

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

Classificazione spettrale delle stelle

Tesi di laurea

Presentata da:
Anton Giulio Vianello

Relatore:
Chiar.ma Prof.ssa
Marcella Brusa

Appello II

Anno Accademico 2021-2022

Indice

1	Le classificazioni	4
1.1	La classificazione di Secchi	4
1.2	La classificazione di Harvard	4
1.3	La classificazione di Yerkes	7
2	Spettri	11
2.1	Emissione continua di corpo nero e Legge di Wien	11
2.2	Righe spettrali	11
2.2.1	Forma delle Righe	11
2.2.2	Equazioni di Boltzmann e di Saha	13
3	Misurazioni sugli spettri	16

Introduzione

Nel presente elaborato che conclude il Corso di Laurea in Astronomia vengono presentate le classificazioni spettrali stellari attualmente utilizzate e vengono descritti i processi fisici che producono gli spettri, caratterizzando una classe spettrale dall'altra.

Gli spettri sono il “codice a barre” che identifica ogni stella. Questo, tramite lo studio dell'intensità delle linee di assorbimento, da agli Astronomi le informazioni per conoscere la temperatura della fotosfera, la massa della stella e comprendere la composizione chimica, la pressione e la densità delle atmosfere stellari, permettendo di studiare processi fisici che avvengono nella stella ed attorno ad essa. Inoltre la fotometria sulle righe spettrali consente di conoscere la velocità relativa delle stelle rispetto all'osservatore, permettendo di rilevare compagne non risolvibili o addirittura esopianeti.

Gli spettri, ottenuti disperdendo la luce proveniente dalla stella nelle varie componenti attraverso un prisma od un reticolo di diffrazione, consistono in un continuo simile all'emissione di corpo nero, solcato da bande nere dette *righe d'assorbimento*. In un modello semplificato è possibile pensare alla fotosfera, la superficie della stella, come l'emettitrice del continuo, la cui radiazione, a determinate lunghezze d'onda, viene assorbita dagli atomi o molecole presenti nell'atmosfera della stella, lasciando bande nere nello spettro.

Ogni specie atomica ed ogni molecola, a causa della meccanica quantistica che ne quantizza i livelli energetici, lasciano le proprie righe caratteristiche negli spettri.

Gli spettri stellari sono classificati esclusivamente sulla base dell'intensità delle linee spettrali. L'intensità non è determinata solo dall'abbondanza dell'elemento ma è collegata, come si vedrà, alla temperatura che determina i processi che generano le righe, e alla luminosità della stella.

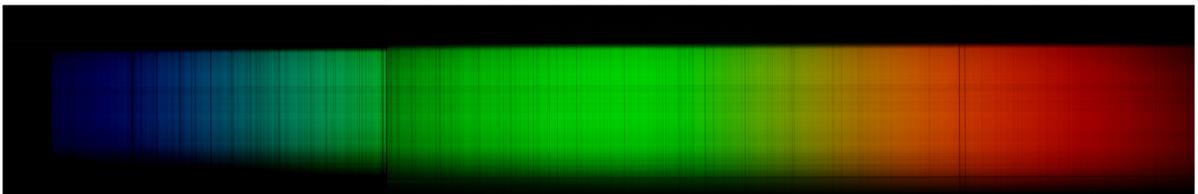


Figura 1: Spettro del Sole.

1 Le classificazioni

1.1 La classificazione di Secchi

La prima classificazione spettrale delle stelle, utilizzata fino alla fine del XIX secolo, fu quella ideata dal gesuita Padre Angelo Secchi che nel 1863, iniziò uno studio sistematico degli spettri stellari utilizzando un prisma obiettivo che gli permetteva di osservare lo spettro di più stelle nello stesso campo visuale. Nel giro di pochi anni riuscì a classificare oltre 4000 stelle, che suddivise inizialmente in tre classi organizzate in base alla temperatura:

- Classe I: stelle del tipo α Lyrae (Vega), bianco-azzurre, in cui predominano le righe dell'idrogeno;
- Classe II: stelle dello stesso tipo del Sole, gialle, in cui le righe dell'idrogeno si presentano più deboli e ad esse si affiancano righe di metalli;
- Classe III: stelle del tipo α Herculis, Betelgeuse, Antares, rosse, che presentano larghe bande di assorbimento.

In seguito aggiunse altre due classi spettrali:

- Classe IV: stelle rosse con linee caratteristiche del carbonio;
- Classe V: stelle che presentano righe d'emissione, come γ Cassiopeiae.

1.2 La classificazione di Harvard

La classificazione spettrale di Harvard è il frutto del duro lavoro di numerose persone che tra la fine del XIX e l'inizio del XX secolo analizzarono gli spettri di oltre duecentomila stelle e le organizzarono nell' *Henry Draper Catalogue* pubblicato nella sua versione finale nel 1924.

Assieme a quella di Yerkes, è tutt'ora la classificazione usata in Astrofisica e consente di ottenere buona parte delle informazioni ricavabili dallo spettro di una stella semplicemente conoscendone la classe spettrale.

Nel 1872 Henry Draper immortalò per la prima volta su una lastra fotografica lo spettro di Vega. Fu proprio l'avvento di questa tecnologia, la fotografia, che permise di analizzare un numero così grande di oggetti. Alla morte di Henry Draper, la moglie Mary Anna Palmer decise di finanziare il progetto di spettroscopia stellare all'Osservatorio di Harvard, diretto da Edward C. Pickering. Quest'ultimo assunse per questo lavoro un gruppo di donne brillanti, soprannominate donne calcolatrici, che avevano il compito di analizzare le lastre fotografiche su cui erano impressi gli spettri. La responsabile, Williamina Fleming, ritenne opportuno classificare le stelle in ordine alfabetico in funzione della presenza e rilevanza delle righe d'assorbimento dell'idrogeno seguendo un ordine decrescente. Nel 1890 pubblicò la prima versione del Catalogo HD con il nome *The Draper Catalogue of stellar spectra* che conteneva diecimila spettri. Più tardi, nel 1901, un'altra assistente di Pickering, Annie Jump Cannon, responsabile dell'analisi della maggior parte degli spettri presenti nelle versioni successive del Catalogo, riorganizzò le classi spettrali ordinandole in base alla temperatura superficiale, data dal colore secondo la legge di Wien. La scoperta che le bande d'assorbimento erano regolate dalla Temperatura avvenne in seguito grazie al contributo di un'altra donna

del team di Harvard, Cecilia Payne, che scoprì inoltre la grande abbondanza di H ed He nelle stelle rispetto ai metalli. A.J.Cannon eliminò classi superflue e ne creò altre, dando alla classificazione l'aspetto conosciuto oggi: O-B-A-F-G-K-M, in ordine di temperatura decrescente. Queste classi sono ulteriormente suddivise in dieci sottoclassi da 0 a 9 (A0,A1,...,A9). Vennero in seguito aggiunte altre classi per le nane brune e per stelle con caratteristiche particolari.

La Classificazione di Harvard è basata sulla visibilità delle righe, principalmente dipendente dalla Temperatura stellare, piuttosto che dalla gravità superficiale e luminosità (l'informazione su queste proprietà viene introdotta in seguito con la classificazione di Yerkes).

Le linee più importanti sono quelle dell'idrogeno della serie di Balmer, le linee dell'elio neutro, le linee del ferro, il doppietto H e K del calcio ionizzato a 396,8 e 393,3 nm, la banda G dovuta alla molecola CH ed alcuni metalli attorno a 431 nm e le linee dell'ossido di titanio (TiO).

L'attuale classificazione ha la forma schematica ¹:

$$\begin{array}{c} \text{C} \\ \text{O} - \text{B} - \text{A} - \text{F} - \text{G} - \text{K} - \text{M} - \text{L} - \text{T} \\ \text{S} \end{array}$$

Le stelle che fanno parte delle classi più a sinistra, le più calde, vengono dette *Early Type* mentre quelle più a destra vengono chiamate *Late Type*, questo a causa della teoria, poi superata, che le stelle si evolvessero da calde a fredde nel corso della loro vita. Le principali caratteristiche delle varie classi sono:

- **O**: stelle blu, temperatura superficiale tra i 20000 e i 35000 K. Spettro caratterizzato da linee di atomi ionizzati più volte, per esempio: He II, C III, N III, O III, Si V. He I visibile, linee H I deboli;
- **B**: stelle blu-bianche, temperatura superficiale attorno ai 15000 K. Le linee di He II sono scomparse, le linee dell'He I hanno la massima intensità nella classe B2 e si indeboliscono fino a scomparire alla classe B9. La linea K del Ca II diventa visibile dalla classe B3. Linee di H I si intensificano. Altre linee visibili sono quelle di O II, Si II e Mg II;
- **A**: stelle bianche, temperatura superficiale attorno ai 9000 K. Linee di H I molto marcate che dominano lo spettro per la classe A0. Perdono di intensità andando da early a late. Linee H e K del Ca II si intensificano. He I non più visibile. Metalli neutri cominciano ad apparire;
- **F**: stelle bianco-gialle, temperatura superficiale attorno ai 7000 K. Linee di H I si indeboliscono, H e K del Ca II continuano ad intensificarsi. Molte linee di metalli per esempio Fe I, Fe II, Cr II, Ti II sono chiare e si intensificano;
- **G**: stelle gialle del tipo del Sole, temperatura superficiale attorno ai 5500 K. Le righe di H I continuano ad indebolirsi, linee H e K di Ca II hanno la massima intensità in G0. Linee dei metalli si intensificano, la banda G è chiaramente visibile. Le linee del CN sono visibili nelle stelle giganti di questa classe spettrale;

¹Una simpatica frase per ricordala, diversa da quella più diffusa e "antica": *Only Bad Astronomers Feel Good Knowing Mnemonics Like This*

- **K**: stelle giallo-arancio, temperatura superficiale attorno ai 4000 K. Lo spettro è dominato dalle righe dei metalli. Le linee H I sono praticamente scomparse. La linea del Ca I a 422,7 nm è chiaramente visibile. Linee H, K e la banda G sono molto marcate. La banda del TiO diventa visibile alla classe K5;
- **M**: stelle rosse, temperatura superficiale attorno ai 3000 K. La banda del TiO si intensifica. La riga del Ca I a 422,7 nm ha il suo massimo. Sono presenti molte linee di metalli neutri;
- **L**: stelle rosso scuro o brune, temperatura superficiale attorno ai 2000 K. Le bande del TiO e VO scompaiono. Righe del Na I e K I molto marcate;
- **T**: nane brune, temperatura superficiale attorno ai 1000 K. Linee di assorbimento molecolare molto marcate per il CH₄ e H₂O.

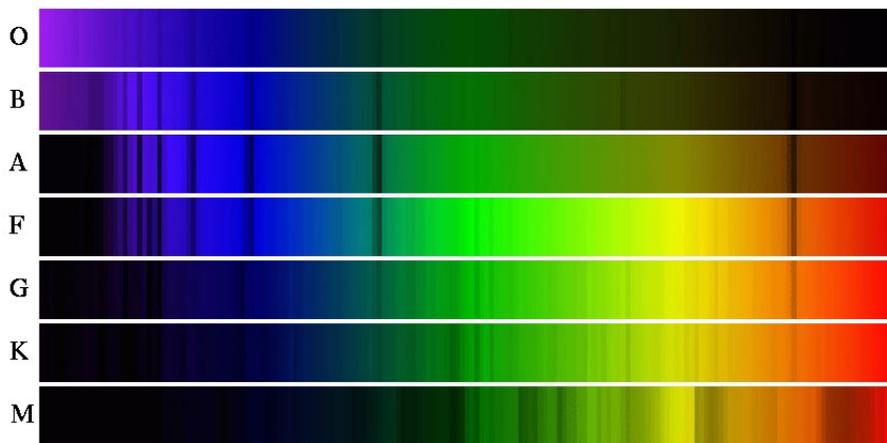


Figura 2: Spettri delle principali classi della classificazione di Harvard.

Sono inoltre presenti due rami paralleli alle classi G-M che differiscono nella composizione chimica superficiale:

- **C**: stelle al Carbonio, molto rosse con una temperatura attorno ai 3000 K. Linee molecolari molto marcate tra cui C₂, CN e CH. Banda del TiO non presente. Linee spettrali tipiche delle classi K e M;
- **S**: stelle rosse a bassa temperatura (attorno ai 3000 K). Banda del ZrO molto marcata assieme ad altre bande molecolari tra cui YO, LaO e TiO.

Le linee che contraddistinguono le principali classi spettrali sono schematizzate in Figura 3.

Si può notare che gli spettri delle stelle più calde sono caratterizzati da linee prodotte da atomi ionizzati. Al calare della temperatura, muovendosi verso classi spettrali di stelle più fredde, gli atomi riescono a tornare neutri e addirittura associarsi in molecole.

È evidente il ruolo fondamentale della temperatura nel controllare quale tipo di popolazione atomica può esistere in un'atmosfera stellare. L'abbondanza di uno ione rispetto all'elemento neutro è regolata dalla legge di Saha mentre la popolazione dei livelli di eccitazione di una specie atomica è regolata dalla legge di Boltzmann. L'uso combinato delle due leggi consente di descrivere la popolazione di atomi in un certo

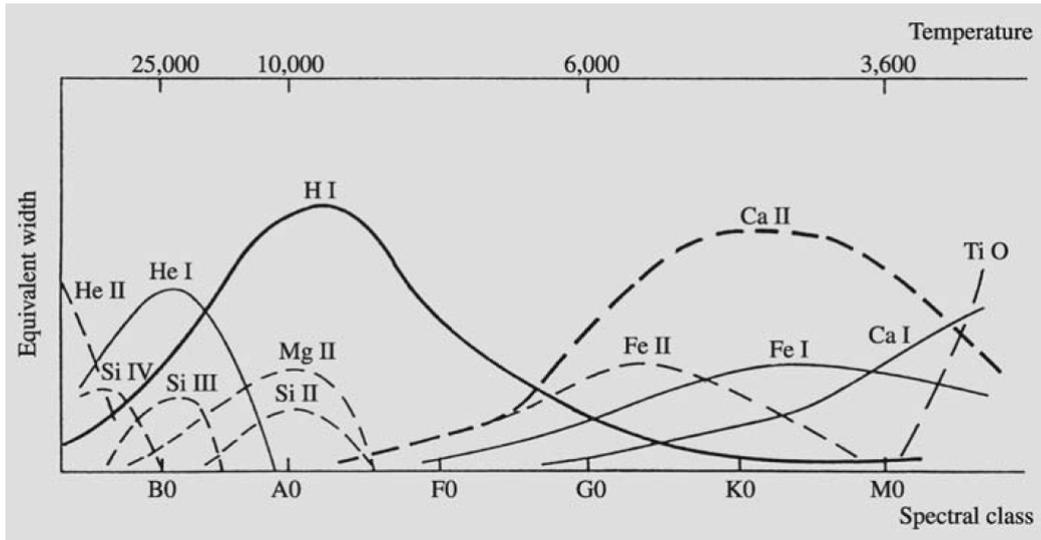


Figura 3: Larghezza equivalente delle linee in funzione della classe spettrale/Temperatura. La larghezza equivalente di una linea spettrale è la larghezza di un rettangolo che racchiude la stessa area della linea normalizzata al continuo.

stato rispetto al totale e ci consente di capire quali righe possano essere visibili a quella temperatura in perfetto accordo con le osservazioni.

Esistono altre classi spettrali che classificano stelle dette *peculiarari*. Tra queste: la classe **Q** che include le novae; la **P**, che comprende stelle con una nebulosa planetaria, le stelle **W**, chiamate *Wolf-Rayet* (stelle molto calde con forti righe in emissione, si suppone siano stelle di grande massa che abbiano perso gli strati esterni a causa del forte vento stellare che ne espone l'interno, la maggior parte fanno parte di un sistema binario); le *shell stars*, stelle di classe O o B a cui si aggiunge la lettera e dopo la classe spettrale, che sono stelle con deboli righe d'emissione sulle ali delle righe d'assorbimento dell'idrogeno, causate da un disco di gas appiattito attorno alla stella; stelle magnetiche a cui si aggiunge la lettera **p** in cui le linee vengono separate dall'effetto Zeeman, linee di elementi come magnesio, silicio, europio, cromo e stronzio sono ben marcate e sono presenti anche metalli più rari; stelle *metalliche*, a cui si aggiunge la lettera **m** presentano abbondanze anomale di elementi pesanti (anche se non come le p); stelle giganti dette *Barium stars*, in cui i prodotti delle reazioni nucleari che avvengono nel core stellare sono stati mescolati con gli strati superficiali.

1.3 La classificazione di Yerkes

La classificazione di Harvard tiene in considerazione soltanto l'effetto della temperatura sullo spettro. Per una più precisa classificazione deve essere considerata anche la luminosità, dato che due stelle con la stessa temperatura superficiale potrebbero avere dimensioni e luminosità molto diverse.

La classificazione di Yerkes introduce un numero romano che viene aggiunto alla classe della classificazione di Harvard, descrivendone la classe di Luminosità.

La classe di Luminosità è determinata analizzando il profilo di linee che dipendono dall'accelerazione di gravità delle stelle ($g = \frac{GM}{R^2}$), la quale è collegata alla luminosità ($L = 4\pi R^2 \sigma T^4$).² Un esempio è visibile in Figura 4.

² $\sigma = 5,7 \cdot 10^{-5} \left[\frac{\text{erg}}{\text{K}^4 \text{s cm}^2} \right]$

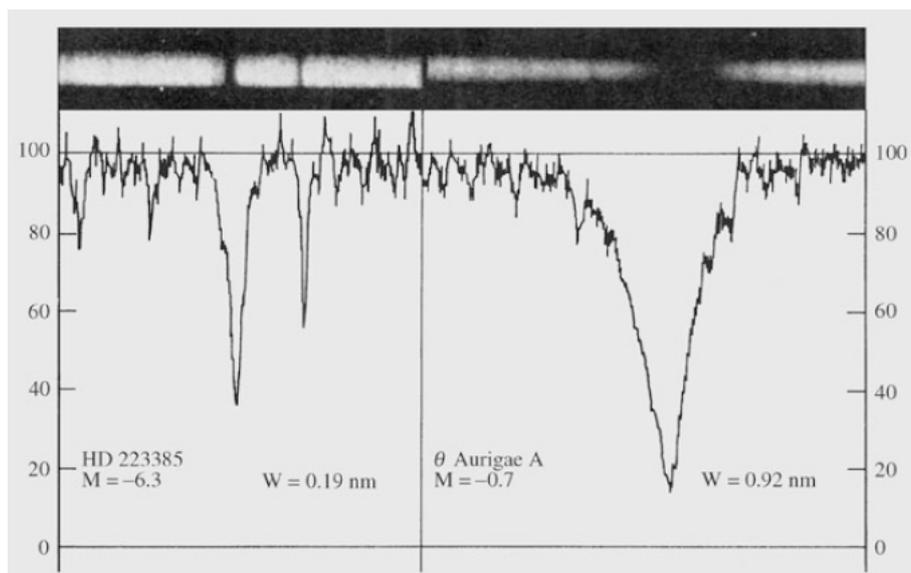


Figura 4: Effetto della Luminosità sulla linea H_γ in due stelle di classe A. HD223385 è una supergigante e mostra una linea sottile, θ Aurigae A è una stella gigante e mostra una linea molto più larga. Sull'asse verticale l'intensità è normalizzata ed il 100 rappresenta l'emissione continua del corpo nero alla temperatura della stella.

Tale luminosità comporta vari effetti per le diverse classi e sulle diverse linee. Non è scontato infatti, che a minor luminosità, e quindi a maggior densità superficiale, le linee siano più marcate per l'allargamento collisionale (Sezione 2.2.1), anche se nell'insieme, è un valido indicatore della luminosità della stella.

Le classi di Luminosità vennero definite basandosi sull'osservazione del diagramma di Hertzsprung-Russel che mette in relazione la classe spettrale con la luminosità intrinseca stellare. Un esempio di diagramma H-R è visibile in Figura 5.

Le classi di Luminosità sono:

- **0** Ipergiganti;
- **Ia** Supergiganti molto luminose;
- **Ib** Supergiganti meno luminose;
- **II** Giganti brillanti;
- **III** Giganti;
- **IV** Subgiganti;
- **V** Nane o stelle di sequenza principale;
- **VI** Subnane;
- **VII** Nane bianche.

In conclusione ogni stella viene classificata con due termini: il primo legato alla temperatura, il secondo alla luminosità. Il Sole è una stella di classe G2 V.

È importante notare che ogni stella durante il corso della propria vita cambierà classe spettrale e si sposterà nel diagramma H-R, vedi Figura 6. Tuttavia, conoscendo

i processi fisici che mantengono in equilibrio la stella e la classificazione spettrale, è possibile fare ipotesi verosimili sulla sua evoluzione nel tempo.

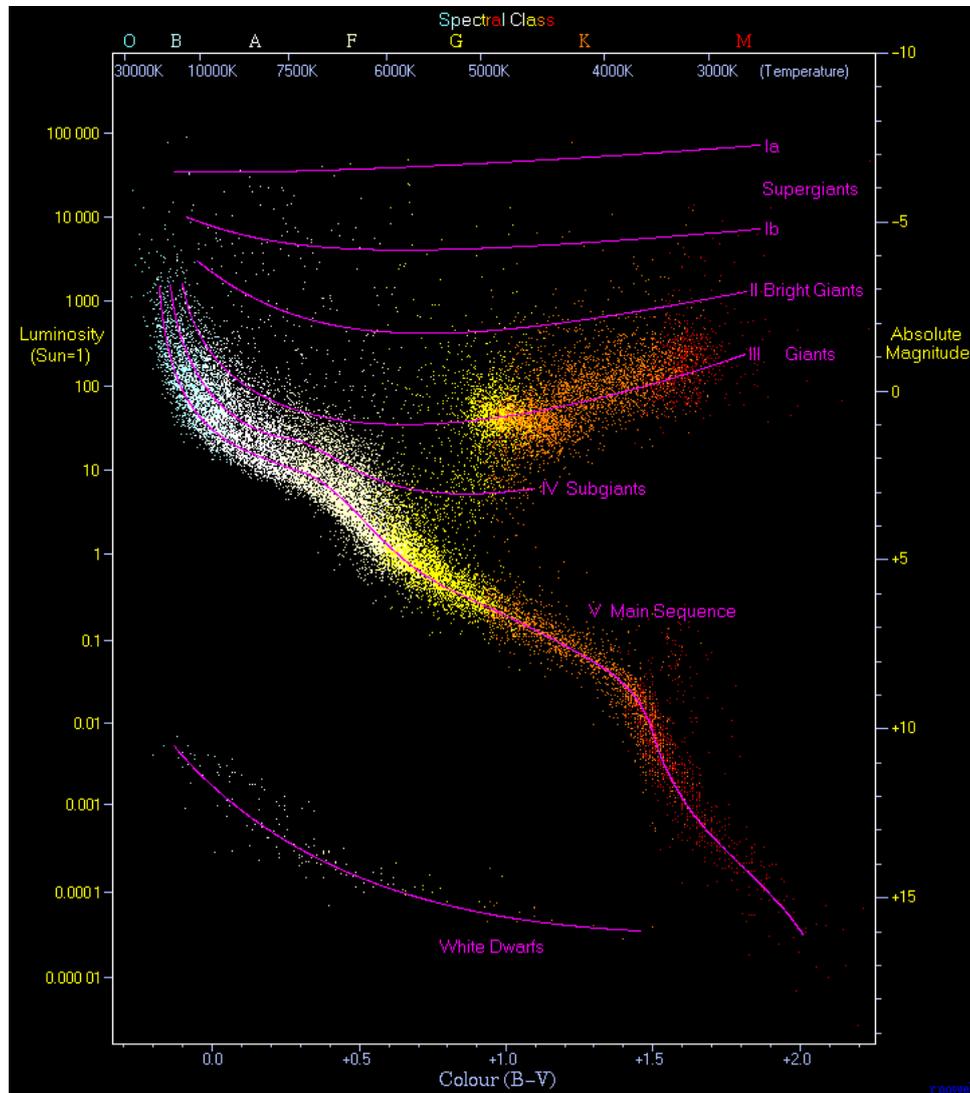


Figura 5: Esempio di diagramma H-R a scopo educativo che non rappresenta una reale popolazione stellare. È possibile notare la posizione delle varie classi di Luminosità, soprattutto la zona della sequenza principale, luogo del diagramma in cui le stelle permangono per la maggior parte della loro vita, dato che in questa fase avviene il bruciamento dell'idrogeno nel core. Si può anche vedere come a parità di classe spettrale si possano avere stelle con una sostanziale differenza di luminosità (per esempio le Giganti della classe M differiscono dalle Nane della stessa classe per 6 ordini di grandezza).

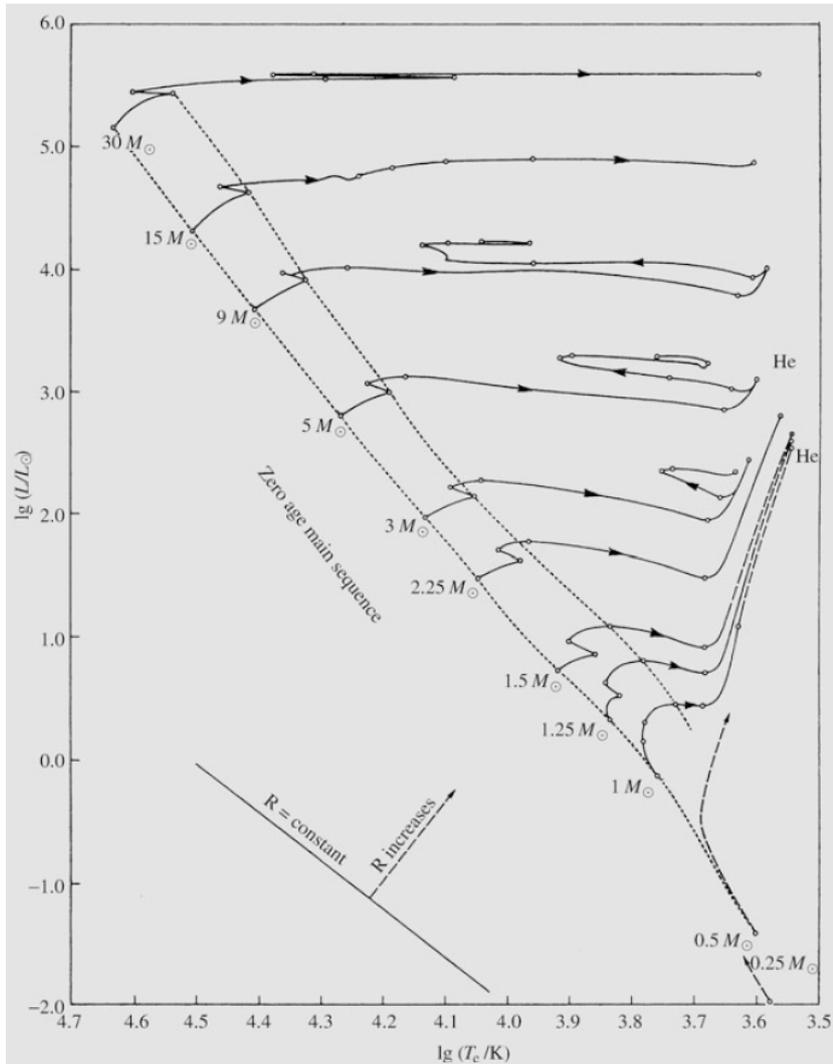


Figura 6: Percorso di una stella nel diagramma H-R durante la sua fase di sequenza principale, marcata dalle linee tratteggiate, e durante la trasformazione in Gigante/Supergigante Rossa, in cui inizia a bruciare elio. Sull'asse delle ascisse la Temperatura effettiva, sull'asse delle ordinate la luminosità in funzione di Luminosità Solare.

2 Spettri

Una stella è una sfera di gas in cui ogni elemento è in equilibrio tra forza di gravità e pressione del gas. L'energia necessaria a mantenerne la struttura senza farla collassare per forza gravitazionale, è fornita dalle reazioni termonucleari che avvengono nel nucleo (o *core*). Gli strati esterni della stella emettono la radiazione proveniente dal nucleo sottoforma di radiazione elettromagnetica. Questa può essere approssimata all'emissione di corpo nero che segue la Legge di Planck. Gli elettroni degli atomi presenti nell'atmosfera assorbono la radiazione ad alcune lunghezze d'onda in transizioni *bound-bound* (restando legati all'atomo ma cambiando livello energetico), *bound-free* (in cui l'elettrone si dissocia trasformando l'atomo in ione) e *free-free* (in cui un elettrone libero può assorbire un'elettrone sotto alcune condizioni). Dopo aver assorbito il fotone, l'elettrone si trova in uno stato eccitato instabile e dopo un certo tempo, determinato dai coefficienti di Einstein, tenderà a tornare nello stato fondamentale riemettendo il fotone per emissione spontanea. Questo provoca l'annerimento di alcune lunghezze d'onda del continuo. Come si sa dalla legge $E = \frac{hc}{\lambda}$ ogni fotone di lunghezza d'onda λ trasporta un certo valore di energia. L'energia necessaria per spostare un elettrone dal livello a al livello b in un atomo idrogenoide è data da:

$$E_{a,b} = 13,6 Z^2 \left(\frac{1}{a^2} - \frac{1}{b^2} \right) [eV] \quad (1)$$

in cui Z è il numero atomico ed indica la carica elettrica nucleare.

Un discorso simile vale per l'assorbimento da parte delle molecole, con l'accorgimento che queste hanno molti più livelli energetici dato che possono assorbire fotoni per ruotare, vibrare e dissociarsi in atomi.

2.1 Emissione continua di corpo nero e Legge di Wien

Il corpo nero è un oggetto ideale che all'equilibrio termico assorbe tutta la radiazione elettromagnetica che gli viene fornita e la riemette con l'intensità redistribuita in funzione della lunghezza d'onda λ secondo la legge di Planck:

$$B(\lambda, T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1} \quad (2)$$

in cui k è la costante di Boltzmann e vale $1,38 \cdot 10^{-16} [\frac{erg}{K}]$, c è la velocità della luce ed h è la costante di Planck che vale $6,6 \cdot 10^{-27} [erg \cdot s]$.

Derivandola per trovare a quale lunghezza d'onda si ha il picco dell'intensità, si ottiene la Legge di Wien:

$$\lambda_{max} = \frac{0,29}{T} [cm K]. \quad (3)$$

In figura 7 è possibile vedere l'andamento di queste due leggi in funzione di lunghezza d'onda e temperatura.

2.2 Righe spettrali

2.2.1 Forma delle Righe

Secondo quanto detto finora sul processo di formazione delle righe, ci si potrebbe aspettare una riga di spessore infinitamente sottile centrata sulla λ alla quale avviene

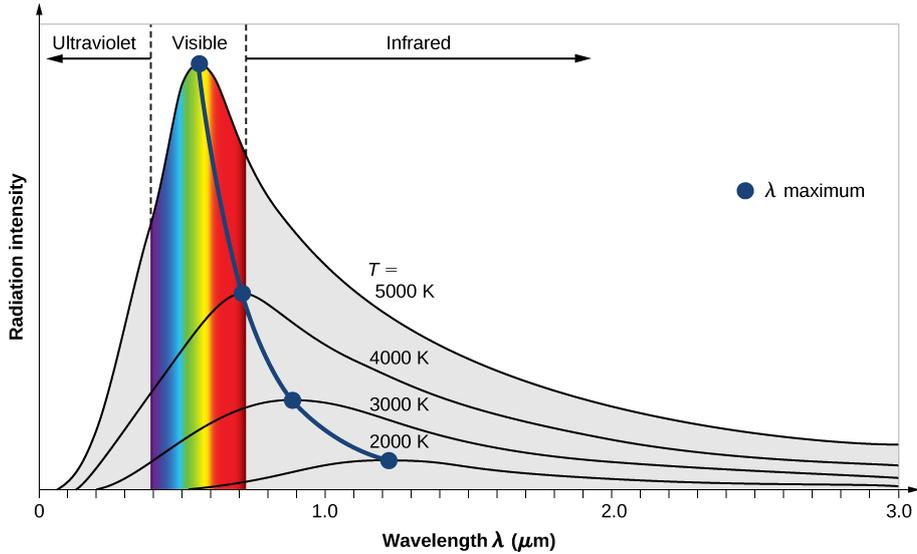


Figura 7: Andamento dell'intensità di radiazione di corpo nero in funzione della lunghezza d'onda per corpi a diversa temperatura. Notare come la Legge di Wien sposti il picco dell'intensità a λ via via più corte. Alla temperatura delle stelle, $\simeq 10^3$ K, buona parte dell'emissione si trova nello spettro visibile.

l'assorbimento. In realtà, l'allargamento della riga attorno al centro teorico avviene attraverso tre processi:

- **ALLARGAMENTO INTRINSECO:** manifestazione a livello macroscopico del principio di indeterminazione di Heisenberg per la coppia di osservabili non-commutanti energia-tempo:

$$\Delta E \Delta t \geq \frac{\hbar}{2} \quad (4)$$

dove \hbar è la costante di Planck ridotta ³. Questa formula indica che ogni transizione energetica contiene un'incertezza intrinseca che dipende dall'intervallo di tempo in cui l'elettrone sopravvive nello stato iniziale e finale.

L'effetto sulla riga spettrale è nella maggior parte dei casi trascurabile, dato che è dell'ordine di 10^{-4} Å.

- **ALLARGAMENTO DOPPLER:** dovuto all'agitazione termica degli atomi che all'equilibrio termico hanno velocità descritte dalla distribuzione di Maxwell-Boltzmann. L'effetto doppler per ogni velocità è dato da:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{\lambda_{oss} - \lambda_{rif}}{\lambda_{rif}} = \frac{v}{c} \quad (5)$$

Maggiore sarà la velocità degli atomi, più la riga verrà spostata. L'effetto d'insieme produce un allargamento della riga quantificato da:

$$(\Delta\lambda)_{\frac{1}{2}} = 2\frac{\lambda}{c} \sqrt{\frac{2kT \ln 2}{m}} \quad (6)$$

³ $\hbar = h/2\pi$

In cui $(\Delta\lambda)_{\frac{1}{2}}$ rappresenta lo scostamento dal centro della riga ⁴ ed m è la massa dell'atomo che produce la riga.

Oltre al moto casuale per agitazione termica possono essere presenti effetti aggiuntivi che possono contribuire all'effetto Doppler come la turbolenza del gas stellare.

L'effetto dell'allargamento Doppler sulle righe è sostanziale. $(\Delta\lambda)_{\frac{1}{2}}$ è dell'ordine di 10^{-1}\AA .

- **ALLARGAMENTO COLLISIONALE:** prodotto delle collisioni tra atomi/ioni che perturbano gli orbitali atomici. Il risultato delle singole collisioni è chiamato allargamento collisionale, mentre l'effetto statistico su un certo numero di perturbazioni dovute a campi elettrici di ioni o atomi, è chiamato allargamento di pressione. Questi dipendono dal tempo medio che intercorre tra due collisioni successive, che a sua volta dipende dalla densità del gas. La $(\Delta\lambda)_{\frac{1}{2}}$ è data da:

$$(\Delta\lambda)_{\frac{1}{2}} = \frac{\lambda^2}{\pi c} n \sigma \sqrt{\frac{2kT}{m}} \quad (7)$$

dove n è la densità del gas e σ la sezione d'urto.

L'effetto sulle righe è dello stesso ordine dell'allargamento intrinseco.

L'allargamento intrinseco e collisionale sono detti *profilo di smorzamento* o *Damping profile* e hanno effetti sulle ali della riga, mentre l'effetto Doppler agisce sul core (perché il numero di particelle veloci che generano l'effetto Doppler più sostanziale decresce esponenzialmente nella distribuzione di Maxwell, che contiene il termine $e^{-\frac{mv^2}{2kT}}$). Il profilo totale ottenuto sommando i due effetti è detto *Profilo di Voigt*.

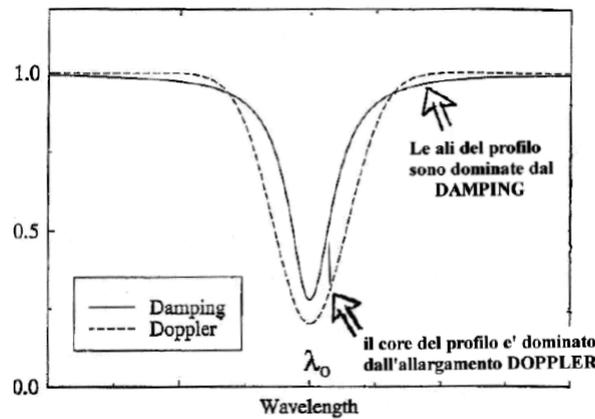


Figura 8: Effetti dell'allargamento di smorzamento e Doppler sulla riga.

2.2.2 Equazioni di Boltzmann e di Saha

Come evidenziato dal grafico di Figura 3, la larghezza equivalente delle righe spettrali varia in funzione della temperatura dell'atmosfera stellare. Questo è dovuto al fatto che

⁴ $(\Delta\lambda)_{\frac{1}{2}}$ è la FWHM, Full Width at Half Maximum ovvero, normalizzata la riga all'emissione del continuo, rappresenta la larghezza a metà altezza/profondità.

la temperatura regola la popolazione delle specie atomiche ad un determinato livello di eccitazione e ionizzazione.

L'equazione di Boltzmann fornisce una stima del rapporto di atomi di un certo elemento che si trovano ad un dato livello di eccitazione b rispetto ad un altro livello di eccitazione a :

$$\frac{N_b}{N_a} = \frac{g_b}{g_a} e^{-\frac{E_b - E_a}{kT}} \quad (8)$$

dove g rappresenta il grado di degenerazione del livello e per un atomo idrogenoide vale $g_n = 2n^2$.

Con qualche accorgimento è possibile ottenere una forma dell'equazione di Boltzmann che consente di ottenere la frazione degli atomi al livello di eccitazione i , rispetto al numero totale degli atomi a quel livello di ionizzazione j :

$$\frac{N_{ij}}{N_j} = \frac{g_i e^{-\frac{\chi_i}{kT}}}{U_j(T)} \quad (9)$$

dove χ_i è il potenziale di eccitazione, ovvero la differenza di energia tra il primo livello energetico disponibile (a quel livello di ionizzazione) ed il livello energetico i . U_i è la funzione di partizione, ovvero una somma dei pesi statistici di tutti i livelli di eccitazione pesati da un termine che dipende dalla temperatura (è una serie che verrà troncata quando il peso del livello diventerà trascurabile).

L'equazione di Saha fornisce invece una stima della percentuale di atomi di un certo elemento $j + 1$ volte ionizzati rispetto al numero di atomi, della stessa specie, j volte ionizzati. In forma logaritmica è:

$$\log \frac{N_{j+1}}{N_j} = -0,176 - \log P_e + \log \frac{U_{j+1}(T)}{U_j(T)} + 2,5 \cdot \log T - \frac{5040}{T} \chi_i \quad (10)$$

dove $P_e = n_e k T$ è la pressione degli elettroni.

L'uso combinato delle due equazioni consente di trovare a quale livello di eccitazione e ionizzazione si trova una certa specie atomica. Di conseguenza sarà possibile trovare quali siano le transizioni energetiche (e quindi le righe) più probabili ad una certa temperatura.

La scomparsa graduale della serie di Balmer (linee H_α , H_β , H_γ , eccetera) andando dalle stelle di classe A alle stelle di classe O (Figura 9) è un chiaro esempio di come agiscano le leggi di Boltzmann e Saha. La serie di Balmer è l'insieme delle righe spettrali prodotte dall'idrogeno che si trova nel livello energetico iniziale $n = 2$. Applicando la legge di Boltzmann si ottiene che, per avere una percentuale significativa di atomi di idrogeno nel secondo livello di eccitazione rispetto al livello fondamentale, è necessaria una temperatura di 85000K. A meno che non esista un meccanismo che spopoli il livello $n = 2$, ci si aspetterebbe un aumento dell'intensità della serie di Balmer (Figura 10 a). Questo meccanismo è fornito dalla ionizzazione, la cui percentuale è calcolabile con l'equazione di Saha. In un intervallo di soli 3000 K, l'idrogeno passa da neutro a completamente ionizzato (Figura 10 b).

Combinando gli effetti di eccitazione e ionizzazione, si ottiene la distribuzione di Figura 10 c, nella quale si nota che il picco di atomi nel livello $n = 2$ lo si ha proprio a $T \simeq 10000 K$, la temperatura delle stelle di classe A, in cui la serie di Balmer è più marcata.

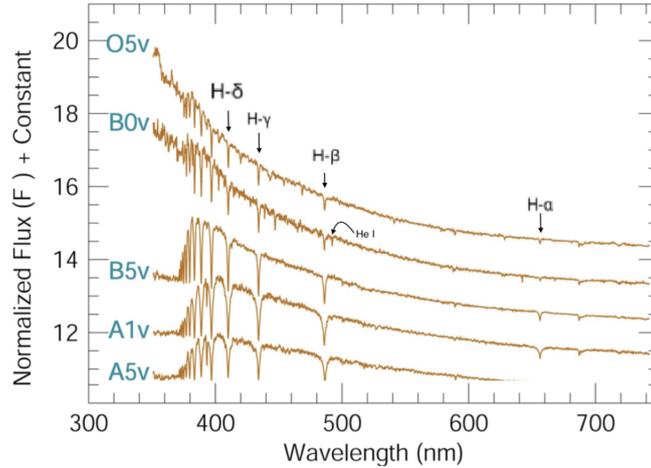


Figura 9: Spettri di stelle di classe da O ad A. Notare come le righe della serie di Balmer siano meno marcate in stelle a temperatura più elevata. Si può inoltre notare la presenza del Balmer Jump attorno ai 365 nm nelle stelle di classe A, ovvero la riduzione del continuo dovuta alla ionizzazione degli atomi di idrogeno. Il Balmer Jump non è presente nelle stelle di classe B ed O, in cui la maggior parte degli atomi di idrogeno è completamente ionizzata. L'energia necessaria per la fotoionizzazione dell'idrogeno allo stato eccitato $n = 2$ è 3,4 eV corrispondente ad una lunghezza d'onda di, appunto, 364,7 nm. Ogni fotone di energia superiore viene assorbito ionizzando l'idrogeno.

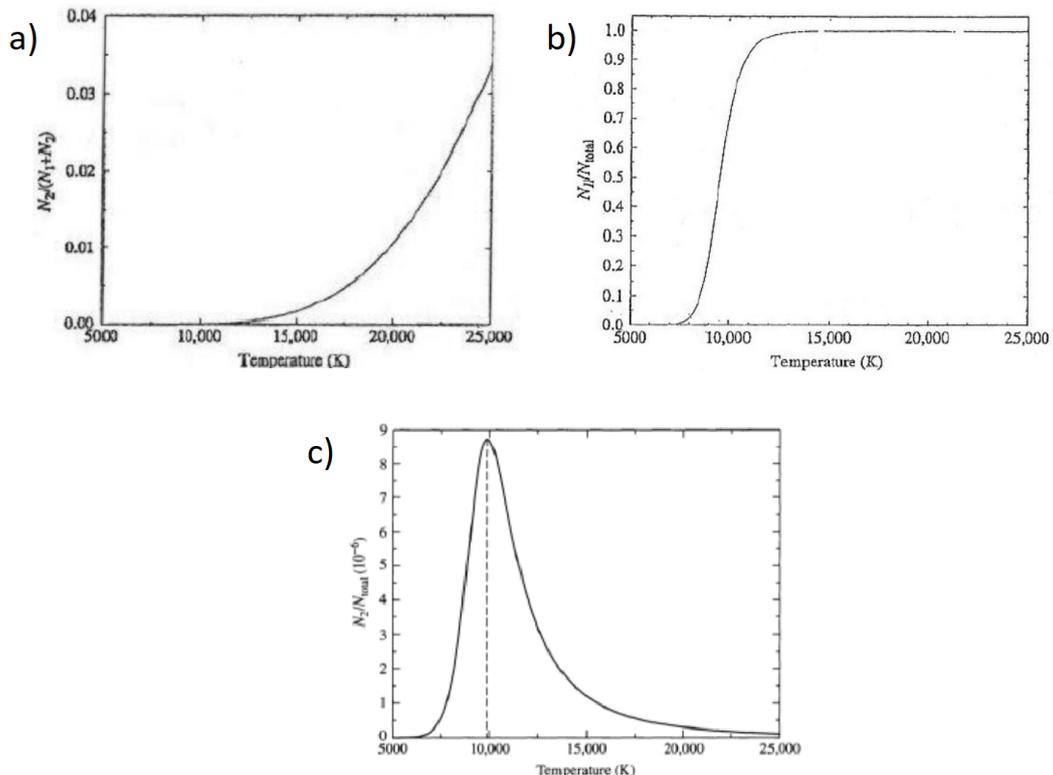


Figura 10: a) Frazione di atomi al livello $n = 2$ rispetto agli atomi totali nei livelli $n = 1$ e $n = 2$, calcolata con la legge di Boltzmann. b) Frazione di atomi di idrogeno ionizzati in funzione della temperatura, calcolata con la legge di Saha. c) Frazione di atomi al livello $n = 2$ in funzione della temperatura, calcolata combinando le leggi di Saha e Boltzmann.

3 Misurazioni sugli spettri

Per generare uno spettro occorre uno spettroscopio, uno strumento che fa passare la luce attraverso un prisma o un reticolo di diffrazione, disperdendola nelle sue componenti. Ciò che determina la qualità di uno spettroscopio è la *dispersione*, ovvero il range di lunghezze d'onda disperse per millimetro (o pixel nel caso in cui il sensore sia un CCD). Gli spettroscopi a fenditura permettono di ottenere dispersioni dell'ordine del nm/mm.

Una volta ottenuto uno spettro, questo viene convertito in *conteggi per pixel* in modo da ottenere la quantità di fotoni, ovvero l'intensità della radiazione catturata dal sensore, per lunghezza d'onda. Nel caso si utilizzino lastre fotografiche anziché CCD, lo spettro deve essere convertito in un tracciato d'intensità utilizzando un microdensitometro. A causa della non linearità dell'impressione della luce su questo tipo di lastre è poi necessario calibrare i valori ottenuti.

Si ha ora uno spettro 1D, con il valore dell'intensità in funzione della lunghezza d'onda. Per la misurazione dell'intensità delle linee spettrali si normalizza lo spettro ottenuto al continuo.

Dalla forma e spessore della riga è possibile ottenere l'abbondanza dell'elemento che assorbe quella lunghezza d'onda. Questo lo si fa confrontando il profilo della linea con il profilo di Voigt, calcolato da un modello teorico di atmosfera stellare nel quale vengono inseriti parametri quali temperatura, pressione, densità, luminosità e composizione chimica.

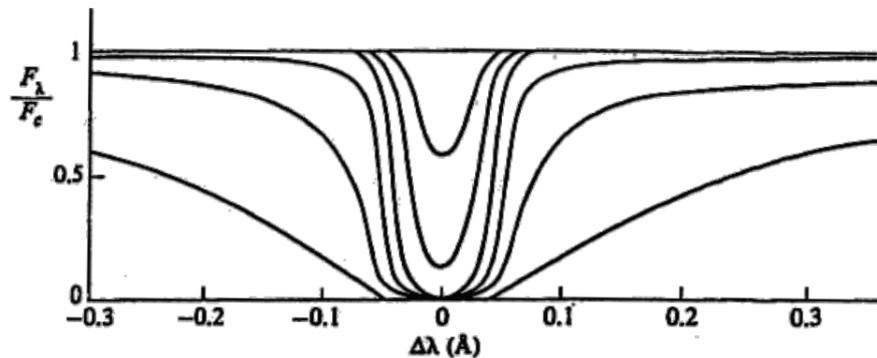


Figura 11: Profili di Voigt per una riga d'assorbimento. Questi sono stati calcolati utilizzando modelli di atmosfera stellare. Si può notare come i profili diventino mano a mano più profondi all'aumentare del numero di atomi assorbenti utilizzati nel modello. Inizialmente è il core della riga a crescere, mentre l'effetto sulle ali è trascurabile. Una volta saturato il continuo, l'effetto sulle ali diventa sempre più importante. La curva che descrive l'andamento della larghezza equivalente all'aumentare degli atomi assorbenti è chiamata *curva di crescita*.

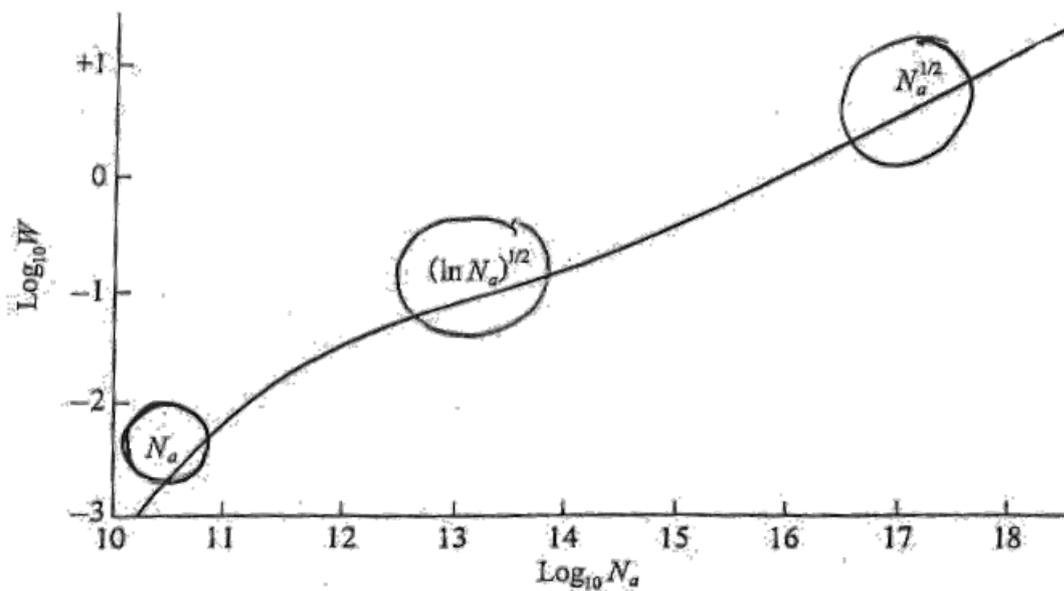


Figura 12: Curva di crescita del profilo di Voigt in funzione del numero di atomi assorbenti N_a . Si notano tre regimi distinti. Per piccoli N_a si ha il *regime lineare*, in cui la larghezza equivalente W della riga, è data dal contributo del core in cui predomina l'allargamento Doppler. A metà si nota il *regime piatto* in cui W cresce molto lentamente dato che il core è saturo. All'aumentare ancora di N_a , la W torna a crescere. Questo regime è chiamato *regime di smorzamento*, dato che è l'allargamento collisionale a contribuire alla modifica di W .

Riferimenti bibliografici

- [1] Paola Focardi, *Appunti di Storia dell'Astronomia*.
- [2] Paola Focardi, *Appunti di Tecniche di Analisi Dati Astronomici*.
- [3] Karttunen, H.; Kröger P.; Oja H.; Poutanen M.; Donner K.J.
Fundamental Astronomy
Springer-Verlag, 1984.
- [4] Andrea Cimatti, *Appunti di Astronomia*.
- [5] Francesco R. Ferraro, *Appunti di Astrofisica Stellare*.
- [6] www.wikipedia.com , per alcuni grafici.
- [7] www.labella.altervista.org, per le foto degli spettri a colori.