

Alma Mater Studiorum – Università di Bologna

---

Scuola di Scienze  
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:

Deimer Antonio Alvarez Garay

Relatore:

Chiar.mo Prof. Daniele Dallacasa

---

Sessione I

Anno accademico 2018-2019



# Indice

<b>1</b>	<b>Introduzione</b>	<b>2</b>
<b>2</b>	<b>Composizione ISM</b>	<b>4</b>
2.1	Hot Ionized Medium (HIM) . . . . .	4
2.2	Warm Ionized Medium (WIM) . . . . .	5
2.3	Warm Neutral Medium (WNM) . . . . .	5
2.4	Cold Neutral Medium (CNM) . . . . .	6
<b>3</b>	<b>Bande di emissione</b>	<b>7</b>
3.1	Radio . . . . .	8
3.1.1	Sincrotrone . . . . .	8
3.1.2	Riga a 21 cm . . . . .	9
3.2	Infrarosso . . . . .	11
3.3	Ottico . . . . .	12
3.4	Banda X . . . . .	13
3.5	Banda gamma . . . . .	15

# Capitolo 1

## Introduzione

Le galassie sono delle strutture cosmiche formate da **stelle**, con eventuali pianeti ad esse associati, **gas** con temperature che vanno dalle poche decine di gradi Kelvin fino a qualche milione e **polveri**; queste ultime due componenti costituiscono quello che si chiama mezzo interstellare, meglio noto come **ISM**. Infine oltre alla materia barionica appena descritta, le galassie sono avvolte da aloni di **materia oscura** (DM) che costituisce la quasi totalità della massa di una galassia. In questa trattazione la ignoreremo in quanto non presenta sezione d'urto elettromagnetica e quindi non contribuisce ai processi di emissione in analisi. Descriveremo però brevemente uno dei modi in cui si è rilevata per la prima volta, attraverso un processo di emissione non continuo.

Le galassie si dividono principalmente in due tipologie, derivanti dalla classificazione fatta da **Edwin Hubble** tra il 1926 e il 1936. Di seguito viene mostrato un grafico che spiega brevemente la sua idea:

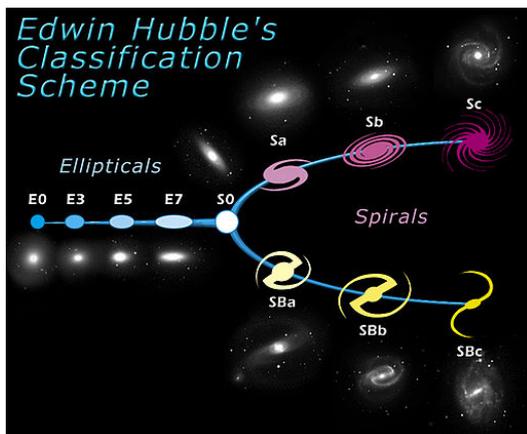


Figura 1.1: Classificazione galassie

Le galassie a sinistra sono state chiamate *early* e sono di tipo ellittico e man mano che si va verso destra si trovano galassie sempre più schiacciate, fino alle *E7*; dopo di queste ci sono le galassie *S0* che sono dette lenticolari e condividono alcune caratteristiche sia con le ellittiche che con le spirali e perciò sono state messe nel mezzo, e infine sono presenti le *late*, cioè le galassie a spirale. Queste si dividono a loro volta in

spirali normali e barrate, in base alla forma del loro bulge. Oltre a queste, non presenti nel grafico ci sono le cosiddette galassie *irregolari* che non rientrano in nessun tipo di classificazione.

La nomenclatura in *early* e *late* deriva dal fatto che Hubble credeva che le galassie nascessero tutte ellittiche e poi evolvessero fino alle spirali. Si ipotizzava quindi che ci fossero più galassie late rispetto alle early, ma col tempo si è visto che questo era in contrasto con le osservazioni e quindi la sua idea fu abbandonata.

Noi però ci occuperemo solo delle galassie a spirale e dei principali processi di emissione che possiamo loro associare. Quindi ora andremo a vedere brevemente la composizione di una tipica galassia a spirale:

- **Bulge:** si tratta di uno sferoide dove è concentrato circa 1/6 di tutta la massa della galassia, somiglia molto ad una galassia ellittica ma più piccola, è costituito solo da stelle molto vecchie (Popolazione II), povere di metalli, e gas estremamente caldo. Al suo centro si trova un buco nero super massiccio (SMBH) che ha una massa di circa un millesimo di tutta la massa della regione.
- **Disco:** si trova intorno al bulge e si divide in disco **sottile** e **spesso**. Quello sottile contiene i bracci della galassia in cui si trovano stelle giovani, nubi molecolari fredde, regioni di idrogeno ionizzato, ammassi aperti e polveri; nel parte spessa invece si trovano soprattutto stelle vecchie. Oltre i bracci, diffuso su tutto il disco si trova invece il mezzo interstellare neutro. Lo spessore di tutto il disco è di qualche *kiloparsec*, mentre il raggio ha delle dimensioni lineari dell'ordine delle decine di *kiloparsec*.  
Tutto il disco è in rotazione intorno al bulge. La nostra stella si trova circa 8 *kpc* dal centro e per compiere un giro intero impiega circa 250 milioni di anni.
- **Alone:** è una sfera che si estende sotto e sopra il disco galattico costituita da stelle vecchie, ammassi globulari e materia oscura.

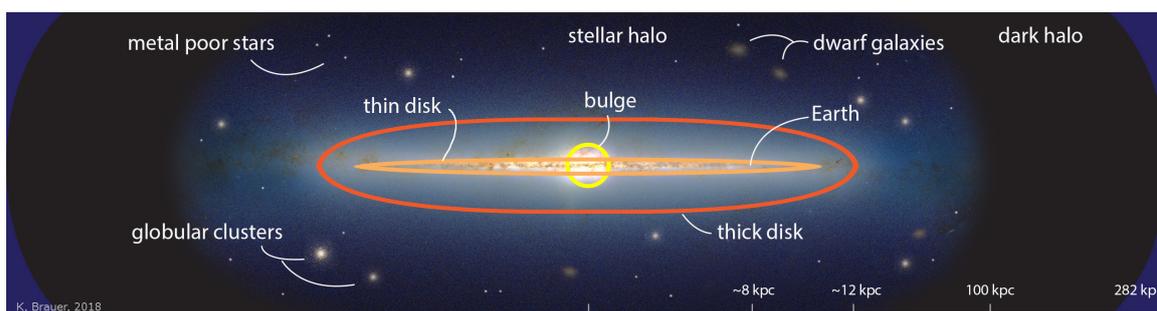


Figura 1.2: Composizione di una galassia a spirale

# Capitolo 2

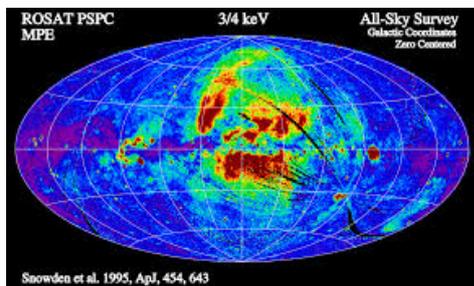
## Composizione ISM

Come abbiamo detto oltre alle stelle in una galassia è presente il mezzo interstellare. Le principali caratteristiche che definiscono l'ISM sono la **densità** e la **temperatura**; esso costituisce una frazione che va dal 5% al 10% della massa totale di una galassia. La sua composizione è data dal gas e dalle polveri che lo formano:

- **Gas:** è formato quasi esclusivamente da idrogeno ed elio, con solo circa l'1% di elementi più pesanti. Atomi e molecole formano il gas freddo, mentre ioni ed elettroni formano il gas caldo. Circa l'80% di tutto lo spazio interstellare è riempito di gas freddo ad alte densità.
- **Polveri:** sono formate principalmente da grafite, silicati, olivina e costituiscono circa l'1% della massa dell'ISM. Nonostante ciò sono molto importanti per l'evoluzione della galassia. Si trovano a temperature fino ad un massimo di  $100\text{ K}$  e date le loro dimensioni sono degli ottimi assorbitori della radiazione nell'ottico e nell'UV; una volta assorbita la riemettono nell'IR. Sono fondamentali anche per la formazione delle molecole dato che funzionano da catalizzatori per gli atomi.

In generale possiamo dividere l'ISM nella seguente maniera:

### 2.1 Hot Ionized Medium (HIM)



Questo tipo di mezzo è il più caldo di tutti e ha temperature dell'ordine di  $10^6$ - $10^7\text{ K}$ , mentre le densità sono molto basse e vanno dalle  $10^{-2}$  alle  $10^{-4}\text{ particelle/cm}^3$ . Si trova essenzialmente concentrato intorno al bulge. L'immagine accanto mostra la Galassia osservata nei raggi X e si vede come l'HIM si trovi effettivamente nel centro galattico. I tempi per il suo raffreddamento sono molto lunghi ed emette principalmente per **bremstrahlung termica** nei raggi X; successivamente si hanno altri processi come la **ricombinazione**, da cui si originano righe

in emissione nei raggi X soft dovute alle transizioni *free-bound* o nell'ottico tramite transizioni *bound-bound*; infine nei resti di supernova si ha anche emissione nel radio dovuta agli elettroni ultrarelativistici, accelerati dalle onde d'urto, che interagiscono con il campo magnetico galattico emettendo per **sincrotrone**. L'HIM viene scaldato dalle onde d'urto generate nelle esplosioni di supernovae oppure da venti stellari prodotti da stelle molto calde (classe spettrale O, B).

## 2.2 Warm Ionized Medium (WIM)

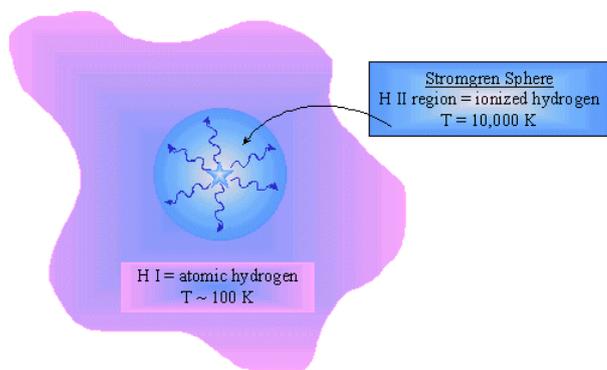


Figura 2.1: Esempio di sfera di strömgen

Questo mezzo ha delle temperature che sono quelle tipiche della ionizzazione di idrogeno ed elio, ovvero  $T \approx 10^4 K$  e densità

$n > 1 \text{ particella}/\text{cm}^3$ ; rappresenta circa il 2 – 4% del volume totale dell'ISM. Si trova lungo i bracci delle galassie, quindi in regioni di formazione stellare, e insieme alle nubi molecolari forma quelli che sono noti come **globuli di Bok**, cioè delle regioni fredde immerse in questo mezzo più caldo.

Questa fase del mezzo si manifesta anche come regioni di idrogeno ionizzato

intorno alle stelle calde (di classe O, B) e forma delle sfere note come sfere di **Strömgen**. All'interno di questa sfera si ha un equilibrio tra fotoionizzazione e ricombinazione, infatti la radiazione di queste stelle calde è in grado di ionizzare l'idrogeno; dopo pochi istanti però gli elettroni si ricombinano con i protoni riemettendo dei fotoni ad energie minori di quelli iniziali che a loro volta vanno ad ionizzare altro idrogeno e il processo va avanti in questo modo; così facendo però i fotoni perdono energia durante il loro percorso e arrivano ad un raggio limite, detto raggio della sfera di strömgen in cui la radiazione non è più abbastanza energetica da continuare ad ionizzare la materia e quindi oltre si ritorna ad avere principalmente idrogeno neutro.

Il WIM emette principalmente nel continuo tramite **bremsstrahlung** nella banda radio, ma si hanno anche **righe di emissione** nell'ottico dovute ad H e in piccola parte ad O. La fonte di riscaldamento di questa fase del mezzo non è del tutto certa.

## 2.3 Warm Neutral Medium (WNM)

Qui abbiamo delle temperature che sono comprese tra i  $10^2 K$  e i  $10^4 K$  con delle densità molto basse,  $n \approx 0.1 \text{ particelle}/\text{cm}^3$ ; rappresenta una frazione compresa tra il 30 e il 60% di tutto il volume dell'ISM. In questa fase il mezzo è costituito principalmente da **idrogeno atomico**. Si trova diffuso lungo tutto il disco della galassia e viene scaldato

da radiazione UV e X diffusa e dai raggi cosmici di bassa energia. Viene osservato nel radio tramite la riga a  $21\text{ cm}$ ; questa transizione è fondamentale per gli astronomi poiché permette di studiare quelle che sono le curve di rotazione di una galassia e quindi com'è distribuita la materia lungo il disco galattico.

Oltre a permettere di avere informazioni sulla struttura del disco galattico e la sua distribuzione di materia, l'idrogeno neutro è molto utile su grandi scale in quanto dà la possibilità di studiare le interazioni gravitazionali tra le galassie. L'immagine sulla

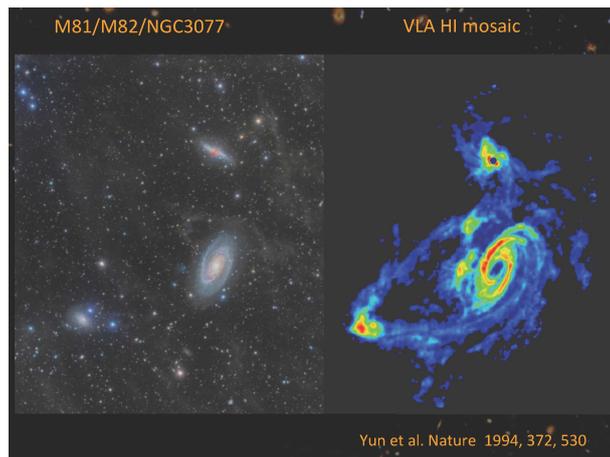


Figura 2.2: Galassie nell'ottico e nel radio

sinistra mostra tre galassie osservate nell'ottico; si può solamente vedere la struttura delle singole galassie e non si sa se queste interagiscono tra loro. Nell'immagine a destra viene osservata la stessa zona del cielo attraverso la riga dell'idrogeno neutro e si può chiaramente vedere come le galassie siano in interazione tra di loro e come queste abbiano perso una discreta quantità di idrogeno, formando dei filamenti che le collegano.

## 2.4 Cold Neutral Medium (CNM)

Questa fase dell'ISM si presenta essenzialmente sotto forma di regioni di **idrogeno neutro** e **regioni molecolari**. Le regioni di idrogeno neutro hanno delle temperature dell'ordine dei  $100\text{ K}$  e densità inferiori alle  $10\text{ particelle}/\text{cm}^3$ ; vengono osservate attraverso le righe di assorbimento.

Le regioni molecolari invece sono formate per lo più da idrogeno molecolare ( $H_2$ ) seguito da  $CO$  e altre molecole; qui si hanno temperature di circa  $10\text{ K}$  e densità elevate,  $n > 10^3\text{ particelle}/\text{cm}^3$ . Queste regioni costituiscono circa l'1% del volume totale dell'ISM, ma contribuiscono alla massa per circa il 30 – 60%. Si trovano principalmente nei bracci della galassia e vengono osservate tramite righe di emissione nel radio, mm e submm.

# Capitolo 3

## Bande di emissione

In questo capitolo andremo ad analizzare i processi di emissione delle stelle e dell'ISM, in diverse bande dello spettro elettromagnetico, dal radio fino ai raggi  $\gamma$ , a seconda di quelle che sono le loro caratteristiche. Questi processi si dividono in due tipologie:

1. **Processi del continuo:** i fotoni non vengono emessi ad una sola frequenza  $\nu$ , ma all'interno di un intervallo di frequenze. Questi si dividono a loro volta in: processi termici in cui le velocità delle particelle seguono la distribuzione di Maxwell-Boltzmann; processi non termici in cui le velocità delle particelle seguono una distribuzione a legge di potenza.
2. **Processi in riga:** i fotoni vengono emessi ad una frequenza caratteristica.

Di seguito, per dare un'idea di come appare un oggetto in diverse bande, viene mostrata una immagine a varie frequenze della galassia M51, meglio nota come *Whirlpool Galaxy*:

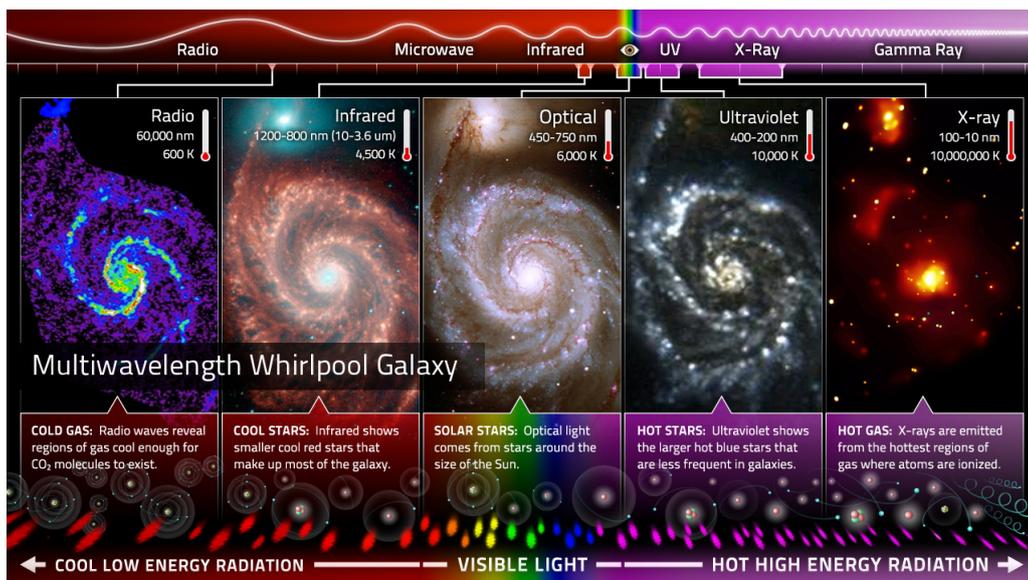


Figura 3.1: M51 a diverse frequenze

## 3.1 Radio

L'emissione in banda radio di una galassia avviene sia nel continuo, principalmente tramite **sincrotrone** e in piccola parte per **bremstrahlung**, che in riga tramite l'**idrogeno neutro** ( $HI$ ) che emette alla frequenza  $\nu = 1420.4051 MHz$  a causa dell'inversione di spin dell'elettrone.

In questo capitolo parleremo solo dell'emissione di sincrotrone e di idrogeno neutro, lasciando la trattazione della bremstrahlung ad un altro capitolo.

### 3.1.1 Sincrotrone

La radiazione di sincrotrone è un'emissione non termica che avviene grazie alla presenza di elettroni relativistici che interagiscono con il campo magnetico galattico. Si può avere anche quella che è chiamata radiazione da **ciclotrone** quando si hanno particelle non relativistiche. In questo ultimo caso l'emissione avviene ad una frequenza caratteristica, che è la frequenza di girazione o di **Larmor**:

$$\nu_L = \frac{\omega_L}{2\pi} = \frac{qH}{2\pi mc} \quad (3.1)$$

La potenza viene emessa isotropicamente e si ottiene grazie alla formula di Larmor ( $P = 2q^2a^2/3c^3$ ) dove al posto dell'accelerazione è stata sostituita l'accelerazione centripeta a cui è sottoposto l'elettrone:

$$P = \frac{2q^4}{3m^2c^3}\beta^2 H^2 \sin^2 \theta \quad (3.2)$$

Per la radiazione da sincrotrone si parla invece di velocità ultrarelativistiche. In questo caso si ha aberrazione relativistica e questa modifica l'angolo sotto cui viene emessa la radiazione, facendola passare dall'essere isotropa a essere emessa in un cono di semiampiezza  $1/\gamma$ . la 3.2 allora diventa:

$$P = \frac{2q^4}{3m^2c^3}\beta^2\gamma^2 H^2 \sin^2 \theta \quad (3.3)$$

Poiché la massa è al denominatore, i principali emettitori per sincrotrone sono gli elettroni che hanno massa circa 2000 volte inferiore ai protoni.

Siccome la radiazione viene emessa in un cono di semiampiezza  $1/\gamma$  e parliamo di velocità molto elevate allora la radiazione generata da un singolo elettrone è fortemente impulsiva, e per di più non viene rilevata finché il cono di emissione non punta verso l'osservatore. In questo caso l'emissione non avviene ad una singola frequenza come per il ciclotrone, ma è presente anche una infinita serie di armoniche superiori che arriva fino ad una frequenza caratteristica  $\nu_s$  e si ha quindi una emissione continua:

$$\nu_s \simeq 4.2 \cdot 10^{-9} \gamma^2 H [\mu G] GHz \quad (3.4)$$

Ora al posto di un singolo elettrone consideriamo un insieme di elettroni, distribuiti energeticamente secondo una legge di potenza dato che si tratta di un processo non termico:

$$N(\varepsilon)d\varepsilon = N_0\varepsilon^{-\delta}d\varepsilon \quad (3.5)$$

Da qui andremo a calcolare l'emissività specifica di sincrotrone, usando l'approssimazione secondo cui tutta l'energia degli elettroni viene irradiata alla frequenza  $\nu_s$ :

$$J_s(\nu) \sim N_0 H^{\frac{\delta+1}{2}} \nu^{-\frac{\delta+1}{2}} \quad \text{con} \quad \alpha = \frac{\delta-1}{2} \quad (3.6)$$

Dove  $\alpha$  è detto indice spettrale; allora possiamo riscrivere:

$$J_s(\nu) \sim N_0 H^{\alpha+1} \nu^{-\alpha} \quad (3.7)$$

Quindi lo spettro è ancora una legge di potenza in cui  $\alpha$  viene determinato solo da come sono distribuiti gli elettroni.

Dato che il flusso è proporzionale all'emissività, possiamo quindi ricavare il flusso ad una qualsiasi frequenza se lo conosciamo ad una data  $\nu_0$ :

$$S(\nu) = S(\nu_0) \left( \frac{\nu_0}{\nu} \right)^\alpha \quad (3.8)$$

### 3.1.2 Riga a 21 cm

Un altro tipo di emissione radio si ha attraverso l'idrogeno neutro, che emette in riga alla frequenza  $\nu = 1420.405 \text{ MHz}$  che corrisponde ad una lunghezza d'onda pari a  $\lambda = 21.1 \text{ cm}$ . Questo tipo di transizione è dovuto ad uno splittamento iperfine dello stato fondamentale dell'atomo; l'idrogeno neutro è costituito da un protone ed un elettrone e ognuno dei due costituenti è dotato di una specie di momento angolare intrinseco chiamato **spin**. Si possono quindi avere due configurazioni possibili: spin paralleli, cioè stesso verso di rotazione, o spin antiparalleli con versi di rotazione opposti. Nel primo caso l'atomo ha un'energia leggermente superiore rispetto al secondo caso; quando si ha un'inversione di configurazione si ha una transizione in riga corrispondente alla differenza di energia  $\Delta E$  tra i due stati:

$$\Delta E = 5.874 \cdot 10^{-6} \text{ eV} \Rightarrow \nu = \frac{\Delta E}{h} = 1420.405 \text{ MHz}$$

La probabilità di transizione per questo processo è data dal coefficiente di Einstein  $A$  per l'emissione spontanea:

$$A = 2.85 \cdot 10^{-15} \text{ s}^{-1}$$

che corrisponde ad una transizione fortemente proibita con tempo di decadimento radiativo pari a  $t \simeq 10^7 \text{ yr}$  e che quindi non dovremmo vedere: Questo tempo però viene ridotto grazie alle diseccitazioni collisionali che riducono il tempo di vita dell'atomo nello stato eccitato a circa  $t \simeq 300 \text{ yr}$ .

Grazie alla riga a 21 cm è stato possibile studiare la struttura delle galassie in quanto questa radiazione è completamente trasparente alle polveri interstellari; si è visto allora che le galassie non finiscono con le dimensioni lineari dei bracci, ma sono avvolte in un disco di idrogeno neutro molto più grande. Di seguito viene mostrata una foto di NGC 6946 nell'ottico e nel radio (a 21 cm), con la stessa scala:

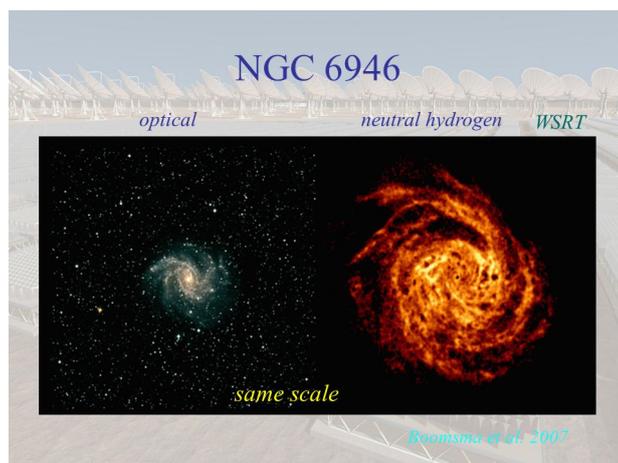


Figura 3.2: NGC 6946 nell'ottico a sinistra e attraverso l'idrogeno neutro a destra

Oltre che per vedere la struttura di una galassia, la riga a  $21\text{ cm}$  è usata anche per studiare la sua **curva di rotazione**, ovvero come cambia la velocità di rotazione degli oggetti intorno al centro galattico in funzione della distanza  $R$ . Da un punto di vista teorico possiamo dividere la curva di rotazione in tre regioni diverse:

- La regione centrale, che comprende tutto il bulge, in cui la velocità aumenta proporzionalmente al raggio:  $v(R) \propto R$
- Una seconda regione in cui ci si aspetta un *plateau*, ovvero la velocità dopo aver raggiunto il suo massimo rimane costante indipendentemente dal raggio:  $v(R) \propto \text{cost}$
- La parte finale della galassia in cui ci dovrebbe essere la caduta kepleriana e di conseguenza una diminuzione della velocità:  $v(R) \propto R^{-1/2}$

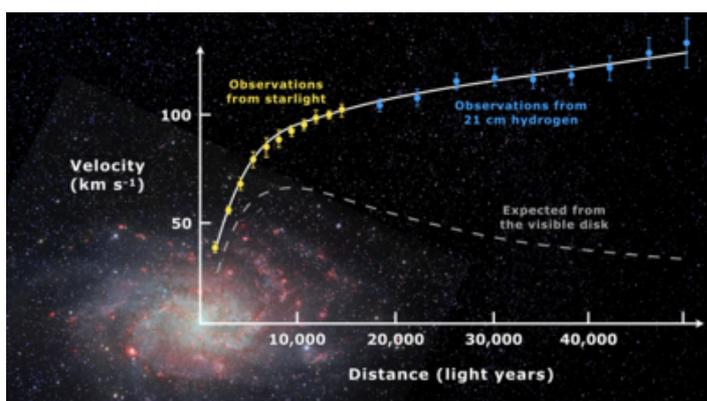


Figura 3.3: Curva di rotazione di una galassia a spirale

Questa è stata una delle prime prove dell'esistenza della **materia oscura** e del fatto che questa avvolge le galassie a spirale in aloni attorno alla materia visibile.

## 3.2 Infrarosso

L'emissione infrarossa ( $IR$ ) di una galassia è dovuta principalmente alla **polvere interstellare** presente nelle nubi molecolari, intorno ai bracci, e costituisce circa il 30% di tutta la luminosità di una galassia; i 2/3 di questa vengono emessi nel lontano infrarosso (**FIR**) a causa di grani grandi e freddi e il restante 1/3 nel vicino infrarosso (**NIR**) da parte di grani più piccoli. Oltre all'emissione continua si hanno anche delle righe dovute a molecole organiche planari composte da carbonio e ossigeno dette PAH, che emettono tramite i loro movimenti vibrazionali.

La polvere viene iniettata nell'ISM da stelle nella fase di *asymptotic giant branch* e dalle *supernovae*. I grani hanno delle dimensioni che vanno da circa  $5 \cdot 10^{-4}$  fino a  $0.5 \mu m$  e delle temperature comprese tra i 10 e 100  $K$ . Costituisce circa l'1% di tutta la massa dell'ISM e ha un ruolo importante nel modo di osservare le stelle in quanto assorbe la radiazione visibile ed UV, riemettendola nell'IR e quindi contribuisce al loro **arrossamento**. Oltre a questo la radiazione IR ha permesso di poter osservare zone



Figura 3.4: Disco galattico nel NIR e nel visibile

del cielo non visibili attraverso la radiazione ottica, dato che quest'ultima è opaca alle polveri, mentre l'IR è completamente trasparente. L'immagine sopra mostra il disco della galassia osservato nell'IR e nel visibile. Si può notare come nell'ottico la galassia sia quasi del tutto oscurata dalla polvere, mentre nell'IR questo problema non si presenta ed è possibile vedere quello che è presente dietro la polvere.

L'assorbimento e la diffusione da parte della luce stellare causano un fenomeno detto estinzione. Definiamo l'**estinzione** totale ad una certa  $\lambda$  come:

$$A_\lambda = 1.086\pi L \int a^2 Q_{ext}(a) n(a) da \quad \text{con} \quad Q_{ext} = \frac{C_{ext}}{\pi a^2} \quad (3.9)$$

Dove:

- $a$  è il raggio medio di un grano
- $n(a)da$  è il numero di grani per unità di volume lungo la linea di vista, compresi tra  $a$  ed  $a + da$
- $C_{ext}$  rappresenta la sezione d'urto dei grani
- $L$  rappresenta la profondità della colonna di polvere osservata.

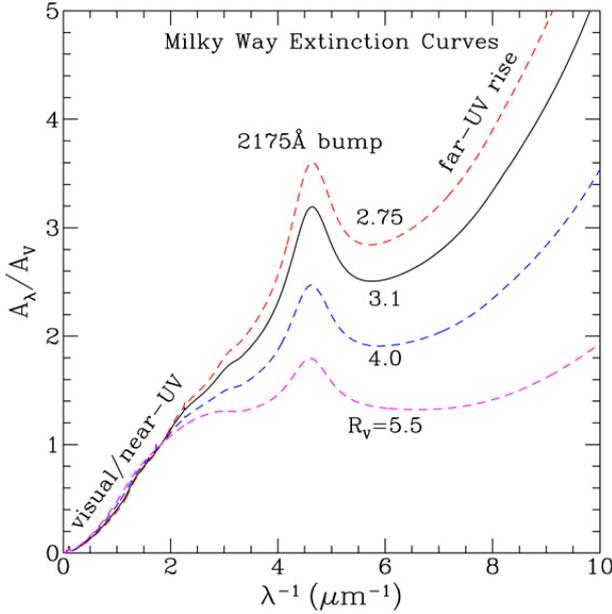
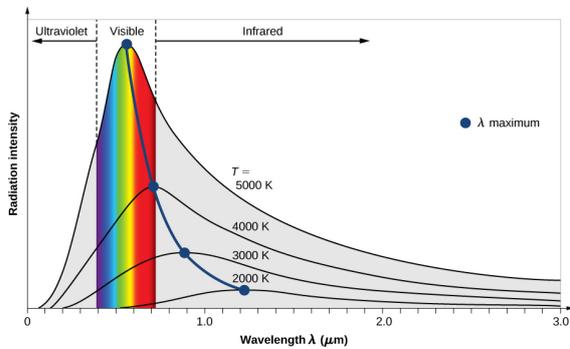


Figura 3.5: Curve di estinzione

l'UV, ha un massimo a lunghezze d'onda corrispondenti alla luce visibile il che ci fa dedurre che sia causata da parte di grani di dimensione di circa  $1 \mu m$ , dopodiché decresce rapidamente del NIR. La polarizzazione che vediamo ci suggerisce che i grani di polvere siano anisotropi, e siano di forma allungata, e che abbiano un allineamento lungo l'asse maggiore. Per questo motivo la polarizzazione della luce ottica è perpendicolare alla direzione al grano, mentre nell'IR è lungo la sua direzione.

### 3.3 Ottico

L'emissione ottica da parte delle galassie avviene principalmente grazie alla radiazione stellare, ed è data dalla somma di tutte le emissioni delle stelle presenti nella galassia. Oltre all'emissione continua sono presenti anche delle righe dovute alla ricombinazione degli ioni con una conseguente emissione di fotoni.



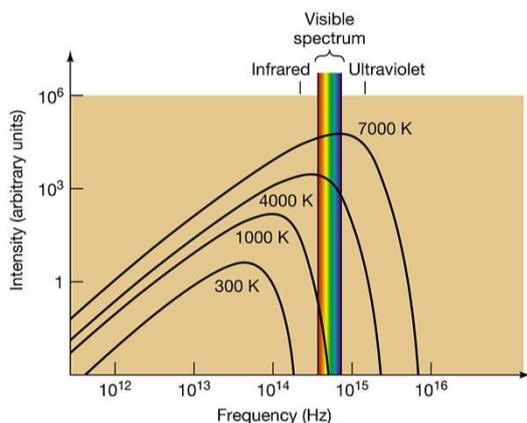
temperatura di 3-4 ordini di grandezza; parliamo invece di equilibrio termodinamico locale

Da qui attraverso l'analisi degli spettri di emissione di diverse stelle, ma della stessa classe spettrale, con diversi arrossamenti si può definire tramite le loro differenze di colore quella che viene chiamata **curva di estinzione**, molto utile per studiare la composizione chimica della polvere. Dal grafico si vede come all'aumentare della frequenza è presente una salita dovuta ai grani piccoli, poi è presente un bump a  $2175 \text{ \AA}$  dovuto ad un assorbitore abbondante e in grado di sopravvivere in una grande varietà di ambienti interstellari; da qui si è dedotto che si tratta di **grafite**. Infine è presente una crescita nel lontano UV (FUV). Un altro effetto importante dovuto ai grani è la **polarizzazione** della luce. Questa cresce a partire dal-

Per quanto riguarda le stelle queste le possiamo approssimare a dei **corpi neri** (BB), la cui emissione segue una legge ben precisa, detta **legge di Planck**. Un corpo nero è un oggetto che assorbe tutta la radiazione che vi incide sopra, e una volta raggiunto l'equilibrio termico la riemette in funzione della sola temperatura  $T$ . Nel caso di una stella non parliamo di equilibrio termico assoluto, in quanto tra il suo nucleo e la superficie c'è una differenza di tempe-

(LTE), in quanto dividiamo la stella in gusci sferici di spessore arbitrario, all'interno dei quali la temperatura la possiamo considerare costante. Quindi ogni strato assorbe la radiazione da quello inferiore e la riemette verso quello superiore; questo processo avviene per tutti i gusci otticamente spessi ( $\tau \gg 1$ ) fino alla fotosfera dove lo spessore ottico verticale è  $\tau_v = 2/3$ . Noi vediamo i fotoni che provengono dalla fotosfera ad una data temperatura ed è questa la radiazione di corpo nero che noi consideriamo.

La brillantezza della radiazione di corpo nero è data dalla legge di Planck e può essere espressa sia in funzione della lunghezza d'onda  $\lambda$  che della frequenza  $\nu$ :



$$B(\lambda, T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/\lambda KT} - 1} \quad (3.10)$$

$$B(\nu, T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/KT} - 1} \quad (3.11)$$

Come si vede dalle figure, che rappresentano la funzione di Planck in funzione di  $\lambda$  e di  $\nu$ , la radiazione presenta un picco dell'emissione; questo si può calcolare per entrambe le funzioni attraverso le seguenti formule:

$$\lambda_{max} = \frac{0.29}{T} [cm] \quad (3.12)$$

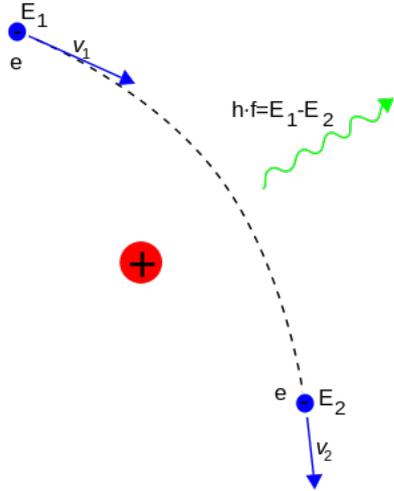
$$\nu_{max} = 5.88 \cdot 10^{10} \cdot T [Hz] \quad (3.13)$$

Dalla seconda formula si nota come il picco cresca linearmente con  $T$ . quindi a temperature più alte corrispondono frequenze di picco più alte. Inoltre le *planckiane* non si intersecano mai, quindi basta una sola misura sul grafico per determinare la temperatura dell'oggetto in questione.

### 3.4 Banda X

Alcune zone del mezzo interstellare si trovano a temperature superiori a  $10^5 K$  dove  $H$  ed  $He$  sono completamente ionizzati e formano un plasma, in cui elettroni e protoni sono liberi tra di loro. Questo plasma emette radiazione nell'estremo UV (EUV) e nella banda X. L'ISM risulta essere otticamente spesso ai raggi EUV e quindi questo tipo di radiazione è poco utile per trarre informazioni da una data zona del cielo, mentre per i raggi X il mezzo può essere considerato completamente trasparente e perciò è più conveniente osservare in questa banda.

I fotoni X di un plasma sono emessi grazie a due processi: **bremmsstrahlung termica** che genera una emissione continua e le transizioni *bound-bound*, osservabili tramite righe.



La bremsstrahlung è un tipo di radiazione dovuta all'accelerazione di una carica libera nel campo di un'altra carica. Principalmente si hanno elettroni che interagiscono con nuclei di atomi tramite la forza di Coulomb e decelerando perdono energia emettendo dei fotoni. La bremsstrahlung è il principale meccanismo di raffreddamento per plasmi con temperature  $T > 10^7 K$ .

Consideriamo per il momento l'interazione che avviene tra una singola carica ed uno ione. La potenza irradiata dall'elettrone è data dalla formula di Larmor:

$$P = \frac{2e^2 a^2}{3c^3} \quad (3.14)$$

L'accelerazione la ricaviamo dalla legge di Coulomb:

$$a(t) = \frac{Ze^2}{mx(t)^2} \quad (3.15)$$

Definendo  $b = x_{min}$  come parametro d'impatto che corrisponde alla minima distanza tra le due particelle si ha il massimo dell'emissione:

$$P = \frac{2Z^2 e^6}{3c^3 m^2 b^4} \quad (3.16)$$

La durata dell'interazione è molto breve e si assume in più che questa abbia inizio ad una distanza  $-b$  dal punto di minima distanza e finisca ad una distanza  $b$ ; possiamo così calcolare il tempo di impatto:

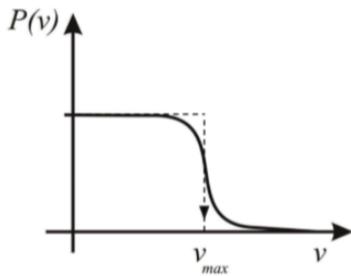
$$\Delta t = \frac{2b}{v} \quad (3.17)$$

Allora l'energia totale emessa risulta essere:

$$P\Delta t = \frac{4Z^2 e^6}{3c^3 m^2 b^3 v} \quad (3.18)$$

Dalle due formule sopra si vede come la radiazione venga emessa tutta in maniera impulsiva in un intervallo di tempo  $\Delta t$ . Si può anche studiare la distribuzione spettrale della radiazione in funzione della frequenza; si vede come questa sia piatta fino ad una certa  $\nu$ , detta frequenza di cut-off, che si può calcolare nel seguente modo:

$$\nu_{max} \simeq \frac{1}{2\Delta t} = \frac{v}{4b} \quad (3.19)$$



Consideriamo adesso un plasma reale, formato da una nube di elettroni con densità numerica  $n_e$  e di ioni con densità  $n_z$ . L'emissività specifica (per unità di frequenza) è data dalla seguente formula:

$$J_{br}(\nu, T) = 6.8 \cdot 10^{-38} T^{-1/2} e^{-h\nu/KT} n_e n_z Z^2 \bar{g}_{ff}(\nu, T) \quad (3.20)$$

Da qui possiamo fornire la frequenza di cut-off:

$$\nu_{cut-off} \simeq \frac{KT}{h} \quad (3.21)$$

A temperature più alte la frequenza di cut-off aumenta e questo ci permette di avere dei fotoni più energetici a disposizione. Invece l'emissività totale ha questa espressione:

$$J_{br}(T) = 1.4 \cdot 10^{-27} T^{1/2} n_e n_z Z^2 \bar{g}_B(T) \quad (3.22)$$

Per ultimo calcoliamo il tempo di raffreddamento di una sorgente che emette per bremsstrahlung:

$$t_{br} = \frac{6 \cdot 10^3}{n_e \bar{g}_B} T^{1/2} [yr] \quad (3.23)$$

Quindi sorgenti con  $T \sim 10^7 K$  hanno dei tempi di raffreddamento di circa  $10^{10} yr$

## 3.5 Banda gamma

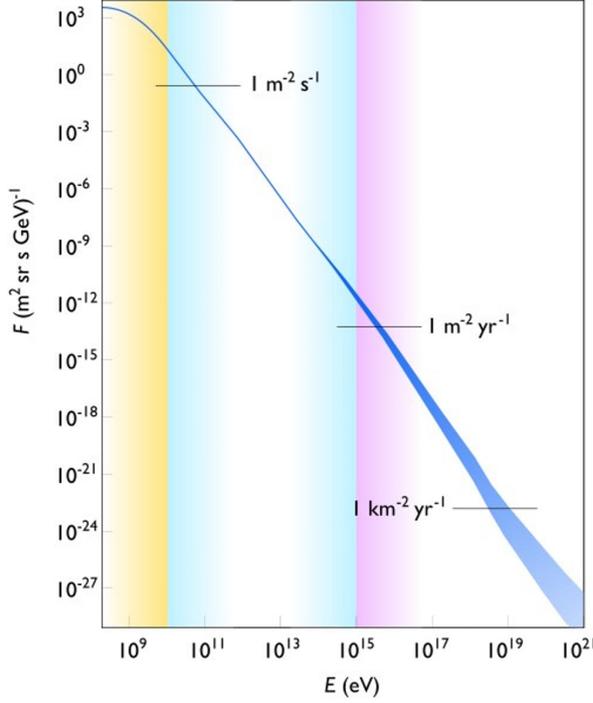
In ultima analisi consideriamo l'emissione più energetica che esiste, ovvero i fotoni  $\gamma$ ; questi vengono originati principalmente dall'interazione tra i **raggi cosmici** e l'ISM; altri meccanismi di produzione di questi sono la **bremsstrahlung relativistica**, e lo scattering **Inverse Compton** in cui degli elettroni relativistici cedono energia a fotoni poco energetici.

I raggi cosmici sono delle particelle ad alta energia, composti perlopiù da nuclei atomici e protoni (98%), e in piccola parte da elettroni (2%). Si dividono in due componenti:

- Primari: composti principalmente da protoni, nuclei di elio e particelle più pesanti.
- Secondari: formati in seguito all'interazione dei primari con le molecole dell'atmosfera terrestre, sono composti quasi esclusivamente da muoni, elettroni e positroni, neutrini e fotoni.

Il loro spettro energetico va da circa  $1/2 MeV$  fino ad energie dell'ordine di  $10^{20} eV$  ed è approssimato in maniera abbastanza accurata da una legge di potenza del tipo:

$$\frac{dN}{dE} \propto E^{-\gamma} \quad (3.24)$$



Dove fino a circa  $5 \cdot 10^{15} \text{ eV}$   $\gamma \simeq 2.7$ , in questo punto è presente quello che viene chiamato *ginocchio*; da lì fino a circa  $3 \cdot 10^{18} \text{ eV}$  la pendenza è più ripida e si ha un  $\gamma \simeq 3.1$ , qui dove avviene un'altra variazione di pendenza abbiamo la *caviglia*; oltre sembra che la pendenza  $\gamma$  ritorni al valore iniziale, ma non si rilevano abbastanza raggi cosmici da poterlo affermare con certezza. Come si vede dal grafico, man mano che i raggi crescono in energia il loro flusso diminuisce.

I raggi cosmici, come abbiamo detto sono perlopiù formati da componenti nucleoniche e quando interagiscono con l'atmosfera producono pioni  $\pi^+$ ,  $\pi^-$  e  $\pi^0$ .

Il pione neutro decade per primo in due fotoni gamma:  $\pi^0 \rightarrow 2\gamma$

Lo spettro energetico dei fotoni  $\gamma$  prodotti dai  $\pi^0$  ha la caratteristica di avere un massimo intorno ai  $70 \text{ MeV}$ .

Oltre al decadimento del pione neutro, i fotoni  $\gamma$  vengono prodotti anche dalla bremsstrahlung relativistica, dove degli elettroni con dei fattori di Lorentz fino a un massimo di 200 interagiscono con il mezzo interstellare. In questo caso la temperatura non è più rilevante ai fini dell'emissività, in quanto si tratta di un processo non termico in cui gli elettroni hanno una distribuzione energetica a legge di potenza:

$$n_e(E) \approx n_{e,0} E^{-\delta} \quad (3.25)$$

Da cui si ricava un'espressione approssimata per l'emissività

$$J_{br,rel}(\nu) \sim \frac{E^{-\delta+1}}{1-\delta} \approx \nu^{-\delta+1} \quad (3.26)$$

Questo processo domina nella produzione di fotoni  $\gamma$  con energia comprese tra 2 e  $70 \text{ MeV}$ .

Infine si ha radiazione  $\gamma$  grazie all'Inverse Compton; in questo processo gli elettroni relativistici, responsabili dell'emissione radio per sincrotrone, interagiscono con dei fotoni poco energetici, tipicamente fotoni ottici o della CMB, cedendo loro energia. L'energia finale massima che può avere di un fotone dopo l'urto è la seguente:

$$\varepsilon_{fin} \approx 4\gamma^2 \varepsilon_{in} \quad (3.27)$$

In questo modo, con dei fattori  $\gamma \sim 10^3$ , dei fotoni ottici possono essere portati facilmente ad energie molto elevate, corrispondenti alla banda  $\gamma$ .

# Bibliografia

- [1] Michael R. Blanton e John Moustakas. *Physical properties and environments of nearby galaxies*. 2009.
- [2] E. Ceccotti. *Processi di radiazione ed MHD*. Appunti. Ottobre 2017.
- [3] L. Ciotti. *Astrofisica extragalattica*. Appunti. 2019.
- [4] D. Dallacasa. *Processi di radiazione ed MHD*. Dispense.
- [5] C. Gruppioni. *On the absorption and emission properties of interstellar dust grains*. Dispense. Novembre 2013.