

Alma Mater Studiorum – Università di Bologna

Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Astronomia

La classificazione spettrale delle stelle

Tesi di laurea

Presentata da:
Amanda Montanaro

Relatore:
Chiar.ma Prof. Marcella Brusa

Anno accademico 2021-2022

Indice

1	Introduzione	2
2	Classificazione di Harvard	3
3	Diagramma di Hertzsprung-Russel	6
4	Classificazione di Yerkes	9
5	Temperatura Superficiale	10
6	Abitabilità planetaria nelle stelle di MS	14
6.1	Stelle O	15
6.2	Stelle B ed A	15
6.3	Stelle F,G, early K	15
6.4	Stelle late K ed M	16

Capitolo 1

Introduzione

Il concetto di classificazione spettrale persiste nella storia umana sin dai tempi dell'antichità, difatti l'osservazione del cielo notturno è un denominatore comune a molte delle civiltà di tutto il mondo. Il primo documento rilevante di catalogazione stellare che è arrivato fino a noi appartiene ad Ipparco di Nicea (II secolo a.C.). In tale trattato l'astronomo classificò le stelle a lui visibili in sei classi in base alla loro luminosità apparente, partendo dalle più brillanti fino ad arrivare alle più deboli. Nei secoli successivi l'argomento della scala delle magnitudini creata da Ipparco venne prima ripreso da Tolomeo (I secolo d.C.) con la sua opera *Almagesto*, dopodiché venne modificato e perfezionato da Pogson (XIX secolo), che ne formulò una definizione matematica accurata. La svolta verso le moderne classificazioni avvenne dopo la metà del XIII secolo con padre Angelo Secchi (1818-1878), il quale propose una prima catalogazione divisa in tre classi principali. Ogni ordine era basato su criteri spettroscopici come le righe dell'idrogeno o righe in emissione. Secchi fu il primo ad introdurre un metodo rigoroso di classificazione, ma la sua catalogazione nel tempo venne sostituita da un'altra più approfondita: la classificazione di Harvard. Utilizzata ancora oggi, fu realizzata durante i primi anni del 900 grazie ai contributi di Henry Draper (1837-1882), Williamina Fleming (1857-1911) e Anne Jump Cannon (1863-1941), che istituì il sistema di classificazione in lettere che viene usato tutt'ora.

Partendo da questa introduzione storica, verrà presentato un approfondimento nel dettaglio della classificazione di Harvard, per poi vedere come essa sia connessa ad uno dei diagrammi più importanti per l'astrofisica stellare, il diagramma H-R. Seguirà poi una presentazione della classificazione di Yerkes e una trattazione sul concetto di temperatura stellare. Infine verrà presentata una ricerca sulla possibile abitabilità planetaria nei sistemi solari in base alla classe stellare.

Capitolo 2

Classificazione di Harvard

Nel corso degli anni ottanta dell'Ottocento l'astronomo Edward C. Pickering (1846-1919), insieme alla sua assistente Williamina P. Fleming (1846-1919), iniziò a studiare gli spettri stellari presso l'Harvard College Observatory al fine di creare un catalogo che riassume le principali caratteristiche per ogni tipo di stella. Usando un criterio simile a quello che aveva usato padre Secchi per la sua classificazione, ovvero le righe dell'idrogeno, Fleming suddivise le classi di Secchi in sottoclassi denominate con lettere maiuscole in ordine alfabetico dalla A alla N in base alla larghezza delle righe. Ad A corrispondevano le stelle con righe più larghe, per poi calare progressivamente nelle categorie successive. Antonia Maury (1866-1952), anch'ella collaboratrice di Pickering, diede un importante contributo proponendo una riorganizzazione nell'ordine delle lettere in modo che l'odierna classe B risultasse in realtà la classe A. Maury fu la prima ad ordinare le classi stellari in questo modo, anche se non utilizzò le lettere per indicare i tipi stellari, ma i numeri romani da I a XXII. Nel 1901 Annie Jump Cannon (1863-1941), unì gli studi di tutti e tre i ricercatori, rinominando delle varie classi in O, B, A, F, G, K e M, e aggiungendo i numeri da 0 a 9 al di fianco come sottoclasse. In questo modo la classificazione di Harvard divenne organizzata in scala di temperatura, dalle stelle più calde alle più fredde. Cannon inoltre aggiunse altre classi come P per le nebulose planetarie o Q per gli spettri peculiari. Gli oggetti appartenenti alle classi di stelle più calde vengono definite ancora oggi *early types* e come controparte si hanno le *late types*. La stessa regola vale per le sottoclassi da 0 a 9. Questa nomenclatura rimane ancora nonostante provenga in origine da una teoria di evoluzione stellare ora dimostrata errata. I risultati del lavoro di Cannon vennero poi raccolti nell'*Henry Draper Catalogue* (1918-1924) e la classificazione nata da queste ricerche viene ancora utilizzata nella moderna astrofisica.

L'attuale classificazione di Harvard, con sequenza data da

C
O-B-A-F-G-K-M-L-T
S

si basa principalmente sulle righe che sono sensibili alla temperatura superficiale della stella piuttosto che ad altre caratteristiche fisiche come gravità e luminosità. Verranno illustrate ora le diverse peculiarità per ogni classe, tenendo conto del fatto che esistono altre lettere che descrivono altri oggetti (come la Q per descrivere le novae e la P per le nebulose planetarie) e che le classi C ed S rappresentano branche parallele rispetto ai tipi G,K,M. Si noti che per "metalli" si intende la definizione astrofisica, ovvero qualunque elemento più pesante dell'elio.

- **Classe O:** Stelle comunemente definite come blu, si presentano come molto calde e luminose e hanno temperature superficiali di $2.0 - 3.5 \cdot 10^4$ K. Sono caratterizzate da linee di diversi atomi ionizzati come He II, C III, N III, O III, Si V. Le righe in assorbimento di He II risultano molto forti e a volte si trovano anche in emissione, mentre le righe di H I sono deboli con tendenza a diventare più presenti andando verso le late type. Le stelle O sono molto massicce e hanno nuclei che bruciano combustibile molto velocemente, quindi sono le prime ad uscire dalla sequenza principale nel diagramma H-R.
- **Classe B:** Stelle con temperatura superficiale attorno ai 15000 K, si presentano con colore blu-bianco. Mostrano assenza di righe di He II, mentre le righe di He I sono più visibili e in particolare risaltano maggiormente nelle B2, per poi diventare sempre più deboli fino a scomparire nelle B9. Dalle B3 in poi sono visibili righe H e K di Ca II, mentre diventa più importante la presenza delle righe di HI. Si notano inoltre righe di OII, SII, MgII.
- **Classe A:** Stelle di colore bianco con temperatura attorno ai 9000 K, sono caratterizzate da una forte presenza della serie di Balmer nelle early type per poi diminuire progressivamente nelle late type. Le righe H e K diventano più forti mentre l'He I risulta assente. Iniziano a comparire righe di metalli neutri.
- **Classe F:** Stelle bianco-gialle con temperatura superficiale di 7000 K, mostrano tenue presenza di righe di HI, lasciando spazio al doppietto del Ca II. Sono una categoria di stelle metalliche, dove si nota presenza righe forti e chiare di FeI, CrI, FeII, CrII, TiII.

- **Classe G:** Stelle bianco-giallo, di cui fa parte il Sole ($T_s=5.778\text{K}$), grazie al quale la classe prende nome di *Solar-Type Stars*. La temperatura superficiale rimane attorno ai 5000 K, mentre le righe principali risultano essere quelle di H e K del doppietto del calcio, specialmente nelle G0. Le righe di metalli neutri diventano sempre più presenti e nelle giganti si notano anche righe CN.
- **Classe K:** Stelle di colore giallo-arancio con temperatura superficiale attorno ai 4000K, presentano uno spettro dominato da righe dei metalli come la riga CaI. Il doppietto del calcio risulta molto forte nelle K0 e va poi progressivamente a calare. Dalle K5 in poi è possibile osservare anche la banda del TiO.
- **Classe M:** Stelle di colore rosso, con temperatura superficiale di 3000K, presentano spettri dominati prevalentemente da bande di assorbimento molecolari. Le righe dei metalli neutri rimangono forti, ma risultano molto intense le bande di TiO.
- **Classe L:** Stelle marroni-rosso scuro con temperatura superficiale attorno ai 2000K, sono caratterizzate da una maggiore visibilità nell'infrarosso piuttosto che nel visibile. Si notano forti ed ampie righe di NaI e KI mentre scompaiono le bande di TiO già dalle classi più giovani.
- **Classe T:** Categoria delle nane brune, presentano una temperatura superficiale di 1000K. Nei loro spettri si possono osservare intense bande di assorbimento di molecole come CH_4 e H_2O , mentre le bande di CO vanno ad indebolirsi con il progredire nella classe.
- **Classe C:** Categoria delle *carbon stars*, sono caratterizzate da un forte colore rosso e da una temperatura superficiale di 3000K. Mostrano intense bande molecolari, come C_2 , CN e CH, mentre si ha assenza totale della banda TiO. Lo spettro delle righe è comunque simile alle classi K ed M.
- **Classe S:** Categoria di stelle rosse con bassa temperatura superficiale (attorno ai 3000K) che presentano come caratteristica principale righe di diverse bande molecolari.

Capitolo 3

Diagramma di Hertzsprung-Russel

Enjar Hertzsprung (1873-1967) e Henry Norris Russel (1877-1957) sono stati i primi a studiare la relazione fra la magnitudine assoluta e il tipo spettrale delle stelle e grazie alle loro ricerche sono riusciti a dare forma ad un diagramma che correlasse queste due variabili. Inevitabilmente il diagramma ha preso il nome di *diagramma di Hertzsprung-Russel*, spesso citato anche solo come *diagramma H-R* e si è rivelato avere un ruolo fondamentale per la trattazione dell'evoluzione stellare. In questo grafico nell'asse delle ascisse può essere messo come riferimento sia l'indice di colore B-V sia la classe spettrale, mentre sull'asse delle ordinate si trova la magnitudine assoluta. Come verrà sottolineato più avanti in questo capitolo, la maggiorparte delle stelle si colloca all'interno di una fascia definita come *main sequence* (MS) o *sequenza principale*, dove si trova anche il Sole.

Di fatto, con la costruzione di diversi cataloghi astellari all'inizio del novecento, molte più informazioni sulle caratteristiche delle stelle iniziarono ad essere disponibili, dando vita alle prime teorie di evoluzione stellare. Attraverso l'uso di una legge empirica di massa-luminosità

$$L \propto M^{3.8} \quad (3.1)$$

venne dimostrato che non solo le stelle O erano più luminose delle stelle M, fattore noto dai cataloghi, ma erano anche più massicce. Iniziò a diventare dunque di moda l'ipotesi che, con l'invecchiamento, le stelle si raffreddassero scalando dalla classe O di partenza fino ad arrivare alla M. Questo diede origine ad una teoria sbagliata sull'evoluzione stellare per la quale le stelle col tempo diventassero sempre meno massicce in contemporanea all'esaurimento del loro carburante, finendo anche per essere più fredde e meno luminose. Nonostante questa teoria si sia rivelata errata, il lascito che ha avuto rimane

tutt'ora nell'uso dei termini *early type* e *late type*.

Interessato a provare la teoria sopra citata, Hertzsprung accedette ai cataloghi disponibili al tempo ed analizzò tutte le stelle con magnitudine e classe spettrale nota. Egli, come già sospettava, trovò una correlazione fra la magnitudine assoluta e la classe spettrale. Però, al contrario delle aspettative, vide dalle stelle G in poi si potevano osservare diverse magnitudini assolute all'interno delle stesse classi. Hertzsprung chiamò le stelle più luminose *giganti*, banalmente perché basandosi sulla legge di Stefan-Boltzmann

$$F = \sigma T^4 \quad (3.2)$$

$$F = \frac{L}{4\pi R^2} \quad (3.3)$$

$$\sigma T^4 = \frac{L}{4\pi R^2} \quad (3.4)$$

$$R = \frac{1}{T_e^2} \sqrt{\frac{L}{4\pi\sigma}} \quad (3.5)$$

si può facilmente vedere che se due stelle hanno la stessa temperatura (poiché appartengono alla medesima classe) ma luminosità diverse allora la più brillante delle due deve essere più grande.

Hertzsprung tabulò i suoi risultati e contemporaneamente a lui giunse alla stessa conclusione Russel, che oltre ad usare il termine gigante, definì anche le cosiddette *nane*. Nel 1913 Russell pubblicò il primo diagramma (Figura 3.1) in cui mise nell'asse delle ascisse la classe spettrale, e verticalmente la magnitudine assoluta.

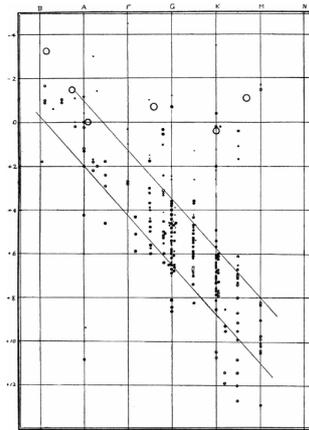


Figura 3.1: Diagramma H-R ideato da Hertzsprung, *An introduction to Modern Astrophysics*

Collocando tutte le stelle note risultò che la maggiorparte delle stelle si collocava in una banda dove si trova anche il Sole che ha in alto a sinistra le stelle O e in basso a destra le stelle M. La banda venne poi definita main sequence o sequenza principale. Con il progresso negli studi e con le nuove tecnologie disponibili altre zone specifiche del grafico vennero scoperte e denominate fino ad arrivare alla forma più contemporanea. Nelle più moderne versioni del diagramma H-R, come si osserva in figura 3.2, entrambi gli assi sono in scala logaritmica in modo da contenere un grande range di luminosità. Il range va infatti da circa $5 \cdot 10^{-4} L_{\odot}$ a quasi $10^6 L_{\odot}$. La sequenza principale non è più una linea ma una banda con uno spessore, il quale permette alle stelle di variare leggermente temperatura e luminosità senza uscire dalla fascia. Le giganti occupano un ramo ad esse dedicato praticamente verticale sopra la parte bassa della MS circa all'altezza delle stelle K ed M, con le supergiganti nell'angolo in alto a destra. Le nane bianche si trovano invece sotto la main sequence. La *horizontal branch* è una sequenza praticamente orizzontale che segue quello del ramo delle giganti rosse e rappresenta lo stadio di evoluzione delle stelle medio-piccole. Il ramo asintotico invece sale dal ramo orizzontale e tocca la parte più luminosa delle giganti rosse.

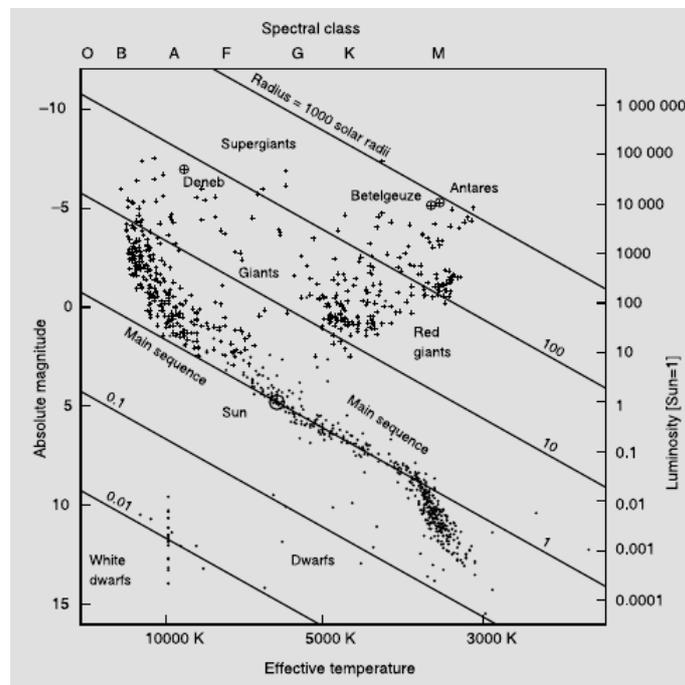


Figura 3.2: Diagramma HR, *Fundamental Astronomy*

Capitolo 4

Classificazione di Yerkes

La classificazione di Harvard prende in considerazione solo gli effetti della temperatura sullo spettro, per questo serve una catalogazione che consideri anche la luminosità in modo da non ricadere nello stesso paradosso in cui era caduto Hertzsprung. Una classificazione a due dimensioni venne fatta da William W. Morgan, Edith Keelman e Philip C. Kenaan all'osservatorio Yerkes ed è ora nota come *MMK Classification*. Si basa sia sulle caratteristiche delle stelle viste nel capitolo precedente sia sulla specificazione di diversi criteri di luminosità e presenta 6 diverse classi indicate nella tabella sottostante.

Classe	Tipo di stella
Ia	Superigiganti più luminose
Ib	Supergiganti meno luminose
II	Giganti luminose
III	Giganti normali
IV	subgiganti
V	Stelle di main sequence (nane)

La classe spettrale è affiancata da un numero romano che la segue: per esempio il Sole è G2 V, il quale indica che è una stella di MS di classe spettrale G2. La classe di luminosità è individuata attraverso l'analisi delle righe spettrali, le quali dipendono strettamente dalla gravità superficiale, che a sua volta dipende strettamente dalla luminosità. Ad esempio le masse di nane e giganti sono molto simili ma il raggio è molto diverso, quindi le accelerazioni superficiali sono molto più deboli per le giganti. Una minore accelerazione di gravità superficiale implica una minore pressione sul gas ed una minore densità dell'atmosfera della stella, le quali creano diversi effetti di luminosità nello spettro che permettono di distinguere le varie classi.

Capitolo 5

Temperatura Superficiale

La radiazione che viene osservata e che genera gli spettri delle stelle proviene dall'atmosfera stellare, ovvero dagli strati trasparenti e più esterni delle stelle, e nello specifico da una regione definita come *fotosfera*. Ma, poiché le stelle non sono dei veri e propri corpi neri, è complesso dare delle definizioni per la temperatura superficiale e per la fotosfera stessa, in quanto di per sé la stella non sostiene neanche una vera superficie solida di confine. La trattazione fatta qui di seguito, pur sempre approssimata, permette di giungere a dei risultati più che sufficienti per la trattazione stellare. Si noti che è necessario che ogni strato si trovi in Local Thermal Equilibrium (LTE). Il motivo per cui viene usata l'LTE e non l'assunzione di equilibrio termico è la presenza di un flusso di radiazione uscente dalla stella, che fa virare verso un'ipotesi più debole. Per iniziare vanno introdotte le quantità intensità specifica I , e funzione sorgente S così definite

$$I_\lambda = \frac{E_\lambda d\lambda}{d\lambda dt dA \cos\theta d\Omega} \quad S_\lambda = \frac{j_\lambda}{k_\lambda} \quad (5.1)$$

dove per j_λ si intende l'emissività. Partendo poi dall'equazione del trasporto radiativo per le atmosfere stellari

$$\boxed{\frac{1}{\kappa_\lambda \rho} \frac{dI_\lambda}{ds} = I_\lambda - S_\lambda} \quad (5.2)$$

si introduce il parametro di profondità ottica τ definendolo

$$d\tau_\lambda = -\kappa_\lambda \rho ds \quad (5.3)$$

dove ds è il cammino percorso dalla radiazione. Sia la profondità ottica che la distanza s sono definite lungo la traiettoria del flusso di radiazione. . In prossimità dello strato di atmosfera più esterno viene fatta l'assunzione di

$\tau_\lambda = 0$, in modo da avere come punto di partenza $\tau_\lambda = 1$. In questo modo l'equazione (5.1) può essere riscritta come

$$\frac{dI_\lambda}{d\tau_\lambda} = I_\lambda - S_\lambda \quad (5.4)$$

Con il risultato ottenuto l'unica grandezza che indichi un livello di profondità è τ . Utilizzando poi l'approssimazione degli strati piani-paralleli, in cui si considerano i vari strati tutti piani e paralleli fra loro (ragionevole in quanto lo spessore di ogni componente è trascurabile rispetto alla curvatura della stella). In questo modo possiamo definire la profondità ottica verticale $\tau_{\lambda,\nu}$, data da

$$\tau_{\lambda,\nu}(z) = \int_z^o k_\lambda \rho dz \quad (5.5)$$

che rappresenta la proiezione della profondità ottica sull'asse Z (perpendicolare allo strato atmosferico). In corrispondenza della superficie $Z=0$ si ha $\tau_{\lambda,\nu}=0$. Il legame fra $\tau_{\lambda,\nu}$ e τ_λ è dato da

$$dz = ds \cos\theta \quad (5.6)$$

$$\tau_{\lambda,\nu} = \tau_\lambda \cos\theta \quad (5.7)$$

$$\tau_\lambda = \frac{\tau_{\lambda,\nu}}{\cos\theta} = \tau_{\lambda,\nu} \sec\theta \quad (5.8)$$

Usando $\tau_{\lambda,\nu}$ si ottiene una vera e propria coordinata verticale lungo l'atmosfera che non dipende dalla direzione del raggio di luce. Allora la (5.4) può essere riscritta come

$$\boxed{\cos\theta \frac{dI_\lambda}{d\tau_{\lambda,\nu}} = I_\lambda - S_\lambda} \quad (5.9)$$

Applicando l'approssimazione di atmosfera grigia e utilizzando la media Rosseland si può rimuovere la dipendenza di λ dall'opacità k . Grazie a tale assunzione $\tau_{\lambda,\nu}$ verrà riscritto come τ_ν , mentre le quantità I_λ ed S_λ potranno essere integrate da 0 ad ∞ , diventando I ed S . La (5.9) allora diventa

$$\cos\theta \frac{dI}{d\tau_\nu} = I - S \quad (5.10)$$

Integrando sull'angolo solido otteniamo

$$\frac{dF_{rad}}{\tau_\nu} = 4\pi(\langle I \rangle - S) \quad (5.11)$$

Mentre un'altra relazione che può essere facilmente ottenuta è

$$\frac{dP_{rad}}{d\tau_\nu} = \frac{1}{c} F_{rad} \quad (5.12)$$

la quale fa notare che il flusso di radiazione è guidato dalla differenza di pressione di radiazione a diverse profondità ottiche. Integrando la (5.12) si ottiene

$$P_{rad} = \frac{1}{c} F_{rad} \tau_{\nu} + const \quad (5.13)$$

In un'atmosfera all'equilibrio si può assumere l'assenza di flusso netto di energia, ovvero

$$\frac{dF_{rad}}{d\tau_{\nu}} = 0 \quad (5.14)$$

Questo permette di dire che il flusso radiativo ha lo stesso valore in ciascuno strato, perciò

$$F_{rad} = const = F_{sup} = \sigma T_e^4 \quad (5.15)$$

Inoltre, se la (5.15) è vera, allora $\langle I \rangle = S$. Si utilizza poi un'ultima approssimazione necessaria per la distribuzione angolare di intensità, detta approssimazione di Eddington, per la quale la radiazione uscente (I_{out}) in direzione delle Z positive avrà segno positivo, mentre quella entrante (I_{in}) segno negativo. Da questa assunzione si ottiene

$$\langle I \rangle = \frac{1}{2} (I_{out} + I_{in}) \quad (5.16)$$

$$F_{rad} = \pi (I_{out} - I_{in}) \quad (5.17)$$

$$P_{rad} = \frac{4\pi}{3c} \langle I \rangle \quad (5.18)$$

Se il flusso è costante allora è costante la (5.17) e quindi $I_{in} = I_{out}$ in ogni strato. Sostituendo la (5.18) nella (5.13) otteniamo

$$\frac{4\pi}{3c} \langle I \rangle = \frac{F_{rad}}{c} \tau_{\nu} + const \quad (5.19)$$

con costante che vale

$$const = \frac{2}{3c} F_{rad} \quad (5.20)$$

e dunque

$$\frac{4\pi}{3c} \langle I \rangle = \frac{F_{rad}}{c} \tau_{\nu} + \frac{2}{3} \frac{F_{rad}}{c} \quad (5.21)$$

Considerando poi l'assunzione di LTE si possono fare le seguenti sostituzioni

$$S = B = \frac{\sigma T^4}{\pi} \quad \langle I \rangle = S = \frac{\sigma T^4}{\pi} \quad (5.22)$$

per cui risulta che

$$\boxed{T^4 = \frac{3}{4} T_e^4 \left(\tau_{\nu} + \frac{2}{3} \right)} \quad (5.23)$$

Questa relazione ha come messaggio principale che $T = T_e$ per $\tau_\nu = \frac{2}{3}$ e non zero e ciò dimostra che la superficie della stella non corrisponde all'estremità dove $\tau_\nu = 0$ ma appunto allo strato a cui corrisponde al valore $\tau_\nu = \frac{2}{3}$ che viene detto fotosfera.

Capitolo 6

Abitabilità planetaria nelle stelle di MS

La zona abitabile di una stella detta *Circumstellar Habitable Zone* (CHZ) o più semplicemente *Habitable Zone* (HZ), può essere definita come la regione attorno ad una stella entro il quale un pianeta simile alla Terra può sostenere acqua liquida. La zona abitabile di una stella può spostarsi nel tempo in base all'evoluzione di quest'ultima, infatti le HZ tendenzialmente si muovono verso l'esterno nell'arco della vita delle main sequence stars, poiché nel tempo diventano più luminose. La HZ è fortemente influenzata dalle caratteristiche di una stella, e di conseguenza è possibile catalogare la compatibilità o meno della presenza di vita per ogni classe stellare della classificazione di Harvard. La *Continuous Habitable Zone* (CHZ) invece indica la regione che rimane abitabile per un determinato periodo di tempo. Questo è legato al concetto sopra citato dell'evoluzione della stella ospitante ed è abbastanza intuitivo che nella maggiorparte dei casi sia più stretta della HZ. Come citato nei precedenti e nell'attuale capitolo la categoria di una stella influisce nettamente sulle sue caratteristiche e di conseguenza sulla sua HZ. Di fatto, le stelle più massicce, e di conseguenza le prime classi della classificazione di Harvard, sono le prime ad uscire dalla main sequence e la fine di questa fase della loro vita è spesso legata ad eventi piuttosto violenti. Questo le rende decisamente meno compatibili con la possibilità di presenza di vita longeva, stabile e duratura. In aggiunta alla classe spettrale, è importante sottolineare che la metallicità di una stella incide nettamente sulla possibilità di evoluzione della vita: un'alta metallicità come quella del Sole (2%) con un ricco disco protoplanetario fornisce gli elementi necessari per lo sviluppo della biochimica. Per ultimo, l'astro non deve essere soggetto ad una forte variabilità: la presenza di flares o di forti cambi di luminosità non ammette ambienti stabili. Difatti la temperatura dei pianeti e delle loro atmosfere

cambierebbe continuamente, non permettendo né l'evoluzione né l'adattamento di eventuali specie (questo esclude ad esempio le stelle pulsanti).

6.1 Stelle O

Essendo le stelle più massicce, sono le prime ad uscire dalla sequenza principale. Le O infatti vivono pochi milioni di anni, un tempo troppo breve per lo sviluppo e l'evoluzione di forme di vita. Sono inoltre caratterizzate da emissioni ad alta energia, che si pensa possano causare foto-evaporazione delle polveri del disco, ostacolando la formazione planetaria.

6.2 Stelle B ed A

Diversamente dalle stelle O, le B e le A consentono la formazione planetaria ma hanno una finestra molto ristretta di tempo in cui far emergere la vita. La loro permanenza nella main sequence è relativamente breve, dalle poche centinaia di anni fino ai $1-2 \cdot 10^9$ anni e terminano questa fase con una violenta supernova. In un periodo così breve è quasi impossibile la formazione di vita complessa e si rimarrebbe a stadi di organismi unicellulari. Infine, emettono enormi quantità di raggi ultravioletti dannosi, impedendo

6.3 Stelle F,G, early K

Queste categorie di stelle rimangono a sufficienza nella MS da garantire una finestra temporale abbastanza grande da permettere il progresso di vita complessa. Stelle con classe posteriore alla F0 sono dei candidati eleggibili per la crescita di pianeti abitabili. Nella classe F la HZ è più lontana rispetto a quella del Sole, mentre per le stelle K la zona abitabile è più vicina ma più ampia, in quanto stelle che vivono più a lungo. Al contrario delle classi in precedenza, la fase di sequenza principale di queste stelle non finisce con una supernova, ma con una progressiva espansione della stella fino a diventare giganti rosse. Durante questo processo, la HZ si sposta gradualmente verso l'esterno, solitamente anche abbandonando i pianeti che si trovavano nelle fasce più interne, i quali spesso vengono distrutti dall'espansione stessa della stella ospitante. Questo scenario è il più probabile anche per la Terra, che fra 5 miliardi di anni con evoluzione del Sole diventerà progressivamente inabitabile, per poi essere probabilmente assorbita dalla stella stessa. In aggiunta, queste categorie emettono radiazione ultravioletta conforme per la

formazione dell'ozono, che viene considerata una molecola fondamentale per la protezione dai raggi ultravioletti provenienti dalla stella madre. I raggi UV sono estremamente pericolosi per gli organismi viventi in quanto sono in grado di alterare il DNA alla base delle cellule. In particolare le stelle di classe G emettono la perfetta quantità di radiazione UV per permettere l'equilibrio fra luce che raggiunge la superficie e la presenza di vita complessa. La distanza a cui si trova la HZ per queste classi è sufficiente da garantire l'assenza del blocco mareale dei pianeti al suo interno, che creerebbe situazioni di estreme condizioni per ogni faccia del pianeta. Come ultimo elemento fondamentale si noti che queste categorie di stelle emettono radiazione ad un'energia tale da permettere la fotosintesi. Nei criteri per la ricerca di forme di vita extraterrestri le condizioni per la fotosintesi sono fortemente ricercate poiché è uno dei primi meccanismi che gli organismi hanno sviluppato per estrarre energia dall'ambiente.

6.4 Stelle late K ed M

I pianeti che orbitano a stelle K ed M sono probabilmente soggetti a processi di blocco mareale. Questo li renderebbe inabitabili a causa di condizioni estreme in tutti e due i lati dei pianeti. La classe M, raccoglie un tipo di stelle poco luminose che emettono radiazione a bassa energia. La HZ quindi risulta essere molto vicina alla stella, causando perciò il blocco mareale. La porzione di pianeta perennemente illuminata avrebbe bisogno di un'atmosfera molto spessa per fare in modo che il calore ricevuto venga trasmesso anche all'altra parte. Tale spessore però renderebbe praticamente impossibile la fotosintesi e gli organismi viventi dovrebbero adattarsi a circostanze di poca luce in superficie. Inoltre, a causa della differenza di insolazione fra le due porzioni, il pianeta sarebbe soggetto a fortissimi venti. Le stelle M in aggiunta sono soggette a forte variabilità: è stata osservata spesso la formazione di macchie che possono durare anche mesi. Tale agglomerato potrebbe indurre delle vere e proprie micro ere glaciali e innescare dei processi di feedback molto rapidi di l'aumento della temperatura quando la stella è ritornata alla normalità. Si noti anche la possibile presenza di flares, che arrivano persino a raddoppiare la luminosità dell'astro. Tuttavia, questa è la categoria di stella più comune nell'universo, quindi a livello statistico sono in realtà le più propense ad avere nel loro sistema un pianeta abitabile. Inoltre, sono anche le stelle che vivono più a lungo fra le categorie di main sequence, perciò in una circostanza simile la vita complessa avrebbe una finestra di tempo sufficientemente ampia per svilupparsi e diventare complessa.

Bibliografia

- [1] H. Karttunen, P. Köger, H. Oja, M. Poutanen, K.J. Donner, (2007) *Fundamental Astronomy*, Springer, V edizione
- [2] H.W. Carroll, D.A. Ostlie, (1996) *An Introduction to Modern Astrophysics*, Cambridge University Press, I edizione
- [3] F.R. Ferraro, *Appunti del Corso: Astrofisica Stellare*
- [4] J.F. Kasting (1996) *Habitability of Planets* Astrobiology Workshop: Leadership in Astrobiology, p. A10-A11
- [5] J.F. Kasting (2001) *Habitable Zones Around Stars and the Search for Extraterrestrial Life*, American Geophysical Union
- [6] M.R. Ramirez, L. Kaltenegger (2016) *Habitable Zones of Post-Main Sequence Stars*, The Astrophysical Journal
- [7] N.C. Santos, G. Israelian, M. Mayor (2003) *Confirming the Metal-Rich Nature of Stars with Giant Planets*, The Future of Cool-Star Astrophysics: 12th Cambridge Workshop on Cool Stars , Stellar Systems, and the Sun
- [8] F.J. Kasting, D.P. Whitmire, T.R. Reynolds (1993) *Habitable Zones around Main Sequence Stars*, Icarus, Volume 101, Issue 1, p. 108-128