

ALMA MATER STUDIORUM · UNIVERSITÀ DI BOLOGNA

DIPARTIMENTO DI FISICA E ASTRONOMIA

CORSO DI LAUREA IN ASTRONOMIA

**Caratteristiche principali
dell'emissione
di galassie a spirale**

—

TESI DI LAUREA IN ASTRONOMIA

PRESENTATA DA:
Alice Marchetto

RELATORE:
**Chiar.mo Prof.
Daniele Dallacasa**

III SESSIONE
ANNO ACCADEMICO 2020/2021

Indice

Indice	1
Introduzione	2
1 Le galassie a spirale	3
1.1 Morfologia	4
1.2 Le componenti	4
1.2.1 Il Mezzo Interstellare	6
2 Processi di emissione	8
2.1 Banda Radio	8
2.1.1 Sincrotrone	9
2.1.2 L'idrogeno neutro	11
2.2 Banda Infrarossa	12
2.2.1 Reddening	13
2.3 Banda Ottica	15
2.3.1 Corpo Nero	15
2.4 Banda X	16
2.4.1 Bremstrahlung	16
2.5 Banda Gamma	18
2.5.1 Bremstrahlung relativistica	18
2.5.2 Inverse Compton	18
2.5.3 Raggi Cosmici	19
Bibliografia	21

Introduzione

Le galassie sono un gigantesco agglomerato di stelle, gas e polveri. Ogni galassia è un sistema autogravitante, con una propria storia evolutiva. Negli anni '20 l'astronomo Edwin Hubble modificò per sempre e radicalmente la visione dell'Universo. Hubble nel 1926, classificò, catalogò e ordinò tutte le galassie fino ad allora conosciute in base alla loro morfologia. Venne creata così la sequenza di Hubble. Le galassie vennero divise in base alle loro caratteristiche morfologiche in *galassie ellittiche*, *galassie lenticolari*, *galassie irregolari* e *galassie a spirali*. Le galassie a spirali sono piuttosto numerose, hanno masse comprese tra 1 e 100 miliardi di volte quella del Sole, diametri compresi tra 10-50 Kpc e luminosità 10^9-12 luminosità solari.

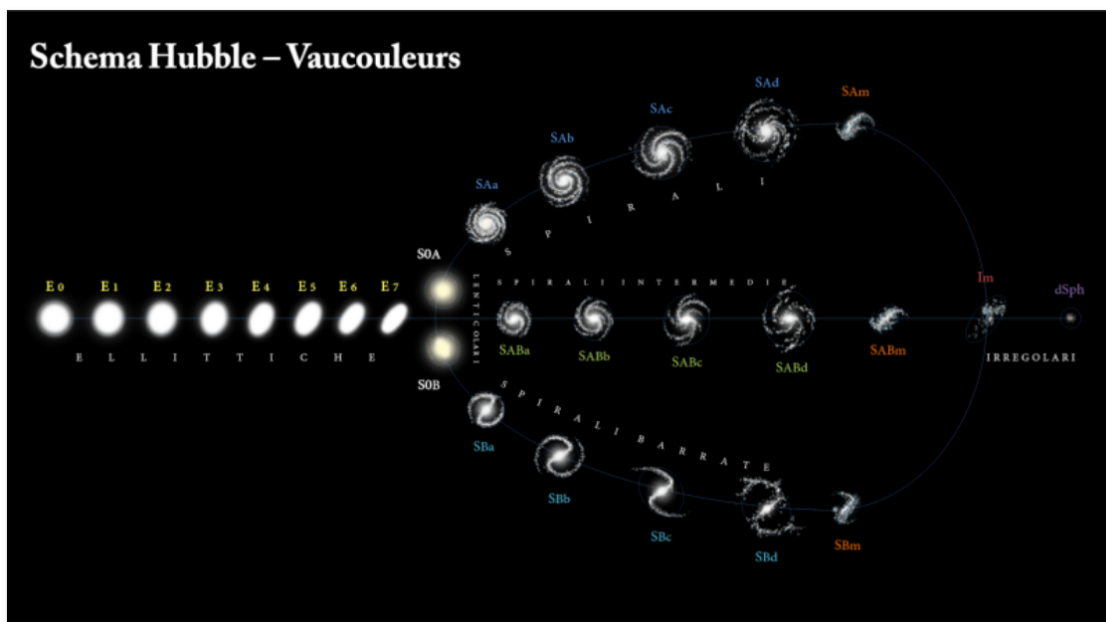


Figura 1: Sequenza di Hubble

Capitolo 1

Le galassie a spirale

Le galassie a spirali vengono designate con la lettera S, seguita da una lettera (a, b, c o d) a seconda della struttura dei bracci. Le galassie di tipo S_a hanno un bulge grande e bracci di spirale strettamente avvolti e ben definiti; le galassie di tipo S_c , hanno invece un bulge piccolo e bracci di spirale molto aperti e più irregolari. In alcune galassie si nota immediatamente che i bracci a spirale non partono dal bulge ma è presente una struttura asimmetrica a forma di barra che attraversa il nucleo. Anche in questo caso valgono le sottoclassi (SB_a , SB_b , SB_c). Successivamente venne introdotta anche la classe di luminosità per le galassie a spirale, che aggiunge alla classificazione vista fino ad ora un numero da (I a V).

	Sa	Sb	Sc
M_B	-17 to -23	-17 to -23	-16 to -22
$M (M_\odot)$	10^9-10^{12}	10^9-10^{12}	10^9-10^{12}
$\langle L_{\text{bulge}}/L_{\text{total}} \rangle_B$	0.3	0.13	0.05
Diameter (D_{25} , kpc)	5-100	5-100	5-100
$\langle M/L_B \rangle (M_\odot/L_\odot)$	6.2 ± 0.6	4.5 ± 0.4	2.6 ± 0.2
$\langle V_{\text{max}} \rangle (\text{km s}^{-1})$	299	222	175
V_{max} range (km s^{-1})	163-367	144-330	99-304
pitch angle	$\sim 6^\circ$	$\sim 12^\circ$	$\sim 18^\circ$
$\langle B - V \rangle$	0.75	0.64	0.52
$\langle M_{\text{gas}}/M_{\text{total}} \rangle$	0.04	0.08	0.16
$\langle M_{\text{H}_2}/M_{\text{H I}} \rangle$	2.2 ± 0.6 (Sab)	1.8 ± 0.3	0.73 ± 0.13
$\langle S_N \rangle$	1.2 ± 0.2	1.2 ± 0.2	0.5 ± 0.2

Figura 1.1: Principali caratteristiche

1.1 Morfologia

Le galassie spirali hanno la forma di un disco, con un nucleo globulare più o meno prominente detto bulge e braccia a spirale che partono da esso e si avvolgono tutto intorno. La galassia è in rotazione differenziale attorno all'asse del disco, ciò significa che la velocità angolare varia dal centro alle zone periferiche.

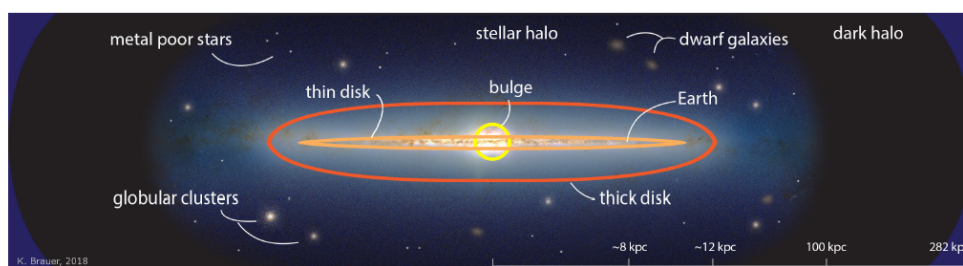


Figura 1.2: Galassia a spirale

1. *Bulge*:

Il bulge è uno sferoide in cui è presente $1/6$ della massa della galassia. Il bulge somiglia ad una piccola galassia ellittica, e può essere trattato come una miniatura di queste in quanto le caratteristiche sono molto simili: contiene molte stelle vecchie e gas caldo ionizzato, spesso è presente un buco nero supermassiccio al suo centro.

2. *Disco*:

Si sviluppa attorno al bulge e viene distinto in disco sottile e disco spesso. Il disco sottile ospita i bracci, ovvero stelle giovani di classe O-B, nubi molecolari fredde, ammassi aperti, regioni HII e polveri. Si divide in *disco spesso* e *disco sottile*, quello spesso ospita stelle vecchie mentre quello sottile è sede dei bracci, dove è possibile trovare stelle giovani e zone di Star Formation.

3. *Alone*:

Sferoide che circonda il disco e che contiene stelle molto vecchie, ammassi globulari e materia oscura.

1.2 Le componenti

Le galassie sono aggregati di materia composte da stelle, gas e polveri; ognuna di esse emette radiazione. Quindi lo spettro di emissione che osserviamo analizzando una galassia a spirale è una mescolanza delle radiazioni emesse dalle tre componenti.

1. *Stelle:*

La maggior parte della massa visibile delle galassie è costituita da stelle, la radiazione delle galassie risulta praticamente la somma degli spettri stellari. In particolare la maggior parte della radiazione viene emessa dalle stelle più luminose; che sono stelle grandi e rosse nel bulge e nell'alone. Nel disco e nei bracci di spirale le stelle più luminose sono invece le stelle blu, più calde e giovani. Possiamo dividere le stelle contenute nella galassia in due popolazioni sulla base della loro composizione chimica. Le stelle molto vecchie, formatesi nelle prime fasi dell'Universo sono chiamate stelle di popolazione II e sono povere di metalli (la cui percentuale è circa lo 0.1%). Le stelle di popolazione II appartengono all'alone galattico e descrivono orbite ellittiche inclinate rispetto al piano della galassia. Le stelle giovani, quindi formate da nubi di gas e polveri già arricchite da materiale elaborato per nucleo sintesi delle generazioni precedenti di stelle, sono relativamente ricche di elementi pesanti, e sono chiamate stelle di popolazione I. Le rappresentanti più caratteristiche della Popolazione I sono stelle calde della sequenza principale. Nel disco e nei bracci delle galassie è presente questa popolazione.

2. *Gas:*

Il gas costituisce circa il 5 – 10% della massa totale di una galassia a spirale, ed è composto principalmente da idrogeno ed elio. Atomi e molecole formano gas freddo mentre ioni ed elettroni gas caldo. La distribuzione del gas è in funzione della distanza dal centro galattico e si estende anche molto oltre i confini visibili del disco. Il tipo di radiazione emessa dal gas dipende dalle condizioni di densità e temperatura in cui si trova. Gli atomi e le molecole sono capaci di emettere radiazione solo in un insieme limitato di frequenze, lo spettro ci appare dunque discontinuo e l'emissione dipende dalla composizione del gas, oltre che dalla sua temperatura. Il gas atomico è principalmente composto da HI, gas freddo a una temperatura di 10-100°K la cui emissione caratteristica è a 21 cm Le nubi molecolari sono formati principalmente H_2 e CO ad una temperatura di circa 100°K, emettono e assorbono tra il millimetrico e il submillimetrico, come conseguenza delle transizioni elettroniche roto-vibrazionali.

3. *Polveri:*

I grani di polvere hanno dimensioni dell'ordine del micrometro e hanno temperature che vanno dai 30-100 °K, la loro composizione chimica è principalmente grafite (carbonio), e/o silicati spesso ricoperti da uno strato di ghiaccio di acqua o di diossido di carbonio. I grani di polvere hanno un impatto significativo sulla radiazione che li incontra: scattering, assorbimento, ri-emissione della radiazione modificata. Assorbono la radiazione con lunghezza d'onda minore delle loro dimensioni tipiche, l'energia assorbita viene convertita in energia interna e riemessa termicamente a frequenze più basse, cioè nell'IR. Questo comportamento della polvere approssima

molto bene quello di corpo grigio. Quindi la radiazione che si propaga in un mezzo composto da piccole particelle subisce il fenomeno dell'estinzione: l'intensità della radiazione viene ridotta notevolmente. Un altro importante aspetto della polvere è che ha un ruolo molto importante nella formazione di molecole fungendo infatti da catalizzatori.

1.2.1 Il Mezzo Interstellare

L'ISM è composto da gas e polveri e si divide in quattro fasi diverse:

1. **HIM**, *Hot Ionized Medium*:

le temperature variano da 10^6 °K a 10^7 °K, con densità $n < 10^{-2}$ particelle per cm^3 , il mezzo viene riscaldato da onde d'urto dovute all'esplosione di supernovae, e dai venti stellari. I tempi di raffreddamento dell'HIM sono particolarmente lunghi, quindi costituisce una grande frazione di tutto l'ISM. Inizialmente si raffredda principalmente per Bremstrahlung e successivamente per la ricombinazione di C_{IV} O_{VI} (transizione bound-free) nell'X e la ricombinazione di H, He, C, O (transizioni bound-bound) nell'Ottico. I resti di supernovae possono emettere per sincrotrone nel Radio per all'accelerazione di elettroni a velocità ultra-relativistiche. L' HIM si trova nel bulge della galassia.

2. **WIM**, *Warm Ionized Medium*

le temperature sono dell'ordine di 10^4 °K, con densità $n > 1.0$ particelle per cm^3 , il WIM costituisce circa il 2-4% del volume totale dell'ISM. Questa fase si identifica nelle cosiddette regioni HII o anche Sfere di Stromgren. Il processo radiativo principale è la bremstrahlung che forma il continuo a cui si aggiungono righe di emissione di H e O. In questo mezzo si ha equilibrio tra fotoionizzazione e ricombinazione. Il WIM si trova lungo i bracci delle galassie, nelle regioni di formazione stellare, principalmente attorno a stelle calde e massive di tipo O,B, la cui radiazione UV fotoionizza il gas.

3. **WNM**, *Warm Neutral Medium*

le temperature variano da 10^2 °K a 10^4 °K, con densità $n \approx 0.1$ particelle per cm^3 , costituisce circa il 30-60% del volume totale dell'ISM, è composto principalmente da HI (idrogeno atomico), riscaldato da radiazione UV e X diffusa e dall'interazione con i raggi cosmici di bassa energia, il WNM è diffuso su tutto il disco galattico. Esso si identifica tramite la riga a 21 cm, la quale è di grande importanza per lo studio della dinamica della galassia.

4. **CNM**, *Cold Neutral Medium*

le temperature di circa 100 °K, con densità che variano da 1 a 10 particelle per cm^3 e costituiscono circa il 2-4 % del volume totale del ISM. Questa fase è formata da

idrogeno neutro osservato grazie alle sue righe di assorbimento. Invece le regioni di idrogeno molecolare (H_2) hanno temperature di circa 10 °K e densità $n > 10^3$ particelle per cm^3 e costituiscono l'1% del volume totale dell'ISM. Il CNM può essere composto anche da CO e altre molecole. Principalmente si trova nelle regioni di formazione stellare, ovvero i bracci a spirale. Le nubi molecolari sono legate dalla loro stessa gravità, da cui può innescarsi il collasso del nucleo e la successiva formazione stellare. Questa fase è rilevata per mezzo di osservazioni nel millimetrico, submillimetrico o Radio.

Capitolo 2

Processi di emissione

In questo capitolo esamineremo i principali processi di emissione delle galassie a spirale e delle sue componenti, approfondendo l'analisi per ogni banda dello spettro elettromagnetico. Esistono due tipi di processi di emissione

- *Processi nel continuo*: i fotoni sono emessi in un ampio intervallo di frequenze e si suddividono in *processi termici*, le particelle seguono la distribuzione di velocità di Maxwell-Boltzmann e *processi non termici*, le particelle seguono una distribuzione a legge di potenza.
- *Processi in riga*: il fenomeno avviene a frequenze caratteristiche ben precise. Lo spettro elettromagnetico non appare più come un continuo, ma presenta righe di assorbimento o emissione.

2.1 Banda Radio

L'emissione in banda radio da parte delle galassie a spirale è principalmente di due tipi:

- *Sincrotrone*: processo non termico che crea radiazione continua.
- *Radiazione in riga 21cm*: emissione da idrogeno neutro (HI), dovuta all'inversione di spin dell'elettrone, nella transizione dallo stato di alta energia a quello di più bassa energia, viene emesso un fotone alla lunghezza d'onda di 21cm. Nelle galassie a spirale, l'insieme dei fotoni emessi dagli atomi di idrogeno neutro, costituisce un'emissione in riga piuttosto intensa.

Il Mezzo Interstellare e l'atmosfera terrestre, sono completamente trasparenti alla radiazione in banda radio e ciò permette lo studio di alcune regioni, altrimenti non rilevabili se osservate in altre bande.

2.1.1 Sincrotrone

La radiazione di sincrotrone è causata dall'interazione di una carica ultra-relativistica e il campo magnetico della galassia. Vista l'elevata velocità l'emissione non è isotropa

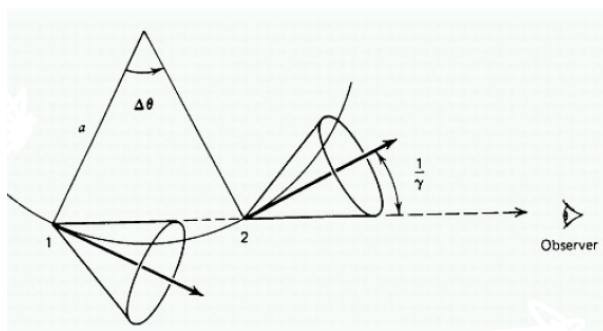


Figura 2.1:

ma la particella è come se emettesse solo nella direzione della velocità, in un cono di semiapertura γ^{-1} . Questo effetto è noto come *beaming relativistico*. La potenza emessa per la formula di Larmor è:

$$-\frac{dW}{dt} = 1.62 \cdot 10^{-15} \gamma^2 \sin^2 \theta$$

Dove θ è chiamato angolo di Pitch ed è l'angolo tra il vettore velocità e il campo magnetico. Dalla formula precedente possiamo affermare che:

- una particella con alta energia emette una gran quantità di radiazione e si sposta ad energie inferiori, dove ne emette di meno.
- un campo magnetico elevato fa perdere più energia alla particella, facendole emettere più radiazione.

Se la carica fosse non relativistica emetterebbe ad una frequenza caratteristica, invece nel caso di sincrotrone lo spettro di frequenze è composto da un infinito numero di armoniche, somma dei vari contributi di tutti gli elettroni che generano un'emissione continua. La frequenza caratteristica di sincrotrone è

$$\nu_s = 4.2 \cdot 10^{-9} \gamma^{-2} H$$

in GHz, dove il campo H è espresso in μG . Come si nota in figura ci sono due regimi:

- se $\nu \ll \nu_s$ allora $F(\nu) = \nu^{1/3}$

- se $\nu \gg \nu_s$ allora $F(\nu) = \nu^{-\nu/\nu_s}$

Considerando ora un insieme di elettroni, con distribuzione di energia a legge di potenza, otterremo un'emissività totale pari a:

$$J_s(\nu) \sim N_0 H^{(\delta+1)/2} \nu^{-(\delta-1)/2}$$

Lo spettro di emissione è determinato dalla pendenza dello spettro energetico degli

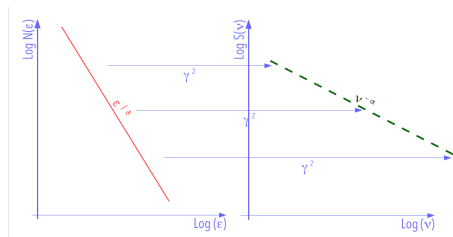


Figura 2.2:

elettroni(δ), non dello spettro di emissione di un singolo elettrone. Potrebbe succedere per sorgenti piccole e compatte che presentino il fenomeno di autoassorbimento di sincrocrotrone.

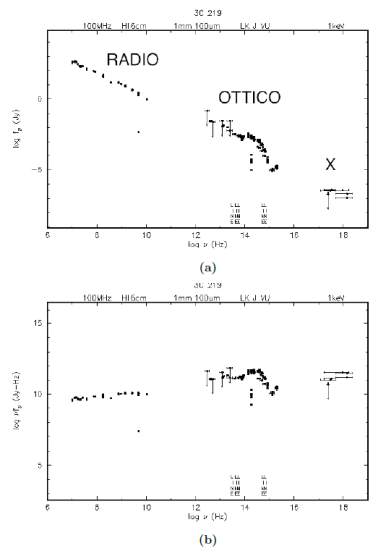


Figura 2.3: Distribuzioni spettrali della radiogalassia 3C219

In figura sono rappresentate due distribuzioni spettrali della radiogalassia 3C219; la prima rappresenta il numero di fotoni prodotti in funzione della frequenza, mentre la

seconda l'energia di tali fotoni rispetto alla frequenza. Se si osservasse solo il primo spettro, si potrebbe giungere alla conclusione che la maggior parte dei fotoni vengono prodotti nella banda radio e che questi fotoni siano i principali contribuenti dell'emissione totale, ma osservando il secondo spettro si vede immediatamente come i fotoni della banda radio siano nettamente meno energetici dei fotoni ottici e X. Quindi, nonostante il gran numero di fotoni radio dati dall'emissione di sincrotrone, i fotoni ottici prodotti dalle stelle (si noti l'andamento dello spettro di corpo nero) e i fotoni X prodotti tramite Inverse Compton danno il maggior contributo all'emissione totale, anche se in numero inferiore.

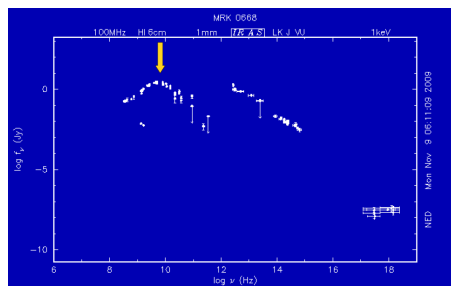


Figura 2.4: Emissione reale di sincrotrone

2.1.2 L'idrogeno neutro

L'idrogeno neutro (HI) nelle galassie a spirale è la forma dominante di idrogeno e si concentra prevalentemente nei bracci a spirale, il gas si organizza in grandi nubi diffuse che si estendono molto oltre la componente stellare. L'atomo neutro di idrogeno

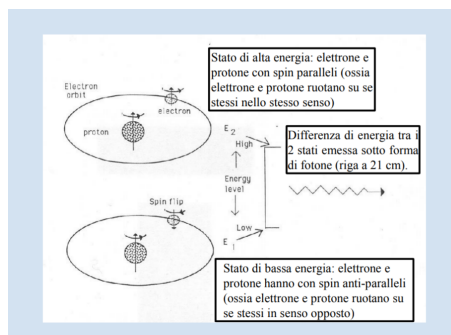


Figura 2.5: Configurazione HI spin paralleli e anti-paralleli

è formato da un elettrone e un protone, entrambi hanno un momento angolare proprio di

particella elementare associato un numero quantico s , detto numero quantico di spin, che può assumere soltanto valori interi (nei bosoni) o seminteri (nei fermioni). Nello stato fondamentale dell'atomo, le due particelle hanno configurazione di spin antiparalleli, se l'atomo di HI si trova in uno stato eccitato dopo per esempio aver subito una collisione con un altro atomo di HI, ovvero l'atomo ha una configurazione di spin parallela, tende sempre a tornare nello stato fondamentale liberandosi dell'energia in eccesso tramite l'emissione di radiazione. La differenza di energia tra i due livelli iperfini è pari a:

$$\Delta E = h\nu = 5.874 \cdot 10^{-6} eV$$

da cui $\nu = 1420.405 MHz$ ovvero $\lambda = 21cm$.

In ambienti particolarmente freddi e poco densi come il WNM, il numero di diseccitazioni radiattive è significativo, ciò significa che una parte di atomi di HI emette a 21 cm e visti i volumi coinvolti, quest'emissione diventa una componente assolutamente rilevante delle osservazioni astronomiche in banda radio. E' importante osservare che l'idrogeno emette a 21cm quando è fermo rispetto all'osservatore, se tuttavia l'idrogeno che osserviamo è in movimento rispetto a noi, a causa dell'effetto Doppler, vedremo una riga a frequenza diversa. Lo spostamento Doppler, ci fornisce indicazioni relative alle velocità di allontanamento e quindi anche alle distanze delle nubi di idrogeno che osserviamo.

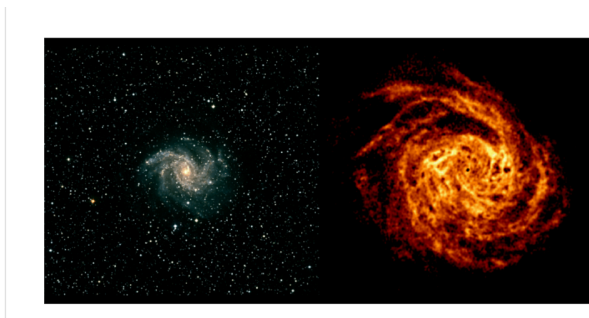


Figura 2.6: Confronto galassia a spirale NGC 6946 vista nell'ottico e a 21 cm, la scala è la stessa

2.2 Banda Infrarossa

Estesa dalla luce visibile fino a 1 millimetro di lunghezza d'onda, la radiazione infrarossa è stata scoperta da William Herschel e si distingue solitamente in varie sottofasce:

- Lontano Infrarosso (FIR), da 30 a 1000 μm .
- Medio Infrarosso (MIR).

- Vicino Infrarosso (NIR).

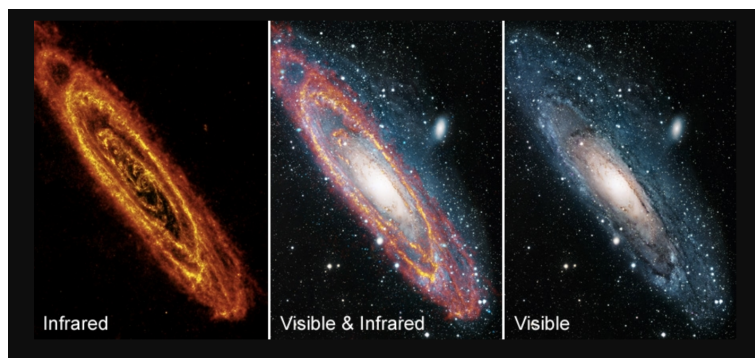


Figura 2.7: Confronto galassia a spirale nell'ottico e nell'IR

L'emissione infrarossa (IR) di una galassia a spirale è dovuta principalmente alla presenza delle polveri e alla loro emissione termica. L'emissione infrarossa costituisce il 30% della luminosità totale di una galassia, oltre all'emissione termica delle polveri si somma il contributo delle stelle giganti rosse, formazione stellare e nuclei galattici attivi.

2.2.1 Reddening

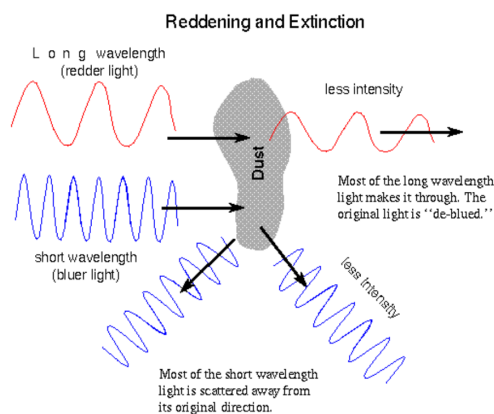


Figura 2.8: Grano di polvere, reddening ed estinzione

La polvere è un forte assorbitore della radiazione ottica e UV delle stelle che riemette nell'IR, i cui $\frac{2}{3}$ sono emessi nel lontano infrarosso da grani grandi e freddi con temperatura $T \sim 20$ °K e $\frac{1}{3}$, nel vicino-medio infrarosso da grani piccoli e caldi con

una temperatura $T \sim 100$ °K. Assorbimento e diffusione da parte della polvere della luce stellare, costituiscono insieme un unico fenomeno, chiamato *estinzione*. Lo spettro subisce un forte attenuamento nella parte blu rendendolo complessivamente più rosso (reddening).

$$I = I_0 e^{-\tau}$$

$$\tau = \int n_d C_{ext} dL = N_d C_{ext}$$

dove τ è la profondità ottica, C_{ext} è l'extinction cross-section; e n_d è la densità per unità di volume; mentre N_d è la densità di colonna. Quindi l'estinzione in termini di magnitudine è:

$$A_\lambda = -2.5 \log\left(\frac{I}{I_0}\right) = 1.086 N_d C_{ext}$$

Se sostituisco $C_{ext} = Q_{ext} a^2 \pi$, dove a è il raggio del grano assunto circolare, ed N_d con $n(a)da$ che rappresenta la densità dei grani per unità di volume con raggio compreso tra a e $a+da$ ottengo:

$$A_\lambda = 1.086 \pi L \int a^2 Q_{ext}(a) n(a) da$$

con L dimensione dell'oggetto che genera estinzione.

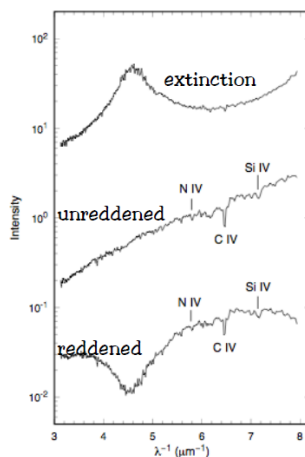


Figura 2.9: Reddening + estinzione

2.3 Banda Ottica

La radiazione nella banda ottica è dominata dalla luce delle stelle, si osserva la combinazione di tutti gli spettri delle singole stelle. Lo spettro stellare è continuo, teoricamente simile a quello di corpo nero ma presenta righe di assorbimento degli elementi chimici contenuti nell'atmosfera.

2.3.1 Corpo Nero

Il corpo nero è un corpo teorico, in grado di assorbire tutta la radiazione incidente senza rifletterla, ed è in equilibrio termico con la radiazione stessa, che sarà totalmente riemessa, con una radiazione di tipo termico che segue la *Legge di Planck*, $B(\nu, T)$:

$$B(\nu, T) = \frac{2h}{c^2} \frac{\nu^3}{e^{h\nu/kT} - 1}$$

dove il picco di emissione è dato a:

$$\nu_{max} = 5.88 \cdot 10^{10} T \longrightarrow \lambda_{max} = \frac{0.29}{T}$$

Dalla formula di Planck, si può riottenere in modo naturale questa relazione che vincola la lunghezza d'onda del massimo di emissione, alla temperatura: all'aumentare di quest'ultima, la maggior parte dell'emissione avviene a lunghezze d'onda via via decrescenti. Le stelle, sotto questo punto di vista, rappresentano un'ottima approssimazione di corpo nero.

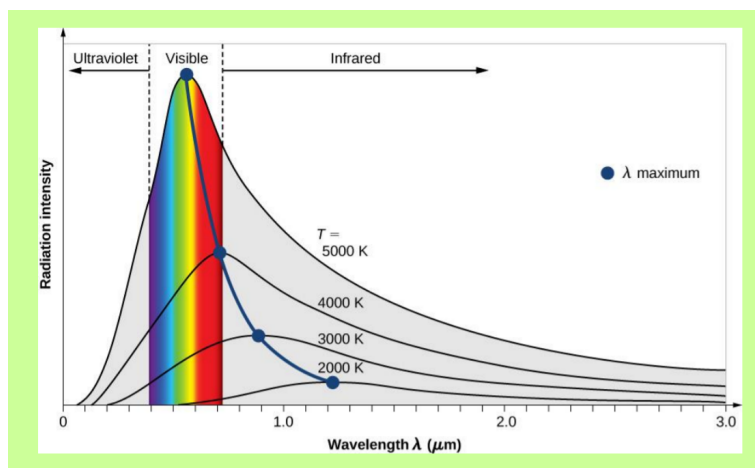


Figura 2.10: Funzione di Plunck a varie temperature

2.4 Banda X

La sorgente principale dell'emissione in banda X è il gas ionizzato caldo, presente nel bulge delle Spirali sottoforma di HIM, il processo radiativo principale è la *Bremstrahlung termica*.

2.4.1 Bremstrahlung

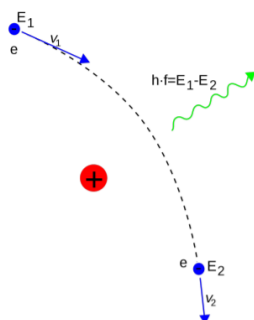


Figura 2.11: Sistema di riferimento dello ione

La radiazione dovuta all'accelerazione di cariche nel campo elettrico di un'altra carica è chiamata Bremstrahlung o radiazione free-free, in quanto le cariche rimangono libere prima e dopo l'interazione. Gli elettroni liberi sono decelerati dal campo coulombiano di un nucleo atomico ionizzato, questa interazione elettrostatica devia la traiettoria iniziale dell'elettrone. Se ci mettiamo nel sistema di riferimento dello ione la situazione è come quella riportata in figura. Supponendo che il tempo di interazione sia $\Delta t = 2b/v$, con b parametro di impatto, cioè la distanza minima fra l'elettrone e lo ione, la potenza emessa è data dalla formula di Larmor

$$P = \frac{2e^2 a^2}{3c^3}$$

l'impulso ottenuto è

$$P\Delta t = \frac{4Z^2 e^6}{3c^3 m^2} \frac{1}{b^3 v}$$

. Dall'analisi di Fourier dell'impulso si ottiene una distribuzione spettrale della radiazione emessa. Ciò che si trova è che tale distribuzione ha un andamento piatto fino ad una certa *frequenza di cut-off* ν_{max} , proporzionale alla velocità dell'elettrone, per poi decadere esponenzialmente a zero. Se ora si considera un plasma formato da una nube di elettroni all'equilibrio termico allora si parla di *Bremstrahlung termica*, l'emissività specifica è:

$$J_{br}(\nu, T) = 6.8 \cdot 10^{-38} T^{-1/2} e^{-h\nu/kT} n_e n_z Z^2 \bar{g}_{ff}(\nu, T)$$

dove \bar{g}_{ff} è il fattore correttivo quantistico. La Bremstrahlung è un efficiente processo di

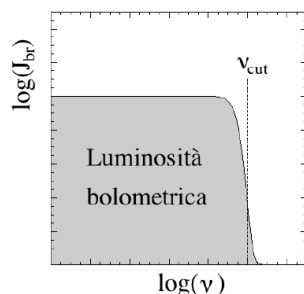


Figura 2.12: Emissività specifica

raffreddamento dei plasmi caldi, definiamo il rapporto tra l'energia termica totale del plasma e la quantità di energia persa per Bremsstrahlung come *tempo di raffreddamento*

$$t_{br} = \frac{E_{th}^{tot}}{J_{br}(T)} = \frac{1.8 \cdot 10^{11}}{n_e \bar{g}_B} T^{1/2} sec = \frac{6 \cdot 10^3}{n_e \bar{g}_B} T^{1/2} yr$$

Pertanto, a fissata temperatura, più il plasma è rarefatto, più il tempo di raffreddamento cresce, a densità fissata invece, il tempo di raffreddamento cresce al crescere della radice della temperatura. All'equilibrio termico, il processo di emissione deve essere bilanciato da un processo di assorbimento, si parla in questo caso di *autoassorbimento*. In generale, l'assorbimento è efficiente a basse frequenze (banda radio) e porta a un irripidimento dello spettro, come mostrato ad alte frequenze l'effetto dell'assorbimento è perlopiù trascurabile e si ha il cut-off esponenziale visto precedentemente.

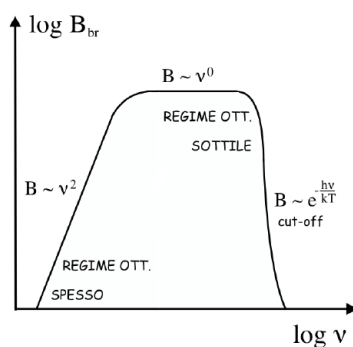


Figura 2.13: Spettro di autoassorbimento

2.5 Banda Gamma

Spostandoci nella parte più energetica dello spettro troviamo vari processi di emissione:

- Bremsstrahlung relativistica
- Inverse Compton
- Interazione Raggi Cosmici e Mezzo Interstellare.

2.5.1 Bremsstrahlung relativistica

Nella Bremsstrahlung relativistica gli elettroni in gioco hanno velocità relativistiche ma sempre distribuzione di energia a legge di potenza. In questo caso l'emissività specifica è

$$J_{bremsrel}(\nu) \sim \frac{E^{\delta+1}}{1-\delta} \approx \nu^{-\delta+1}$$

in questo caso sparisce la dipendenza dalla temperatura.

2.5.2 Inverse Compton

Inverse Compton è un processo di scattering che si verifica con l'interazione di un elettrone ultra-relativistico e un fotone meno energetico. Il processo si chiama inverse

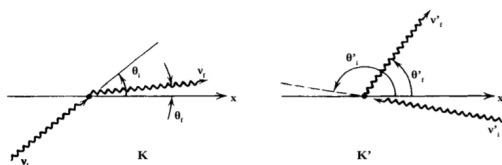


Figura 2.14: Inverse compton, K) Sistema di riferimento esterno e K') sistema di riferimento dell'elettrone

Compton perchè il risultato finale di trasferimento di energia è esattamente il contrario dello scattering Compton. Dopo l'interazione, che possiamo definire urto, il fotone diffuso possiede più energia di prima a spese dell'elettrone. il fotone vede l'effetto beaming dell'elettrone ultra-relativistico, perciò la probabilità di urto diminuisce anche perchè più aumenta γ più rimpicciolisce il cono di semi-apertura $1/\gamma$. Se il fotone entra nel cono abbiamo quattro possibilità:

- angolo di scattering sfavorevole, esterno al cono e fotone scatterato fuori dal cono, è il caso peggiore e fotone perde energia
- angolo di scattering sfavorevole, ma scatterato nel cono, il fotone guadagna energia $\sim \gamma$ volte
- angolo di scattering interno al cono ma il fotone viene diffuso fuori, guadagna energia $\sim \gamma$ volte
- angolo di scattering interno al cono e fotone diffuso nel cono guadagno di $\sim \gamma^2$. In questo caso l'energia finale del fotone, a interazione compiuta è:

$$\epsilon_f = 4\gamma^2\epsilon_i$$

dove ϵ_i è l'energia iniziale del fotone.

La perdita di energia per IC da parte degli elettroni è

$$\frac{d\epsilon_{out}}{dt} = c\sigma_T U_{rad}\gamma^2\left(1 + \frac{1}{3}\beta^2\right)$$

dove U_{rad} è il campo di radiazione dei fotoni. Gli stessi elettroni in presenza di campo magnetico possono emettere per sincrotrone oltre che per IC. Lo spettro della radiazione IC dipende dallo spettro della radiazione scatterata e dalla distribuzione di energia degli e^- : nel caso di popolazione monoenergetica di e^- ogni fotone viene spostato di $\sim \gamma^2$ a frequenze più alte con la stessa forma dello spettro originario. Se ho elettroni con varie energie ogni fotone verrà scatterato del suo γ opportuno. Il guadagno dei fotoni non è verso infinito ma è massimo quando l'energia trasferita eguaglia l'energia degli elettroni. Il processo IC è in grado di creare particelle molto energetiche, se assumiamo $\gamma \sim 103$, si ha:

- fotoni Radio \mapsto fotoni UV
- fotoni FIR \mapsto fotoni X
- fotoni Ottici \mapsto fotoni γ

2.5.3 Raggi Cosmici

I raggi cosmici sono particelle ultra-relativistiche ad alta energia. Si dividono in due componenti: la componente primaria 'è formata principalmente da protoni, nuclei di elio ed elementi più pesanti, mentre la componente secondaria 'è formata da particelle che nascono dalle collisioni delle particelle della componente primaria con i nuclei dell'atmosfera terrestre o dell'ISM ed 'è composta principalmente da muoni, elettroni e positroni,

neutrini e fotoni. Se un raggio cosmico interagisce con una particella della nostra atmosfera viste le alte energie vengono prodotte particelle. Queste nuove particelle vanno a creare altre nuove particelle, e così via. Questo processo moltiplicativo è noto come cascata di particelle o sciame e continua finché l'energia media per particella non raggiunge circa 80 MeV. Nell'ISM tali collisioni non producono degli sciame, in quanto le densità sono estremamente basse, ma anche la singola interazione produce nuove particelle e fotoni γ .

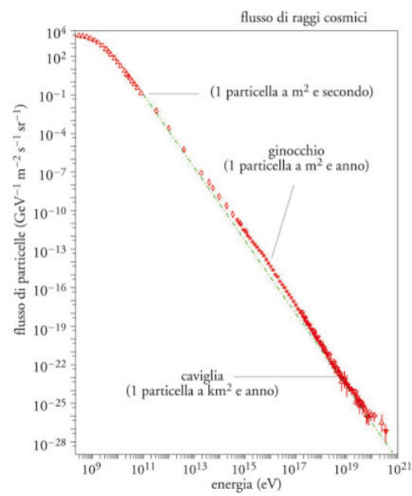


Figura 2.15: Spettro energetico Raggi Cosmici

Bibliografia

1. G. Rybicki, Alan P. Lightman, Radiative Processes in Astrophysics, Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics.
2. D. Dallacasa, Processi di radiazione e MHD, dispense e appunti.
3. E. Ceccotti, Processi di radiazione e MHD, appunti.
4. C. Gruppioni, On the absorption and emission properties of interstellar dust grains, dispense.
5. L. Ciotti, Astrofisica extragalattica, appunti.
6. H. Karttunen, P. Kroger, H. Oja, M. Poutanen, K. J. Donner, Fundamental Astronomy, Springer.
7. www.ira.inaf.com
8. www.inaf.com