

Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Astronomia

Caratteristiche principali dell'emissione
di galassie a spirale

Tesi di laurea

Presentata da:
Horia Stefan Gruia

Relatore:
Chiar.ma Prof.ssa Marcella Brusa

Indice

1	Morfologia delle galassie a spirale	1
2	Mezzo interstellare (ISM)	2
2.1	Hot Ionized Medium	3
2.2	Warm Ionized Medium	3
2.3	Warm Neutral Medium	4
2.4	Cold Neutral Medium	5
3	Spettro di emissione delle galassie a spirale	6
3.1	Radio	6
3.1.1	Sincrotrone	6
3.1.2	Riga a 21 cm	7
3.2	Infrarosso	8
3.3	Banda Ottica	9
3.3.1	Radiazione di Corpo Nero	9
3.4	Banda UV	10
3.5	Raggi X	11
3.5.1	Bremsstrahlung Termica	11
3.6	Raggi Gamma	13
3.6.1	Raggi Cosmici	13
3.6.2	Bremsstrahlung Relativistica	14
3.6.3	Inverse Compton	14
4	Emissioni caratteristiche di Star Formation	15

Sommario

Lo strumento fondamentale che ci consente di osservare l'universo è la radiazione proveniente dalla miriade di corpi di cui è popolato. Comprendere i meccanismi fisici che portano alla sua produzione è quindi molto importante per un astronomo. In questo elaborato ci si soffermerà sui processi radiativi che avvengono all'interno delle galassie a spirale. Dopo una breve introduzione della loro struttura macroscopica, si passerà a descrivere il mezzo interstellare presente al loro interno e le sue proprietà fisiche. In seguito si discuterà l'emissione di radiazione nelle varie bande dello spettro elettromagnetico, con una descrizione sommaria dei processi fisici associati. Infine, si descriverà brevemente una caratteristica che contraddistingue le galassie a spirale: le emissioni dovute a processi di formazione stellare.

1. Morfologia delle galassie a spirale

Le galassie a spirale sono un tipo di galassia appartenente alla classificazione di Hubble. Il loro nome si deve alla loro caratteristica struttura a spirale, la quale si estende dal centro fino ai limiti del disco galattico. Sono a loro volta suddivise in 2 sub-categorie, le spirali e le spirali barrate. Queste ultime sono caratterizzate dalla presenza di una barra di stelle che attraversa l'intero disco. La loro categorizzazione avviene in letteratura tramite la sigla S per le spirali e SB per le spirali barrate. Questa viene poi seguita da una lettera minuscola (a, b o c) che ne fornisce un'ulteriore classificazione in base a 3 parametri strutturali:

- dimensione e luminosità del bulge;
- avvolgimento più o meno stretto dei bracci galattici attorno al bulge;
- presenza di sottostrutture risolte nei bracci (ammassi stellari, nebulose, polveri, ecc.).

La struttura delle galassie a spirale è complessa, ma è anche importante per capire in che modo avviene l'emissione di radiazione da parte delle sue varie componenti. Iniziamo precisando che sono composte fondamentalmente da 3 elementi principali:

- **Bulge:** la regione centrale, caratterizzata da un'enorme densità stellare rispetto al resto della galassia e, conseguentemente, dalla presenza di gas estremamente caldo. Nel suo centro è presente un buco nero supermassiccio, di massa circa un millesimo della massa totale del bulge.
- **Disco:** la struttura che più contraddistingue le galassie a spirale. Consiste in un disco formato da stelle e mezzo interstellare, con uno spessore di meno di un Kpc e un diametro di decine di Kpc. I bracci che lo attraversano sono regioni caratterizzate da una densità più alta rispetto ai dintorni. Essi non vanno intesi come bracci materiali, bensì come onde di densità che comprimono la materia che attraversano (stelle, gas, polveri, etc.). Al loro passaggio si possono formare onde shock che hanno poi un'influenza sulla formazione stellare all'interno della galassia stessa. Le stelle che compongono questa sezione tendono ad essere giovani, proprio grazie ai meccanismi di formazione stellare che la caratterizzano.
- **Alone:** la parte più esterna che avvolge l'intera galassia. In esso si possono trovare principalmente stelle vecchie, ammassi globulari, gas freddo e materia oscura. La densità stellare in questa regione è, chiaramente, esigua.

2. Mezzo interstellare (ISM)

Il mezzo interstellare (**ISM**) è l'insieme del gas e delle polveri che occupano lo spazio compreso tra le stelle all'interno di una galassia. Iniziamo con il descrivere queste 2 componenti in maniera più dettagliata.

- **Gas:** rappresenta circa il 5-10% della massa totale della galassia, una percentuale che tende ad aumentare spostandosi verso destra nella sequenza di Hubble. La sua distribuzione di densità è inversamente proporzionale alla distanza dal centro galattico e si estende anche oltre al confine visibile del disco. Nelle galassie a spirale il gas è composto da atomi di **H**(90%), **He**(9%) ed elementi più pesanti, indicati con **Z**(1%). Esso ricopre un ruolo fondamentale nei processi di formazione stellare all'interno delle galassie a spirale, dato che è proprio nelle regioni occupate da gas molecolare freddo e con una densità sufficientemente alta che il collasso gravitazionale può avvenire, formando protostelle. La densità media numerica è di circa 1 cm^{-3} .
- **Polvere:** composta principalmente da grani di grafite, silicati, olivina e altri metalli. Hanno dimensioni tipiche dell'ordine dei micrometri e sono assorbitori efficaci di radiazione a λ minore della loro dimensione. Si trovano a temperature comprese tra 30 e 100 K e sono una frazione molto piccola dell'**ISM**($\sim 1\%$). Una volta assorbita la radiazione, la riemettono come un corpo grigio, con un'emissività inferiore all'unità e con un notevole picco nella regione dell'infrarosso. Proprio per le sue proprietà da assorbitore, la polvere va tenuta in considerazione nel momento in cui si trattano frequenze osservative che possono essere assorbite da essa. Per lunghezze d'onda sufficientemente lunghe l'effetto è quasi trascurabile, ma per la luce corrispondente al colore blu e frequenze superiori si deve tener conto della sua presenza lungo la linea di vista dell'osservatore.

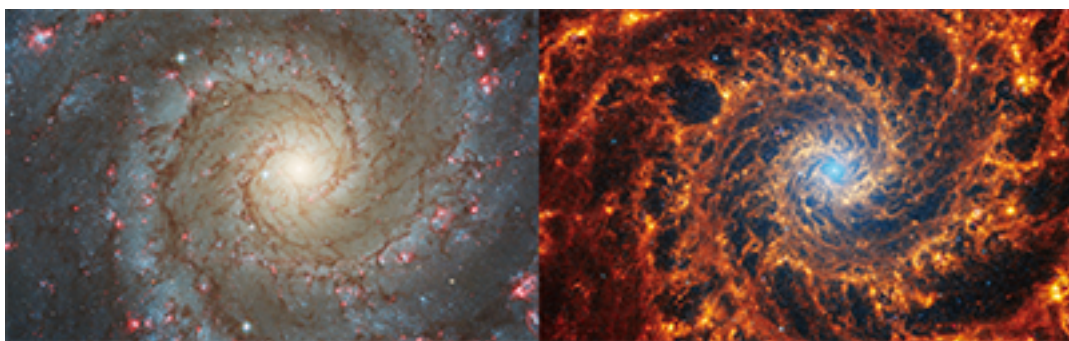


Figura 2.1: Confronto tra immagini della galassia NGC 628. L'immagine a sinistra è stata realizzata dal telescopio spaziale Hubble, mentre quella a destra dal JWST. Il telescopio Hubble effettua osservazioni nella banda ottica, a differenza del JWST che combina osservazioni nella banda infrarossa vicina/centrale. Le zone che appaiono scure per Hubble sono regioni dove la luce visibile viene estinta dagli effetti delle polveri. Proprio per questo le stesse regioni osservate tramite il JWST appaiono brillanti, data l'emissione infrarossa da parte della polvere. Fonte:[7]

In base alla sua temperatura e densità, l'ISM è diviso in 4 categorie, chiamate **fasi dell'ISM**:

- *Hot Ionized Medium (HIM)*
- *Warm Ionized Medium (WIM)*
- *Warm Neutral Medium (WNM)*
- *Cold Neutral Medium (CNM)*

Nel caso delle galassie a spirale, tutte e 4 le fasi possono essere osservate in varie regioni: HIM nel bulge, WIM attorno a stelle calde e massive di tipo OB (emettitrici di intensa radiazione UV), WNM nelle regioni di fotodissociazione e CNM nelle regioni di formazione stellare (i bracci) ma anche attorno a buchi neri, essendo più soggetto a campi gravitazionali intensi rispetto alle fasi più calde.

Vediamo adesso di descrivere brevemente ognuna delle fasi, evidenziando le proprietà radiative di ognuna di esse.

2.1 Hot Ionized Medium

Con temperature dell'ordine di $10^6 - 10^7$ K e densità $n < 10^{-2} \text{cm}^{-3}$, l'HIM è caratterizzato da tempi di raffreddamento molto lunghi. Proprio per questo esso costituisce una porzione considerevole dell'ISM.

I meccanismi principali che forniscono l'energia necessaria per raggiungere queste temperature sono onde d'urto originate da supernovae e venti stellari violenti. A queste temperature si ha, chiaramente, la completa ionizzazione del gas, il quale emette la propria energia interna principalmente tramite *bremstrahlung termica* nella regione dei raggi X. Man mano che il gas si raffredda si ha emissione tramite processi secondari, come la ricombinazione free-bound (la quale emette nei raggi X soffici, cioè con $E \sim 1.5 \text{KeV}$) e transizioni bound-bound (che emettono nell'ottico). Inoltre, nei resti di supernova si ha anche emissione radio tramite il processo di sincrotrone, prodotta da elettroni accelerati a velocità ultra-relativistiche.

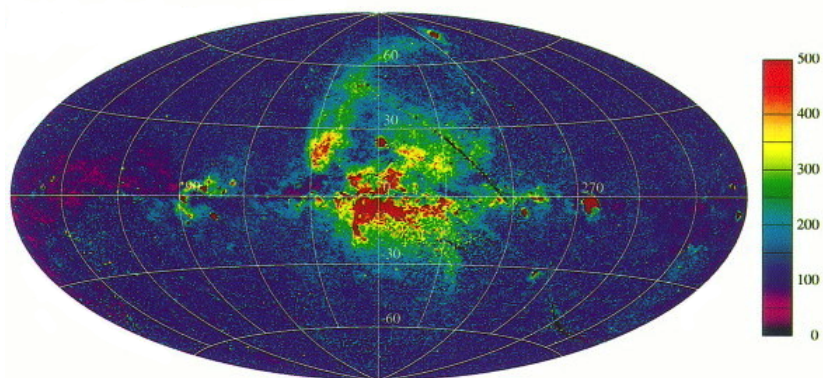


Figura 2.2: mappa del HIM della nostra galassia, ripresa dal satellite ROSAT nella banda X

2.2 Warm Ionized Medium

Il WIM si trova a una temperatura di circa 10^4 K, che è proprio quella tipica della ionizzazione dell'idrogeno e dell'elio. Ha una densità di circa $n \sim 1 - 10^3 \text{cm}^{-3}$.

L'energia necessaria per effettuare la ionizzazione proviene solitamente dall'emissione radiativa intensa da parte di stelle calde e massive (OB), le quali si trovano solitamente nelle regioni di formazione stellare (**SFR**). Una particolarità interessante di questa fase del mezzo interstellare è l'equilibrio tra foto-ionizzazione e ricombinazione, proprio grazie alla temperatura alla quale si trova.

In generale, si può trovare WIM in tutte quelle regioni dove i campi di radiazione ultravioletta sono particolarmente intensi, come i centri galattici. Il meccanismo di emissione principale è la bremsstrahlung, che fornisce la base dello spettro continuo, al quale si aggiungono le emissioni secondarie da parte di processi in riga dovute alla presenza di H e O. Questo permette di rilevare la sua presenza sia nella banda ottica (righe di emissione) sia nella regione radio/IR/submm (bremsstrahlung).



Figura 2.3: immagine della Nebulosa Anello, realizzata tramite la NIRCам(Near-InfraRed Camera) a bordo del JWST. Il colore blu-verde delle parti interne della nebulosa è dovuto alle emissioni in riga del OIII (495.7-500.7 nm). Fonte:[8]

2.3 Warm Neutral Medium

Nel WNM le temperature tipiche vanno da 10^2 K a 10^4 K e le densità si aggirano intorno a valori di $n \sim 0.1 \text{ cm}^{-3}$. Esso rappresenta circa il 30-60% del volume totale dell'ISM ed è costituito principalmente da idrogeno atomico (HI), il quale può essere ionizzato da radiazione UV/X diffusa o assorbire raggi cosmici a bassa energia.

L'emissione più rilevante di questo mezzo è la *riga a 21 cm*, una riga di emissione che corrisponde alla transizione iperfine nel livello energetico fondamentale dell'atomo di idrogeno. Nonostante sia difficile da rilevare in laboratorio, essendo una transizione proibita (avviene mediamente ogni 10^7 anni per un singolo atomo), essa ricopre un ruolo fondamentale nelle osservazioni. Non solo è capace di attraversare le polveri interstellari, per quanto detto prima, ma è anche utile per determinare lo spostamento Doppler della regione che stiamo osservando, dato che conosciamo la sua frequenza a riposo. In questo modo possiamo determinare la velocità a cui ruota una galassia a spirale, ammesso che non sia face-on chiaramente.

2.4 Cold Neutral Medium

Composto principalmente da idrogeno molecolare, CO e altre molecole, ma anche da una frazione di idrogeno atomico (HI), il CNM si trova solitamente nelle SFR (come i bracci galattici) e si estende anche oltre alle regioni popolate da stelle.

Caratterizzato da una temperatura fredda, intorno ai 10 – 100 K, e una densità che va da $n \sim 1 - 10 \text{ cm}^{-3}$ per l'idrogeno atomico a $n > 10^{2-3} \text{ cm}^{-3}$ per quello molecolare. Le nubi di CNM molecolare, grazie alla loro densità, sono fortemente autogravitanti, il che può provocare un collasso della nube stessa con la conseguente formazione di una protostella.

Il CNM viene generalmente rivelato tramite le righe di emissione in banda radio/mm/submm.

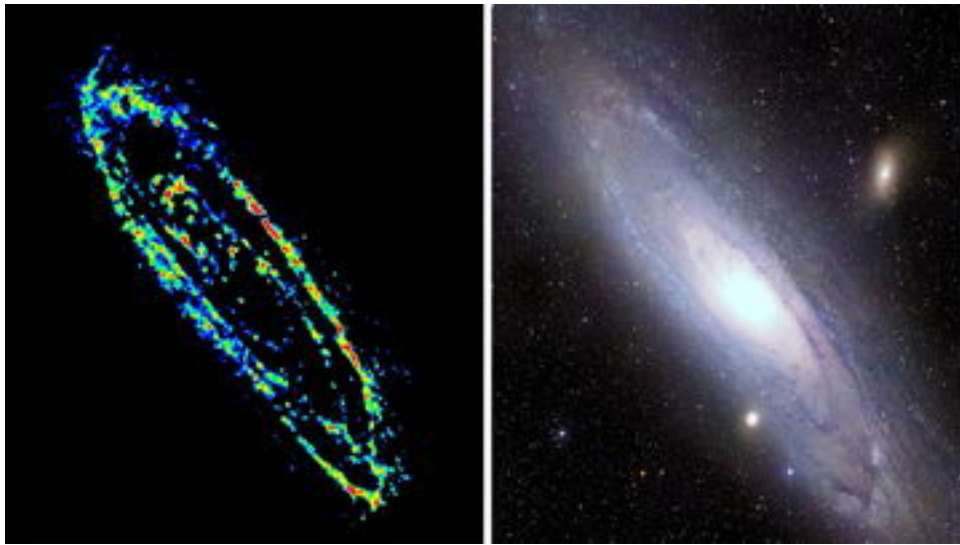


Figura 2.4: galassia di Andromeda (M31), a destra nell'ottico, a sinistra la distribuzione del gas freddo

3. Spettro di emissione delle galassie a spirale

La comprensione dei meccanismi di emissione da parte di vari tipi di sorgenti cosmiche è fondamentale nell'astronomia osservativa. Infatti, è proprio analizzando la radiazione emessa dalla fonte che stiamo considerando che possiamo determinare quali processi l'hanno prodotta e le caratteristiche del mezzo che ha dovuto attraversare prima di giungere a noi. Iniziamo con il definire i due tipi di processi che andiamo a considerare:

- **Processi nel continuo:** i fotoni emessi da questa tipologia di processi sono distribuiti su un ampio intervallo di frequenze, formando per l'appunto uno spettro continuo. Sono a loro volta suddivisi in:
 - *processi termici:* caratterizzati dalla distribuzione di Maxwell-Boltzmann, descritta dalla formula
$$f(v)dv \sim v^2 \exp\left(-\frac{mv^2}{2kT}\right)dv$$
Esempi di processi di questo tipo sono la radiazione di corpo nero e la bremsstrahlung termica.
 - *processi non termici:* la distribuzione dei fotoni segue una legge di potenza. I processi di questo tipo sono la radiazione di sincrotrone, compton inverso e bremsstrahlung relativistica.
- **Processi in riga:** i fotoni emessi da questi processi sono discreti, cioè corrispondono a frequenze (e quindi energie) ben definite. Sono originati da transizioni elettroniche tra livelli energetici atomici, generando righe di emissione o di assorbimento.

Andiamo ora a vedere, banda per banda, tramite quali meccanismi avviene la produzione di radiazione da parte delle galassie a spirale.

3.1 Radio

L'emissione radio nelle galassie a spirale è originata principalmente da due processi: sincrotrone e transizione iperfine dell'idrogeno neutro, la quale emette radiazione alla lunghezza d'onda caratteristica di 21 cm. Si tratta rispettivamente di un processo nel continuo e di un processo in riga. Vediamo di descriverne le caratteristiche principali.

3.1.1 Sincrotrone

La radiazione di sincrotrone è prodotta dall'interazione da parte di cariche a velocità ultrarelativistiche con un campo magnetico. A causa di fenomeni relativistici, l'isotropia della radiazione viene persa e si ha un'emissione concentrata in un cono di semiapertura γ^{-1} . Tramite la formula di Larmor possiamo determinare la potenza che una singola particella carica emette:

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

Considerando l'emissione da parte di elettroni, i quali sono più facili da accelerare data la loro massa, e considerando $\beta \sim 1$, possiamo esprimerla numericamente come:

$$P = 1.62 \cdot 10^{-15} \gamma^2 H^2 \sin^2(\theta) \text{ erg s}^{-1}$$

Limitandoci alla radiazione emessa da un singolo elettrone, l'emissione avviene ad una frequenza caratteristica, detta *frequenza caratteristica di sincrotrone*:

$$\nu_s [\text{GHz}] \sim 4.2 \cdot 10^{-9} \gamma^2 H [\mu\text{G}]$$

Questa relazione è molto importante, in quanto ci permette di ottenere una stima approssimativa del campo magnetico nella regione che stiamo osservando una volta determinati frequenza caratteristica e fattore di Lorentz. Solitamente, si hanno le condizioni necessarie per avere radiazione di sincrotrone nelle radiogalassie, nelle quali si ha un nucleo centrale attivo (**AGN**) che produce jet di materia che si estendono su distanze considerevoli (~ 100 Kpc) e formano cosiddetti hot spot, zone ad altissima temperatura che producono elettroni ultra-relativistici.

3.1.2 Riga a 21 cm

L'idrogeno neutro (HI) è presente abbondantemente all'interno delle galassie a spirale, concentrandosi nelle regioni più fredde (WNM e CNM). Senza l'intervento di radiazione esterna, l'atomo di idrogeno neutro può spontaneamente emettere radiazione tramite una transizione iperfine del suo unico elettrone, il quale passa da una configurazione più energetica ad una con un'energia leggermente inferiore. Questo è dovuto all'interazione tra gli spin dell'elettrone e quello del nucleo, i quali possono trovarsi in sole due possibili configurazioni, parallela o anti-parallela, quest'ultima avente l'energia minore.

L'elettrone può spontaneamente cambiare la propria configurazione di spin, seppur con una probabilità estremamente bassa. Proprio per questa ragione, in fisica quantistica questa transizione viene definita proibita, il che non significa necessariamente che questo processo non possa avvenire. Con masse sufficientemente grandi di idrogeno neutro, quindi con un numero sufficiente di atomi che possono effettuare questa transizione, si può osservare l'emissione di radiazione ad una frequenza ben precisa, che corrisponde proprio alla differenza energetica tra le due configurazioni possibili.

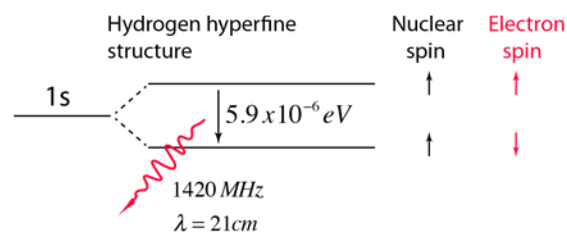


Figura 3.1: schema della transizione iperfine che produce la riga a 21 cm

La differenza di energia fra i due livelli iperfini é:

$$h\nu = 5.9 \cdot 10^{-6} \text{ eV}$$

che equivale ad una lunghezza d'onda di 21 cm. Per quanto riguarda i tempi di emissione, se si considera puramente come un processo di decadimento radiativo, il tempo medio affinché avvenga sarebbe di $t_{rad} = 10^7 \text{ yr}$. Ma grazie all'elevata densità numerica degli atomi, almeno per gli standard astrofisici, il processo di decadimento collisionale è favorito, riducendo il tempo caratteristico per la transizione a $t_{coll} \sim 300 \text{ yr}$. Questo ci permette di avere un'emissione in riga piuttosto sostanziale, consentendoci di misurarla con precisione tramite l'uso di radiotelescopi.

Sono da notare due principali caratteristiche di questa emissione:

- come detto in precedenza, trattandosi di un processo in riga che avviene ad una precisa frequenza, possiamo misurare la discrepanza tra la lunghezza d'onda alla quale la osserviamo e quella ricavata dalla teoria. Questo ci permette di ottenere lo spostamento Doppler della riga stessa e, conseguentemente, la velocità relativa del soggetto osservato. Per quanto riguarda le galassie a spirale, si tratta di un metodo utile per determinare la velocità di rotazione del disco galattico, costruendone la cosiddetta *curva di rotazione*;
- per quanto detto prima, questa emissione non viene alterata in maniera significativa dalla presenza di ammassi di polveri lungo la linea di vista, proprio grazie alla sua bassa frequenza. Ciò ci permette di osservare questa firma radiativa in maniera chiara e senza l'interferenza da parte delle nubi che compongono il mezzo interstellare della galassia stessa.

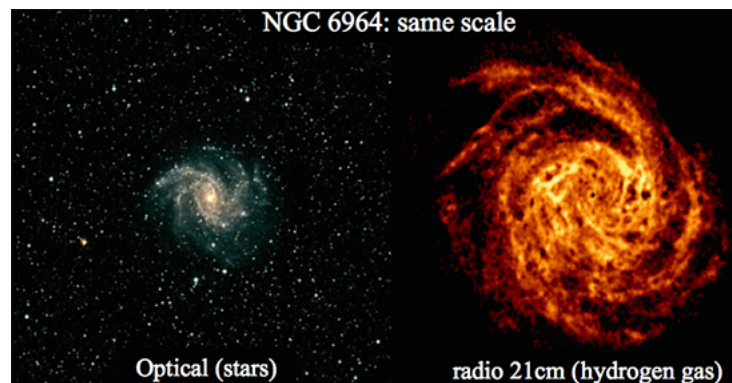


Figura 3.2: confronto tra l'osservazione nell'ottico e quella a 21 cm per la galassia NGC 6964. Come si può vedere, l'emissione nel visibile evidenzia una struttura stellare piuttosto compatta. Tuttavia, andando ad osservare la riga a 21 cm, possiamo vedere l'enorme estensione della massa di idrogeno neutro.

3.2 Infrarosso

L'emissione infrarossa (IR) nelle galassie a spirale è dovuta principalmente alle polveri e alle giganti rosse. In generale, la radiazione IR è tipica di corpi piuttosto freddi come nane brune, nuclei galattici attivi e protostelle.

I grani di polvere interstellare sono in grado di assorbire la radiazione ad alta frequenza e rimetterla sotto forma di radiazione infrarossa: proprio per questo le nubi di polveri sono le principali responsabili dei fenomeni di estinzione della radiazione. Inoltre, durante i processi

di formazione stellare, l'addensamento della nube che si trova in fase di collasso gravitazionale fa sì che la radiazione emessa dalla protostella nascente sia fortemente offuscata da questo particolare meccanismo.

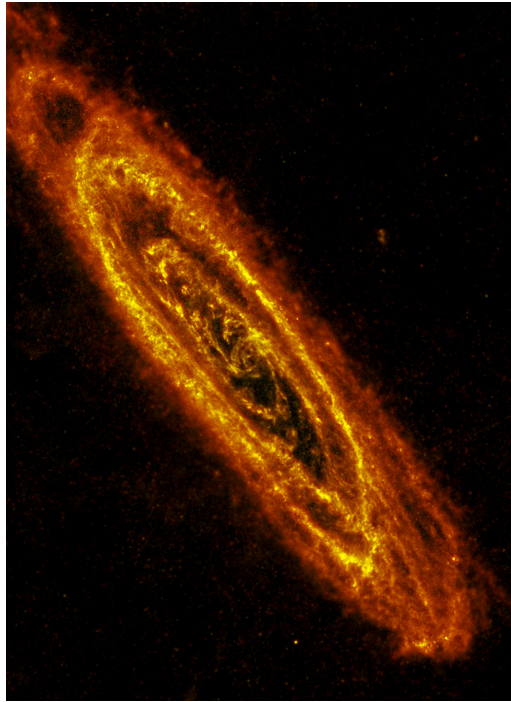


Figura 3.3: immagine della galassia di Andromeda, osservata nell'infrarosso, ottenuta tramite il telescopio spaziale Herschel. Sono ben evidenti gli anelli di polvere che circondano il centro galattico. Fonte:[9]

3.3 Banda Ottica

Nella banda ottica l'emissione è dominata dalle stelle, le quali emettono nel continuo in maniera simile ad un corpo nero. Osservando lo spettro di una singola stella possiamo individuare righe di emissione e assorbimento, in parte dovute all'atmosfera della stella stessa ma anche ai mezzi che la radiazione deve attraversare prima di giungere a noi.

Trattandosi di lunghezze d'onda maggiori delle dimensioni tipiche dei granuli di polvere, la radiazione ottica risente della presenza di eventuali nubi, le quali possono sia assorbire che riflettere la luce proveniente dalla sorgente d'interesse. Questo concetto si applica anche a tutte le bande che saranno trattate di seguito. Anche le regioni di idrogeno ionizzato (HII), presenti solitamente nei bracci delle galassie a spirale, emettono nella banda ottica.

3.3.1 Radiazione di Corpo Nero

Un corpo nero è un corpo ideale in grado di assorbire tutta la radiazione incidente senza rifletterla, per poi riemetterla in uno spettro continuo. Si può interpretare come un corpo cavo delimitato da una superficie che confina la radiazione al suo interno. Una volta che viene raggiunto l'equilibrio termico, si immagina di praticare un piccolo foro per osservare la radiazione senza perturbarne l'equilibrio. L'intensità di questa radiazione dipende solo

dalla temperatura, secondo la *funzione di Plank*:

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

dove h è la costante di Plank, c è la velocità della luce e k è la costante di Boltzmann. Operando su questa funzione si possono ottenere alcune relazioni importanti:

- derivandola e ponendo il risultato uguale a zero, per trovarne il massimo, si ricava la *Legge dello spostamento di Wien*:

$$\nu_{max}[\text{Hz}] = 5.88 \cdot 10^{10} T[\text{K}]$$

- integrandola su tutte le frequenze, trovando quindi un'espressione che dipende solo dalla temperatura, si ottiene la *Legge di Stefan-Boltzmann*, che esprime l'energia $u(T)$ irradiata per unità di tempo e superficie:

$$u(T) = \sigma T^4$$

dove σ è la costante di Stefan-Boltzmann.

In natura un corpo nero, essendo un concetto ideale, non esiste. Tuttavia, quando si considera un corpo otticamente spesso come le stelle, si osserva uno spettro molto simile a quello ideale, permettendoci di applicare le relazioni appena descritte.

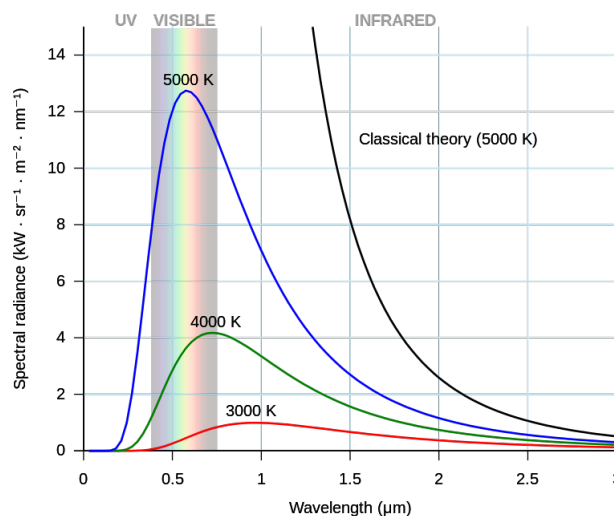


Figura 3.4: grafico della funzione di Planck al variare della temperatura

3.4 Banda UV

L'emissione nella banda UV delle galassie a spirale proviene principalmente da due fonti, il nucleo galattico (se attivo) e le stelle giovani e calde. Proprio per questo la banda UV è un'ottimo indicatore di processi di formazione stellare, permettendoci di individuare le SFR. Per osservare questa banda, così come per quella IR, si devono effettuare le osservazioni sopra all'atmosfera, dato che essa è opaca ad entrambe.

3.5 Raggi X

Le fonti principali di radiazione in banda X in una galassia sono il gas estremamente caldo (HIM) e le stelle binarie X. Nelle galassie a spirale l'HIM è concentrato nel bulge, dove le temperature raggiungono i 10^{7-8} K ed il gas si raffredda prevalentemente tramite bremsstrahlung termica. Inoltre, nelle stelle binarie X, che consistono in un sistema binario formato da una stella "donatrice" e una stella di neutroni o un buco nero, la differenza di densità tra i due corpi genera un flusso di materia che parte dalla stella donatrice e si raccoglie in un disco di accrescimento attorno all'altro corpo. L'energia gravitazionale così rilasciata viene emessa sotto forma di raggi X, con un'efficienza simile a quella dei processi di accrescimento negli AGN. Esiste anche un altro processo che può produrre fotoni in banda X, l'*Inverse Compton*, ma verrà trattato più nel dettaglio nella sezione dedicata ai raggi gamma.

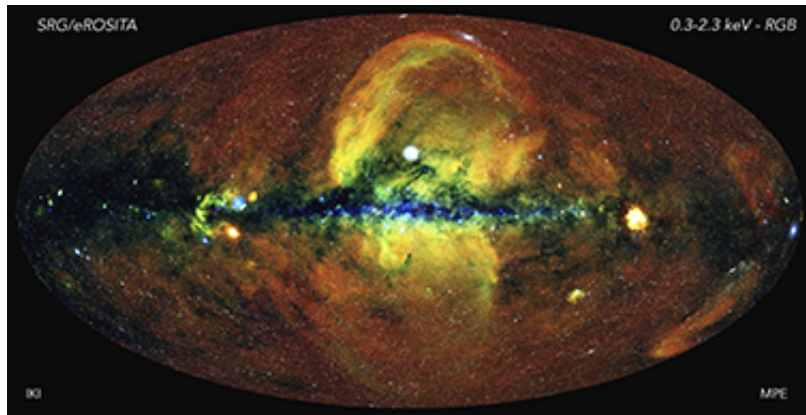


Figura 3.5: immagine della Via Lattea realizzata dal telescopio spaziale eROSITA nella banda X. La colorazione artificiale corrisponde alle energie dei fotoni, nella comune scala di colori del visibile.

3.5.1 Bremsstrahlung Termica

La Bremsstrahlung (radiazione di frenamento) è la radiazione prodotta quando una particella carica, entrando nel campo coulombiano di un'altra, viene deviata a causa della forza che quest'ultima esercita su di essa. Durante questa interazione la particella deviata perde parte della propria energia, che viene emessa sotto forma di radiazione. Dalla formula di Larmor, possiamo ricavare la potenza emessa dalla carica deviata:

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

Dalle leggi di Newton, a parità di forza una massa piccola viene accelerata di più di una massa grande, perciò possiamo limitarci a considerare solo il caso di un elettrone che viene deviato da uno ione di carica positiva $+Ze$. Dalla legge di Coulomb si ha:

$$F(t) \simeq -\frac{Ze^2}{x(t)^2} \Rightarrow a(t) = \frac{Ze^2}{mx(t)^2}$$

Indicando con b il parametro di impatto, definito come la distanza minima tra ione ed elettrone, e supponendo che l'interazione abbia inizio quando l'elettrone si trova ad una distanza

b dal punto di minima distanza, possiamo definire il tempo di interazione come:

$$\Delta t = \frac{2b}{v}$$

A distanze maggiori di b l'emissione cala molto rapidamente ($a \sim x(t)^{-2}$), perciò possiamo considerare solo l'accelerazione massima, che si ha proprio per la distanza minima (b).

Con queste considerazioni, l'energia totale emessa in una singola collisione di durata Δt è:

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

Si può notare come l'energia diminuisca all'aumentare di b e v . Andando ad osservare il fenomeno più nel dettaglio, si nota che in realtà l'elettrone subisce la massima accelerazione una sola volta durante il suo percorso. Di conseguenza la radiazione viene emessa in un impulso di durata Δt . Effettuando l'analisi di Fourier di questo impulso troviamo la distribuzione spettrale della radiazione in funzione della frequenza ν .

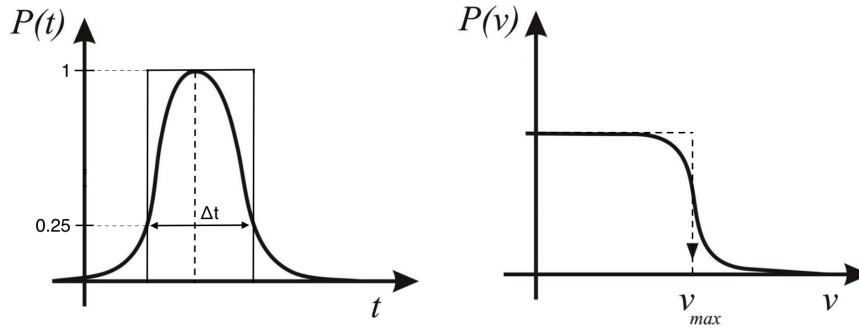


Figura 3.6: grafico della potenza emessa da un singolo evento di bremsstrahlung

Si nota dalla figura 3.6 come la potenza emessa rimanga costante fino ad una certa frequenza, detta *frequenza di cut-off*, per poi decadere esponenzialmente a zero.

Considerando ora un plasma formato da elettroni e ioni di densità numerica n_e e n_z rispettivamente, introduciamo la distribuzione di Maxwell-Boltzmann nella trattazione delle velocità, per ricavare l'emissività specifica del plasma considerato:

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

Il termine \bar{g}_{ff} è noto come *fattore di Gaunt* e non è nient'altro che un fattore correttivo derivante dalla trattazione quantistica del processo.

Integrando l'emissività specifica su tutte le frequenze si ottiene l'emissività totale:

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

Si può notare come l'esponente del termine di temperatura cambi segno in seguito all'integrazione: questo significa che all'aumentare della temperatura l'emissività specifica diminuisce, mentre quella totale aumenta.

3.6 Raggi Gamma

I fotoni della banda gamma che osserviamo provenire dalle galassie a spirale sono prodotti tramite 3 processi: collisione di Raggi Cosmici con l'ISM, Bremsstrahlung relativistica e Inverse Compton (IC). Di questi, i raggi cosmici sono di gran lunga i produttori principali, mentre l'IC ricopre un ruolo di minore importanza.

3.6.1 Raggi Cosmici

I raggi cosmici sono particelle ad alta energia che viaggiano a velocità ultra-relativistiche. Possono essere:

- atomi completamente ionizzati (nuclei);
- protoni;
- elettroni e positroni;
- fotoni.

Circa il 98% dei raggi cosmici sono composti da protoni e nuclei, mentre solo il 2% è composto da leptoni. Dei primi, circa 87% sono protoni, 12% nuclei di elio ed il restante 1% sono nuclei pesanti. La loro energia è distribuita su quattordici ordini di grandezza, da 0.511 MeV a 10^{14} MeV .

Si possono dividere in due componenti:

- *componente primaria*: formata principalmente da protoni, nuclei di elio ed elementi pesanti, con solo una piccola frazione di elettroni;
- *componente secondaria*: formata da particelle originate dalla collisione ad alta energia dei raggi cosmici primari con le molecole che compongono l'atmosfera terrestre. Da questi urti vengono prodotti leptoni, anti-particelle e fotoni. Questa componente si può anche generare nel mezzo interstellare.

Lo spettro formato dalla distribuzione di energia dei raggi cosmici ha un andamento tipico di una legge di potenza con una pendenza che chiameremo γ :

$$\frac{dN}{dE} = E^{-\gamma}$$

Con $\gamma \simeq 2.7$ fino a circa $5 \cdot 10^{15} \text{ eV}$, per poi diventare più ripido con $\gamma \simeq 3.1$ a circa $3 \cdot 10^{18} \text{ eV}$. Dalla collisione di raggi cosmici primari con l'atmosfera si producono principalmente pioni, tra cui il π^0 , che decade in due fotoni:

$$\pi^0 \rightarrow 2\gamma$$

Avendo i pioni neutri un'energia di massa di $135 \text{ MeV}/c^2$, ognuno dei fotoni prodotti avrà un'energia pari alla metà di questo valore. Usando la relazione $E = h\nu$, si ottiene che i fotoni prodotti avrebbero frequenza di poco inferiore alla banda gamma, ma per quanto detto prima queste particelle viaggiano a velocità ultra-relativistiche, ponendo le frequenze dei fotoni prodotti ben oltre la soglia per essere considerati radiazione gamma.

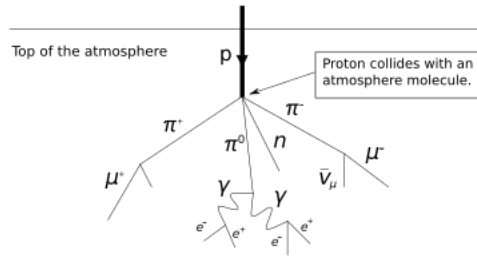


Figura 3.7: schema riassuntivo dell'impatto di un raggio cosmico primario con una molecola atmosferica

3.6.2 Bremsstrahlung Relativistica

Quando gli elettroni di un plasma possiedono velocità relativistiche, la distribuzione delle energie (e quindi delle velocità) cambia. Considerando abbondanze cosmiche ($\langle Z \rangle = 1.3$), l'emissività dipende dalla velocità v ed è data da:

$$J_{br,rel}(v, \nu) \approx 5 \cdot 10^{-42} n_e n_z$$

Per trovare lo spettro di emissione, si integra sulle energie considerando il caso in cui gli elettroni abbiano una distribuzione di energia a legge di potenza del tipo

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

che risulta nella seguente relazione:

$$J_{br,rel}(v) \sim v^{-\delta+1}$$

Non solo la dipendenza di temperatura è completamente assente (essendo un processo non termico), ma si nota anche che lo spettro risultante segue anch'esso una legge di potenza, di indice spettrale $-\delta + 1$.

3.6.3 Inverse Compton

A differenza dei processi visti finora, l'Inverse Compton è un processo di scattering. Esso consiste in un elettrone ad alta energia che interagisce con un fotone ad energia inferiore, cedendogli energia. L'energia acquisita dal fotone dipende dall'angolo a cui avviene l'urto; nel caso di urto frontale si ha il massimo trasferimento e l'energia finale del fotone vale:

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

Vediamo quindi che l'energia di un fotone può aumentare considerevolmente, dato che è proporzionale al fattore di Lorenz dell'elettrone (che è relativistico/ultra-relativistico) al quadrato. Con valori di $\gamma \sim 10^3$ si ha che i fotoni ottici aumentano la loro energia fino a diventare fotoni gamma.

Questo processo può influenzare anche fotoni meno energetici chiaramente, come ad esempio quelli della banda IR, energizzandoli fino alla banda X.

4. Emissioni caratteristiche di Star Formation

Uno dei fenomeni osservabili più affascinanti che avviene all'interno delle galassie a spirale è la formazione stellare (**SF**). Tramite processi gravitazionali, dense nubi molecolari collassano per effetto della loro stessa forza gravitazionale, raggiungendo densità locali sufficienti per innescare processi di fusione nucleare.

L'osservazione delle fasi iniziali di questi processi è attuabile solo in banda infrarossa, dato che le frequenze più elevate (come la banda ottica) sono estinte dalla polvere della nube stessa. Tuttavia, la nostra atmosfera è opaca alla maggior parte delle frequenze nell'infrarosso, rendendo necessario condurre le osservazioni tramite telescopi spaziali. In quest'ambito si fa presente il satellite WISE (*Wide-field Infrared Survey Explorer*), lanciato dalla NASA nel 2009.

Il collasso solitamente comincia quando una perturbazione esterna, come ad esempio un'onda shock generata dall'esplosione di una supernova vicina, crea disomogeneità locali all'interno della nube. Queste zone più dense accrescono ulteriormente la propria massa dalla nube circostante, fino a quando la loro pressione interna non riesce più a contrastare la forza di gravità.

Durante la conseguente contrazione, metà dell'energia gravitazionale viene trasformata in energia termica interna e l'altra metà viene emessa sotto forma di radiazione. Questo è dovuto al *teorema del Viriale*:

$$2T + V = 0$$

Questa fondamentale relazione ci dice che una variazione negativa dell'energia potenziale, come quella che si ha nel caso di una contrazione, è spesa per metà nell'aumentare l'energia cinetica interna, mentre l'altra metà verrà irradiata. Quest'ultimo concetto deriva semplicemente dal fatto che l'energia totale vale $U = K + V$.

Quando la temperatura diventa abbastanza elevata da riportare il sistema vicino all'equilibrio, si ha un oggetto centrale noto come **protostella**. Nel momento in cui la contrazione si conclude definitivamente, si ha l'innescamento delle reazioni di fusione dell'idrogeno, facendo finalmente entrare la protostella in sequenza principale.

Avendo chiara la loro evoluzione durante le fasi di formazione, si può notare come il gas circostante sia un elemento chiave durante l'intero processo. Proprio per questo, il metodo più usato per individuare le SFR è la ricerca di **eccessi infrarossi**, ovvero sorgenti che presentano una significativa firma IR nel loro spettro, dovuta alle polveri ancora presenti nei suoi dintorni.



Figura 4.1: immagine realizzata dal telescopio spaziale Hubble della Nebulosa di Orione, esempio tipico di una regione HII. Si tratta della SFR più vicina alla Terra, trovandosi a circa 412 parsec di distanza.

Bibliografia

- [1] E. Ceccotti, *Processi di radiazione e MHD*, appunti.
- [2] L. Ciotti, *Astrofisica extragalattica*, appunti.
- [3] M. Cuffiani, *Fisica nucleare e subnucleare*, appunti.
- [4] C. Gruppioni, *On the absorption and emission properties of interstellar dust grains*, dispense.
- [5] D. Dallacasa, *Processi di radiazione e MHD*, dispense e appunti.
- [6] F. R. Ferraro, *Astrofisica Stellare*, appunti.
- [7] Webb and Hubble's Views of Spiral Galaxy NGC 628
- [8] Webb captures detailed beauty of Ring Nebula (NIRCam image)
- [9] Andromeda Galaxy seen in infrared