FRANCESCA MATTEUCCI

Introduzione all'evoluzione di stelle e galassie

UNIVERSITÀ

Indice

p. 11 Capitolo 1
Introduzione
1.1. La scoperta delle galassie, 11
1.2. Possibile interpretazione fisica della sequenza di Hubble, 24

33 Capitolo 2
La nostra Galassia
2.1. La Galassia è fatta di stelle, 36
2.2. Cinematica stellare, 38
2.3. Le principali componenti stellari della Galassia, 40
2.4. La rotazione differenziale della Galassia, 43
2.5. Cenni sulla struttura di spirale, 47
2.6. La legge di gravitazione universale, 47

53 Capitolo 3
Le galassie esterne
3.1. La determinazione delle masse delle galassie, 53
3.2. I rapporti M/L e la materia oscura, 59
3.3. Proprietà delle popolazioni stellari delle galassie ellittiche, 60
3.4. Proprietà delle popolazioni stellari delle galassie con formazione stellare attiva, 68
3.5. Proprietà delle spirali: gradienti di abbondanza, 70
3.6. Galassie attive, 71

p. 77 Capitolo 4
Il mezzo interstellare
4.1. La scoperta della polvere interstellare, 77
4.2. La scoperta del gas interstellare, 78
4.3. Nebulose con emissione non termica: resti di supernovae, 85
4.4. Regioni di idrogeno neutro e molecolare, 86
4.5. La nascita delle stelle, 88
4.6. Tempi scala caratteristici delle stelle, 94

97 Capitolo 5
Natura e struttura delle stelle
5.1. Equazioni della struttura stellare, 97
5.2. Trasporto energetico all'interno delle stelle, 104
5.3. La massa minima e massima per le stelle, 108
5.4. La fisica degli interni stellari, 111
5.5. Equazioni di Boltzmann e di Saha, 115
5.6. Equazioni di stato, 119
5.7. La massa di Chandrasekhar, 124
5.8. Evoluzone stellare, 125
5.9. Riassunto dell'evoluzione stellare, 144

151 Capitolo 6
Pulsazioni stellari: le stelle variabili
6.1. La scoperta delle variabili, 151
6.2. Classificazione delle variabili, 152
6.3. La fisica delle pulsazioni, 154
6.4. Come si modellano le pulsazioni, 156

159 Capitolo 7
La perdita di massa nelle stelle
7.1. La perdita di massa nelle stelle supergiganti, 159
7.2. Derivazione osservativa della perdita di massa, 161
7.3. Effetti della perdita di massa sull'evoluzione stellare, 163

p. 171 Capitolo 8
Le fasi finali dell'evoluzione stellare
8.1. Le nane bianche, 171
8.2. Stelle di neutroni, 175
8.3. Buchi neri, 178
8.4. Le supernovae, 189
8.5. Teorie sulle supernovae di tipo II, 192
8.6. Teorie sulle supernovae di tipo I, 197
8.7. Modello di Roche per i sistemi binari, 199
8.8. Le novae, 202
8.9. Le supernovae di tipo Ia, 202
8.10. Possibili sistemi che portano all'esplosione di una nana bianca in un sistema binario, 206
8.11. Tempi di esplosione nei diversi modelli di progenitori di SNe Ia, 215
8.12. Modelli proposti per i progenitori delle supernovae Ia peculiari e delle supernovae Ib e Ic, 218
8.13. Pair-creation supernovae, 220
8.14. Le supernovae come indicatori di distanza, 220

227 Capitolo 9
La formazione degli elementi
9.1. Generazione di energia nucleare nelle stelle, 227
9.2. Le reazioni nucleari, 231
9.3. La formazione di elementi con A>60, 243
9.4. Nucleosintesi primordiale, 250
9.5. Le reazioni nucleari coinvolte nella nucleosintesi primordiale, 259
9.6. Determinazione osservativa delle abbondanze primordiali di D, ^{3}He, ^{4}He e ^{7}Li, 260
9.7. Produzione di elementi per spallazione, 264
9.8. Riassunto sulla produzione degli elementi, 267
9.9. Le abbondanze cosmiche, 268

279 Capitolo 10
Evoluzione chimica delle galassie
10.1. Ingredienti fondamentali, 279

10.2. La nucleosintesi stellare, 288
10.3. Flussi di gas, 292
10.4. Il Modello Semplice per i dintorni solari, 292
10.5. Limiti del Modello Semplice: il problema delle nane G, 297
10.6. Modelli con flussi di gas, 300
10.7. Infall, 303
10.8. Elementi primari e secondari, 307
10.9. Elementi radioattivi, 309
10.10. Flussi di gas radiali lungo il disco, 311
10.11. Modelli numerici di evoluzione chimica, 312
10.12. Calcolo dei tassi di esplosione delle supernovae in funzione del tempo, 315
10.13. Vincoli osservativi, 319
10.14. Interpretazione dei dati osservativi sulla base dei modelli, 324
10.15. La Sequenza Principale delle galassie, 340
10.16. La relazione massa-metallicità nelle galassie e possibili interpretazioni, 340
10.17. Esetcizi, 346

p. 351 Capitolo 11
Evoluzione fotometrica e spettrale delle galassie
11.1. Evoluzione di una SSP, 352
11.2. Tasso di perdita di massa e tasso di perdita di massa specifico da una SSP, 356
11.3. Sintesi evolutiva delle popolazioni stellari, 363
11.4. Evoluzione del contenuto luminoso in funzione del redshift, 369
11.5. Metodo di datazione basato sulla sintesi delle popolazioni, 370
11.6. Derivazione della massa delle galassie da modelli di sintesi di popolazioni, 373
11.7. Esercizi, 375

377 Capitolo 12
Evoluzione chimica cosmica
12.1. La formazione stellare cosmica, 377
12.2. Modelli analitici, 377
12.3. Modelli numerici: il modello di Calura & Matteucci (2004), 380
12.4. Galassie primordiali, 393

p. 399 Bibliografia essenziale
401 Ringraziamenti

Capitolo 1

Introduzione

1.1 La scoperta delle galassie

All'inizio del ventesimo secolo era noto che attorno alla Via Lattea (la nostra Galassia) si trovavano un certo numero di oggetti che non erano stelle singole a cui era stato dato il nome di "nebulae". Alcune di tali nebulose furono in seguito identificate come vere nebulose o nubi di gas, mentre altre, note come nebulose spirali, furono poi identificate come insiemi di molte stelle deboli. In particolare, fu solo negli anni venti che tali nebulose furono identificate con le galassie esterne. Ancora nel 1920 si dibatteva se tutte le stelle e nebulose osservate appartenessero alla nostra Galassia o se le nebulose fossero "universi isola", come già suggerito dal filosofo Kant. La controversia culminò nel **Grande dibattito** che ebbe luogo il 26 aprile 1920 presso il Museo di Storia Naturale Smithsonian di Washington. La discussione avvenne tra Harlow Shapley ed Heber Curtis: il primo sosteneva che l'universo coincidesse con la Via Lattea e che il sistema solare fosse alla periferia della nostra Galassia, mentre il secondo sosteneva che le nebulose spirali fossero galassie indipendenti ma sosteneva anche che il sistema solare fosse proprio al centro della Via Lattea. In realtà avevano un po' ragione e un po' torto tutti e due, perché ora sappiamo che le nebulose spirali sono galassie e che il sole si trova alla periferia e non al centro della nostra Galassia. In quegli stessi anni Edwin Hubble stava cercando una risposta al dilemma e lo faceva misurando le distanze delle nebulose spirali (Andromeda, ovvero M31 ed il Triangolo, ovvero M33). Per misurare tali distanze utilizzò delle candele standard (vedi in seguito), ovvero le novae e le Cefeidi che trovò in esse. Grazie allo studio di Henrietta Leavitt, infatti, esisteva una relazione tra la luminosità intrinseca delle Cefeidi ed il loro periodo, e

proprio grazie a questa relazione Hubble fu in grado di misurare la velocità di recessione delle galassie, ovvero di derivare la relazione tra velocita di recessione e distanza che prende il nome di legge di Hubble. Questa legge è stata rinominata legge di "Hubble-Lemaitre" da una decisione dell'Unione Astronomica Internazionale (IAU) del 2018. Questo perché in realtà Georges Lemaitre, sacerdota belga, nel 1927, ovvero 2 anni prima del famoso articolo di Hubble sull'espansione dell'universo, aveva pubblicato un articolo in cui interpretava la velocità di recessione delle galassie come espansione dell'universo. Purtroppo l'articolo di Lemaitre, scritto in francese e pubblicato in un'oscura rivista belga, non venne notato. Ora la IAU ha voluto rendergli giustizia.

Si sa ora che l'Universo osservabile contiene migliaia di milioni di galassie e tale numero può essere una sottostima del numero reale di questi oggetti a causa della difficoltà di identificare piccole e deboli galassie nonché ogni galassia che abbia una bassa luminosità superficiale. La nostra Galassia è grande ma non una delle più grandi, essa contiene circa 10^{11} stelle. Le galassie più grandi ne contengono da 10^{12} a 10^{13}. Benché le galassie contengano anche gas e polveri le stelle rappresentano la maggior parte della materia visibile. Tuttavia le galassie non contengono solo materia visibile, ma anche grandi quantità di *materia oscura* e questa materia può essere costituta da entità che non sono né gas né stelle, come vedremo in seguito.

Sia le stelle che le galassie vengono tenute insieme dalla forza di attrazione gravitazionale ed una delle domande fondamentali in astronomia è: *perché la maggior parte della materia luminosa nell'Universo si trova in oggetti di massa galattica che contengono delle sottounità di massa tipica stellare?* Benché questa domanda non abbia ancora una precisa risposta, cercheremo di presentare evidenze in base alle quali tale risposta dovrebbe trovarsi.

Benché siano entrambe tenute insieme dalla forza di gravità le stelle e le galassie differiscono sotto molti punti di vista. Prima di tutto la maggior parte delle stelle è di forma sferica mentre le galassie esistono in forme svariate come vedremo nel prossimo paragrafo. Un'altra importante differenza tra stelle e galassie risiede nel fatto che mentre non esiste alcuna chiara evidenza che le galassie abbiano età diverse (si pensa che si siano tutte formate 10^{10}- $2 \cdot 10^{10}$ anni fa), le stelle presentano un grande intervallo di età.

1.1.1 La classificazione di Hubble

Quando l'esistenza delle galassie esterne fu stabilita nei primi anni 1920, fu subito realizzato che le galassie di forma regolare potevano essere suddivise in due categorie principali: **galassie spirali** e **galassie ellittiche** (vedi figura 1.1). In seguito si stabilì che le spirali

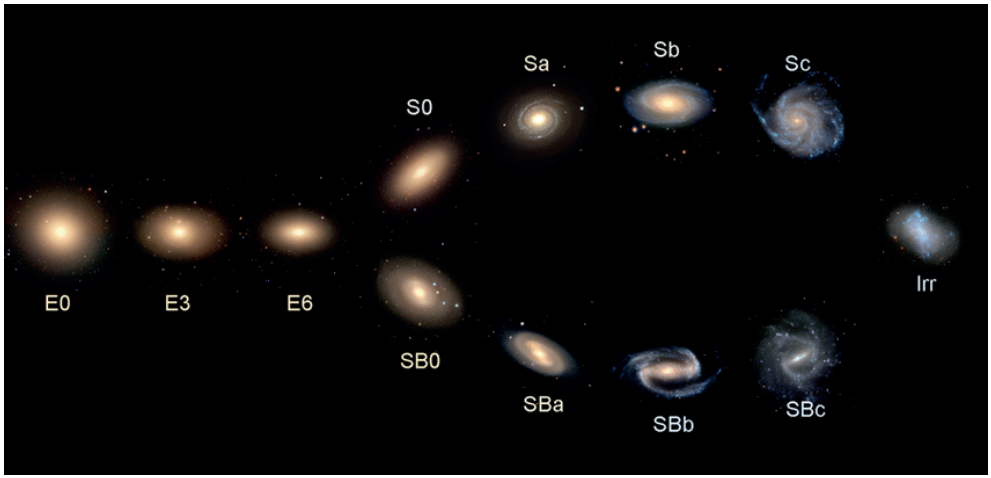

Figura 1.1: La Sequenza di Hubble. Fonte: Zooniverse, ESO-Supernova.

possono essere ulteriormente suddivise in *spirali ordinarie* e *spirali barrate* e si dovette introdurre anche un'ulteriore classe di galassie: le **lenticolari**. Oltre a queste c'era poi la categoria delle **galassie irregolari** le quali non possiedono alcuna evidente simmetria. Nel 1930 Hubble introdusse la sua classificazione delle galassie che è ancora usata oggi. Egli credette che la sua classificazione potesse avere un significato evolutivo nel senso che una galassia potesse passare da ellittica a spirale ad irregolare durante il corso della sua evoluzione. Oggi non crediamo affatto che le cose siano così. Esiste anche un altro tipo di galassie che non era noto al tempo di Hubble, le cosiddette galassie cD, esse sono ellittiche giganti e si trovano generalmente al centro di ammassi di galassie ricchi. Esse sono probabilmente il risultato della fusione di due o più galassie più piccole (mergers).

1.1.2 La scala delle distanze

Prima di illustrare i metodi per derivare le distanze delle galassie ricordiamo come si misurano le distanze delle stelle. Per le stelle che si trovano entro 100 parsec (pc) da noi (1parsec=$3 \cdot 10^{18}$cm =3,26 anni luce) si usa il metodo della **parallasse trigonometrica**. Questo metodo si basa sul moto annuale apparente delle stelle, causato dal moto orbitale della Terra. Con questo metodo sono state misurate con grande accuratezza le distanze di moltissime stelle grazie ai telescopi satellitari Hipparcos (lanciato dall'ESA nel 1989)

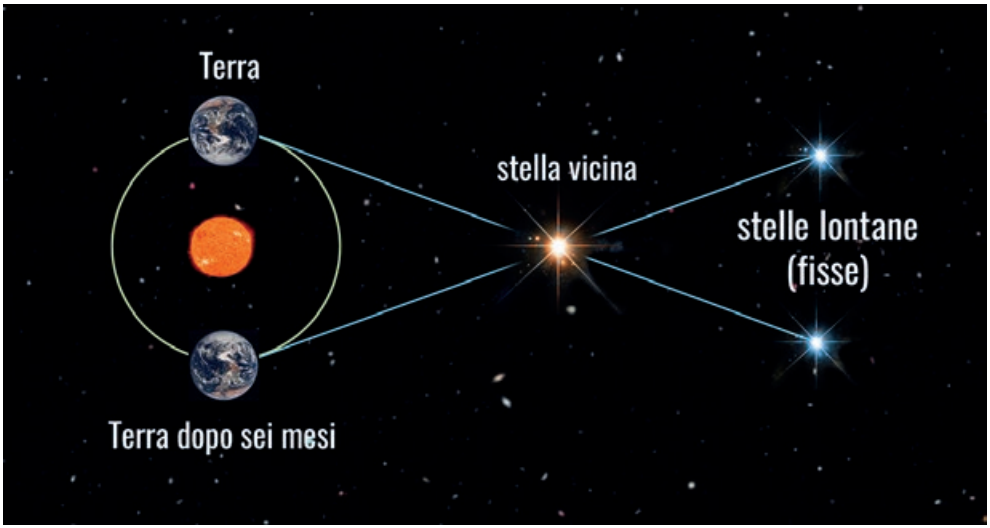

Figura 1.2: La misura della parallasse. Fonte: Scienza per tutti.

e Gaia (anch'esso lanciato dall'ESA ed entrato in funzione nel 2013 ed ora pienamente operante). La parallasse è l'angolo sotteso dalla stella in esame avente come base la distanza Terra-Sole (1 Unità Astronomica). Dalla figura 1.2 si può facilmente vedere che per angoli piccoli la distanza della stella è data da

$$d = R/p^*$$

con R distanza Terra-Sole e p^* angolo di parallasse. La parallasse si misura in secondi d'arco. Ricordiamo che 10^3pc=1kpc, 10^6pc= 1Mpc e 10^9pc= 1Gpc.

Altri metodi per misurare le distanze, ad esempio fino a 500pc sono le **parallassi statistiche**. Tutte le stelle nella nostra Galassia (e con esse il Sole) ruotano intorno al centro galattico ma a causa dell'attrazione gravitazionale esercitata dalle stelle vicine posseggono un ulteriore moto casuale. Per effetto di questi due moti, un osservatore vedrà che le stelle non rimangono in una posizione fissa nel cielo, ma si spostano rispetto allo sfondo delle stelle più lontane. Questo spostamento prende il nome di **moto proprio**. Il moto casuale di ogni stella può venire decomposto in una componente radiale lungo la linea di vista (V_r) ed una perpendicolare alla linea di vista (V_T), detta anche velocità tangenziale.

Capitolo 7

La perdita di massa nelle stelle

7.1 La perdita di massa nelle stelle supergiganti

Studi nella banda ultravioletta hanno portato a realizzare che le stelle massive di Sequenza Principale perdono una significativa quantità di massa. Cosa produce tale perdita di massa visto che queste stelle, a differenza del Sole, dove una piccolissima perdita di massa avviene a causa della convezione in fotosfera, hanno inviluppi radiativi? Il processo di perdita di massa non è ancora stato ben compreso da un punto di vista quantitativo ma si pensa che coinvolga l'interazione tra la radiazione che fluisce attraverso l'atmosfera di una stella e la materia dell'atmosfera. Consideriamo l'equazione dell'equilibrio idrostatico:

$$\frac{dP}{dR} = -\frac{GM\rho}{R^2} \tag{110}$$

la pressione di radiazione in assenza di convezione soddisfa:

$$\frac{dP_{rad}}{dR} = -\frac{kL\rho}{4\pi cR^2} \tag{111}$$

che si ottiene differenziando l'espressione di P_{rad} e sostituendo T^3 nell'equazione del gradiente radiativo (eq. (68)). Divido la seconda equazione per la prima ed ottengo:

$$\frac{dP_{rad}}{dP} = \frac{kL}{4\pi GMc} \tag{112}$$

da cui si deduce che:

$$\frac{dP_{rad}}{dP} < 1 \tag{113}$$

essendo $P_{rad} < P$, dove $P = P_{gas} + P_{rad}$. Se applichiamo quest'equazione alla superficie della stella abbiamo:

$$L_s < \frac{4\pi c G M_s}{k_s} \tag{114}$$

dove k_s è l'opacità superficiale. Esiste così un limite superiore alla luminosità della stella in cui il trasporto di energia sia radiativo e questo limite viene raggiunto per:

$$P_{rad} >> P_{gas} \tag{115}$$

Tale limite è noto come "luminosità di Eddington". Nelle stelle massive P_{rad} è importante e la loro luminosità è una frazione non trascurabile della luminosità di Eddington. Infatti, supponiamo che una stella perda massa al tasso $\dot{M}_s$: questa massa deve lasciare la stella almeno alla velocità di fuga. L'energia portata fuori della stella dovrà quindi eccedere:

$$L_{\dot{M}} = \frac{G M_s \dot{M}_s}{R_s} \tag{116}$$

dove l'energia cinetica per unità di massa è data da $v_{esc}^2/2$ e $v_{esc} = \sqrt{2GM_s/R_s}$. Se la luminosità della stella è una frazione λ della luminosità di Eddington (L_{Edd}), si ha:

$$\frac{L_{\dot{M}}}{L_s} = \frac{k_s \dot{M}_s}{4\pi \lambda c R_s} \tag{117}$$

Se si adottano i valori osservativi per M_s, L_s ed R_s si vede che il rapporto $L_{\dot{M}}/L_s < 1$ ma è significativo. Avendo stabilito che la pressione di radiazione non è trascurabile nelle stelle massive si capisce anche che la radiazione possa esercitare una pressione sulla materia. Sembra infatti che la perdita di massa in queste stelle sia dovuta alla pressione di radiazione. Le cose dovrebbero andare più o meno così: nell'atmosfera esterna della stella si trovano atomi nel giusto stato di ionizzazione ed eccitazione per poter assorbire radiazione ad una frequenza vicina a quella di massima emissività della stella. Nell'assorbimento di un fotone da parte di un atomo c'è anche assorbimento della quantità di moto trasportata dal fotone. Il fotone assorbito sarà prima o poi riemesso con ugual probabilità in tutte le direzioni, ma statisticamente ci sarà un guadagno netto di momento verso l'esterno. Gli atomi responsabili per l'assorbimento della radiazione

devono poi trasferire il loro momento attraverso collisioni alla materia circostante, così che la materia, come un tutt'uno, deve possedere momento sufficiente per uscire dalla stella. Nelle atmosfere delle stelle massicce H ed He sono completamente ionizzati e quindi gli atomi assorbitori sono quelli dei metalli.

7.2 Derivazione osservativa della perdita di massa

È noto fin dal 1960 che il sole perde massa (vento solare) ad un tasso bassissimo, $\simeq 10^{-14} M_{\odot} anno^{-1}$. Oltre la fotosfera solare, a temperatura di 5800 K, la temperatura raggiunge un minimo di $\simeq 4300$ K e poi cresce di nuovo attraverso la *cromosfera* e la *corona* dove $T \simeq 10^6$K. La corona pertanto emette poco nel visibile ma emette nell'ultravioletto e nell'X. Cosa riscalda la corona solare? Si pensa siano le onde acustiche ed altre onde meccaniche che si generano nella zona convettiva sottostante alla fotosfera solare. La perdita di massa nel sole, data la sua esiguità, non influenza minimamente l'evoluzione del sole. Il campo magnetico solare sembra anche avere un ruolo importante.

7.2.1 Perdita di massa in stelle dei primi tipi spettrali

Si osserva invece una forte perdita di massa in stelle massive di sequenza principale. In particolare, studi nell'UV hanno portato a realizzare che le stelle O-B perdono una considerevole quantità di massa. La perdita di massa in queste stelle è stata osservata dai profili *P-Cygni* delle righe del CIV e del SiIV nella banda ultravioletta. Da queste misure si deduce che il materiale espulso si espande a velocità dell'ordine di $\simeq 2000 Km/sec$ valore molto maggiore della velocità di fuga tipica da queste stelle ($v_{esc} \simeq 600 Km/sec$). Queste velocità si indicano col termine *velocità terminali*. I valori osservati dei tassi di perdita di massa nelle stelle massive sono in media dell'ordine di $\dot{M} = 10^{-6} M_{\odot}/anno$. Nelle stelle più massive (ad esempio le Wolf-Rayet) questi tassi raggiungono valori dell'ordine di $\simeq 10^{-4} M_{\odot}/anno$. Si osserva anche che esiste una correlazione tra $\dot{M}$ ed L, M, R e composizione chimica superficiale sia per stelle dei primi tipi spettrali che degli ultimi. Tra le stelle dei primi tipi spettrali le stelle di Wolf-Rayet hanno il tasso di perdita di massa più alto. Di solito si parametrizza la perdita di massa nel modo seguente:

$$\dot{M} = aL^b \tag{118}$$

o, più in generale:

$$\dot{M} = f(L, M, R, X) \tag{118}$$

dove X indica genericamente la composizione chimica superficiale. La perdita di massa in queste stelle dei primi tipi spettrali è dovuta principalmente al meccanismo di pressione di radiazione descritto precedentemente.

7.2.2 La perdita di massa in stelle degli ultimi tipi spettrali (giganti e supergiganti)

La perdita di massa in queste stelle è dello stesso ordine di grandezza della perdita di massa in stelle dei primi tipi spettrali. La differenza sta nel fatto che il vento ha due componenti: gas e polveri. La perdita di massa in questi oggetti la si deduce da inviluppi circumstellari, e dal profilo P-Cygni di righe di emissione nell'UV, X e radio nonché da emissione nell'infrarosso dovuta alle polveri. Cosa induce perdita di massa nelle stelle fredde?

- pressione di radiazione sui grani di polvere e molecole;
- perdita di massa di tipo solare, ovvero indotta dalla pressione del gas caldo;
- perdita di massa causata da onde d'urto.

La perdita di massa in questi oggetti viene di solito parametrizzata come:

$$\dot{M} = \frac{\eta \cdot 10^{-13} L}{gR} \tag{119}$$

dove $\dot{M}$ è in unità solari ed η è il parametro di Reimers e vale 0.3-3. Un'altra nota parametrizzazione è quella di Fusi-Pecci e Renzini che si basa sulla luminosità acustica, generata negli strati convettivi esterni della stella:

$$\dot{M} = \frac{\eta_{FR} L_a}{gR} \tag{120}$$

dove L_a è la luminosità acustica ed η_{FR} è un parametro libero che, in situazioni di interesse astrofisico, vale $\simeq 8 \cdot 10^{-4}$.

7.2.3 Il profilo P-Cygni

Il profilo di riga P-Cygni (il nome deriva dalla stella prototipo, la stella P del Cigno) mostra tipicamente una riga di emissione-assorbimento ed è indicativo di perdita di massa.

Vediamo di capire il profilo P-Cygni mostrato in figura 7.1. Nella figura 7.2 sono illustrate le varie zone ella stella che contribuiscono al profilo P-Cygni. Il materiale che si trova davanti all'osservatore assorbe radiazione e determina la componente in assorbimento spostata verso il blu, poiché il materiale muove verso l'osservatore (effetto Doppler). Le zone laterali anteriori dell'atmosfera della stella hanno una piccola componente di moto radiale verso l'osservatore ma non mostrano assorbimento. C'è soltanto emissione leggermente spostata verso il blu. Il materiale perpendicolare all'osservatore contribuisce all'emissione alla lunghezza d'onda di riposo. Il materiale nelle zone laterali posteriori contribuisce ad emissione leggermente spostata verso il rosso (materiale in allontanamento). Infine la zona posteriore nascosta all'osservatore non contribuisce al profilo P-Cygni. Dal profilo P-Cygni si determina la velocità terminale del materiale espulso ovvero $v(\infty)$. La perdita di massa, se avviene a tasso costante, può essere scritta come:

$$\dot{M} = 4\pi\rho(R)v(R)R^2 = cost \tag{121}$$

Se conosciamo $v(R)$ basta avere un solo valore di $\rho(R)$ per determinare $\dot{M}$. Dal profilo P-Cygni si può anche derivare la densità colonnare degli atomi del gas assorbitore, in particolare dalla riga di assorbimento, da cui si deriva poi la massa della shell e quindi la massa persa.

7.3 Effetti della perdita di massa sull'evoluzione stellare

La maggior parte degli studi di effetti della perdita di massa nell'evoluzione stellare si riferisce alle stelle massive ($M > 10M_{\odot}$), le quali perdono massa sia in fase di Sequenza Principale che in fase di gigante.

Le stelle di massa piccola ed intermedia ($0.8 < M/M_{\odot} < 8$) perdono invece massa soltanto durante le fasi rosse (gigante e ramo asintotico). L'effetto della perdita di massa nell'evoluzione di queste stelle è tenuto in conto in maniera semplice, poiché avendo queste stelle nuclei degeneri sono praticamente insensibili ai cambiamenti che avvengono nel loro inviluppo.

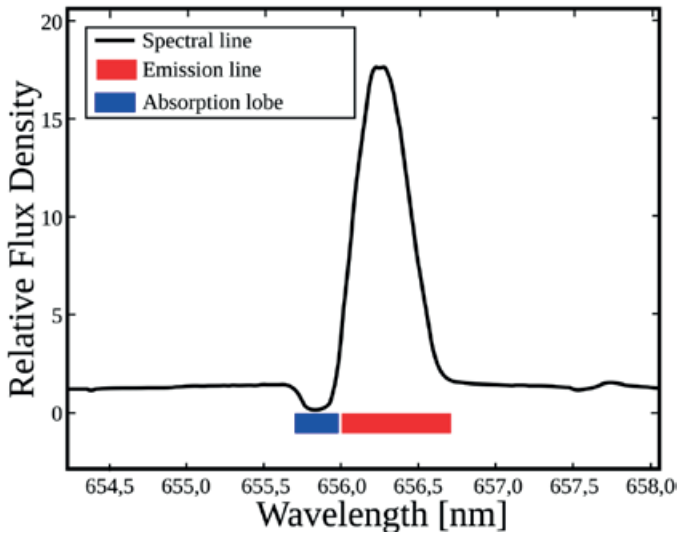

Figura 7.1: Tipico profilo PCygni. Fonte: Wikipedia.

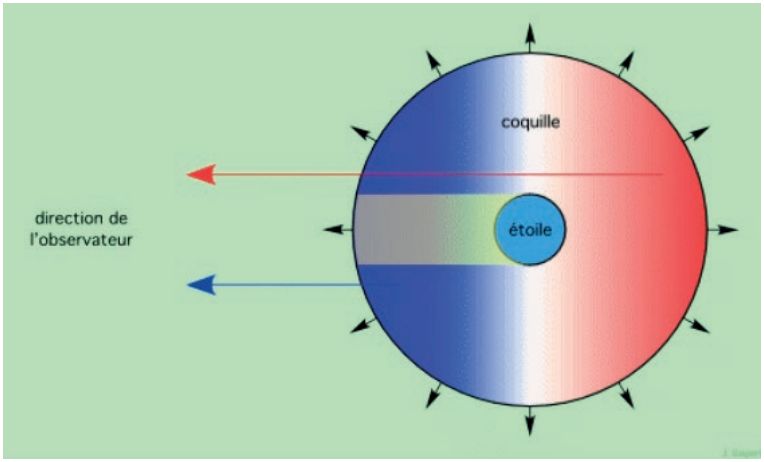

Figura 7.2: Schema che illustra la formazione di un profilo PCygni. Fonte: Laboratoire d'Astrophisique de Marseille, Le cours a l'Observatoire Historique de Marseille.

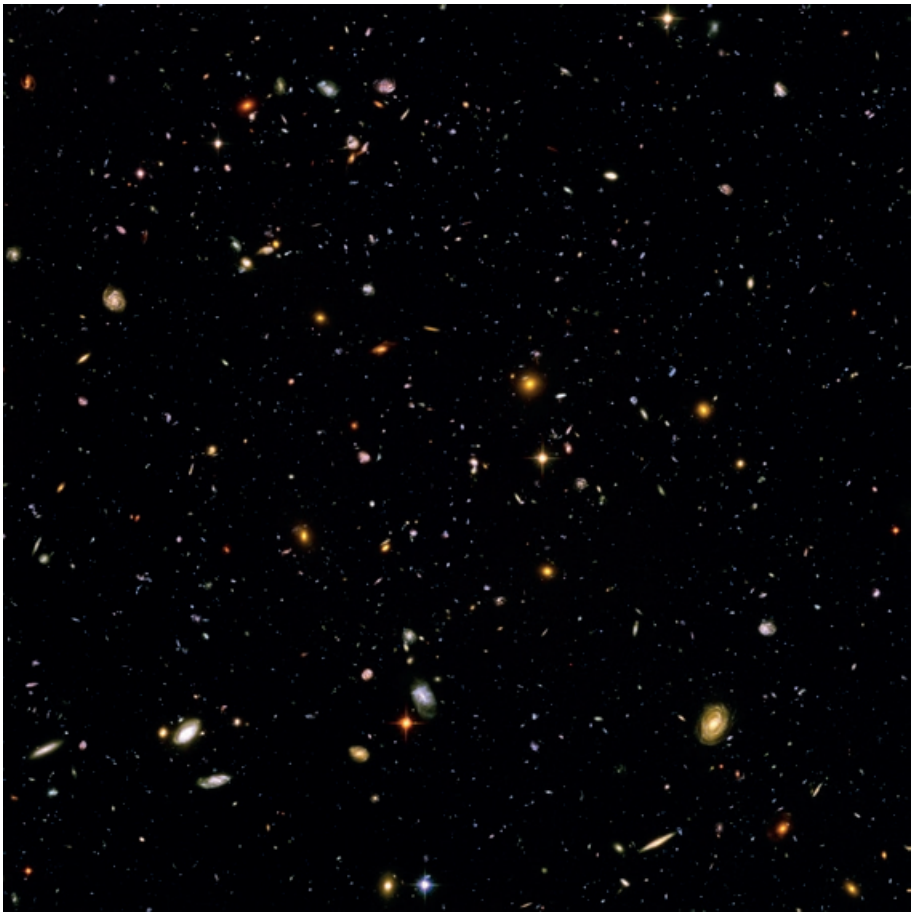

Figura 12.10: Immagine ad alta risoluzione di Hubble Ultra Deep Field che mostra galassie di vari colori e grandezze. Le galassie più piccole e rosse sono lontanissime poiché hanno solo 800 milioni di anni. Fonte: Nasa e European Space Agency.

Bibliografia essenziale

Capitoli 1-9

R.J. Tayler (1993), *Galaxies-Structure and Evolution*, Cambridge University Press, Cambridge.

R.J. Tayler (1994), *The Stars. Their Structure and Evolution* Cambridge University Press, Cambridge.

A.C. Phillips (2013), *The Physics of Stars*, John Wiley & Sons, New York.

Capitolo 10

B.M. Tinsley (1980), *Evolution of the stars and gas in galaxies*. «Fundamentals of cosmic physics», vol. 5, no. 4, pp. 287-388.

C. Chiappini, F. Matteucci & R. Gratton (1997), *The Chemical Evolution of the Galaxy: The Two-Infall Model*, «The Astrophysical Journal», vol. 477, no. 2, pp. 765-780.

F. Matteucci (2001), *The Chemical Evolution of the Galaxy*, ASSL Series, Kluwer Academic Publisher, Dordrecht.

F. Matteucci (2012), *Chemical Evolution of Galaxies*, Springer-Verlag, Berlin-Heidelberg.

E. Spitoni, F. Vincenzo & F. Matteucci (2017), *New analytical solutions for chemical evolution models: characterizing the population of star-forming and passive galaxies*, «Astronomy and Astrophysics», vol. 599, article 6.

Capitolo 11

A. Renzini & A. Buzzoni (1986), *Global Properties of Stellar Populations and the Spectral Evolution of Galaxies*, in C. Chiosi, & A. Renzini (Eds), *Spectral Evolution of Galaxies Proceedings of the Fourth Workshop of the Advanced School of Astronomy of the"Ettore Majorana" Centre*

for Scientific Culture, Erice, Italy, March 12-22, 1985, D. Reidel Publishing Co., Dordrecht, pp. 195-235.

E. Brocato *et al.* (1990), *Synthetic Colors and the Chemical Evolution of Elliptical Galaxies*, «The Astrophysical Journal», vol. 349, pp. 458-470.

A. Bressan *et al.*, (1994), *Spectrophotometric Evolution of Elliptical Galaxies. I. Ultraviolet Excess and Color-Magnitude-Redshift Relations*, «Astrophysical Journal Supplement», vol. 94, pp. 63-115.

M. Salaris & S. Cassisi (2005), *Evolution of Stars and Stellar Populations*, John Wiley & Sons Ltd, West Sussex.

C. Maraston (2005), *Evolutionary population synthesis: models, analysis of the ingredients and application to high-z galaxies*, in «Monthly Notices of the Royal Astronomical Society», vol. 362, no. 3, pp. 799-825.

Capitolo 12

Y.C. Pei & S.M. Fall (1995), *Cosmic Chemical Evolution*, «The Astrophysical Journal», vol. 454, p. 69.

V. Springel, & L. Hernquist (2003), *The history of star formation in a* Λ *cold dark matter universe*, «Monthly Notices of the Royal Astronomical Society», vol. 339, no. 2, pp. 312-334.

D.N. Spergel *et al.* (2003), *First-Year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Determination of Cosmological Parameters*, «Astrophysical Journal Supplement», vol. 148, pp. 175-194.

F. Calura & F. Matteucci (2004), *Cosmic metal production and the mean metallicity of the Universe*, «Monthly Notices of the Royal Astronomical Society», vol. 350, no. 1, pp. 351-364.

F. Daigne *et al.* (2006), *Hierarchical Growth and Cosmic Star Formation: Enrichment, Outflows, and Supernova Rates*, «The Astrophysical Journal», vol. 647, no. 2, pp. 773-786.

F. Matteucci (2012), *Chemical Evolution of Galaxies*, Springer-Verlag, Berlin-Heidelberg.

L. Vincoletto *et al.* (2012), *Cosmic star formation rate: a theoretical approach*, «Monthly Notices of the Royal Astronomical Society», vol. 421, no. 4, pp. 3116-3126.

L. Gioannini *et al.* (2017), *The cosmic dust rate across the Universe*, «Monthly Notices of the Royal Astronomical Society», vol. 471, no. 4, pp. 4615-4627.