

Evoluzione di galassie

Dagli aspetti generali formativi ed evolutivi, ad un'analisi approfondita sulla luce delle galassie.

DOCENTE RESPONSABILE: PROF. NICOLAS CRETTON

LICEO CANTONALE DI LUGANO 2

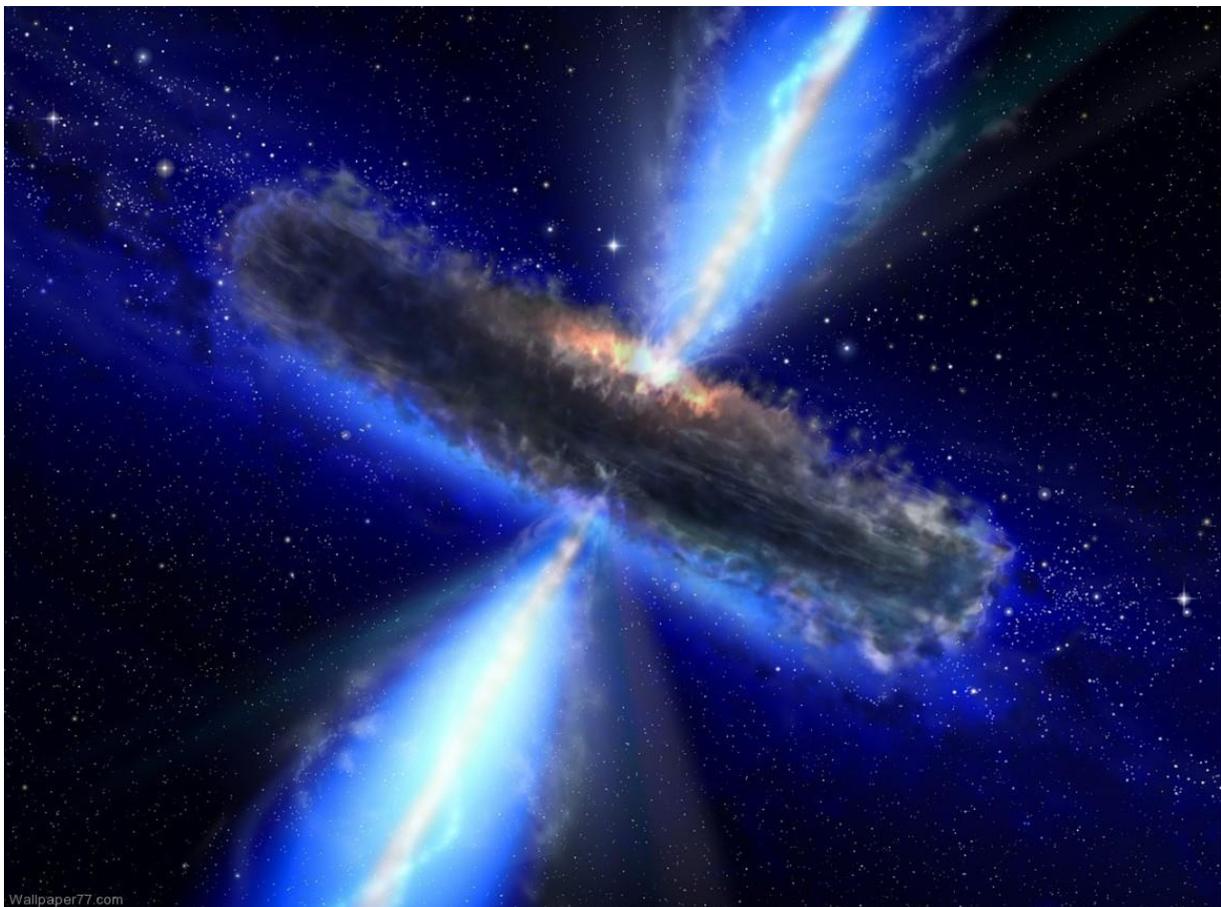


FIGURA 1 RAPPRESENTATA È UNA GALASSIA EDGE-ON (IN QUANTO VISTA DI PROFILO), SI NOTANO IN BLU CHIARO LE FORTI EMISSIONI DEL BUCO NERO, CREDITI: ARDELIA_DESIGN. [1]

Sommario

Introduzione	4
1 Tipi di galassie.....	4
1.1 Cosa sono le galassie	4
1.2 Galassie ellittiche.....	9
1.3 Galassie spirali	10
1.4 Altri tipi di galassie	11
1.5 Quasar	11
2 Formazione di galassie	12
2.1 Le prime galassie	12
2.2 Formazione stellare.....	14
2.3 Formazione di galassie recenti	14
3 Evoluzione di galassie	16
3.1 L'era pregalattica.....	16
3.2 Perché studiare l'evoluzione di galassie?.....	17
3.3 Diagramma di Hubble.....	18
3.4 Passaggio spontaneo da un tipo all'altro	19
3.5 Merger.....	19
3.6 Galassie spente e la loro dimensione.....	20
4 L'analisi della luce.....	21
4.1 La luce stellare.....	23
4.2 La luce delle galassie	24
4.2.1 L'estinzione A_B – assorbimento della Via Lattea.....	25
4.2.2 L'estinzione A_B – assorbimento interno alla galassia (in esame)	25
4.2.3 La correzione K	26
4.3 Il redshift fotometrico	27
4.4 Gli indici di colore delle galassie.....	27
4.4.1 Sintesi delle popolazioni stellari.....	28
4.4.2 La distribuzione dei colori	29
4.4.3 Tendenze generali delle popolazioni stellari.....	31
4.4.4 Gradienti dei colori.....	32
4.4.5 Relazione colore-magnitudine	33
4.4.6 Evoluzione passiva.....	34

4.5 La luce differenziale nelle galassie	35
4.5.1 Profili radiali nelle galassie ellittiche e lenticolari	36
4.5.2 Profili azimutali nelle galassie ellittiche	36
4.5.3 Torsione delle isophotes nelle ellittiche.....	37
4.5.4 Profili radiali nelle galassie a spirale.....	38
4.5.5 Profili radiali nelle galassie a spirale barrata.....	38
4.5.6 Galassie a spirale: La classificazione dei bracci	39
4.5.7 I profili azimutali nelle galassie a spirale	40
Conclusioni	41
Bibliografia	42
Sitografia	42

Introduzione

Negli ultimi decenni c'è stato un grande processo nella ricerca scientifica degli astri, e dell'universo in generale, grazie a telescopi sempre migliori si riesce a tornare in dietro nel tempo sempre di più e capire meglio la formazione delle prime galassie. Inoltre grazie a progetti come ad esempio l'HST che riprende un'immensa quantità di foto di galassie, permette un'analisi a grande scala con dati facili da elaborare, in quanto grossomodo tutte le immagini riscontrano gli stessi difetti del telescopio, e non ogni immagine subisce errori caratteristici del telescopio con cui è stata scattata.

Il mio lavoro di maturità è strutturato in due parti. Nella prima parte descrivo le conoscenze generali attuali sulle galassie, dalla formazione primordiale, partita con il Big Bang, all'evoluzione delle galassie, con brevi descrizioni di possibili passaggi da un tipo all'altro, agli scontri di galassie, fino allo spegnimento della produzione stellare. In una seconda parte, approfondisco sulla luce delle galassie che ci giunge. Infatti dalla luce si possono ricavare molte informazioni analizzando e confrontandone la magnitudine a diverse lunghezze d'onda. Si possono ottenere informazioni sulla popolazione stellare, sullo stato di produzione stellare, sul tipo di galassia, sulla concentrazione di metallicità e molte altre informazioni.

Con questo lavoro non si tratta dunque di scoprire niente di nuovo ma di svolgere un lavoro di ricerca, su conoscenze acquisite da esperti in materia.

1 Tipi di galassie

1.1 Cosa sono le galassie

Questo capitolo è stato completato con informazioni dal Sloan Digital Sky Survey [2] Il progetto SDSS ha studiato un quarto del cielo (esclusa la parte principale della Via Lattea) fino ad una distanza di 1.5 miliardi di anni luce dalla terra, cataloghizzando circa 100 milioni di stelle, 1 milione di galassie e 100000 quasar. Questi dati vengono pubblicati gratuitamente sul sito web SDSS, attualmente il catalogo più aggiornato è il "data release 12" consiste appunto nella mappatura del cielo, con la denominazione degli astri e qualche dato a riguardo come ad esempio il redshift, la magnitudine in alcune bande, e la posizione nel cielo. Il progetto ha utilizzato un telescopio da 2,5 metri di diametro, situato presso l'Osservatorio di Apache Point nel Nuovo Messico. Il SDSS è inoltre una delle 3 fonti di dati del progetto "citizen science Galaxy Zoo" mirato alla classificazione del tipo di galassie acquisite dagli obiettivi del telescopio. La breve descrizione del progetto SDSS è adattata da quella di Wikipedia [3].

Guardando in cielo di notte, in un posto con poco inquinamento luminoso, durante una notte di cielo sgombero di nuvole, come ad esempio sulle montagne isolate nel deserto del Cile ove si trova una delle più grandi stazioni di osservazione fisse dell'ESO, o ancora meglio nello spazio stesso, dove non c'è l'atmosfera che assorbe determinate lunghezze d'onda, come per esempio il telescopio spaziale Hubble, vedremo un cielo illuminato a puntini, mai però completamente illuminato perché gli astri non sono infiniti, e inoltre ad una certa distanza la velocità di allontanamento supererebbe la velocità della luce di un oggetto, e perciò l'oggetto diventerebbe invisibile (vedi per esempio la figura 2). Ingrandendo l'immagine di questi punti luminosi, cosa che è sempre più possibile, in quanto l'evoluzione scientifica porta a telescopi sempre migliori, si nota che questi punti si distinguono principalmente in due categorie: le stelle della Via Lattea, cioè della galassia in cui si trova il nostro sistema solare; e le galassie. Le galassie sono ammassi stellari immensi, infatti

contengono miliardi di stelle, per andare dal centro della Via lattea fino al sole, alla velocità della luce si impiegherebbe circa 25 000 anni. La luce che arriva dalle galassie, proviene da due fonti. La prima fonte di luce sono i miliardi di stelle della galassia, che spesso si vedono come un punto solo dato che sono molto distanti. La seconda, è la luce fluorescente emessa dal gas ionizzato dalle stelle molto calde e luminose. Queste nuvole risplendenti di gas segnano i luoghi delle stelle nuove. La luce, sia delle stelle che del gas, è limitatamente oscurata dalla polvere interstellare. La maggior parte delle galassie sono però deboli, e facciamo fatica a riconoscerne la forma.

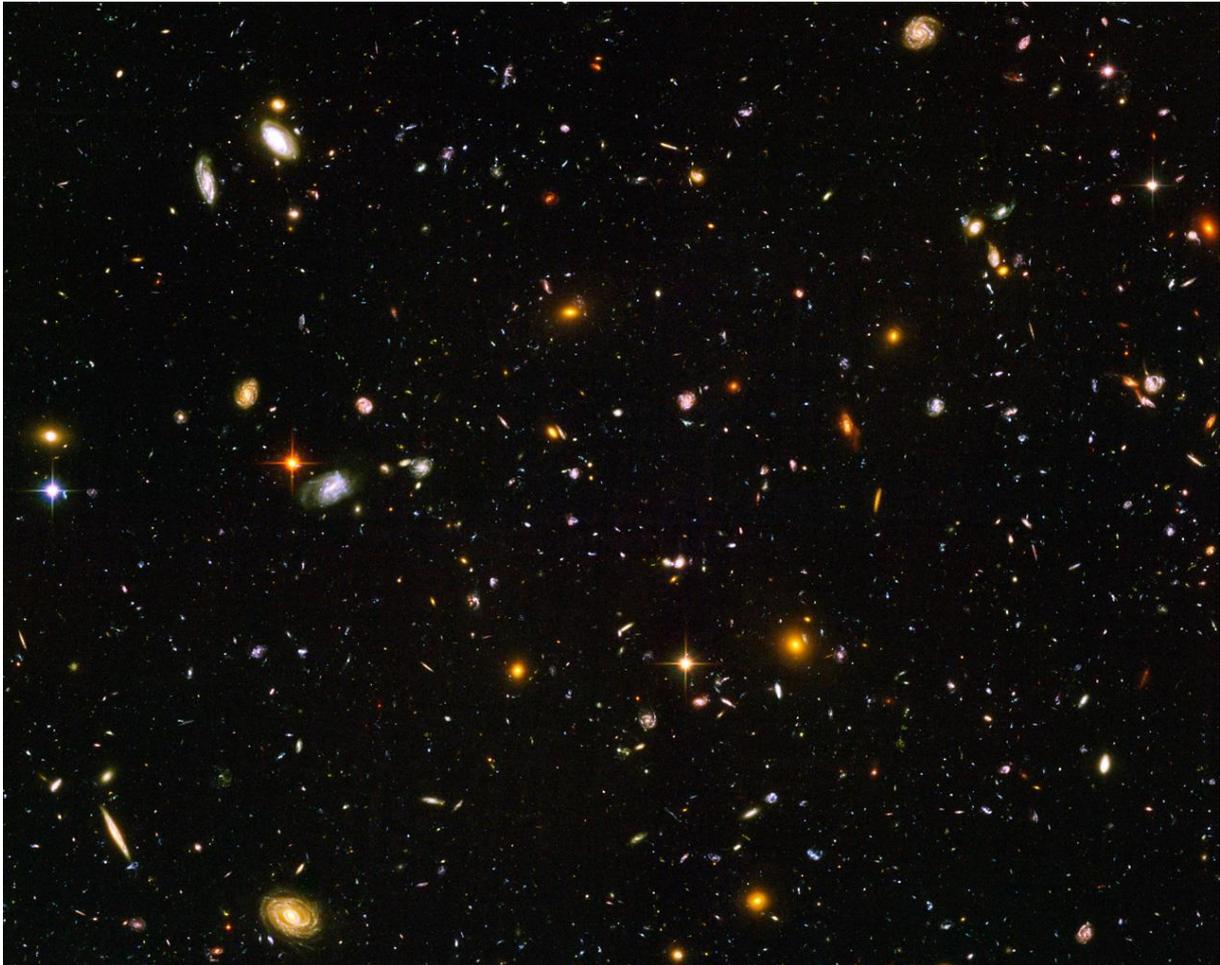


FIGURA 2 FOTOGRAFIA A CAMPO PROFONDO FATTA ASSEMBLANDO OLTRE 300 FOTO DEL TELESCOPIO SPAZIALE HUBBLE IN UN'AREA DI 15 MINUTI D'ARCO. SOLO POCHI ASTRY IN QUEST'IMMAGINE SONO STELLE DELLA VIA LATTEA. CREDITI: NASA E ESA [4].

Stelle all'interno di galassie, hanno distanze immense rispetto alla loro dimensione, e dunque raramente entrano in collisione, ma interagiscono a distanza tramite la forza di gravità, e quindi raramente cambiano drasticamente l'orbita intorno alla galassia. L'orbita delle stelle riflette il moto del gas dal quale si formarono. Dunque, la forma di una galassia ci può dire in che condizioni si è formata, finché la galassia non abbia sofferto una collisione. Tuttavia la galassia subisce anche cambiamenti evolutivi, finché non raggiunge la piena stabilità, cosa che è praticamente impossibile dato che minimamente sarà sempre influenzata dalla gravità di altre galassie, o una loro radiazione; perciò per esempio nel caso delle galassie a disco le orbite delle stelle possono cambiare: una barra centrale può formarsi o distruggersi lungo la vita della galassia.

Più frequenti sono le collisioni di galassie, che proporzionalmente alle loro dimensioni, hanno distanze relativamente piccole. Quando collidono, interpenetrano, le stelle passano attraverso l'altra galassia, mentre

le nuvole di gas sono compresse dal gas dell'altra galassia. Le orbite delle stelle magari cambiano sostanzialmente, per la forza di gravità che una galassia esercita sulle stelle dell'altra, e la compressione delle nuvole di gas forse le stimola a collidere, e formare stelle ad un tasso particolarmente elevato.

Nell'universo, ci sono tanti altri oggetti più piccoli che non riusciamo a vedere, ad esempio stelle che non appartengono a galassie, che sono troppo poco luminose per essere viste. Ci sono poi anche oggetti più rari rispetto alle galassie e alle stelle, i Quasar, che sono ammassi stellari molto distanti, e molto luminosi, che osservati nel visibile assomigliano a delle stelle, il fatto che noi li troviamo molto distanti ci dice principalmente due cose: noi li vediamo come erano molto tempo fa, e che la loro luminosità deve essere molto elevata. Il fatto che ci mostra che esse sono molto distanti è il loro redshift.

Il redshift (z) è lo spostamento della lunghezza d'onda verso il rosso (contrario di blueshift), cioè corrisponde ad un allungamento della lunghezza d'onda dovuta all'espansione dell'universo, e non dovuta alla velocità come nel caso dell'effetto doppler. Il redshift lo identifichiamo negli spettri, in quanto gli assorbimenti, o le emissioni sono spostate verso destra.

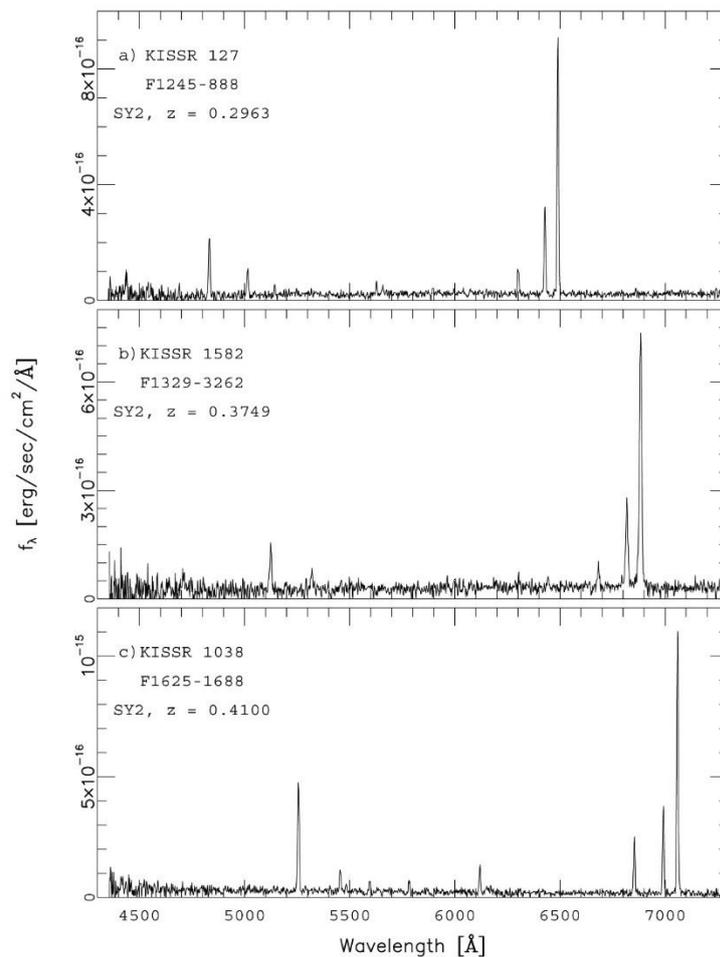


FIGURA 3 IN QUESTI GRAFICI SONO RAPPRESENTATE TRE SPETTRI DI GALASSIE DA SEYFERT, SI PUÒ VEDERE LO SPOSTAMENTO DELLO SPETTRO VERSO IL ROSSO (LO SPOSTAMENTO FRAZIONALE È IL REDSHIFT z). LE LINEE D'EMISSIONE PRINCIPALI SONO IL

DOPPIETTO [OIII] DAGLI ATOMI D'OSSIGENO DOPPIAMENTE IONIZZATI, E LA LINEA H-BETA A 4861 ANGSTROMS. CREDITI: CARYL GRONWALL, ANNA JANGREN, JOHN J. SALZER, KESSICA K. WERK, ROBIN CIARDULLO [5].

Il redshift da varie informazioni riguardo una galassia: la sua distanza, la sua velocità, e qualche informazione sull'età, in quanto una galassia con un redshift elevato e dunque molto distante, noi la vediamo come essa era tot anni fa, equivalenti al tempo che la luce ha impiegato a raggiungerci.

Il redshift z in funzione della lunghezza d'onda λ :

$$z = \frac{\lambda(\text{osservata}) - \lambda(\text{emessa})}{\lambda(\text{emessa})} \quad \text{Equazione 1}$$

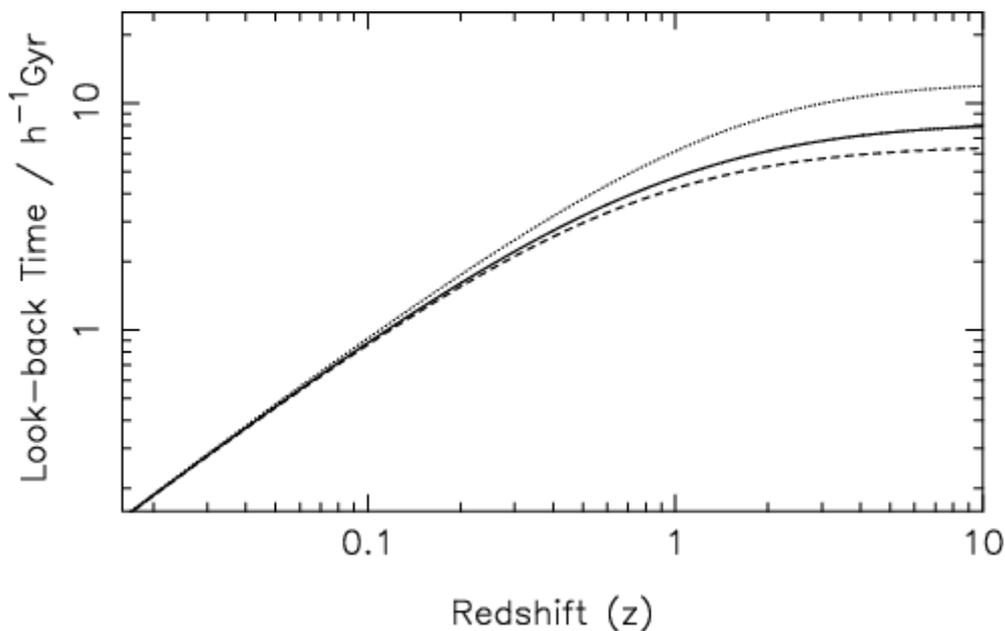


FIGURA 4 RAPPRESENTATO È IL TEMPO CHE GUARDIAMO IN DIETRO (RAPPRESENTATO IN SCALA LOGARITMICA) IN FUNZIONE DEL REDSHIFT (A SUA VOLTA IN SCALA LOGARITMICA). CREDITI: MAURILIO PANNELLA [6].

Senza correggere il redshift delle immagini di galassie, vediamo dunque le galassie lontane più rosse di quello che sono (e più giovani), e quelle vicine come sono veramente (e più vecchie in genere) e dunque blu rispetto alle altre. Non viene però da qui la denominazione di galassie blu e galassie rosse, approfondirò a riguardo nel capitolo 4, infatti generalmente è l'esatto opposto. L'effetto doppler influenza solo in piccola parte, nei casi di galassie vicine che si attraggono, come ad esempio la collisione che sta prendendo corso tra la nostra galassia e Andromeda.

Con i telescopi di oggi si è capaci a riconoscere astri molto poco luminosi, grazie alle grandi superfici degli specchi di qualche decina di metri dei telescopi, inoltre grazie ai vari tipi di telescopi, si possono reperire grandi quantità di dati, prendendo immagini a diverse lunghezze d'onda (infrarosso, ultra violetto, oppure di singoli colori visibili, magnitudini,...).

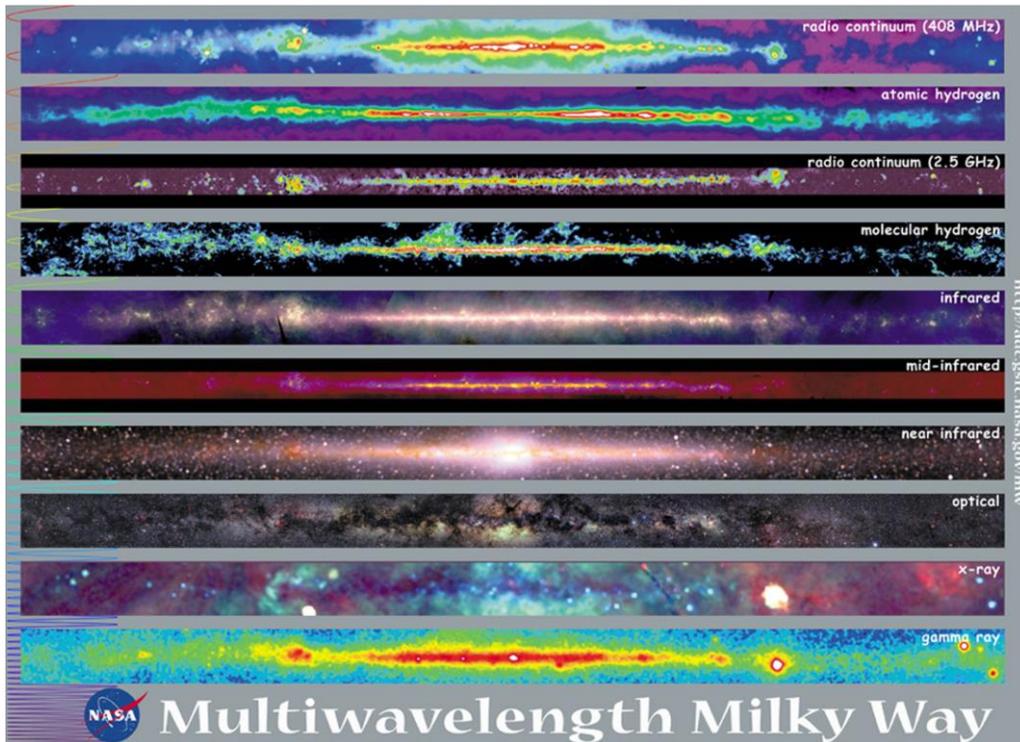


FIGURA 5 IN QUESTA FIGURA SI VEDE LA RIPRESA DELLA VIA LATTEA A DIVERSE LUNGHEZZE D'ONDA, IN ALTO A DESTRA AD OGNI IMMAGINE SI VEDE LA LUNGHEZZA D'ONDA DI RIPRESA, CREDITI: NASA [7].

Edwin Powell Hubble un grande astronomo statunitense scoprì la natura delle galassie a spirale, la costante di Hubble, e formulò la legge di Hubble che lega il redshift alla distanza. Inoltre fece un diagramma di classificazione, che fu scoperto di rappresentare in grosso modo l'evoluzione delle galassie:

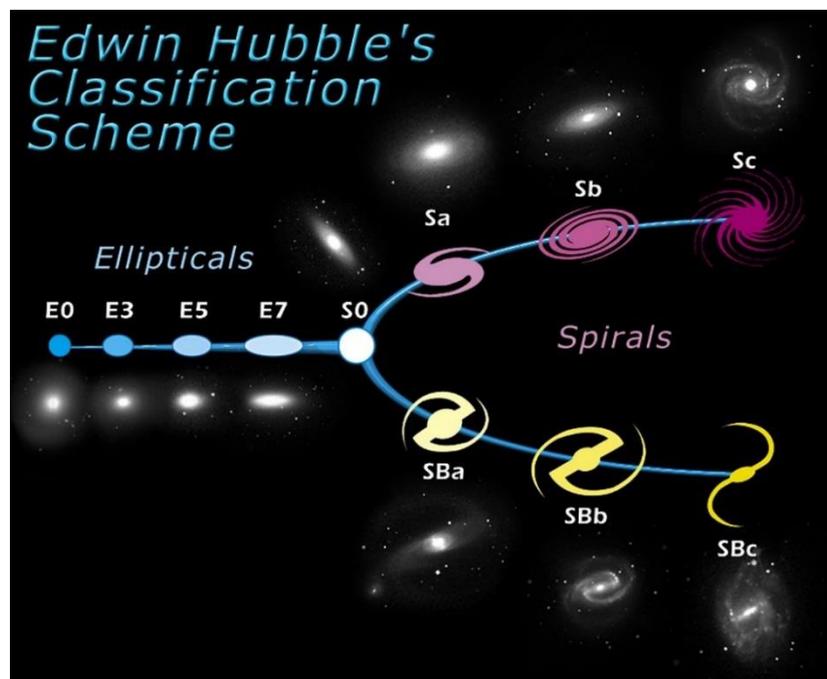


FIGURA 6 LO SCHEMA DI CLASSIFICAZIONE DI HUBBLE, CHE LETTO DA DESTRA VERSO SINISTRA MOSTRA GENERALMENTE L'EVOLUZIONE DELLE GALASSIE. CREDITI: ESA E NASA [8].

Le galassie a disco, nelle foto le vediamo sempre da prospettive diverse, e possono essere confuse per galassie ellittiche; quando le vediamo piatte, vengono chiamate edge-on galaxy (vedi figura 8), e non riusciamo a riconoscerne il tipo (SO, SB"x" o S"x"), ma si nota che ci deve essere qualcosa di particolare al suo centro per la deformazione della galassia come mostra il bulge (vedi figura 8), creato da materia, e luce che gira intorno al centro con un addensamento di massa inimmaginabile che li attrae fino ad assorbirli: il buco nero. Intorno a questo buco nero la velocità orbitale è elevatissima (numero di rotazioni ad una frequenza Hz molto elevata).

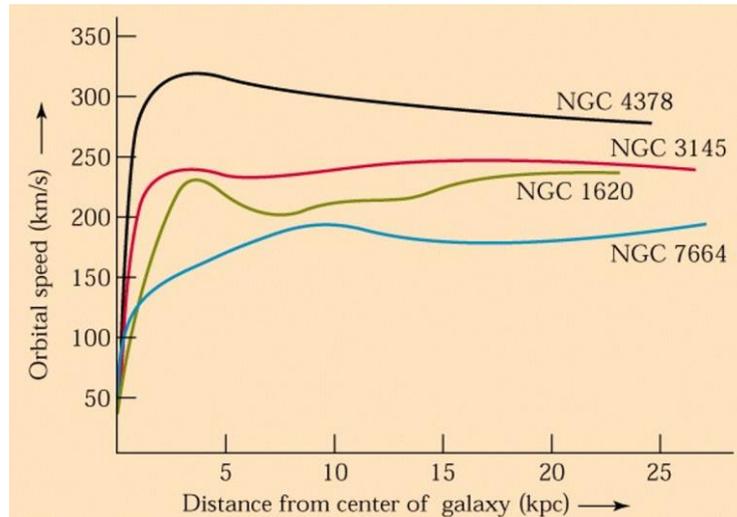


FIGURA 7 QUESTO GRAFICO MOSTRA CON QUALCHE ESEMPIO COME LA VELOCITÀ ORBITALE DELLE STELLE DIPENDE DALLA DISTANZA DAL CENTRO DELLA GALASSIA A CUI APPARTENGONO; SI NOTA UN NOTEVOLE AUMENTO DURANTE IL PRIMO KPC. CREDITI: FREEDMAN E KAUFMANN [9]

Quando il buco nero è attivo (Active Galactic Nuclei), la galassia mostra due getti, questi sono fatti di energia a diverse lunghezze d'onda. Nella figura 1 si vedono bene questi getti.

1.2 Galassie ellittiche

Questo capitolo è stato adattato da informazioni di Sloan Digital Sky Survey [2].

Le galassie ellittiche sono chiamate così perché hanno forme ellittiche: sembrano delle grosse uova o palloni da calcio sfuocati. Le stelle di una galassia ellittica infatti non si distribuiscono a formare un disco fine come le galassie spirali; invece appunto circolano intorno al centro ugualmente in tutte le direzioni. La loro luminosità cambia in modo mellifluido, con luminosità sempre più basso allontanandosi dal centro. Guardando la superficie delle galassie ellittiche che circonda il centro, tutte le stelle avranno, con leggera variazione, la stessa luminosità. Le galassie ellittiche hanno anche quasi tutte lo stesso colore: un po' più rosse del nostro Sole. Nel diagramma di Hubble (vedi figura 6) sono classificate come E, seguite da un numero che indica quanto siano ellittiche. Più il numero è alto e più è ellittica la galassia; il numero indica quanto la galassia è lunga rispetto alla sua larghezza.

Il colore rosso di queste galassie ci racconta qualcosa di importante sulla loro storia. Il colore rosso, causato dal redshift, viene da stelle più lontane, più vecchie e più fredde. Il fatto che il colore di una galassia ellittica è più o meno lo stesso all'interno di una galassia, ci suggerisce che la maggior parte delle sue stelle si sono formate circa allo stesso momento.

Inoltre, la maggior parte delle galassie ellittiche nell'universo si trovano vicino ad altre galassie ellittiche, a formare dei "clusters", in italiano ammassi. In questi ammassi il 75% delle galassie sono ellittiche. Anche questi ammassi ci suggeriscono che le galassie ellittiche si sono formate tanto tempo fa, perchè le galassie si sono formate con più facilità prima in luoghi ad alta densità come appunto dove si trovano ora gli ammassi.

Le galassie più grandi nell'universo sono ellittiche. Possono contenere un trillione di stelle o più, e estendersi tanto quanto due milioni di anni luce, circa 20 volte la larghezza della Via Lattea. Alcune di esse sembrano contenere nei loro centri buchi neri supermassicci, inghiottitori di stelle che hanno 3 miliardi di volte la massa del Sole. Questi gigantesche galassie ellittiche si trovano spesso al centro degli ammassi.

1.3 Galassie spirali

Questo capitolo è stato adattato da informazioni di Sloan Digital Sky Survey [2].

Le galassie a spirale hanno un disco piatto con al centro un bulge luminoso chiamato nucleo. Le braccia spirali girano intorno a questo nucleo. Un esteso alone sferico avvolge il nucleo e le braccia. Le braccia spirali probabilmente si formano come risultato delle onde che dilagano attraverso il disco galattico. Come le onde sull'oceano, chiamate onde di densità che non trasportano nulla con sé, si muovono disgregando il materiale attraverso il quale passano. Nel caso delle galassie, le onde di densità spremono nuvole di gas interstellare, causando la nuova creazione di stelle al suo interno. Alcune stelle recenti sono massicce, calde e luminose, così fanno apparire le braccia spirali luminose. Queste stelle massicce sono blu o bianche, dunque anche le braccia spirali appaiono blu-bianche. Quando vediamo le galassie spirali di profilo, le braccia spirali spesso appaiono come linee scure.



FIGURA 8 QUEST'IMMAGINE MOSTRA NGC 4565, UNA GALASSIA SPIRALE EDGE-ON NELLA COSTELLAZIONE DELLA CHIOMA DI BERENICE, LA MATERIA ORBITANTE PIÙ ESTERNA LA QUALE VEDIAMO ATTRAVERSO CREA UNA STRISCIA SCURA. CREDITI: CATALOGO [10]

Appaiono scure perchè contengono tanta polvere interstellare che blocca la luce del bulge. I buchi tra le braccia contengono stelle più vecchie, le quali non sono tanto luminose. Comunque, i bulge delle galassie a spirale sono spesso rossi, come quelli di galassie ellittiche, suggerendo che sono composte da stelle più vecchie.

In alcune galassie a spirale, l'onda di densità organizza le stelle al centro in una barra. Le braccia di galassie spirali a barra partono fuori dai due capi della barra. La Via Lattea potrebbe far parte di questo tipo di galassie.

Nel diagramma di Hubble, le galassie a spirale normali sono denominate "S" e i tipi a barra "SB." Ognuna di queste classi è sottoclassificata in tre tipi secondo la grandezza del nucleo e l'angolo con il quale le braccia spirali sono avvolte. Le tre sottoclassi sono denominate con le lettere in minuscolo "a," "b," e "c." Alcune galassie sono in una situazione intermedia tra ellittiche e spirali. Quest'ultime sono galassie a disco come lo sono le galassie spirali, ma non hanno le braccia spirali. Queste galassie in una situazione intermedia sono denominate "SO."

1.4 Altri tipi di galassie

Questo capitolo è stato adattato da informazioni di Sloan Digital Sky Survey [2].

Ciascun altro tipo di galassie, per esempio quelle, dove le stelle, il gas e la polvere sono diffuse a caso e che quindi non si possono categorizzare nel diagramma di Hubble vengono chiamate "irregolari". Le galassie irregolari sono le più piccole galassie, e magari contengono un milione di stelle. Forse sono i "mattoni" che vennero assieme nei merger a formare le prime galassie grandi. Tante piccole galassie orbitano intorno alla Via Lattea, includendo le Nubi Magellaniche.

Hubble riconobbe due tipi di galassie irregolari, "Irr I" e "Irr II". Irr I è il tipo più comune di galassie irregolari. Questo tipo sembra essere un'estensione della classe di galassie spirali, al di là delle Sc, galassie senza struttura spirale distinguibile. Le galassie Irr I sono blu, e hanno solamente un piccolo nucleo se è presente. Le Irr II invece sono rare. Questo tipo include vari tipi di galassie caotiche, le quali appaiono formate in tanti modi diversi.

1.5 Quasar

Questo capitolo è stato adattato da informazioni di Sloan Digital Sky Survey [2].

I quasar sono dei corpi celesti sconosciuti fino a qualche decennio fa. Vennero scoperti all'inizio degli anni 60 quando astronomi che osservavano a radio identificarono una piccola stella designata 3C 48 che emetteva forti onde radio. Quando misurarono lo spettro della stella, trovarono qualcosa di completamente inaspettato: lo spettro era piatto con varie inaspettate linee d'emissione. L'oggetto rimase misterioso finchè un oggetto simile ma più luminoso, 3C 273, fu scoperto nel 1963. Gli astronomi notarono che 3C 273 aveva uno spettro normale con le stesse linee d'emissione a quelle osservate nelle galassie radio (per la loro forte emissione radio), ma lo spettro era fortemente redshiftato (le linee spettrali si erano trovate a lunghezze d'onda molto più lunghe di aspettato). Questa osservazione spiegò il mistero dello spettro di 3C 48: era un solito spettro di una galassia radio, ma era talmente redshiftato da divenire irriconoscibile. Se il redshift di

3C 273 fosse dovuto alla sua velocità cioè causando un effetto doppler¹, la velocità sarebbe dovuta essere più veloce della luce, cosa che è impossibile. Molti altri oggetti simili furono trovati, e denominati quasi-stellar radio sources, abbreviato quasars.

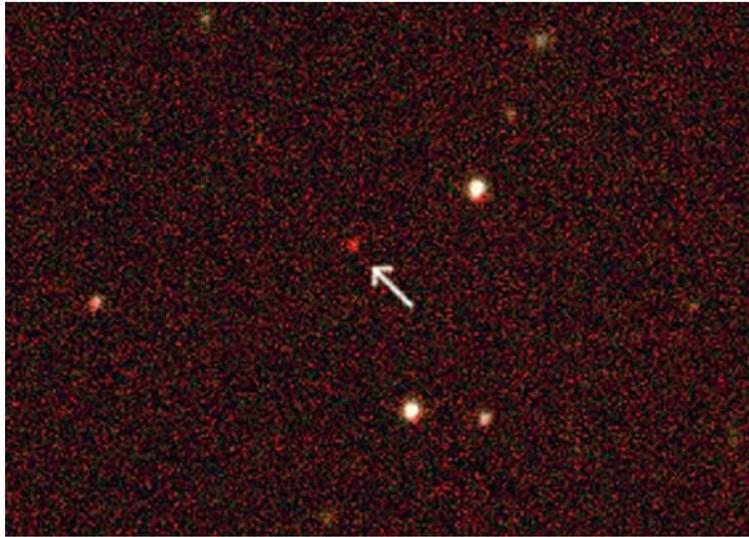


FIGURA 9 IN QUESTA FOTO SI VEDE UN QUASAR AD UN REDSHIFT DI 5.8 TRA VARIE ALTRE GALASSIE, ESSO È MOLTO LUMINOSO E ROSSO, PER IL FORTE REDSHIFT. CREDITI: SDSS [2]

2 Formazione di galassie

2.1 Le prime galassie

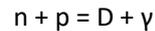
Questo capitolo è stato adattato dal capitolo 1.5, 1.5.1 e 1.5.3 di *Galaxies in the universe, an introduction, second edition*, L. S. Sparke e J. S. Gallagher [11]

Durante i suoi primi 3 minuti di vita, l'universo era pieno di raggi- γ , i quali distruggevano ogni nucleo atomico nelle loro particelle costituenti. Quando la temperatura del campo di radiazione è sufficientemente alto, coppie di particelle e antiparticelle possono essere create dal vuoto. Sono necessari due fotoni per produrre una coppia di particelle. Quando l'espansione continuò, la temperatura continuò a calare (10^3K), e i fotoni ebbero troppa poca energia per fare una coppia di protone-antiprotone; quasi tutti gli antiprotoni si ritrovarono con un protone, per poi annichilire e lasciare una coppia di raggi- γ . Non sappiamo perché, ma nei primi tempi dell'universo ci furono più protoni: circa 10^9+1 protoni per 10^9 antiprotoni. Il piccolo eccesso di materia sull'antimateria restò per la formazione di galassie. Infatti i protoni con i neutroni costituiscono la massa principale, in quanto pesano circa 2000 volte più degli elettroni. A temperatura $T \sim 10^{10}$ si formò un nuovo equilibrio, quando la radiazione smise la produzione di coppie di elettroni e antielettroni. La grande abbondanza di elettroni permise ai neutroni di trasformarsi in protoni e viceversa. A temperatura T ci furono

¹ Definizione tratta dall'enciclopedia treccani [11]: Doppler, effetto Apparente variazione di frequenza delle onde emesse da una sorgente in moto rispetto a un osservatore: la frequenza aumenta se sorgente e osservatore si avvicinano, mentre diminuisce in caso di allontanamento. Il fenomeno fu scoperto dal fisico e matematico C. Doppler (1803-1853)

leggermente meno neutroni che protoni. Quando l'espansione raffreddò ulteriormente la materia, i neutroni smisero di trasformarsi ad un rapporto tra neutroni e protoni $n/p \approx 1/5$.

I neutroni possono solamente sopravvivere all'interno di nuclei di atomi, altrimenti decadrebbero esponenzialmente in un protone e un elettrone. Dopo un tempo $t_n = 886 \pm 1$ s il numero è ridotto per un fattore $1/e$. Resterebbero pochissimi neutroni, se essi non si fossero uniti dunque ai protoni formando deuterio, un nucleo di 'idrogeno pesante', che contiene un neutrone e un protone, secondo la relazione:



In questo caso γ rappresenta un fotone, un raggio- γ che porta i 2.2MeV di energia lasciati dalla reazione. Circa un quarto dei neutroni era deceduto prima che la temperatura calasse sotto 10^9 K, quando poterono essere bloccati nel deuterio; questo lasciò un neutrone ogni 7 elettroni. I protoni in eccesso diventarono i nuclei degli atomi di idrogeno, rappresentando il 75% della massa totale.

Il deuterio facilmente si combina con altre particelle a formare ^4He , un nucleo di Elio con due neutroni e due protoni. Essenzialmente tutti i neutroni, e dunque circa il 25% della massa totale di neutroni e protoni, finì per diventare ^4He . Solo alcuni deuteri e alcuni ^3He (con due protoni e un neutrone) rimasero. Si formarono anche tracce di boro e di litio, ma l'universo si espanse troppo in fretta per fare elementi più pesanti. L'abbondanza osservata di Elio è tra il 22% e il 24%, in accordo approssimato ai calcoli.

I millenni seguenti nella storia dell'universo erano piuttosto noiosi. La densità era troppo bassa per reazioni nucleari, e la radiazione di fondo era sufficientemente energetica per ionizzare l'idrogeno e disgregare altri atomi. Il cosmo era pieno di gas raggiante, come l'interno di una luce fluorescente. La materia non sarebbe collassa sotto la propria gravità a formare stelle o altri oggetti densi, perché la pressione della radiazione intrappolata all'interno era troppo alta.

La materia potrà soltanto collassare nel momento in cui la densità di radiazione scendesse sotto a quella della materia. Nel modello di benchmark, nel momento di equivalenza materia-radiazione, la radiazione si era raffreddata a $T \approx 10\,000$ K. In quel momento l'universo aveva la dimensione di $1/3600$ quella di oggi. Più tardi, fotoni della radiazione del blackbody scarseggiavano di energia per rimuovere l'elettrone dall'idrogeno. Nella seguente espansione, gli atomi di idrogeno si ricombinarono, facendo così diventare il gas neutrale e trasparente come lo è oggi. Al momento in cui $R(t) / R(t_0) \approx 1 / 1100$, i fotoni della radiazione di fondo furono capaci di scappare la materia. La loro pressione non prevenne più la collisione di materia, formando così le prime galassie e i primi clusters che noi ora osserviamo come i più distanti. Oltre i quali infatti non possiamo vedere perché l'universo era sfuocato.

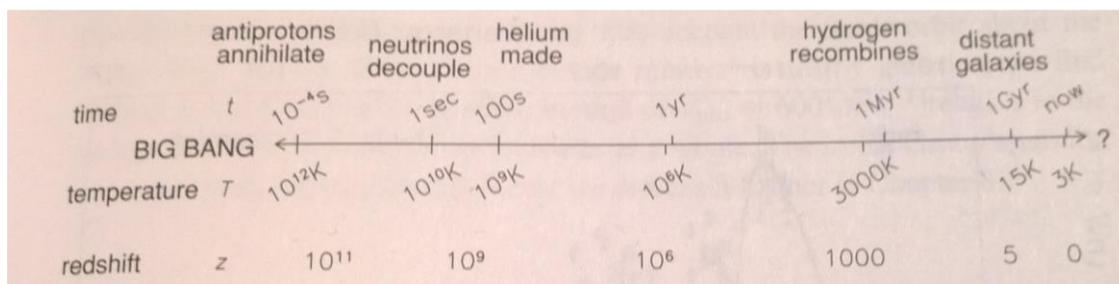


FIGURA 10 QUEST'IMMAGINE MOSTRA I MOMENTI IMPORTANTI DURANTE LA STORIA DELL'UNIVERSO. CREDITI: L. S. SPARKE E J. S. GALLAGHER [11]

Grazie ai dati COBE², si è potuto fare una mappa del cielo indicando la temperatura misurata alla radiazione cosmica di fondo. Questa mappa con temperatura che si aggirano intorno a 2.75°K con una variazione di +/- 100μ°K corrispondono a luoghi più densi di galassie e meno densi. Queste piccole variazioni di temperature indicano che la materia e la radiazione nell'universo non erano completamente uniformi al momento di ricombinazione. Le regioni che erano leggermente più dense della media erano anche leggermente più fredde; le regioni meno dense erano anche leggermente più calde.

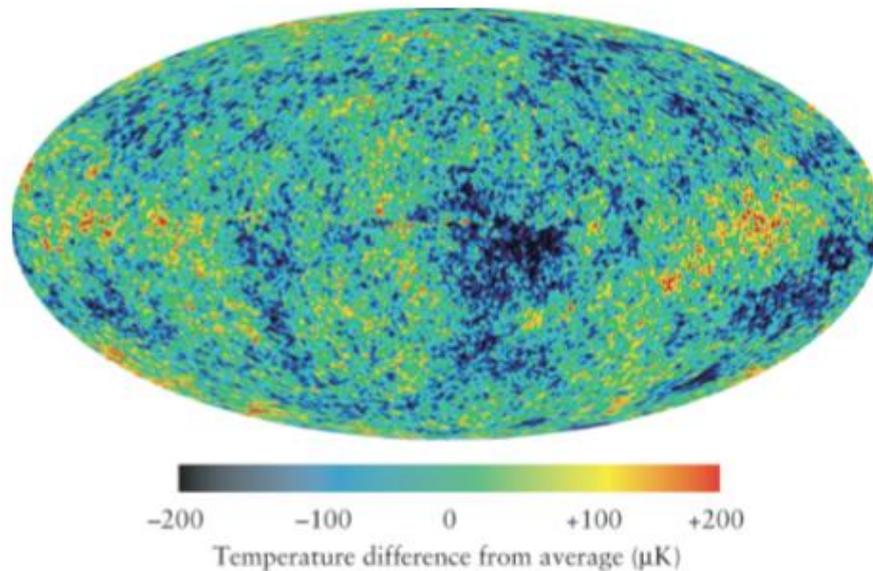


FIGURA 11 IN QUESTA IMMAGINE È RAPPRESENTATA LA TEMPERATURA DELLA RADIAZIONE COSMICA DI FONDO, IN BLU LE PARTI PIÙ FREDE, MENTRE IN ROSSO LE PIÙ CALDE, CREDITO: NASA [9]

I superammassi per esempio oggi li troviamo piuttosto nelle zone più fredde in quanto le zone fredde sono anche più dense e perciò c'era più materia per formare le stelle.

2.2 Formazione stellare

Questo capitolo è stato completato con informazioni da Sloan Digital Sky Survey [2]

La formazione stellare è avvenuta principalmente all'inizio dell'universo, quando si formarono per la prima volta le galassie, come spiegato nel capitolo 3.1. La formazione stellare poi continua in alcune galassie, come per esempio particolarmente nelle galassie a spirale dove nei bracci si comprime il gas formando molte stelle. Nuove generazioni di stelle nascono da gas che condensa in regioni chiamate giganti nuvole molecolari, e le stelle a volte si raggruppano in ammassi stellari. Quando una stella raggiunge la fine della sua evoluzione, magari ritorna gas nello spazio interstellare, che sarà la risorsa per la generazione di una nuova generazione di stelle.

2.3 Formazione di galassie recenti

Questo capitolo è un adattamento di *La galassia più giovane e più piccola* di Ilesciences [13]

² COBE (cosmic background explorer) è il satellite scientifico che fu lanciato dalla NASA il 18 novembre 1989. La sua missione era di misurare lo spettro della Radiazione cosmica di fondo a microonde (CMBR) e di cercare eventuali disuniformità in questa radiazione. Informazione presa da wikipedia [12]

Secondo alcune dettagliate immagini di una galassia nana, nell'universo continuano a formarsi nuove piccole galassie. Un alone di giovanissime stelle e la forma contorta della galassia suggeriscono che essa si formò quando due più piccoli ammassi di stelle entrarono in collisione meno di 100 milioni di anni fa. La galassia, la più piccola e la più giovane che gli astronomi abbiano mai scoperto, mette in dubbio il più accreditato modello dell'evoluzione delle galassie, che sostiene che le più grandi siano state le ultime a formarsi. Il sistema, chiamato POX186, è una piccola collezione di forse 10 milioni di stelle, ed è quindi diecimila volte più piccolo della nostra Via Lattea. Esso e altri oggetti simili, chiamati "nane blu ultracompatte," sembrano così piccoli da rendere quasi impossibile studiarli in dettaglio. Immagini precedenti di POX186 avevano suggerito la presenza di una struttura complessa e di una attiva popolazione di giovani stelle calde blu. Ma la vera natura della galassia è stata svelata ora dall'Hubble Space Telescope. Corbin, e Vacca, hanno usato l'HST per osservare POX186, mostrano un arco di stelle su un lato, segno di una recente fusione fra due oggetti più piccoli.

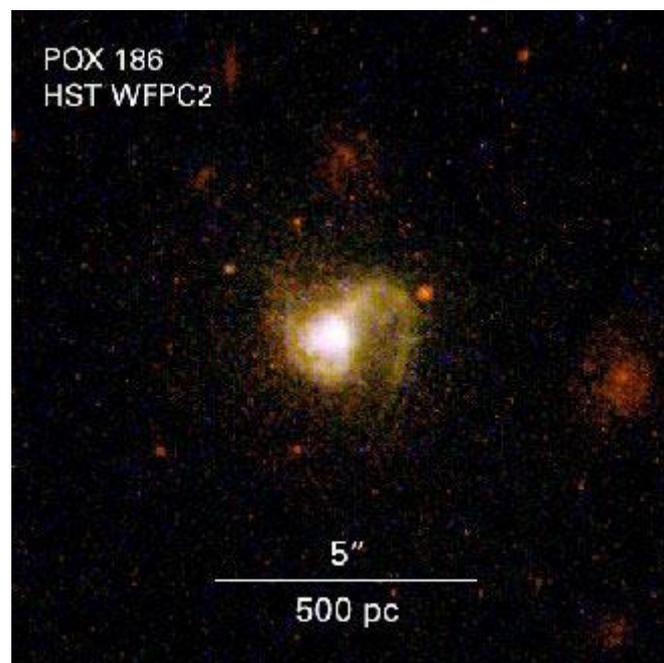


FIGURA 12 QUESTA FOTO SCATTATA CON IL TELESCOPIO HST NEL 2000 RAPPRESENTA POX186, UNA GALASSIA MOLTO RECENTE. CREDITI: ESA E NASA [14]

Hubble però ha anche osservato una notevole attività di formazione stellare nel nucleo della galassia, che gli astronomi non si aspettavano se la galassia fosse stata vecchia. Corbin e Vacca hanno proposto che due gruppi "subgalattici" di stelle, ognuno grande forse solo 300 anni luce, si siano scontrati per dare origine all'oggetto negli ultimi 100 milioni di anni. Inoltre, POX186 si trova in una vasta regione di spazio vuoto di 30 milioni di anni luce di diametro, una delle innumerevoli che costellano il cosmo. La galassia quindi sembra offrire supporto a una versione modificata della teoria delle galassie. Secondo questa idea, proposta sei anni fa, le galassie più piccole, e non quelle grandi, si formano per ultime, perché la gravità ha bisogno di molto tempo per assemblare i piccoli "grumi" di materia nei vuoti. Infatti all'inizio della formazione degli elementi, dove la materia era più densa, si formarono più in fretta le grandi galassie e gli ammassi di galassie perché appunto c'era sostanza, e in parallelo aumentava la forza di gravità che attraeva materia da distanze più elevate. Là dove la densità era più bassa si formarono piccoli ammassi stellari, con debole forza di gravità, e poca materia intorno, da un lato perché la densità era poca sin dall'inizio, e dall'altra perché i grandi

ammassi tirano a sé la materia. Così dunque la materia che i piccoli ammassi possono raccogliere è poca e quindi crescono piano, o si scontrano con altri piccoli ammassi, o si fanno mangiare da galassie più grandi.

3 Evoluzione di galassie

3.1 L'era pregalattica

Questo capitolo è stato adattato dal capitolo 1.4 di 1.5.2 di *Galaxies in the universe, and introduction, second edition*, L. S. Sparke e J. S. Gallagher

La teoria cosmologica del Big Bang descrive l'espansione dell'Universo a partire da un singolo punto, di 13,7 miliardi di anni fa, ma non spiega cosa c'era prima. Quest'ultima questione viene spesso ignorata dai cosmologi perché considerata improponibile, in virtù del fatto che spazio, tempo e materia sono nati con il Big Bang.

La teoria gravitazionale che descrive l'evoluzione dell'Universo è la relatività generale di Einstein; questa però è una teoria classica (cioè in essa non sono presenti considerazioni di fisica quantistica), e andando indietro nel tempo è valida soltanto fino a un certo punto, oltre il quale l'Universo era così piccolo da poter essere descritto soltanto da una teoria quantistica della gravitazione.

Per la precisione, la nostra conoscenza sull'evoluzione dell'Universo si ferma a 10^{-43} s dopo il Big Bang. Prima di tale tempo, detto tempo di Planck, lo spazio e il tempo diventano concetti indefiniti e vanno riconsiderati alla luce di teorie alternative che tengano conto degli effetti quantistici.

Agli inizi del secolo scorso si pensava che l'Universo fosse statico, poi la scoperta fatta da E. Hubble nel 1929 sulla base di 22 misure di velocità radiali di galassie vicine, e alcune stime di distanze che apparirono essere sbagliate di un fattore dieci, mostrò che le galassie si stanno tutte allontanando le une dalle altre. Hubble ha sostenuto che le galassie si allontanano da noi con velocità V_r proporzionale alla distanza d :

$$V_r \approx H_0 d$$

Equazione 2

Questa relazione è conosciuta come legge di Hubble, con H_0 , ossia la costante di Hubble attorno 73 km/s/Mpc, con un'incertezza di non più di 10%. Con questa formula spesso si calcola la distanza di galassie:

$$d = H_0^{-1} [V_r (\text{kms}^{-1}) / 100] \text{ Mpc}$$

Equazione 3

La figura 12 ci mostra che le galassie che recedono più velocemente sono infatti più deboli, come aspettato se esse hanno tutte più o meno la stessa luminosità, ma sono progressivamente più distanti.

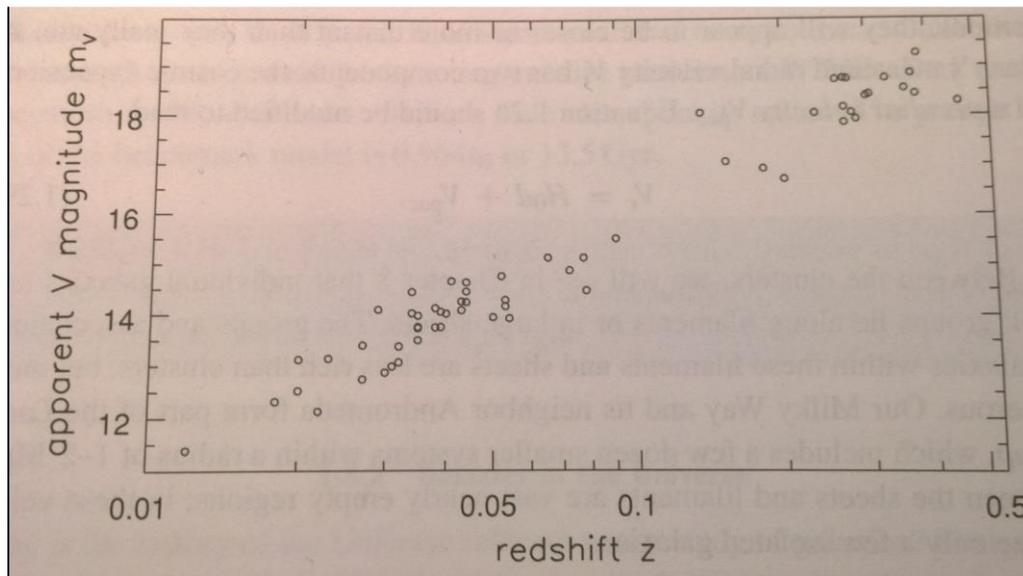


FIGURA 13 LA MAGNITUDINE APPARENTE NELLA BANDA V PER LE GALASSIE PIÙ LUMINOSE NEI CLUSTER RICCHI DI GALASSIE. LA MAGNITUDINE AUMENTA PROPORZIONALMENTE AL LOGARITMO DEL REDSHIFT Z, COME NOI CI ASPETTIAMO SE LA DISTANZA DELLA GALASSIA È PROPORZIONALE ALLA VELOCITÀ DI DI RECESSIONE CZ. CREDITI: J. E. GUNN E J. B. OKE [15]

Unita ad altre evidenze sperimentali, tra cui l'esistenza di una radiazione cosmica di fondo ancora misurabile interpretata come il residuo del Big Bang, la scoperta di Hubble ha definitivamente sancito che questa convinzione era sbagliata: l'Universo si sta espandendo, a partire da un'epoca in cui tutta la materia era condensata in un punto a energia infinita (una situazione estrema di questo tipo, in cui le leggi della fisica non sono più valide, è detta singolarità). In questo modello di Universo in espansione l'inizio è inevitabile e la questione di capire cosa c'era prima è fondata. Una risposta del tipo "la questione non si pone, perché spazio e tempo sono nati con il Big Bang per cui domandarsi cosa c'era prima non ha senso" sembra un modo per non affrontare il problema. Ma questa questione non riguarda l'argomento di questa ricerca e perciò non approfondirò ulteriormente.

Sappiamo dunque che la materia dell'universo della quale saranno anche composte le galassie, erano concentrati in uno spazio definito. Nei primordi dell'universo questa materia, ossia gas, era estremamente densa e calda, e si è raffreddata durante l'espansione. Questo è il modello del Big Bang dell'origine dell'universo: il cosmo venne ad esistere con materia ad elevatissima temperatura, e in forte espansione. Due aspetti degli inizi a temperature così elevate sono specialmente importanti per lo studio di galassie.

Primo, l'abbondanza degli elementi più leggeri, idrogeno, deuterio, elio, e litio, era fortemente condizionata dalla prima mezz'ora dopo il Big Bang. L'abbondanza di elio è incredibilmente vicina alla predizione del modello del Big Bang. La frazione misurata di deuterio, ^3He , e litio può dire quanta materia l'universo contiene.

Secondo, le radiazioni microonde di sottofondo, permettono di trovare il nostro moto rispetto al resto del cosmo. Nel caso della Via Lattea la velocità peculiare risulta essere sorprendentemente alta, indicando che un'enorme concentrazione distante di massa ha esercitato una forte spinta sul nostro gruppo locale.

3.2 Perché studiare l'evoluzione di galassie?

Potremmo pensare che lo studio astronomico in generale serve a poco niente nella nostra quotidianità, infatti, non ci porta benefici diretti, concreti; ma guardando indietro nella storia, vediamo come l'uomo si è già sempre interessato per il passato, la sua origine, e la sua evoluzione. Con studi archeologici, storici,

simulazioni, supposizioni, cercando di ricostruire il suo passato. Con l'evoluzione tecnologica astronomica degli ultimi decenni, si è potuto fare un enorme passo in avanti, o meglio in dietro nel tempo. Siamo riusciti a localizzare temporalmente l'inizio del tempo, della dimensione e della materia, e il big bang, ossia 13,7 miliardi di anni fa. Un beneficio che ne traiamo è dunque certamente la risposta alle domande filosofiche sulla nostra esistenza, l'origine e l'evoluzione che si completano sempre di più. Materialmente come beneficio invece ci porta una serie di cose indirette, per esempio tutte le tecniche, tecnologie e materiali che si scoprono preparando una missione mandando per esempio un telescopio nello spazio, dove si è soggetti a situazioni molto diverse che in Terra, per esempio la bassissima pressione, pressoché un vuoto, o l'esposizione ai raggi x, l'orientamento, il risparmio sul peso,... tutte le scoperte che si fanno direttamente o indirettamente, per le quali si può pensare ad un' applicazione utile all'umanità, per esempio la scoperta di un nuovo tipo di pannello fotovoltaico durante lo studio di un pannello solare particolare per le condizioni particolari nello spazio, più semplice, efficace, ed economico, che si può industrializzare e commercializzare in Terra. Un altro beneficio, per l'uomo, è quello di far aprire un po' la mente, riconoscere che siamo una piccolissima parte, che altrove, regnano leggi fisiche inspiegabili con la nostra conoscenza attuale, come ad esempio l'energia oscura, farci curiosi, e non limitarci all'esistente, ma essere ambiziosi, essere aperti a qualcosa di nuovo, o di diverso.

3.3 Diagramma di Hubble

Questo capitolo è stato completato con informazioni da Ann-Kristin Möller (2010) [16]

Quando si parla di evoluzione di galassie, tutti che ne hanno già sentito parlare pensano al diagramma di classificazione di Hubble. Questo schema avrebbe dovuto includere i tipi più frequenti di galassie regolari, e metterli in ordine evoluzionistico. Edwin Hubble supponeva che le galassie ellittiche si sviluppavano diventando galassie spirali, assumendo una barra (SB"x") o meno (S"x"). Oggi, si sa che non si svolge così l'evoluzione delle galassie; in grandi linee si svolge all'esatto contrario del modello della classificazione di Hubble, si legge dunque da destra verso sinistra, con qualche possibile variazione. Infatti si sa che l'universo all'inizio era dominato da galassie a spirale che in seguito a merger man mano si sono trasformate in galassie ellittiche. Per le eccezioni entrerà in merito nei capitoli successivi.

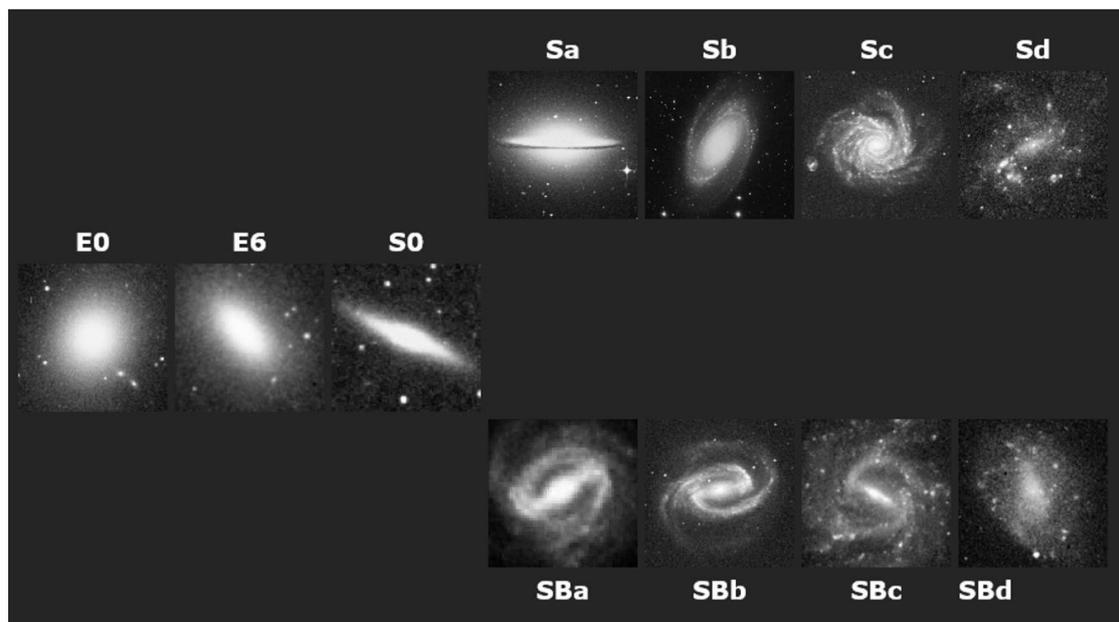


FIGURA 14 QUEST'IMMAGINE RAPPRESENTA COME LA FIGURA 5 IL DIAGRAMMA DI CLASSIFICAZIONE DI HUBBLE, SI VEDONO BENE I DIVERSI TIPI RAPPRESENTATI IN IMMAGINI. CREDITI: SDSS [2]

Il diagramma viene generalmente ripreso per la rappresentazione di galassie. La figura 14 mostra questo schema (come la figura 6). "E" sta per le galassie ellittiche, "S" per quelle spirali. L'aggiunta di "B" intende che si tratta di una galassia a barra. La sottodivisione E_n con n da 1 a 7 mostra lo sviluppo della forma da rotonda a molto allungata, rispettivamente il rapporto degli assi $\frac{b}{a}$ con $n = 10[1 - (b/a)]$. S0 sono le galassie lenticolari, dopodichè seguono le galassie spirali con o senza barra, che sono categorizzate sotto Sa, Sb e Sc rispettivamente SBa, SBb e SBc. Le denominazioni a, b e c dicono, quanto i bracci spirali sono avvolti intorno al centro, e quanto sono evidenti i bulge centrali. I tipi intermedi vengono denominati Sab e Sbc, rispettivamente SBab e SBbc.

3.4 Passaggio spontaneo da un tipo all'altro

Questo capitolo contiene informazioni di: F. Bournaud, F. Combes [17]; un articolo di Govert Schilling [18]; e un articolo di Newswise [19].

Nelle galassie a spirale circa in due terzi dei casi vediamo una barra centrale, anche questa composta da stelle. Generalmente le barre influenzano sia il moto delle stelle che quello del gas interstellare, ma può anche influenzare le braccia della galassia spirale

Un altro tipo di galassie oltre le SB"x", e le SB0, sono le SBm, che sono le galassie a spirale a barra irregolari, come le nuvole Magellaniche che venivano fino ad allora considerate irregolari.

L'ipotesi corrente è che la struttura della barra agisce come tipo di vivaio di stelle, rifornendo la nascita stellare al centro. La barra è pensata come meccanismo che incanala gas attraverso risonanza orbitale dalle braccia spirali, incanalando il flusso alla creazione di nuove stelle. Questo processo spiegherebbe anche perchè così tante galassie a barra hanno un nucleo galattico attivo (AGN). La creazione delle barre è generalmente pensato di essere il risultato di un'onda di densità che irradia dal centro della galassia, con l'effetto di riformare l'orbita delle stelle interne. Questo effetto si trasmette verso l'esterno nel tempo, influenzando le stelle che orbitano più lontane dal centro, formando questa struttura a barra.

Le barre sono pensate di essere fenomeni temporali durante la vita di galassie. La struttura decade nel tempo, facendo tornare la galassia una galassia spirale più regolare. Superata una certa dimensione, la massa accumulata dalla barra compromette la stabilità della struttura a barra della galassia. Galassie a spirale a barra con tanta massa accumulata al centro tendono ad avere braccia tozze e corte. Essendo così tante le galassie a spirale ad avere una barra, probabilmente è un fenomeno ricorrente nell'evoluzione di galassie a spirale. L'oscillazione da galassia spirale a barra a galassia spirale senza barra, viene stimata a durare 2 miliardi di anni. Studi recenti hanno dimostrato l'idea che le barre sono un segno di ricerca di piena maturità, come la fine degli anni formativi. Una squadra gestita da Sheth ha scoperto che soltanto il 20 per cento delle galassie a spirale nel passato possedevano barre, paragonate ai 70 per cento di oggi.

Un altro passaggio da un tipo di galassia ad un altro senza agenti esterni è il passaggio da galassia sferoidale a galassia a disco, come spiegato brevemente nel capitolo 3.5 riguardo ai merger.

3.5 Merger

Questo capitolo è stato completato con informazioni di Baugh, C. M.; Cole, S.; Frenk, C. S. [20].

I merger sono le collisioni di galassie, eventi a loro volta molto lenti rispetto alla nostra percezione visiva, nel senso che sono eventi che non possiamo descrivere osservando un caso solo ma dobbiamo guardare galassie con caratteristiche simili, che mostrano due galassie che stanno entrando in collisione o che mo-

strano tracce di una collisione nel passato. La collisione di galassie non è una collisione come è solita sapere per noi. Una collisione di galassie non è proprio una collisione, solo in rari casi le stelle delle galassie interagiscono, infatti proporzionalmente alla dimensione delle stelle, la distanza tra esse è molto elevata, e quindi si abbassa notevolmente la probabilità di collisione. La collisione è piuttosto una frenata causata dalla gravità delle due galassie e lo scontro di nubi di gas all'interno delle due galassie che le porta ad avere nuove forme; nella maggior parte dei casi viene a formarsi una sola galassia.

Le galassie possono inoltre passare da galassie a disco, cioè un qualche tipo di galassia a spirale, o un SO ad una galassia sferoidale, cioè ellittica E"x". Infatti le galassie formano stelle quiescentemente in un disco finché si digirano in una configurazione sferoidale a causa di merger, e le sferoidali possono continuare ad accumulare gas dalla corona³, così si possono ristabilire a forma di disco un'altra volta. Le galassie possono passare a varie fasi di disco o sferoidale durante la loro vita.



FIGURA 15 QUESTA FOTO MOSTRA LE GALASSIE TOPO (NGC 4676 A&B) IN FASE DI COLLISIONE. CREDITI: ESA E NASA [21]

3.6 Galassie spente e la loro dimensione

Questo capitolo è adattato da: Spacetelescope [22] e Carollo, C. M.; Bschorr, T. J.; Renzini, A.; Lilly, S. J.; Capak, P.; Cibinel, A.; Ilbert, O.; Onodera, M.; Scoville.; Cameron, E.; Mobasher, B.; Sanders, D.; Taniguchi, Y. [23]

Certe galassie ad un certo punto della loro esistenza fermano la produzione stellare, e diventano "quenched" ovvero spente. Le galassie spente che osserviamo più in dietro nel tempo appaiono molto più piccole che le galassie spente oggi nell'universo. Come dunque possono crescere le galassie senza più produrre stelle? La risposta molto semplice si è trovata con l'osservazione di immagini riprese dal telescopio spaziale Hubble.

³ La corona di una galassia delimita la parte della galassia non visibile, composta di componenti gassosi ionizzati.

Non formando più stelle, si pensava crescessero collidendo o fondendo con altre galassie spente più piccole, da cinque a dieci volte più leggere. Però, questi merger necessiterebbero molte piccole stelle che fluttuano intorno, fatto che non si è potuto osservare.

Le galassie spente osservate nel momento in cui l'universo era a metà della sua età sono piccole e compatte, e sorprendentemente, sembra restino così. Piuttosto che crescere con merger nel tempo, la maggior parte di queste galassie tiene la sua dimensione che acquisì nello spegnimento della formazione stellare.



FIGURA 16 QUESTA FIGURA MOSTRA ALCUNE FOTO DI GALASSIE SPENTE. CREDITI: NASA, ESA, M. CAROLLO (ETH ZURICH) [22]

All'ETH di Zurigo scoprirono che un grande numero delle galassie più grandi invece si spengono più tardi, dando così la falsa impressione di crescita individuale delle galassie nel tempo.

Era già conosciuto il fatto che galassie attive nella produzione stellare sono più piccole nell'universo prossimo, spiegando quando si spense la produzione stellare.

4 L'analisi della luce

L'intero capitolo è un adattamento di alcuni capitoli di 2 articoli a cura di Stefano della Pupa (Gruppo Astrofili Rozzano) [24] e [25]. Nonché specificato esplicitamente chiarificando le fonti.

Un altro possibile approccio per studiare l'evoluzione di galassie, o meglio per ottenere ancora più informazioni o trovare conferma a certe conoscenze apprese studiando l'evoluzione da un aspetto morfologico è quello di analizzare la luce che ci arriva dalle galassie. Infatti le informazioni che noi riusciamo ad elaborare sono due, la prima è la forma che ci mostra la differenza di luce all'interno di una galassia, ossia la sua morfologia, e l'altra una misura quantitativa, ossia la magnitudine di luminosità che può essere o la magnitudine della luminosità complessiva oppure a determinate lunghezze d'onda.

Con i filtri si determina la magnitudine come funzione della lunghezza d'onda [λ]. In genere i filtri hanno bande ampie poche centinaia di Angstroms e sono definiti in linea principale come:

TABELLA 1 VARI FILTRI TRADIZIONALI PER L'ANALISI DI STELLE, GALASSIE..., CON LA LUNGHEZZA D'ONDA, E LA BANDA DI APPARTENENZA

U	3300 Å	Nell'UV
B	4400 Å	Nel BLU
V	5500 Å	Nel VISIBILE
R	6400 Å	Nel ROSSO
I	8800 Å	Nell'IR

Ma capita anche di riscontrare altri filtri, ad esempio quelli prodotti da Asahi Spectra Ltd.:

TABELLA 2 I FILTRI PRODOTTI DA ASAHI SPECTRA LTD. CON LA LUNGHEZZA D'ONDA. CREDITI: SDSS [26].

u	3551 Å
g	4686 Å
r	6165 Å
i	7481 Å
z	8931 Å

La magnitudine massima per i filtri è: u \rightarrow 22.0 g \rightarrow 22.2 r \rightarrow 22.2

i \rightarrow 21.3 z \rightarrow 20.5

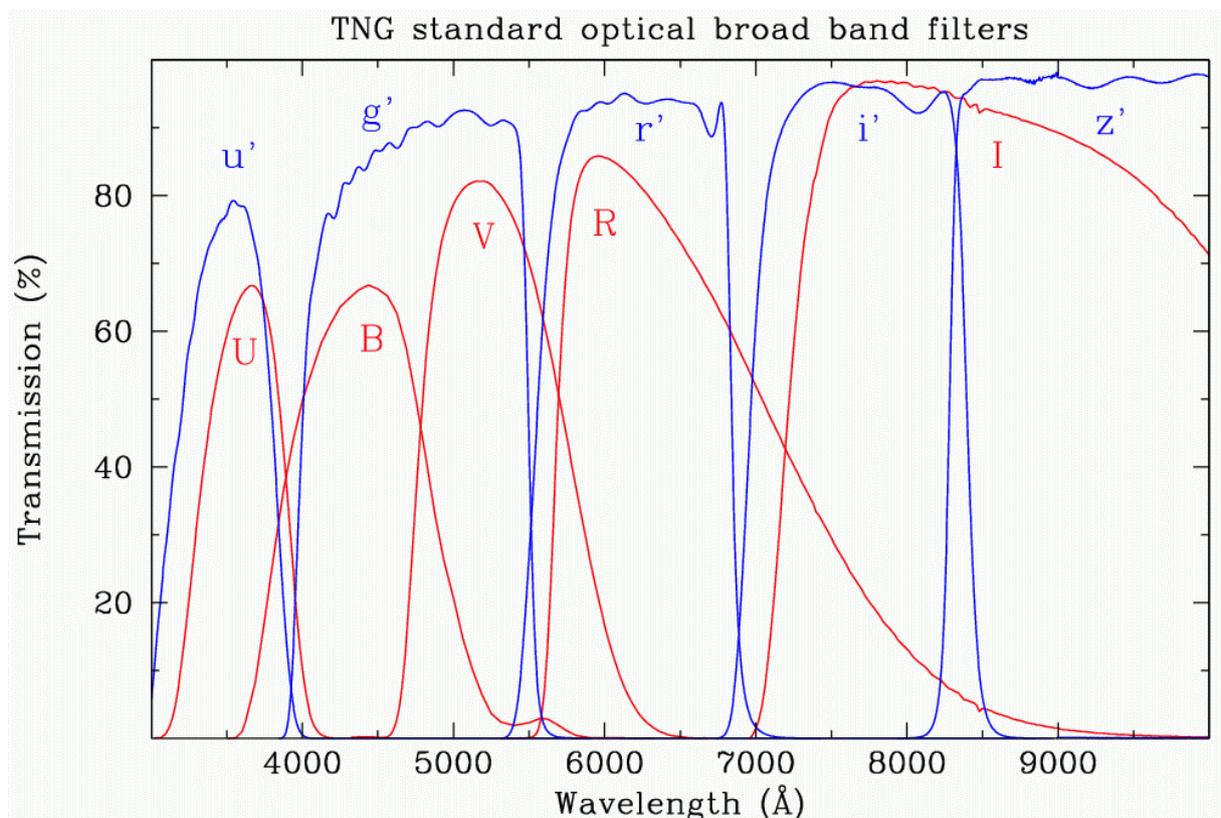


FIGURA 17 IN QUESTO GRAFICO SONO RAPPRESENTATE LE BANDE DEI DIVERSI FILTRI, IN ROSSO QUELLI CONVENZIONALI, MENTRE IN BLU QUELLI DI ASAHI SPECTRA LTD. CREDITI: INAF [27]

Nel grafico soprastante si nota subito come i filtri nuovi, ossia quelli in blu sono più efficienti, hanno una trasmissione più elevata, e non si sovrappongono su lunghi tratti di lunghezza d'onda come quelli convenzionali, ossia quelli in rosso. È interessante non avere così grandi sovrapposizioni perché si possono ottenere risultati migliori, per esempio se si facesse la "magnitudine di I" – la "magnitudine di R", in I viene tolta una parte della sua magnitudine (tra 7000 e 9000 Å); se si facesse invece I – U, nessuna parte in I va persa. Avremmo dunque una differenza tra I e altre due bande dove I "corrisponde" a due valori differenti.

4.1 La luce stellare

Normalmente la radiazione di una galassia proviene principalmente dalle sue stelle, è dunque importante sapere qualcosa sulla luce delle stelle.

Ecco dunque 4 punti importanti:

La legge di Plank sull'emissione di un corpo nero:

$$I = E / t \quad \text{Equazione 4}$$

Dove I è l'intensità di radiazione del corpo, E è l'energia e t è il tempo.

La legge di Wien sui picchi d'emissione:

$$\lambda_{\text{picco}} = C / T \quad \text{Equazione 5}$$

Dove λ_{picco} indica la lunghezza d'onda alla quale è massima l'emissione radiativa, C è la costante dello spostamento di Wien ($C=2.8977685(51) \times 10^{-3} \text{ m K}$) e T è la temperatura assoluta in kelvin del corpo nero.

La legge di Stefan sul flusso luminoso:

$$F = \sigma T^4 \quad \text{Equazione 6}$$

Dove F è il flusso luminoso, σ è la costante di Stefan-Boltzmann e T è la temperatura assoluta.

La magnitudine e il modulo della distanza:

$$m_{\lambda} = -2,5 \log F_{\lambda} + \text{cost.}$$

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log \frac{F_1}{F_2}$$

$$F \propto 1 / r^2$$

$$m_1 - m_2 = 5 \log \frac{r_1}{r_2}$$

Dove m_{λ} è la differenza di magnitudine, F è il flusso luminoso e r è la distanza in Parsec.

Introducendo la definizione di magnitudine assoluta M come la magnitudine che la stella avrebbe se si trovasse ad una distanza di 10 Parsec, otteniamo:

$$m - M = 5 \log \frac{r(\text{pc})}{10(\text{pc})} = 5 \log r(\text{pc}) - 5 \quad \text{Equazione 7}$$

Questa formula è molto importante in astronomia galattica, infatti, sapendo la magnitudine assoluta, permette anche di calcolare la distanza di un oggetto misurandone la magnitudine relativa.

Le informazioni che ci può dare una stella sono varie, ad esempio una stella calda ha più forti emissioni nel blu che nel rosso e una fredda più nel rosso che nel blu, definito così dalla legge di Wien (Equazione 5)

Per esempio m_B , o spesso abbreviata con B è la magnitudine nel blu. La differenza in magnitudine ottenuta con due diversi filtri è conosciuta come **colore** o **indice di colore**. Avremmo dunque **U-B** negativa per le stelle calde (giovani e tendenti al blu) e positiva per le stelle fredde (più vecchie, tendenti al rosso).

TABELLA 3 QUESTA TABELLA RAPPRESENTA UN PAIO DI ESEMPI DI STELLE CON I RISPETTIVI COLORI, DALL'ALTO VERSO IL BASSO SONO IN ORDINE DI ETÀ.

Type	M_V	$(U-B)_o$	$(B-V)_o$	V-R	R-I	V-J	V-K	V-L	V-N
O5	-5.7	-1.15	-0.35						
B0	-4.1	-1.06	-0.31						
A0	0.7	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00
F0	2.6	0.07	0.27	0.30	0.17	0.55	0.74	0.8	0.8
G0	4.4	0.05	0.58	0.52	0.41	1.02	1.35	1.5	0.8
K0	5.9	0.47	0.89	0.74	0.66	1.5	2.0	2.5	1.4
M0	9.0	1.28	1.45	1.1	1.1	2.3	3.5	4.3	
M5	11.8	1.2	1.63						

4.2 La luce delle galassie

La luce che noi riceviamo dalle galassie ci dà a sua volta informazioni interessanti riguardo il numero e il tipo di stelle in esse presenti, ma per essere utilizzabile deve essere corretta dall'estinzione di luce dovuta alla nostra galassia lungo quella particolare direzione di osservazione, dall'estinzione interna della galassia in esame e per il redshift legato alla differenza di velocità tra noi e la galassia osservata. La luce corretta viene definita come luce integrale. Diviene di estrema utilità quando misurata in funzione della banda passante (λ , es: u, g, r,...).

Il primo problema che sorge alla determinazione di una galassia sta nel definirne i contorni. Si pone dunque come raggio di una galassia quello che arriva fino a una luminosità superficiale di 25 mag / arcsec² indicato R_{25} .

La luce integrale per esempio nella banda **blu** (in R_{25}) risulterebbe essere:

$$B_T^\circ = B_T - A_B - A_B + K_B \quad \text{Equazione 8}$$

Dove B_T è la magnitudine misurata, A_B l'estinzione della Via Lattea, A_B l'estinzione interna alla galassia osservata e K la correzione del redshift

4.2.1 L'estinzione A_B – assorbimento della Via Lattea

Nel disco della nostra galassia il mezzo interstellare è una mistura di polvere e gas distribuita lungo il piano galattico su uno spessore di circa 100 pc (fig.).

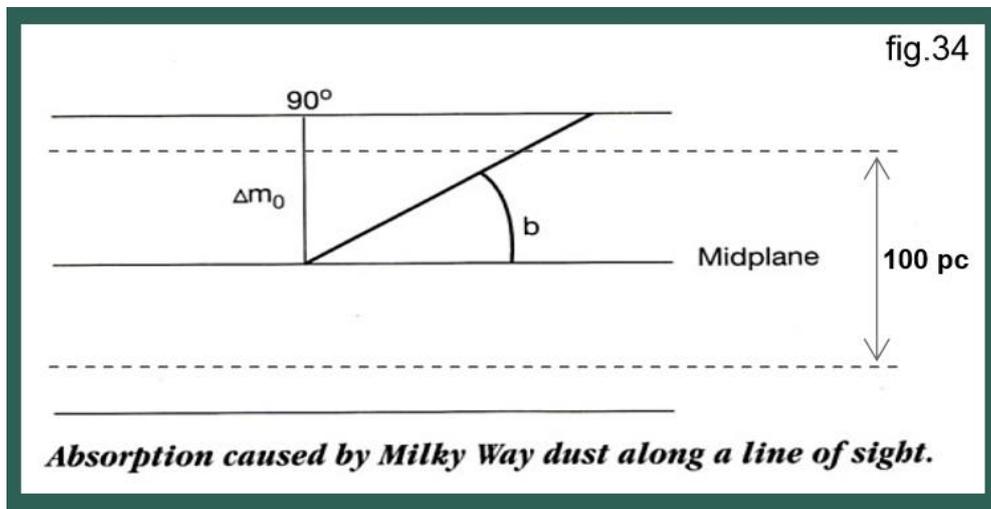


FIGURA 18 QUESTA IMMAGINE MOSTRA COME LO SPAZIO CHE DEVE ATTRAVERSARE LA LUCE NELLA GALASSIA DIPENDE DALL'INCLINAZIONE DEL PUNTO DI VISTA RISPETTO ALLA GALASSIA.

Tale mistura è in grado di bloccare parzialmente la luce diffondendola in tutte le direzioni e facendola inoltre virare verso il rosso (reddening). Come si vede nella figura 18 la latitudine in cui si trova una galassia influenza la riduzione di luce: più l'angolo è basso più deve passare mezzo interstellare e dunque più luce viene bloccata e viceversa.

Da cosa dipende il fenomeno dell'arrossamento (reddening)? La polvere assorbe e disperde in tutte le direzioni. L'estinzione A_λ nel visibile è inversamente proporzionale alla lunghezza d'onda λ in maniera quasi lineare: $A_\lambda \propto \frac{1}{\lambda}$

Ciò significa che più alta è λ e più è piccola A_λ . Ciò implica che nel visibile passano meglio le lunghezze d'onda elevate che ovviamente saranno quelle tendenti al rosso.

La formula che rappresenta la distanza andrà modificata con l'aggiunta del termine estinzione:

Formula che rappresenta la distanza con il termine di estinzione:

$$m_\lambda - M_\lambda = 5 \log r - 5 - A_\lambda \quad \text{Equazione 9}$$

Dove m è la magnitudine apparente, M è la magnitudine assoluta, r è la distanza in Parsec e A_λ è l'estinzione della luce per la polvere della Via Lattea.

4.2.2 L'estinzione A_B – assorbimento interno alla galassia (in esame)

Quando le galassie sono inclinate rispetto alla nostra linea di osservazione non appaiono luminose allo stesso modo delle stesse con orientazione face-on; lo vediamo molto bene nel caso di galassie edge-on, la cui luce viene fortemente ridotta dalla materia non luminosa che gira intorno (vedi capitolo 1.3, figura 1 e 8)

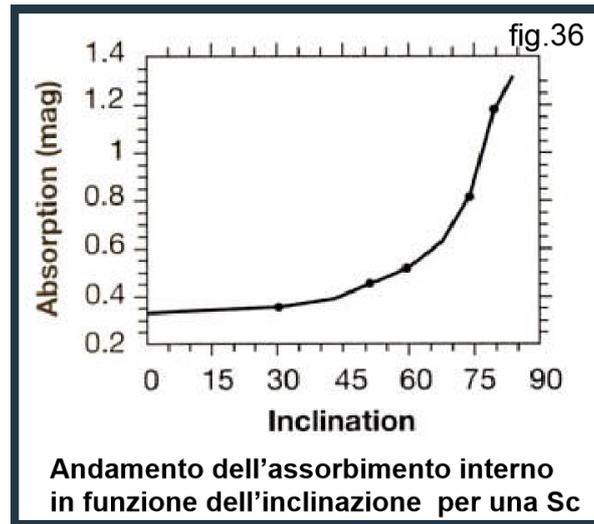


FIGURA 19 ASSORBIMENTO LUMINOSO IN FUNZIONE DELL'INCLINAZIONE DI OSSERVAZIONE PER UNA GALASSIA SPIRALE SC.

4.2.3 La correzione K

La legge di Hubble ci dice che più distante è una galassia e più è alta la sua velocità di allontanamento. Le galassie lontane quindi hanno una colorazione maggiormente spostata verso il rosso. Di conseguenza è necessario correggere la relazione della magnitudine integrale in base a un fattore di correzione K definito attraverso il redshift z (nel caso in cui $v \ll c$):

$$z = \Delta \lambda / \lambda = \sqrt{\frac{1+v/c}{1-v/c}} - 1$$

Da cui

$$z = v / c$$

Equazione 10

Dove λ è la lunghezza d'onda, c è la velocità della luce e v è la velocità di allontanamento dell'oggetto osservato.

Per esempio un corpo nero a 5500°K a $z=0$ ha un picco di emissioni a 5600 Å. Lo stesso corpo nero con redshift $z=0.5$ avrà il picco a circa 8400 Å ossia ha traslato l'emissione dalla banda V alla banda I (vedi figura 20)

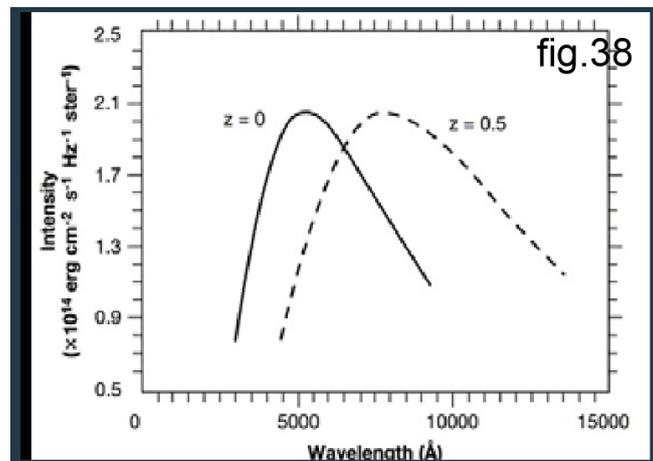


FIGURA 20 TRASLAZIONE DEI COLORI CON REDSHIFT DIVERSO. CON LA LINEA CONTINUA È RAPPRESENTATO IL COLORE ORIGINALE, MENTRE A LINEA TRATTEGGIATA È RAPPRESENTATA LA STESSA ONDA MA SPOSTATA PER IL REDSHIFT.

4.3 Il redshift fotometrico

Questo capitolo è un adattamento del capitolo 2.6.2 di Galaxy Formation and evolution, Houjin Mo, Frank van den Bosch and Simon White, Cambridge University Press, 2014

Dato che la spettroscopia consiste nella divisione della luce di un oggetto secondo diverse lunghezze d'onda, redshift accurati, i quali necessitano sufficiente intensità nelle individuali linee di emissione o di assorbimento, possono soltanto essere ricavati da oggetti luminosi. Alternativamente, anche se meno attendibile, un'altra tecnica si basa su bande fotometriche ampie. Misurando il flusso di un oggetto in un numero di lunghezze d'onda piccolo, si può ottenere una campionatura molto grezza del SED dell'oggetto osservato. I SED delle galassie rivelano un numero ampio di caratteristiche. Un esempio importante è l'interruzione a 4000 Å (vedi figura 17), che è dovuta ad un improvviso cambiamento nella capacità di emissione a questa lunghezza d'onda nell'atmosfera per le stelle a bassa massa, e quindi caratteristiche predominanti nelle galassie con popolazione stellare $> \sim 10^8$ yr. Per questa interruzione a 4000 Å e altre ampie caratteristiche, i colori di una popolazione di galassie ad un certo redshift occupa soltanto una regione relativamente piccola di tutto lo spazio dei colori multidimensionale. Dato che questa regione cambia solo in funzione del redshift, i colori ad ampie bande di una galassia possono essere usati per stimare il redshift.

Il grande vantaggio di questo metodo è la velocità di rivelazione del redshift rispetto alla spettroscopia, e che si può anche eseguire a deboli luminosità. Lo svantaggio sta nella precisione dei risultati, mentre dal redshift spettroscopico l'errore è più piccolo del 0.1%, nel redshift fotometrico l'errore tipicamente è del 3-10 %.

4.4 Gli indici di colore delle galassie

Allo stesso modo degli indici di colore per le stelle, quelli per le galassie sono definiti come differenza di magnitudine tra due lunghezze d'onda della luce integrale: $m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}$

<i>Colors for different Hubble types</i>			fig.39
<i>Type</i>	<i>(U-B)_o</i>	<i>(B-V)_o</i>	<i>Integrated spectral type</i>
E	0.50	0.92	K2
S0	0.48	0.92	K2
Sa	0.28	0.82	G9
Sb	0.27	0.81	G8
Sbc	-0.02	0.63	G2
Sc	-0.12	0.52	F8
Im	-0.20	0.50	F7

Source: de Vaucouleurs data, adapted from Vorontsov-Vel'yaminov 1987.

FIGURA 21 ALCUNI TIPI DI GALASSIE CON INDICATIVAMENTE I COLORI U-B E B-V

Dai dati riportati si nota che le ellittiche e le lenticolari sono più rosse delle galassie a spirale e di quelle irregolari. Il fatto che le galassie come E0 e S0 abbiano circa lo stesso indice di colore, può ad esempio essere inteso come simile attività di formazione stellare.

<i>NGC</i>	<i>Type</i>	<i>(B-V)</i>	<i>(U-B)</i>	<i>(B-H)</i>
3379	E0	0.94	0.52	
4261	E2	0.99	0.55	3.37
4387	E7	0.94	0.56	2.93
4270	S0	0.90	0.41	3.14
3623	Sa	0.90	0.41	2.81
2841	Sb	0.85	0.41	2.93
1300	Sbc	0.68	0.13	2.16
598	Scd	0.55	-0.10	1.56
7793	Sdm	0.59	-0.10	1.65

Source: Optical from RC2; infrared from Tully 1988.

FIGURA 22 ALCUNI ESEMPI DI DIVERSI TIPI DI GALASSIE CON I COLORI B-V, U-B E B-H

4.4.1 Sintesi delle popolazioni stellari

Un'analisi generale sui colori rilevati per diversi tipi di galassie rivela evidenti costanti:

I bulge tendono ad essere gialli.

Le barre tendono al giallo-rosso.

I bracci di galassie a spirale tendono al blu.

Le galassie ellittiche sono più rosse di quelle a spirale mentre le irregolari tendono al blu.

Quando una galassia si spegne, ovvero il processo di formazione stellare giunge al termine (vedi capitolo 2.6), questa diverrà sempre più rossa man mano che le stelle invecchiano e man mano che alcune di esse escono dalla sequenza principale (vedi figura 30). Se il processo di produzione stellare continua, le nuove stelle (molte tendenti al blu) si mescoleranno a quelle vecchie (più rosse) facendo traslare la media complessiva del colore.

L'analisi fotometrica della luce effettuata sulle varie popolazioni stellari fornisce chiari indizi sulla composizione di queste ultime. Per esempio:

Le stelle il cui spettro cade in parte nella banda I sono quelle di classe K e le giganti di classe M. Esse sono evolute almeno fino a 10^9 - 10^{10} anni. Dunque la banda I è la traccia delle stelle più vecchie. Le classi K e M menzionate contribuiscono per circa il 75% sulla luce integrale della galassia nella banda I. È quindi evidente come la misura del segnale luminoso nella banda I fornisca importanti indicazioni sull'età avanzata di un agglomerato di stelle.

Le stelle di classe B per esempio cadono prevalentemente nella banda V ed il loro contributo alla luce integrale nella banda V è del 41% e solo 3% nella banda I. Di conseguenza l'analisi nella banda V (congiuntamente all'analisi in altre bande) potrà fornire indicazioni a riguardo del numero di stelle giovani.

Stelle ad alta massa sono meno abbondanti di quelle a bassa massa. In una popolazione stellare c'è statisticamente un decremento numerico (all'aumentare della massa) che segue una legge di tipo logaritmico. Esiste una legge denominata funzione di massa iniziale (IMF) che si propone di stabilire quantitativamente quante stelle (per ogni tipo) si formano sul nascere di una popolazione stellare da cui, attraverso la loro

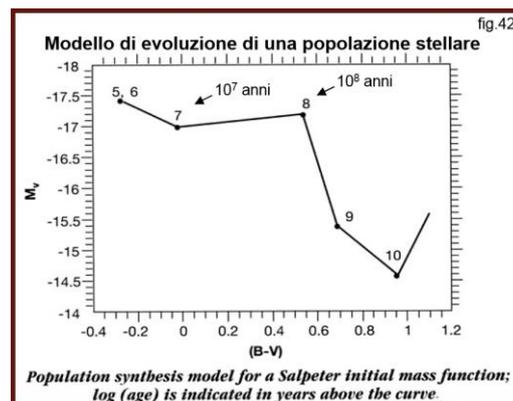
aspettativa di vita (indicata nella tabella 23) è possibile ricavare un modello evolutivo per tale popolazione nel tempo, rappresentato attraverso l'indice di colore (B-V) come mostrato nella tabella 4.

TABELLA 4 ASPETTATIVA DI VITA DELLE STELLE

<i>Star parameters</i>		fig.41
<i>Stellar type</i>	<i>Mass (M_{\odot})</i>	<i>MS lifetime (yr)</i>
O5	40	1.6×10^6
B0	16	6.4×10^6
A0	4	5×10^8
G2	1	10^{10}
M0	0.5	7.9×10^{10}

Source: Luminosity and mass from Mihalas and Binney

TABELLA 5 SI COMPRENDE COME GIOVANI NODI STELLARI CARATTERIZZATI DA BASSO INDICE B-V (~ -0.2) POSSANO NEL TEMPO EVOLVERE ED INVECCHIARE FINO AD ARRIVARE, DOPO CIRCA 10 MILIARDI DI ANNI, AD AVERE UN B-V DI CIRCA 0.95.



4.4.2 La distribuzione dei colori

Questo capitolo è un adattamento del capitolo 2.4.3 di [Galaxy Formation and evolution](#), Houjin Mo, Frank van den Bosch e Simon White, Cambridge University Press, 2014.

Per l'evoluzione di galassie, è molto utile osservarne la popolazione stellare, si sa ad esempio che le stelle massicce, che in genere hanno una vita più breve, emettono una frazione più larga della luce totale a lunghezze d'onda più corte. Oppure si è scoperto che più le stelle massicce hanno metallicità elevate, e più anche sono rosse. L'estinzione della polvere è più efficiente a lunghezze d'onda più tendenti al blu.

Le figura 23 e 24 mostra la distribuzione dei colori $^{0.1}(g-r)$ delle galassie dove 0.1 indica che i colori sono stati convertiti tutti ad un redshift di 0.1, in quanto non è possibile misurare il valore reale dato che a dipendenza della distanza le lunghezze d'onda sono traslate. Si notano due picchi alla fine rossa e quella blu: galassie early-type: stelle vecchie rosse e le altre che hanno formazione stellare e dunque tendono al blu. Ma questo grafico non è esatto, perché dipendono anche altri fattori, ad esempio: una galassia a disco è rossa per l'estinzione della polvere, mentre una ellittica è blu per una formazione stellare nel passato.

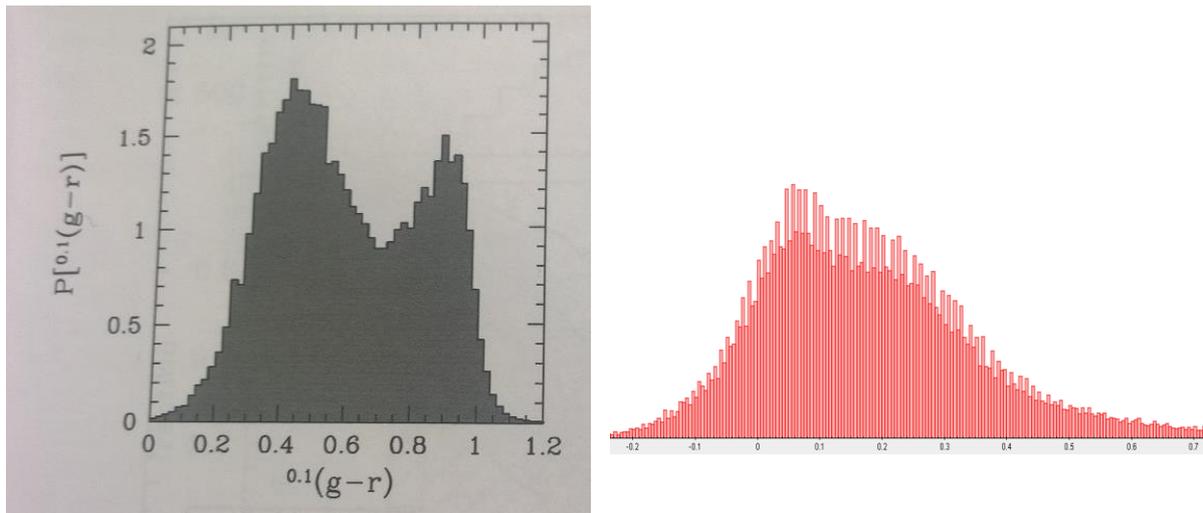


FIGURA 23 GRAFICO DELLA QUANTITÀ DI GALASSIE PRESENTI AD UN CERTO COLORE G-R. CREDITI: HOJJIN MO, FRANK VAN DEN BOSCH E SIMON WHITE [28]. **FIGURA 24** RAPPRESENTA LO STESSO GRAFICO MA SENZA ALCUNA CORREZIONE NOMINATA NEL CAPITOLO 4.2; ISTOGRAMMA FATTO CON TOPCAT E I DATI DR7 DI SDSS [29]

La bimodalità si nota anche bene in figura 25 del colore g-r in funzione della magnitudine M_r . La popolazione è divisa in due sequenze, una rossa e una blu (blue cloud), ci sono 2 fatti notevoli:

Primo, nella luminosità la parte rossa domina, mentre nella parte debole la maggior parte è blu. Questo è così perchè la fine più luminosa (più debole) di una galassia è dominata dalle early-type (late-type) galaxies.

Secondo, in ciascuna sequenza le galassie più luminose appaiono più rosse. Riflette che le popolazioni stellari nelle parti più luminose sono più vecchie e più ricche di metallo. Non si sa quale effetto domini sull'altro.

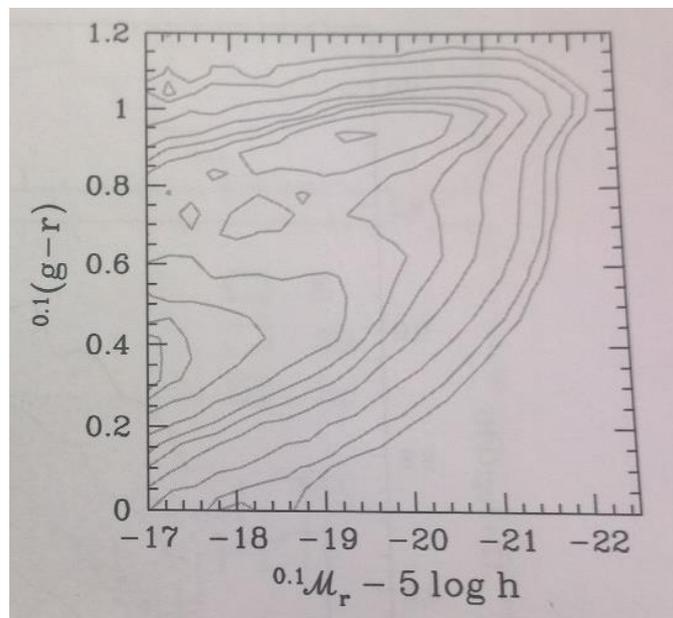


FIGURA 25 GRAFICO DEL COLORE G-R IN FUNZIONE DELLA MAGNITUDINE M_r CON DATI DI SDSS. CREDITI: HOJJIN MO, FRANK VAN DEN BOSCH E SIMON WHITE [27].

4.4.3 Tendenze generali delle popolazioni stellari

Questo capitolo è un adattamento del capitolo 11.7.1 di Galaxy Formation and evolution, Houjin Mo, Frank van den Bosch and Simon White, Cambridge University Press, 2014.

Ci sono vari tipi di diagnosi per determinare la formazione stellare di una galassia a disco. Determinare l'intera storia della formazione stellare delle galassie è molto impegnativo, più facile invece è paragonare la formazione stellare corrente di una galassia a disco con le masse stellari. Una tipica galassia a disco ha una formazione stellare per unità di massa stellare, conosciuta come la rata di formazione stellare specifica (SSFR), di un paio di 10^{-10} yr^{-1} . Si può caratterizzare la relativa importanza del tasso di formazione stellare con « b », definita come la rata di formazione stellare attuale rispetto alla formazione stellare nel passato: $\text{SFR} / \langle \text{SFR} \rangle = M^* / t_0$ con M^* la massa stellare e $t_0 \approx 10^{10} \text{ yr}$ l'età dell'universo, abbiamo che $b = \text{SSFR} \times t_0$. La figura 26 mostra il tasso di nascita stellare in funzione della magnitudine assoluta con dati di Sloan Digital Sky Survey (SDSS). Le più luminose hanno più bassa rata di produzione stellare, le più luminose hanno $b \sim 1$ (albeit con una grande quantità di spargimento) indicando che la attuale formazione stellare è paragonabile con la loro formazione stellare nel passato. Tuttavia la zona debole $b \sim 3$ implica che una grande frazione stellare si è formata recentemente.

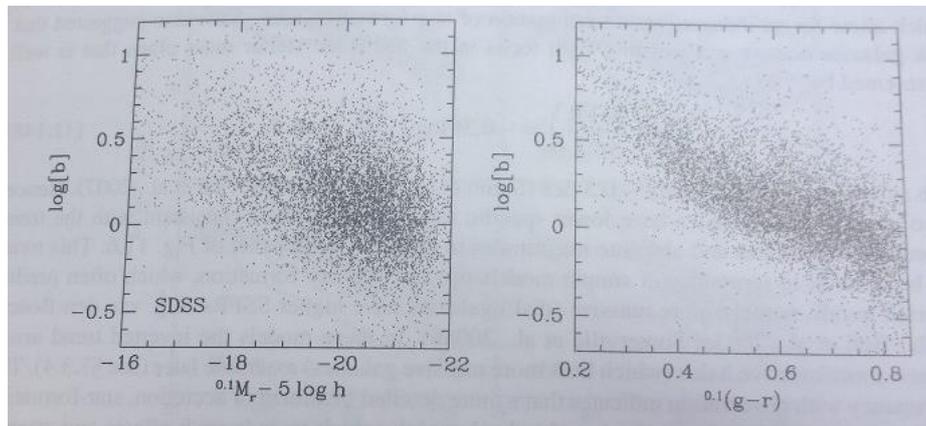


FIGURA 26 A SINISTRA IL LOGARITMO DI B (TASSO DI NASCITA) IN FUNZIONE DELLA MAGNITUDINE IN R, A DESTRA IL LOGARITMO DI B IN FUNZIONE DEL COLORE G-R. CREDITI: HOUJIN MO, FRANK VAN DEN BOSCH E SIMON WHITE [27].

La figura 26 mostra come il tasso di nascite stellari è correlato al colore g-r. Alcune informazioni sul SFH delle galassie a disco possono essere derivate dalla fotometria, la quale è facile da ottenere. La relazione colore-magnitudine delle galassie a disco è sia più ripida sia più ampia che per le early-type galassie. Una significativa parte di questa ampiezza è probabilmente dovuta all'estinzione della polvere combinato con effetti d'inclinazione (più sono inclinate le galassie, più sono deboli e rosse). Infatti correggendo l'errore dell'estinzione della polvere, la relazione colore-magnitudine per le galassie spirale edge-on, Peletier & de Grijs (1998) hanno ottenuto una salda relazione colore-magnitudine con una pendenza più ripida che per le galassie early-type. Usando modelli di popolazione stellare concludono che questo è spiegato in modo più naturale indicando trends sia per l'età che per la metallicità, nel caso di galassie spirale più deboli sia essere più giovane che avere più bassa metallicità di galassie spirali più forti. Tuttavia, come mostrato da Worthey, la tecnica di usare colori ad ampie bande per verificare la popolazione stellare e SFHs di galassie soffre di una forte degenerazione età-metallicità. Questa degenerazione può essere superata parzialmente usando fotometria vicina all'UV (e.g. banda H o K) insieme a colori ottici. Essenzialmente colori ottici sono sensibili alla posizione della sequenza principale turn-off, mentre i colori vicini all'infrarosso sono più sensibili alle proprietà delle rosse giganti e delle stelle AGB. Quindi, usando la combinazione di ottico e vicino al-

l'infrarosso, uno può differenziare tra effetti di metallicità e del radio da stelle giovani (≤ 2 Gyr) a stelle vecchie, l'altro riflette l'età media della popolazione o il parametro di nascita.

4.4.4 Gradienti dei colori

Questo capitolo è un adattamento del capitolo 11.7.2 di *Galaxy Formation and evolution*, Houjin Mo, Frank van den Bosch and Simon White, Cambridge University Press, 2014.

La figura 27 mostra i colori B-K in funzione della magnitudine di R, per un totale di 86 galassie face-on spirali. C'è un'evidente tendenza che le galassie disco sono più blu a raggi più grandi (più bassa luminosità superficiale). Perché tra questi gradienti di colori le galassie a disco appaiono più grandi nel blu, così che i gradienti di colore si manifestano a cambi sistematici di larghezza del disco a diverse lunghezze d'onda.

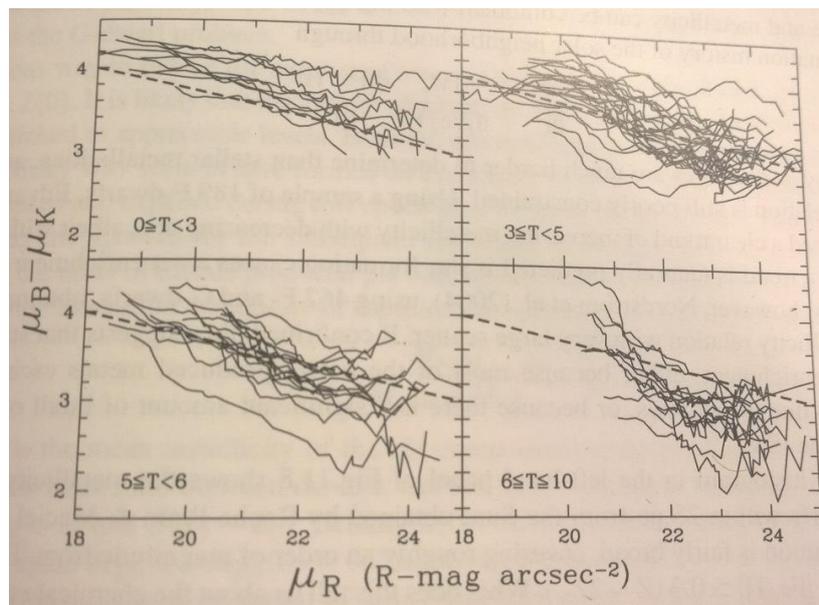


FIGURA 27 COLORE B-K IN FUNZIONE DELLA MAGNITUDENE DELLA MEDIA DI R PRESA AZIMUTALMENTE. CREDITI: HOUJIN MO, FRANK VAN DEN BOSCH E SIMON WHITE [27].

Le due spiegazioni più avanzate per i gradienti di colore sono gradienti radiali nelle popolazioni stellari e variazioni radiali nella quantità di reddening dovuta all'estinzione della polvere. I gradienti nella popolazione stellare, magari sono dovuti a gradienti nel IMF, in età, e/o metallicità. Usando modelli realistici in 3D, de Jong e Kuchinski hanno scoperto che il reddening dovuto all'estinzione della polvere è improbabile a essere la causa principale: ciononostante la polvere è una parte della causa, specialmente nelle galassie a disco più massicce, il tentativo di consenso oggi è che gradienti di popolazione stellare dominano. Se il colore è correlato al gradiente di popolazione stellare, e se si ignora la possibilità che l'IMF forse varia sistematicamente col raggio, allora la parte esterna di galassie a disco devono essere più giovani e/o più povere di metallo. È evidente che ambedue devono essere presenti. Paragonando i gradienti dell'ottico osservato e del vicino IR a modelli di sintesi di popolazione stellare, Bell & de Jong hanno dedotto i gradienti medi di età e metallicità per larghezze del disco con banda K di -0.79 ± 0.08 Gyr e -0.14 ± 0.02 dex. Ciononostante i gradienti di metallicità sono misurati meno bene e più sensibili a effetti di polvere che i gradienti di età, essi sono consistenti con le tendenze viste nella metallicità del gas. Inoltre, i gradienti di età hanno ulteriore supporto dal fatto che la lunghezza della scala della formazione stellare corrente, misurata come il flusso $H\alpha$, è più largo di quello della formazione stellare più vecchia. Questo indica che la frazione di stelle giovani cresce con l'aumentare del raggio galattico.

4.4.5 Relazione colore-magnitudine

Questo capitolo è un adattamento del capitolo 13.5.1 di Galaxy Formation and evolution, Houjin Mo, Frank van den Bosch and Simon White, Cambridge University Press, 2014

Con solo pochissime eccezioni, le galassie early-type (ellittiche e S0) hanno colore rosso. Più importante è che il colore dalle early-types è strettamente correlato con la loro luminosità. Figura 28 mostra la relazione colore-magnitudine per le ellittiche e le S0 nel coma cluster. Si nota che le early-type più luminose sono più rosse, e lo spargimento generale è notevolmente piccolo (lo scarto rms è di ~ 0.05 mag, di cui la metà può essere causata dall'osservazione). Sfortunatamente un'interpretazione di questo grafico è impedita dalla degenerazione età-metallicità. Se facessimo la supposizione che tutte le galassie ellittiche avessero la stessa metallicità, allora la pendenza della relazione colore-magnitudine direbbe che le early-type più massicce sono le più vecchie.

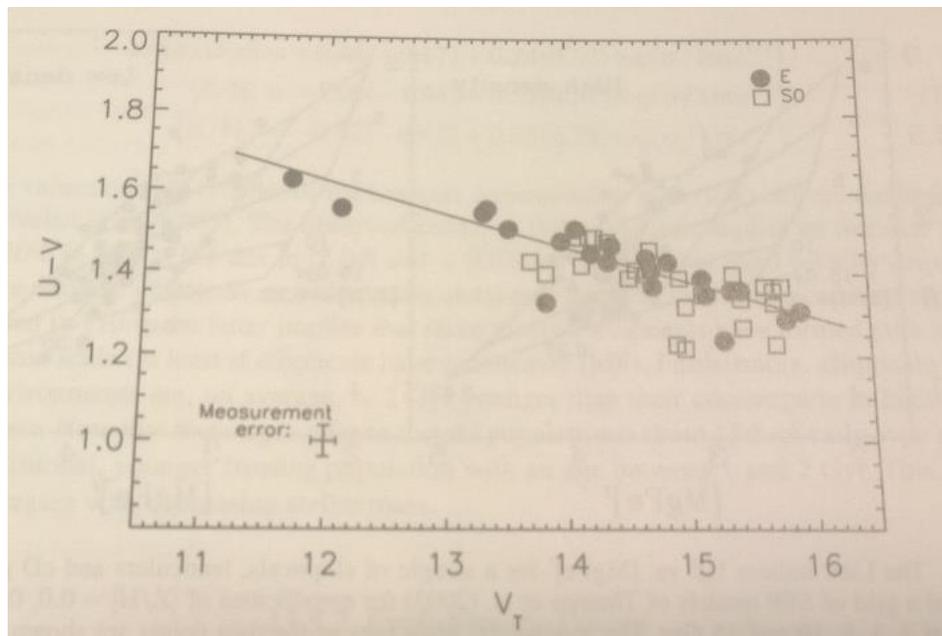


FIGURA 28 RELAZIONE FRA COLORE (U-V) E MAGNITUDINE PER LE GALASSIE EARLY-TYPE NELL'AMMASSO DI GALASSIE COMA. CREDITI: HOUJIN MO, FRANK VAN DEN BOSCH E SIMON WHITE [27].

I colori di una SSP (popolazione stellare coeva) che si evolve passivamente, più giovane di 5 Gyr dipende significativamente dalla sua età. Per esempio, il colore U-V di una popolazione stellare coeva formata 5 Gyr fa, cambia ad una velocità di 0.05 magnitudini ogni Gyr. Nonchè tutte le early-types si formarono durante un periodo molto breve, la piccola quantità di sparpigliamento implica che le ellittiche hanno dovuto formare la maggior parte di stelle più di ~ 10 Gyr fa. In ogni caso, come già alluso, questa interpretazione è severamente ostacolata dalla degenerazione età-metallicità, nella quale colori più rossi possono anche indicare popolazioni stellari più ricche di metallo. Ciononostante, la pendenza della relazione colore-magnitudine magari indica semplicemente che early-types più massicci sono più ricchi di metallo, mentre il piccolo sparpigliamento magari avviene se le popolazioni stellari che si formarono prima furono meno ricche di metalli. Usando dati supplementari, che possono aiutare a impedire la degenerazione età-metallicità, è diventato chiaro che early-types più massicci sono sia più vecchi che più ricchi di metalli. Oggigiorno, il più degli studi sembra essere d'accordo che la pendenza della relazione colore-magnitudine è primariamente

dominata dalla metallicità che dall'età, mentre le piccole quantità di sparpigliamento principalmente riflette che le galassie early-type hanno popolazioni stellari con evoluzione passiva e sono vecchie.

4.4.6 Evoluzione passiva

Questo capitolo è un adattamento del capitolo 10.3.3 di *Galaxy Formation and evolution*, Houjin Mo, Frank van den Bosch and Simon White, Cambridge University Press, 2014.

La figura 29 mostra come le luminosità di bande ampie e i colori di popolazioni stellari coeve evolvono nel tempo. Si vede come le luminosità delle ampie bande di una tale popolazione stellare diminuisce nel tempo, e la decrescita è più rapida per le bande blu.

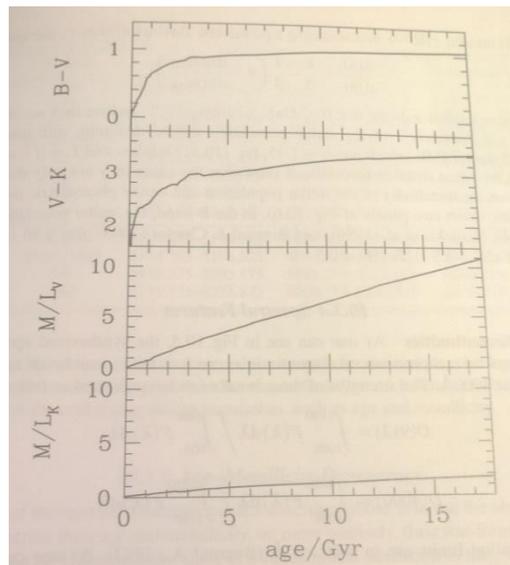


FIGURA 29 IN ALTO I COLORI B-V E V-K IN FUNZIONE DELL'ETÀ IN GYR, IN BASSO IL RAPPORTO MASSA / LUMINOSITÀ PER LE BANDE V E K IN FUNZIONE DELL'ETÀ IN GYR, PER POPOLAZIONI COEVE. CREDITI: HOUIJIN MO, FRANK VAN DEN BOSCH E SIMON WHITE [27].

Questo è principalmente dovuto alla scomparsa delle main sequence stars (una serie di stelle alla quale la maggior parte appartiene, rappresentata dal diagramma Hertzsprung–Russell come una banda continua estesa da sinistra in alto (stelle calde e luminose) a destra in basso (stelle fredde e deboli)) e delle supergiganti durante il corso evolutivo. Le galassie diventano anche più rosse col passare del tempo, quando più e più stelle evolvono via dalla sequenza principale. Stelle con massa superiore a $1.25M_{\odot}$ hanno aspettative di vita più corte di 4 Gyr. Perciò, ogni popolazione coeva più vecchia di ~ 4 Gyr contiene stelle di massa $< 1 M_{\odot}$. Queste stelle emettono la maggior parte della loro luce quando sono sulla gigante sezione nel diagramma H-R⁴, e così la luce integrata da una popolazione coeva è dominata da giganti sezioni di stelle. Inoltre, poichè la gigante sezione si trova nella parte rossa del diagramma H-R, e poichè la temperatura effettiva della sezione gigante dipende solo debolmente dalle masse delle stelle corrispondenti, le vecchie popolazioni coeve hanno colori rossi che cambiano molto lentamente nel tempo (vedi le due parti superiori della figura 29). Siccome il tempo che una stella con $m < 1.25M_{\odot}$ spende nella sezione gigante è molto più corto che la sua speranza di vita da sequenza principale, la luminosità integrata è determinata dal numero delle stelle che evolvono via dalla sequenza principale sulla sezione gigante.

⁴ Diagramma Hertzsprung-Russel abbreviato diagramma H-R è un grafico di stelle che mostra la relazione tra magnitudine assoluta o luminosità e la classificazione spettrale o la temperatura effettiva

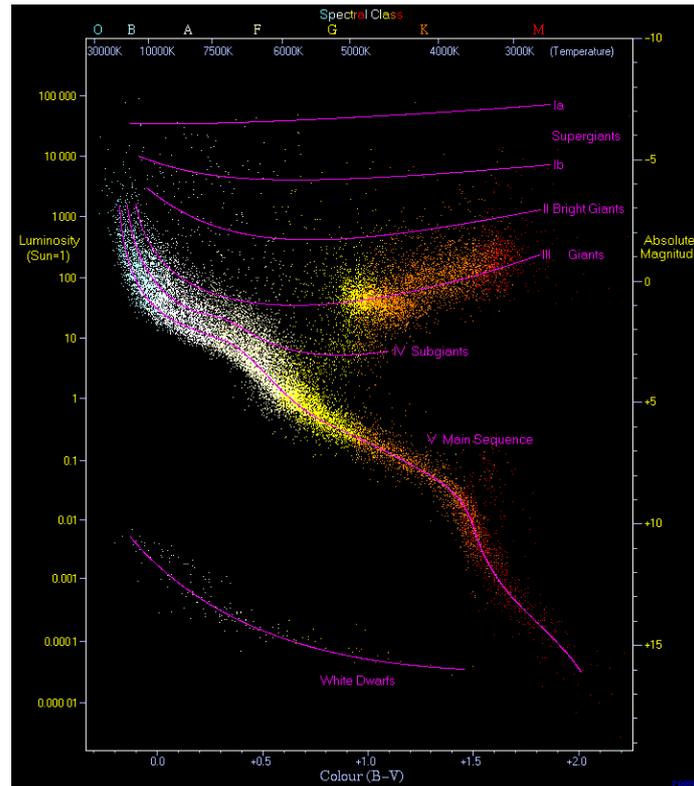


FIGURA 30 DIAGRAMMA DI HERZSPRUNG-RUSSEL (CON 22000 STELLE), SI VEDE BENE LA SEQUENZA PRINCIPALE CHE PARTE DALL'ALTO A SINISTRA PER FINIRE IN BASSO A DESTRA. CREDITI: WIKIPEDIA [30].

4.5 La luce differenziale nelle galassie

Mentre le galassie lontane le vediamo come un puntino, le galassie che ci stanno più vicine possiamo analizzarle più accuratamente, in quanto riusciamo a distinguere varie aree locali. Si può quindi analizzare il flusso luminoso punto per punto all'interno di una galassia.

Grazie ad analisi differenziali di molte galassie, si può arrivare a poter fare una mappatura delle caratteristiche compositive e strutturali (della galassia in esame) le quali permettono di risalire più agevolmente alla distribuzione della massa, al tipo morfologico ed al di più delle volte al tipo di storia evolutiva.

La variazione di luce all'interno di una galassia vengono analizzate su base radiale e azimutale

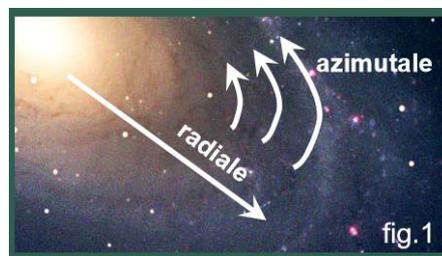


FIGURA 31 RAPPRESENTAZIONE DI OSSERVAZIONE RADIALE E AZIMUTALE

La magnitudine superficiale μ_λ :

$$\mu_\lambda = -2,5 \log \Sigma_\lambda + \text{cost.} \quad \text{Equazione 11}$$

$$\text{Dove } \Sigma_{\lambda} = \frac{\text{Flusso luminoso}}{\text{arcsec}^2}.$$

4.5.1 Profili radiali nelle galassie ellittiche e lenticolari

Nelle galassie ellittiche la luminosità superficiale Σ aumenta con l'avvicinarsi al centro di essa, dove le stelle sono più concentrate, e diminuisce in periferia (nell'involuppo).

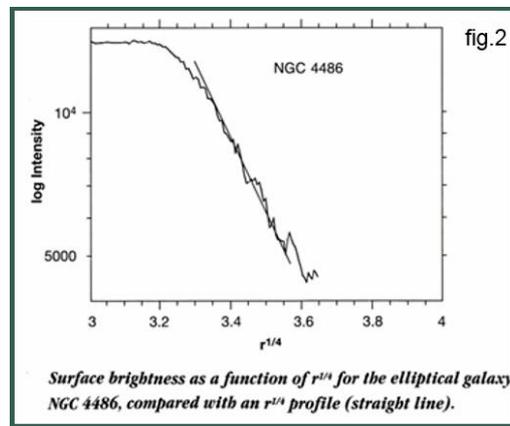


FIGURA 32 QUESTO DIAGRAMMA RAPPRESENTA LA LUMINOSITÀ SUPERFICIALE IN FUNZIONE DEL RAGGIO DELLA GALASSIA, QUESTI TIPI DI DIAGRAMMI SONO COMUNEMENTE IDENTIFICATI DALLA NOTA "LEGGE $r^{1/4}$ DI VAUCOULEURS", POICHÈ IN UNA GALASSIA ELLITTICA SENZA PERTURBAZIONI IL CALO DELLA MAGNITUDINE CORRISPONDE BENE A TALE LEGGE.

Si è visto sperimentalmente che le ellittiche molto luminose con magnitudine assoluta nel blu $M_B < -22$ tendono ad avere un decremento di luminosità all'aumentare del raggio, molto più veloce della legge $r^{1/4}$. È una marcata evidenza che al centro vi si trova un buco nero che concentra la luce in prossimità del suo disco di accrescimento.

Anche i bulge delle galassie lenticolari rispondono abbastanza bene alla legge $r^{1/4}$. Questa legge perde però immediatamente significato in prossimità della lente dove risulta spesso difficile stabilire il tipo di legge esponenziale. Con l'analisi differenziale si è scoperta la non appartenenza di galassie catalogate come lenticolari a tale categoria ma ad altre quali le Sa o le Sb.

4.5.2 Profili azimutali nelle galassie ellittiche

La variazione della luce a valori costanti del raggio r ma al variare dell'angolo azimut θ attorno alla galassia, fornisce una introspezione su forma e dinamica.

Per esempio: -simmetria bidimensionale implica dominante moto rotazionale

-mancanza di simmetria implica moti prevalentemente casuali (dispersione delle velocità anisotropa)

Molto importante nei profili azimutali è il concetto delle "isophotes" che sono le curve di iso-luminosità apparente. Nelle galassie ellittiche omogenee con simmetria bidimensionale le isophotes si rappresentano come delle ellissi concentriche. La mancanza di regolarità è un chiaro segnale di anisotropia.

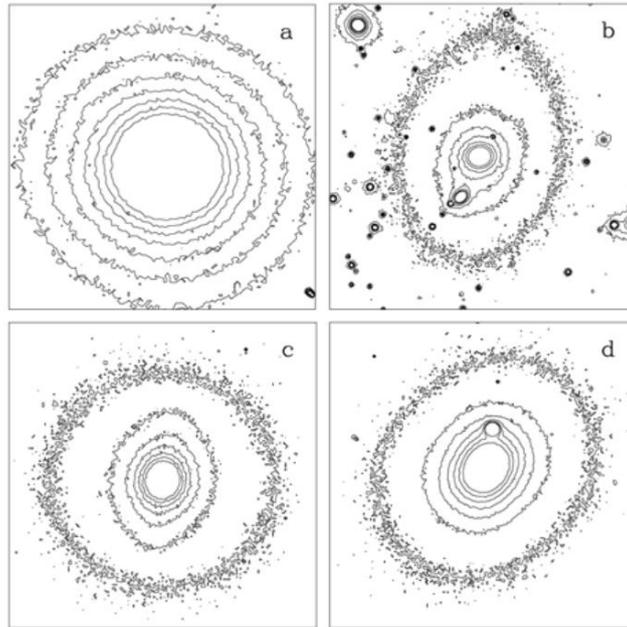


FIGURA 33 ISOPHOTES DI GALASSIE ELLITTICHE, LE DIVERSE "ELLISSI" SONO TRACCIATE OGNUNA AD UNA CERCA MAGNITUDINE APPARENTE.

Negli ultimi anni sono state fatte due importanti distinzioni morfologiche delle ellittiche:

- ellittiche con struttura centrale boxy
- ellittiche con struttura centrale diskly

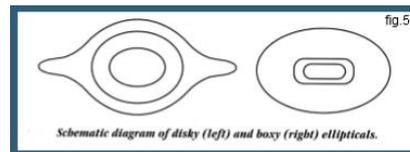


FIGURA 34 GALASSIA ELLITTICA DISKY A SINISTRA E BOXY A DESTRA

Dati sperimentali indicano che le ellittiche Boxy ruotano lentamente e hanno una distribuzione molto anisotropa delle velocità. Esse possono per esempio essere il recente risultato di una fusione di galassie o la conseguenza di disturbi gravitazionali operati da galassie ravvicinate. Le Disky al contrario ruotano più velocemente e sono molto più isolate e possono anche essere viste con un orientamento morfologico tendente alla famiglia delle lenticolari S0.

4.5.3 Torsione delle isophotes nelle ellittiche

L'angolo di orientazione dell'asse maggiore delle "ISOPHOTES" (ellissi) rispetto alla direzione nord viene definito PA (angolo di posizione) (vedi figura 35). In molte ellittiche si è notato che l'ellitticità può variare il suo PA al variare della lunghezza del raggio da centro, questa variazione viene chiamata "isophotal twist"

(torsione delle isophotes). La presenza di un isophotal twist è spesso un indizio della presenza di un accenno di barra o un bulge centrale allungato.

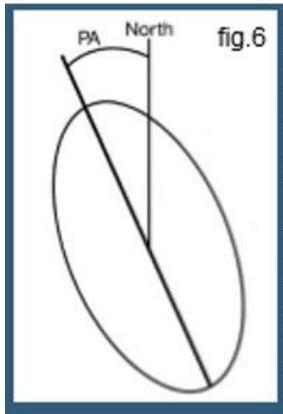


FIGURA 35 ANGOLO DI ROTAZIONE PA RISPETTO AL NORD

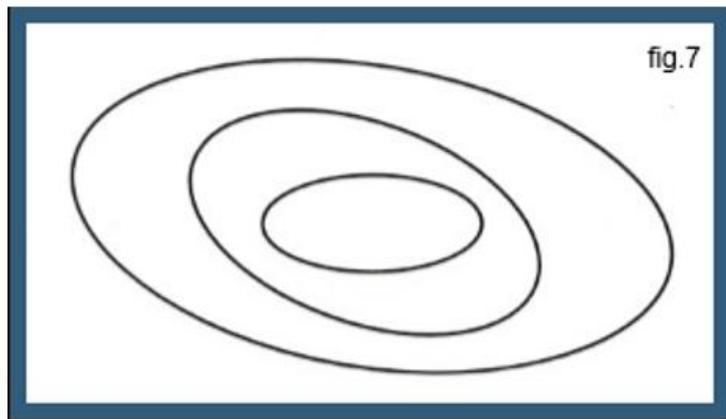


FIGURA 36 ISOPHOTAL TWIST

4.5.4 Profili radiali nelle galassie a spirale

I bulge di galassie a spirale hanno diverse dimensioni rispetto alla galassia stessa, ma gran parte di essi rispetta la legge $r^{1/4}$ di Vaucouleurs. Il profilo radiale dell'intensità di luce su scala logaritmica in funzione del raggio evidenzia una zona di linearità nel disco.

Per capire la diversità di profili radiali in differenti galassie a spirale iniziamo col definire la lunghezza di scala r_s come la distanza dal centro galattico alla quale si ha un decremento di luminosità superficiale Σ pari a $1/e \Sigma$ (che è circa $1/3 \Sigma$) (vedi figura 38)

-È solito esprimerla attraverso il rapporto r_s/R_{25} (per la definizione di R_{25} vedi...)

-Le galassie a spirale hanno tutte $r_s/R_{25} \approx 0,2-0,3$

-un indispensabile contributo alla classificazione (secondo Hubble) delle galassie a spirale è il rapporto tra luminosità del Disco e del Bulge (luminosità integrale lungo la loro porzione di raggio) $\rightarrow D/B$

Il calcolo sperimentale di tale rapporto ha fornito valori molto con la classe della galassia esaminata, per esempio: -M31 (Sb)

$\rightarrow D/B \approx 2,5$

-M33 (Sc) $\rightarrow D/B \approx 8-12$

-Via Lattea (Sbc) $\rightarrow D/B \approx 3$

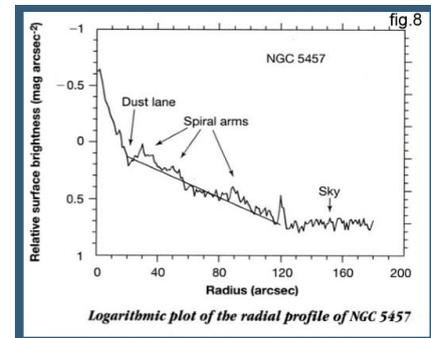


FIGURA 37 LUMINOSITÀ IN FUNZIONE DEL

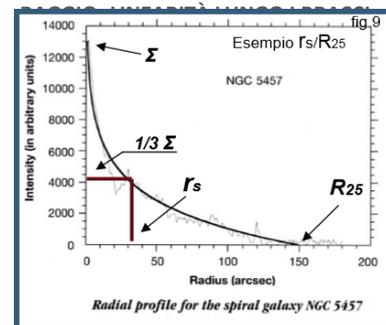


FIGURA 38 INTENSITÀ (IN UNITÀ ARBITRARIE IN FUNZIONE DEL RAGGIO)

Disk/bulge ratios		
Hubble type	L_{bulge} / L_{total}	D/B
Sb	0.45	2.2
Sbc	0.32	3.1
Sc	0.15	6.7
Sd	0.01	100

Source: From Kent and Boroson 1987

FIGURA 39 RAPPORTO DI LUMINOSITÀ TRA DISCO E BULGE DI GALASSIE A SPIRALE

4.5.5 Profili radiali nelle galassie a spirale barrata

Di galassie a barre ce ne sono principalmente due tipi, ossia:

Barrate piatte nelle quali la luminosità superficiale Σ è quasi costante lungo tutta la barra (tipo NGC 1300)

Barrate esponenziali che al contrario hanno una barra con circa la stessa lunghezza di scala del disco (tipo NGC 2500)

La forma generale dei profili radiali della luce vede un andamento esponenziale per il disco (linea continua) e due differenti profili per le due tipologie di barrate

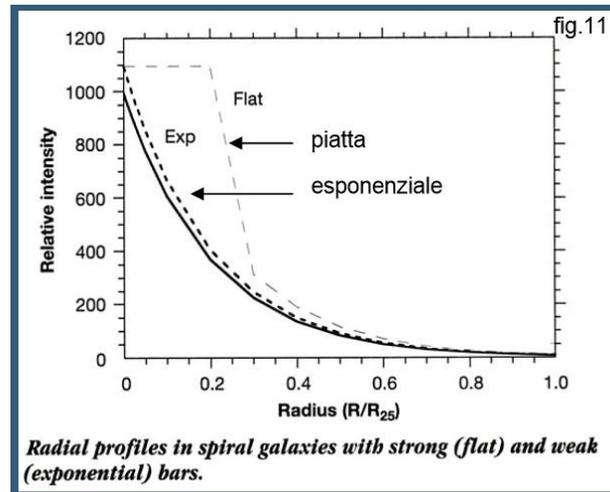


FIGURA 40 INTENSITÀ RELATIVA IN FUNZIONE DEL RAGGIO (R_s/R_{25})

Le galassie barrate piatte hanno solitamente una grande struttura a spirale (grand design). Hanno solitamente $r_{s,bar}/R_{25} > 0,4$

Le galassie barrate esponenziali hanno invece una struttura “fioccosa” (flocculent). Hanno solitamente $r_{s,bar}/R_{25} < 0,3$

4.5.6 Galassie a spirale: La classificazione dei bracci

Il sistema di classificazione dei bracci è stato sviluppato da D. & B. Elmegreen. Questo sistema valuta e determina il grado di simmetria e continuità dei bracci in una galassia. Abbiamo che:

Galassie con bracci lunghi, continui e simmetrici sono chiamate “Grand Design”

Galassie con bracci numerosi e corti sono chiamate “Flocculent”

Tutte le configurazioni intermedie sono chiamate “Multiple arms”, queste hanno internamente due bracci simmetrici ma le regioni esterne sono altamente ramificate.

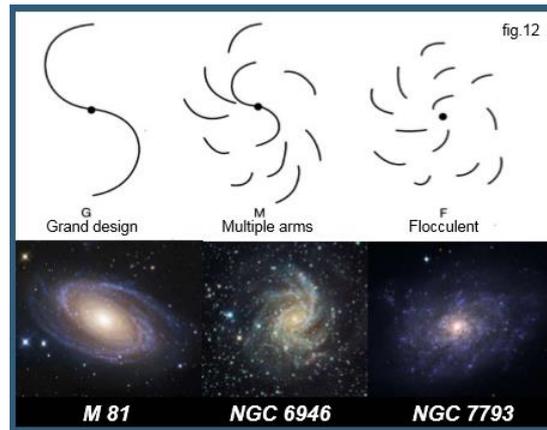


FIGURA 41 I TRE TIPI DI GALASSIE A SPIRALE CON DEGLI ESEMPI

Le misure fotometriche superficiali indicano che c'è un significato fisico nella classificazione dei bracci:

Il delinearsi o meno di una marcata struttura simmetrica e continua è la conseguenza dell'entità di propagazione di un'onda di densità che parte dal centro (nucleo) e che origina a seguito di una globale perturbazione gravitazionale

Le galassie flocculari ad esempio, sono il risultato di una tenue onda di perturbazione globale e quindi si caratterizzano per il fatto di avere una distribuzione dei vari nodi stellari come pure delle aree di formazione stellare, secondo un criterio apparentemente casuale lungo l'intero disco galattico.

4.5.7 I profili azimutali nelle galassie a spirale

In quanto sui profili radiale è difficile discernere le strutture a spirale, le si analizzano con profili azimutali, così i bracci si contraddistinguono marcatamente dalle aree adiacenti, meno popolate e poco luminose, dette di inter-braccio.

Se ad esempio abbiamo a che fare con una galassia "Grand design" a due bracci, dall'analisi fotometrica avremo dei picchi di luminosità ogni circa 180° (con tre bracci ogni circa 120° , ecc.)

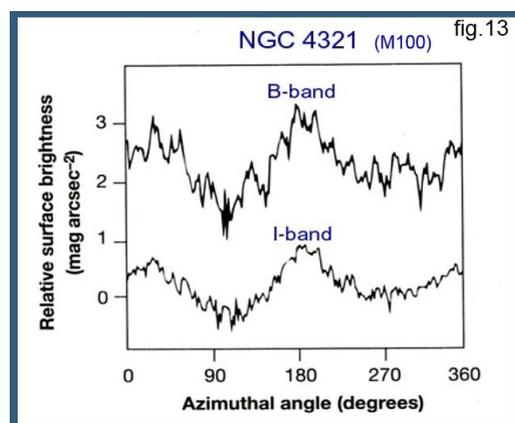


FIGURA 42 RAPPRESENTATO È L'ANALISI FOTOMETRICA DI UNA GRAND DESIGN, (DUE BRACCI), SI RISCOVRANO QUINDI DUE PICCHI, A DISTANZA DI 180° QUANDO SI PASSA DAI BRACCI.

Se abbiamo a che fare con una “Flocculent” all’apparenza il sistema appare molto più complicato da decifrare (figura 43). In realtà le Flocculari sono facilmente distinguibili dalle Grand design:

Nelle Grand design i bracci sono molto evidenti sia nella banda B che nella banda I.

Nelle Flocculari i segmenti dei bracci hanno una luminosità molto marcata nel blu e quasi nulla nel rosso e sono irregolarmente spazati.

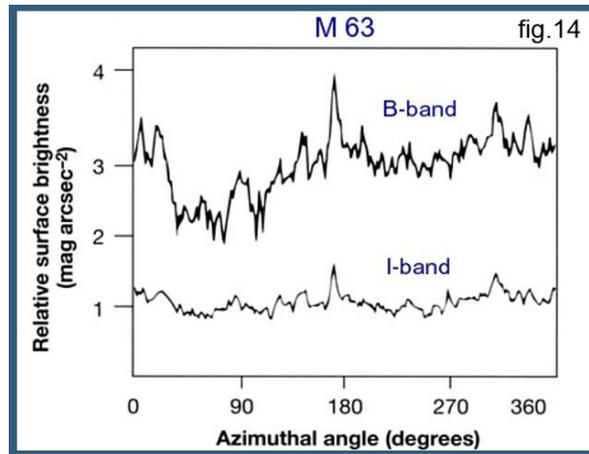


FIGURA 43 ANALISI FOTOMETRICA DI UNA FLUOCOOLENT. SI NOTA UN'IRREGOLARITÀ NEI PICCHI, E UNA NOTEVOLE DIFFERENZA TRA LA BANDA B E I, OVVERO LA BANDA I HA VARIAZIONI MOLTO PIÙ DEBOLI

Ciò significa che le onde di densità forti (delle Grand design) sono state in grado di raggruppare su spirali ben definite sia le stelle vecchie sia i gas. Le onde di densità deboli (delle flocculari) hanno intuito debolmente sulle stelle preesistenti (che ai giorni nostri sono più rosse e con distribuzione piuttosto casuale) accorpando prevalentemente la massa gassosa (più leggera) che è poi evoluta nelle giovani formazioni stellari.

Conclusioni

Alla fine della lettura di questo lavoro il lettore dovrebbe avere un'idea più chiara della formazione e dell'evoluzione delle galassie. Dovrebbe sapere ora che le galassie vengono classificate tradizionalmente in tre gruppi raffigurati nel diagramma di classificazione di Hubble, ovvero le ellittiche, le spirali e le spirali a barra; inoltre ci sono altri tipi come le irregolari e tipi meno frequenti. Dovrebbe essere chiaro come l'universo è in espansione, e dunque le osservazioni che vengono fatte, ovvero analisi di emissioni a diverse lunghezze d'onda dell'astro osservato sono spostate verso il rosso (redshift) in rapporto alla distanza dell'oggetto e dunque anche della sua velocità di allontanamento rispetto all'oggetto di osservazione. Impiegando tempo a raggiungerci la luce degli astri, più li osserviamo distanti e più li osserviamo indietro nel tempo, e quindi quando erano più giovani. Questa caratteristica sta alla base dell'analisi dell'evoluzione dell'universo e dunque anche delle galassie, perché confrontando galassie molto distanti con galassie sempre più vicine si possono fare dei modelli evuzionistici. Il lettore dovrebbe inoltre essere in chiaro sulla formazione di galassie e sapere che la formazione non è soltanto avvenuta una volta intorno ai 100 milioni di anni dopo il Big Bang, ma che le galassie continuano a formarsi, seppure con tassi molto più bassi. Il lettore dovrebbe inoltre avere un'idea sul passaggio di una galassia da una determinata tipologia ad un'altra, per esempio attraverso merger, oppure dovuti all'evoluzione della popolazione stellare di una galassia e alla materia interstellare.

Nella seconda parte di questo lavoro di ricerca il lettore riceve un approfondimento sull'analisi della luce delle galassie. È una possibilità di analizzare le galassie e la loro evoluzione molto interessante perché

un'analisi della luce è molto più rapida, e meno costosa di un'analisi per esempio a spettroscopia, e permette dunque nello stesso lasso di tempo di analizzare molti più campioni, ottenendo molte informazioni, riguardo per esempio il tipo di galassia, l'età della popolazione stellare, il contenuto di metallicità e molte altre informazioni. Magari queste informazioni non sono precise come altre, ad esempio la misura del redshift attraverso i colori ha un margine d'errore del 3-10 % mentre il redshift ricavato dallo spettro hanno margine d'errore del 0.1%. Interessanti sono lavori di registrazione del cielo come ad esempio quello che sta facendo il HST, infatti un'analisi così grande con lo stesso telescopio, ripete sempre più o meno gli stessi errori, e quindi permette una facile analisi dei dati.

Con questo lavoro ho voluto dare al lettore una impressione generale, accentuando alcuni aspetti in particolare dell'evoluzione delle galassie, anche se spesso è difficile dare delle risposte a certe domande, dato che è un ambito nella scienza molto attivo, e non ancora risposto definitivamente, continuamente si scoprono cose nuove, facendo sorgere opinioni contraddittorie riguardo a vari aspetti.

Bibliografia

- [5] Gronwall C., Jangren A., Salzer J. J., Werk K. K., Ciardullo R, 2004, *Astronomical Journal*, 128, 644-661
- [9] Universe, Eight Edition, Roger Freedman e William J. Kaufmann III, Freeman, W. H. & Company, 2007
- [11] Galaxies in the Universe, An Introduction, second edition, L. S. Sparke e J. S. Gallagher, Cambridge University Press, 2007
- [15] Gunn J. E., Oke J. B., 1975, *ApJ*, 195, 255
- [16] Rotazione di galassie, Bachelor di Ann-Kristin Möller, Bielefeld, 17.8.2010
- [17] Bournaud F., Combes F., 2002, *Astronomy and Astrophysics*, 392, 83-102
- [18] Schilling G., 2002, *Sky and telescope*, 103, 22
- [23] Carollo, C. M.; Bschorr, T. J.; Renzini, A.; Lilly, S. J.; Capak, P.; Cibinel, A.; Ilbert, O.; Onodera, M.; Scoville.; Cameron, E.; Mobasher, B.; Sanders, D.; Taniguchi, Y., 2013, *ApJ*, 773, 21
- [28] Galaxy Formation and evolution, Houjin Mo, Frank van den Bosch and Simon White, Cambridge University Press, 2014

Sitografia

- [1] <http://www.wallpaper77.com/upload/DesktopWallpapers/cache/Blue-Galaxy-galaxy-1152x864.jpg>
- [2] <http://skyserver.sdss.org/dr7/en/astro/galaxies/galaxies.asp>
- [3] https://it.wikipedia.org/wiki/Sloan_Digital_Sky_Survey
- [4] <http://www.spacetelescope.org/static/archives/images/wallpaper2/heic0714g.jpg>

- [6] <http://www.aoc.nrao.edu/~mpannell/tesi/node16.html>
- [7] http://mwmw.gsfc.nasa.gov/mmw_product.html
- [8] <http://www.spacetelescope.org/images/heic9902o/>
- [10] <http://tumblr.co/ZkmKNv1036NfD>
- [11] <http://www.treccani.it/enciclopedia/effetto-doppler/>
- [12] <https://it.wikipedia.org/wiki/COBE>
- [13] http://www.lescienze.it/news/2002/09/03/news/la_galassia_piu_giovane_e_piu_piccola-589178/?refresh_ce
- [14] http://photo.minghui.org/images/science_research/nature/images/2002-11-1-newmilkway_birth.jpg
- [19] <http://newswise.com/articles/view/542997/>
- [20] Baugh C. M., Cole S., Frenk C. S., 1996, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 283, 1361-1378
- [21] <https://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/d/db/NGC4676.jpg>
- [22] <http://www.spacetelescope.org/news/heic1313/>
- [24] http://www.astrofilirozzano.it/Documenti/Articoli/Lez_Glx%201P.pdf
- [25] http://www.astrofilirozzano.it/Documenti/Articoli/Lez_Glx%202P.pdf
- [26] <http://classic.sdss.org/dr7/>
- [27] http://www.tng.iac.es/news/2004/02/23/new_filters/
- [29] <http://andromeda.star.bris.ac.uk/topcat/data/>
- [30] https://en.wikipedia.org/wiki/Hertzsprung%E2%80%93Russell_diagram#/media/File:HRDiagram.png