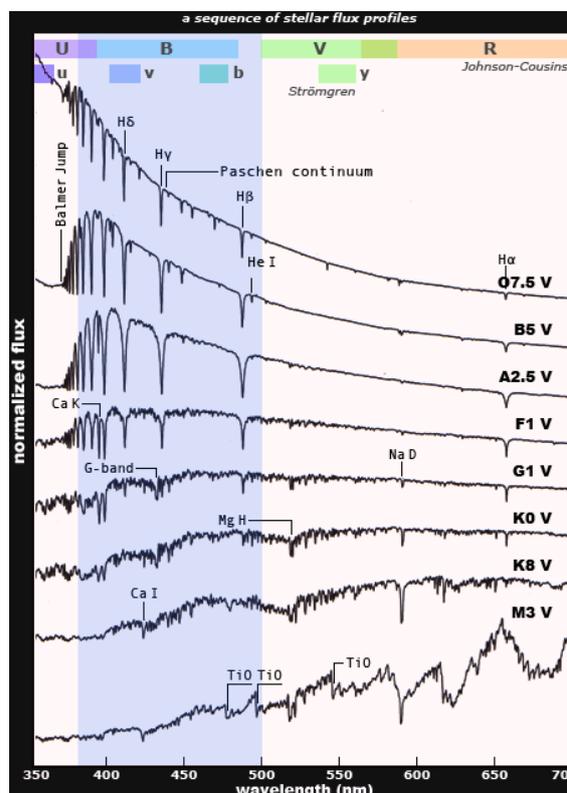


Figura 12 – spettri di stelle al confronto al variare della classe spettrale¹²

¹² Da Bruce MacEvoy - <https://www.handprint.com/ASTRO/specclass.html>

classe	T _e [K]	Descrizione	Esempio ¹³
O	>25000	Stelle blu, H ionizzato, linee di HeII e dei metalli ionizzati	z Orionis
B	15000	Stelle blu – bianche, iniziano a comparire le linee HI	Spiga - α Virginis (B1III) Regolo - α Leonis (B7V) Rigel - beta Orionis (B8Ia)
A	9000	Stelle bianche - le linee dell' HI della serie di Balmer sono più intense. Iniziano a essere visibile le linee H e K del CaII	Sirio A - α Canis Majoris (A1V) Deneb
F	7000	Stelle giallo – bianche – le linee dell'HI si affievoliscono, le linee H e K del CaII diventano più intense. Iniziano a comparire nello spettro le linee dei metalli	Procione - α Canis Minoris (F5IV) α Persei (F5Ib)
G	5500	Stelle gialle (il Sole è G2) - le linee H e K del CaII raggiungono il massimo dell'intensità	Cappella - α Aurigae (G5III) Sole
K	4000	Stelle arancioni – Spettro dominato dalle linee di assorbimento dei metalli, G band del CH	Arturo - α Bootis (K1III) Aldeberan
M	3000	Stelle rosse – Linee molecolari TiO e VO intense. Intensa anche la linea di assorbimento CaI a 4227Å	Betelgeuse - α Orionis (M1Ia) μUrsae Majoris (M0III) Antares
L	2000	Nane Brune – lo spettro ha il suo massimo nel NIR, svaniscono le linee dell' TiO e VO. Presenti linee di assorbimento molecolare. Intense le linee NaI e KI	
T	1000	Nane Brune – Intense le linee di assorbimento molecolare (esempio CH ₄)	

2.2 La classificazione di Yerkes

La temperatura efficace T_e , la luminosità L , la massa e il raggio di una stella non sono grandezze indipendenti. Intorno ai primi del '900 E. Hertzsprung e H. N. Russell studiarono indipendentemente la relazione tra luminosità e temperatura. Il risultato dei loro studi è sintetizzato nel noto diagramma HR, fondamentale nello studio dell'evoluzione stellare. Nel diagramma HR le stelle tendono ad occupare una zona in diagonale che prende il nome di sequenza principale. Inoltre il diagramma HR mostra che è possibile osservare stelle di classe G K M con una luminosità superiore alle stelle in sequenza principale con stessa classificazione; una maggiore luminosità a parità di temperatura efficace equivale a un raggio maggiore; infatti:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4$$

Queste stelle vennero denominate da Hertzsprung “*giganti*”¹⁴.

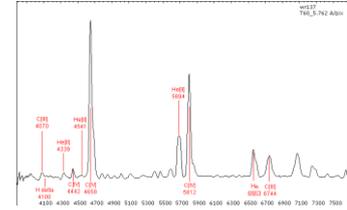
¹³ Il significato del numero romano nella sigla della classe spettrale verrà presentato al par 2.2

¹⁴ Carrol, Ostile, op.cit.

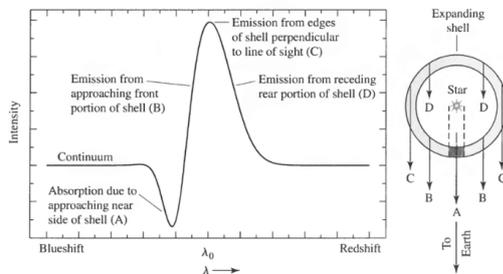
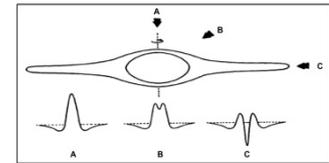
2.3 Spettri peculiari

Oltre alle classi O-B-A-F-G-K-M-L-T sono state aggiunte altre tipologie di stelle i cui spettri non rientrano tra quelli standard. Vengono di seguito elencati e descritti sinteticamente.

WR (Wolf – Rayet): sono stelle molto calde (classe O) il cui spettro è caratterizzato da larghe linee di emissione di HeII e altri elementi ionizzati. Sono stelle massive che hanno perso gli strati esterni dell'atmosfera a causa del forte vento stellare¹⁷.



Be (shell stars): sono stelle di classe O-B che all'interno delle linee di assorbimento presentano una componente di emissione al centro della riga o nelle ali; l'emissione è causata dalla presenza di un sottile disco di gas circumstellare in rapida rotazione. La forma del profilo di linea cambia a seconda della linea di vista rispetto al disco¹⁸.



PCygni: lo spettro delle stelle tipo PCygni è caratterizzato da un assorbimento presente nelle ali della linea di emissione sul lato delle lunghezze d'onda più corte. Le stelle di questa categoria sono spesso stelle variabili e la forma particolare dello spettro è data dall'espansione dello strato esterno dell'atmosfera della stella.¹⁹

Ap: sono stelle di classe A con la particolarità (p = peculiar) di presentare le linee di assorbimento sdoppiate in più componenti a causa del forte campo magnetico (effetto Zeeman).

Am: sono stelle di classe A con un'anomala abbondanza di metalli (m = metallic); presentano intense linee di assorbimento di elementi pesanti e terre rare.

C (carbon star): sono stelle giganti di classe K o M che presentano linee di assorbimento dei composti del carbonio (CN, CH, ecc) che ne denotano un'anomala abbondanza, circa 4 – 5 volte superiore al normale contenuto in carbonio di una stella standard.

S: sono stelle giganti di classe K e M che presentano linee di ossidi di zirconio prodotto dai processi s.

Barium star: come per le classi C e S le Barium star sono stelle giganti di classe K e M con anomala abbondanza di bario

¹⁷ In Wikipedia.org, Spectre de l'étoile Wolf-Rayet WR137, de type spectral WC7. Spectre réalisé au T60 du Pic du Midi DomainePublic

¹⁸ Immagine in S.M. Saad, M.A. Hamdy & M.S. Abolazm (2012) An overview investigation of Be/Shell stars, NRIAG Journal of Astronomy and Geophysics, 1:2, 97-105, DOI: 10.1016/j.nrjag.2012.12.004

¹⁹ Immagine in Kasai, Eli. (2013) https://www.researchgate.net/figure/a-Example-of-a-P-cygni-profile-showing-a-broad-emission-line-peak-and-an-absorption_fig10_282018418.

Capitolo 3

Problematiche attuali

3.1 La classificazione automatica degli spettri

Con l'avvento delle vaste scansioni del cielo, come per esempio la Sloan Digital Sky Survey (SDSS), Large Sky Area Multiobject Fiber Spectroscopy Telescope (LAMOST) e GAIA, la mole di dati astronomici a disposizione della comunità scientifica è aumentata esponenzialmente.

Prima dell'avvento delle tecniche di classificazione automatica, gli spettri delle stelle venivano classificati manualmente da utenti esperti; ciò richiedeva un forte dispendio di risorse umane e costituiva un fattore di soggettività nel risultato.

Negli ultimi 30 anni le tecniche di classificazione sono state automatizzate sulla base di diverse procedure, volte ad ottenere un'accurata classificazione o a incrementare la sua efficienza, tra le quali è possibile citare:

- **Minimum Distance Methods (MDM):** metodi basati sulla minimizzazione della distanza metrica tra lo spettro da classificare e uno standard, per esempio minimizzando χ^2 .
- **Principal Component Analysis (PCA):** questa tecnica è applicata in sinergia con un algoritmo di classificazione; infatti questa procedura è utilizzata per comprimere lo spettro. Lo spettro in input, parametrizzato come un set n-dimensionale di dati, viene proiettato su un sistema di assi ottimizzato²⁰. La compressione dei dati di input si ottiene considerando solo le componenti principali. In tal senso si hanno vari vantaggi come la riduzione del tempo impiegato per la classificazione, la riduzione del rumore e la capacità di isolare spettri con artefatti (Bailer Jones et al., 1998)
- **Artificial Neuronal Network (ANN):** una rete neurale artificiale è un algoritmo che, dato un set di input, ad esempio uno spettro, restituisce un set di output, ad esempio T_e , $\log(g)$, ecc, sulla base di pesi interni inizialmente non definiti. Affinché una rete neurale restituisca un output accurato dovrà essere prima istruita, utilizzando ad esempio un set di spettri rappresentativi (stelle standard o spettri sintetici): in questa fase si perviene a una definizione dei pesi che porta a minimizzare l'errore di classificazione. Una volta istruita, la rete neurale potrà essere usata per la classificazione di spettri incogniti. L'accuratezza raggiunta da questo metodo può raggiungere anche circa $\sigma = 0.82$ sottoclassi spettrali (Bailer Jones et al., 1998).

²⁰ L'ottimizzazione della base si ottiene risolvendo un problema agli auto vettori.

- **Random Forest (RF):** costituisce un'estensione di un diagramma di flusso decisionale (decision tree); a differenza di quest'ultimo una RF è costituita da molti decision tree: maggiore è il numero di alberi, più solida è la foresta. L'algoritmo va istruito e il risultato finale è la fusione dei risultati dei singoli alberi decisionali (Li et al., 2019).

In letteratura esistono varie varianti di questi algoritmi, talvolta integrati tra loro.

3.2 Un esempio attuale: la missione GAIA (3DR)

Gaia è una missione del programma scientifico dell'ESA che ha lo scopo di ottenere una mappa tridimensionale della nostra galassia, rivelandone la composizione, la formazione e l'evoluzione. I parametri astrofisici di più di un miliardo di sorgenti, giunti alla 3^a pubblicazione (DR3), sono dedotti tramite uno schema di inferenza – APIS – che comprende 13 moduli.

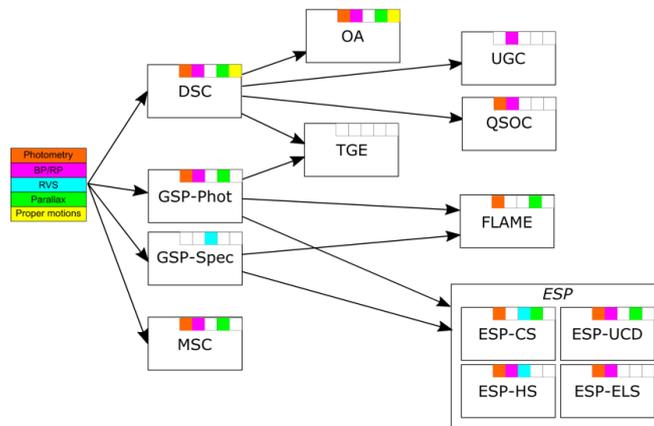


Figura 15: insieme dei moduli che costituiscono APIS²¹.

Riguardo agli algoritmi di classificazione automatica, per esempio, il modulo **OA** è un algoritmo di intelligenza artificiale basato su reti neurali (ANN) e classifica stelle (galassie e quasar) in base ai loro spettri a bassa risoluzione in banda blu e rosso BP/RP.

Anche il modulo General Stellar Parametrizer from Spectroscopy **GSP-Spec** utilizza due algoritmi tra cui una rete neurale (ANN) per la determinazione dei parametri astrofisici (T_{eff} , $\log g$, ecc) a partire dagli spettri ad alta risoluzione RVS.

Il modulo Extended Stellar Parametrizer for Emission-Line Stars **ESP – ELS** identifica negli spettri BP/RP le linee di emissione e classifica gli spettri peculiari tramite tre algoritmi Random Forest (RF) istruiti con spettri sintetici e spetti osservati (Creevey et al, 2022).

Infine si prende come esempio anche il modulo Extended Stellar Parametrizer for Hot Stars **ESP - HS** che restituisce i parametri astrofisici tramite un algoritmo di minimizzazione del χ^2 , in più passaggi.

²¹ In Creevey O.L. et al, “Gaia Data Release 3: Astrophysical parameters inference system (Apsis) I - methods and content overview”, Astronomy & Astrophysics manuscript no. apsis1 ESO, 2022

Bibliografia

Per i CAPITOLI 1 e 2

[1] Bohm-Vitense Erika, “*Introduction to stellar astrophysics: Stellar atmospheres*”, volume 2, Cambridge University Press, 1989.

[2] Carroll Bradley W., Ostlie Dale A., “*An Introduction to Modern Astrophysics*”, Cambridge University Press, 2017.

[3] Kartunen Hannu, Kröger Pekka, Oja Heikki, Poutanen Markku, Donner Karl Joan, “*Fundamental Astronomy*”, Springer, 2017.

[4] Ferraro Francesco R., “*Appunti del corso di Astrofisica stellare*”, 2022.

[5] Cimatti Andrea. “*Appunti del corso di Astronomia*”, 2019.

Per il CAPITOLO 3

[7] Bailer-Jones C. A. L., Irwin M., von Hippel T., “*Automated classification of stellar spectra – II. Two-dimensional classification with neural networks and principal components analysis*”, Mon. Not. R. Astron. Soc. 298, 361–377, 1998

[8] Creevey O.L. et al, “*Gaia Data Release 3: Astrophysical parameters inference system (Apsis) I - methods and content overview*”, Astronomy & Astrophysics manuscript no. apsis1 ESO, 2022

[9] Giridhar S., “*Advances in Spectral Classification*”, Bulletin of the Astronomical Society of India · April 2010

[10] Li Xiang-Ru, et al., “*Stellar spectral classification and feature evaluation based on a random forest*”, Res. Astron. Astrophys. 19 111, 2019

[11] vari autori, “*Gaia Data Release 3 Documentation release 1.2*” European Space Agency (ESA) and Gaia Data Processing and Analysis Consortium (DPAC), 2023, in <https://gea.esac.esa.int/archive/documentation/GDR3/>