

Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Astronomia

Caratteristiche principali dell'emissione di galassie a spirale

Tesi di laurea

Presentata da:

Francesco Pio Augelli

Relatore:

Chiar.mo Prof. Daniele Dallacasa

Sessione III

Anno accademico [2019-2020]

Sommario

L'Universo è comunemente definito come il complesso che racchiude tutto lo spazio e ciò che contiene, cioè la materia e l'energia, le particelle, i pianeti, le stelle e le galassie. Queste ultime possono essere pensate come le componenti macroscopiche del nostro Universo, di cui le galassie a spirali, ne ricoprono una parte. In questo elaborato si discuteranno i metodi che abbiamo a disposizione per studiare questi oggetti così complessi. Pertanto si parlerà della radiazione emessa dalle galassie, soffermandoci su quelle a spirale. Introduremo il problema discutendo brevemente sulla classificazione e morfologia delle galassie (Nel primo capitolo), successivamente si parlerà brevemente del mezzo interstellare (Nel secondo capitolo) e di come la sua presenza all'interno delle galassie a spirali sia importante per i processi radiativi che si osserveranno successivamente (Nel terzo capitolo).

Indice

Indice	3
1 Introduzione	4
1.1 Classificazione di Hubble	4
1.1.1 Cenni storici	4
1.1.2 Galassie Early-type e Late-type	4
1.2 Morfologia delle galassie a spirale	5
1.3 Fotometria delle galassie a spirale	6
2 Mezzo interstellare (ISM)	6
2.1 Composizione dell'ISM	6
2.1.1 Gas atomico	6
2.1.2 Gas molecolare	7
2.1.3 Polvere interstellare	7
2.1.4 Fasi dell'ISM	8
2.2 Hot Ionized Medium (HIM)	8
2.3 Warm Ionized Medium (WIM)	8
2.4 Warm Neutral Medium (WNM)	9
2.5 Cold Neutral Medium (CNM)	9
3 Processi di emissione	10
3.1 Banda Radio	10
3.1.1 Sincrotrone	11
3.1.2 Riga 21cm	12
3.2 Banda IR, ottico e UV	13
3.2.1 Banda IR	13
3.2.2 Banda Ottica	13
3.2.3 Corpo Nero	14
3.2.4 Banda UV	15
3.3 Banda X e Gamma	15
3.3.1 Bremsstrahlung Termica	15
3.3.2 Raggi Cosmici	16
3.3.3 Inverse Compton	17
Riferimenti bibliografici	18

1 Introduzione

L'Universo è un pozzo di informazioni utili per la fisica moderna. Ci svela informazioni nuove sulla materia che studiamo in funzione della banda con la quale lo osserviamo. Pertanto è molto importante osservare il cielo in tutte le frequenze in modo da poter guardare oltre tutto ciò che i nostri occhi riescono a osservare nell'ottico. Pertanto, per comprendere più a fondo ciò che accade nell'Universo, è importante studiare le galassie, poiché rappresentano i costituenti fondamentali che lo compongono. Inizieremo dunque la trattazione dell'argomento con una breve classificazione delle galassie.

1.1 Classificazione di Hubble

Le galassie sono oggetti legati gravitazionalmente, composti da stelle, polveri e gas interstellare. Esse ci permettono di tracciare la distribuzione della materia su larga scala. Le galassie, così come le vediamo nelle immagini, hanno forme molto varie, a volte semplici e a volte complicate.

1.1.1 Cenni storici

Nel 1926 Edwin Hubble, basandosi su delle considerazioni morfologiche, propose quello che doveva essere un diagramma evolutivo delle galassie, dove le galassie nascevano come "Early type" (le galassie ellittiche e lenticolari) per poi invecchiare e diventare galassie "Late type" (galassie a spirale e irregolari). Oggi sappiamo che non è più così. La classificazione è rimasta la stessa, e ovviamente le galassie hanno ereditato anche il nome "Early" e "Late". Tuttavia, ora siamo a conoscenza del fatto che in realtà questo non può essere un diagramma evolutivo, poiché le galassie ellittiche sono composte da stelle molto più vecchie rispetto alle galassie a spirale. Nella figura 1 possiamo notare la presenza anche delle galassie di tipo irregolare (Irr).

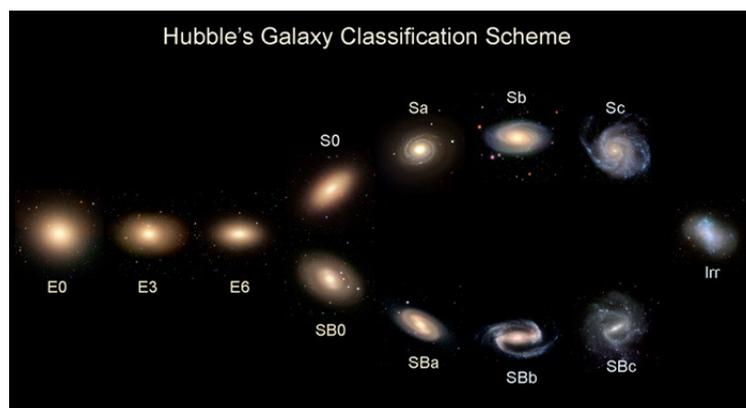


Figura 1: La figura mostra a sinistra le galassie *Early-type*, mentre a destra abbiamo le galassie *Late-type*

1.1.2 Galassie Early-type e Late-type

La classificazione di Hubble non si limita a distinguere le galassie ellittiche da quelle a spirale, ma ne distingue alcuni fattori come l'*ellitticità* nelle galassie ellittiche, e suddivide le

galassie a spirale in base a quanto sono avvolti i bracci attorno al bulge, sia per quelle barrate che per quelle non barrate.

- **Le galassie Early-type** sono tutte le galassie *ellittiche* e *lenticolari*, al cui interno vi è un Buco nero supermassiccio (di massa pari a un millesimo della massa della galassia ospitante). Le galassie ellittiche, vengono identificate con la lettera "E" preceduta da un numero intero. Questo numero ne definisce la parte intera dell'"*ellitticità*" moltiplicata per dieci, e indica di quanto è schiacciata la galassia ellittica. L'ellitticità è definita come $\epsilon=1-b/a$, dove b è il semiasse minore e a il semiasse maggiore. Tra le galassie "*Early-type*" rientrano anche le galassie *lenticolari*, ovvero quelle di tipo S0 ed SB0. Esse rappresentano un ibrido tra le galassie *ellittiche* e quelle a *spirale*.
- **Le galassie Late-Type** sono tutte le galassie a *spirali*, *spirali barrate* e *irregolari*. Come per le galassie Early-type, le spirali e spirali barrate presentano all'interno del loro Bulge un Buco nero supermassiccio (di massa pari a un millesimo della massa del bulge). Il ramo delle galassie a spirale si divide in due parti: il ramo delle spirali *Sa*, *Sb*, *Sc*, e il ramo delle spirali barrate *SBa*, *SBb*, *SBc*. È intuitivo il motivo alla base del fatto che le galassie a spirale si chiamino S, mentre il ramo delle spirali barrate si chiami SB. La lettera minuscola che precede le S e le SB, invece, indica quanto sono avvolti i bracci.

1.2 Morfologia delle galassie a spirale

La nostra galassia è una galassia piuttosto grande rispetto alle tipiche galassie a spirali, ed è una galassia di tipo SBb, grande circa 32,6 Kpc e una massa pari a $M = 6.82 \times 10^{11} M_{\odot}$. Le galassie a spirale, solitamente hanno dimensioni che variano dalle cinque alle decine di Kpc e masse che variano dalle $10^6 M_{\odot}$ alle $10^{12} M_{\odot}$.

Le galassie a spirale sono composte da :

- **Bulge**, la regione centrale delle galassie a spirali, e possiedono 1/6 della massa del disco. Le dimensioni del Bulge di una galassia a spirale, si riducono man mano che si avvanza lungo i rami delle galassie Late-type nella sequenza di Hubble, fino ad arrivare alle ultime galassie a spirale e spirale barrato. Esistono addirittura alcune galassie di tipo Late-type prive di Bulge (come ad esempio le irregolari). Il Bulge ricorda molto le caratteristiche delle galassie ellittiche. Infatti, al suo interno vi sono stelle di Popolazione II molto vecchie, pertanto, anche dall'immagine nella figura 1 si può notare il tipico colore rosso delle stelle più fredde. Come per le galassie ellittiche, all'interno del Bulge il mezzo interstellare presente è l'*Hot Ionized Medium*.
- **Disco**: è tipico delle galassie a spirale. I *bracci* delle galassie a spirale rappresentano la regione con maggiore concentrazione di massa. Il disco ha uno spessore di qualche Kpc per un diametro della decina di Kpc, all'interno del quale è possibile trovare il *Warm Neutral Medium*. I *bracci* rappresentano il luogo di nascita delle stelle di Popolazione I, e all'interno di essi si trovano polveri e *Warm Ionized Medium*.

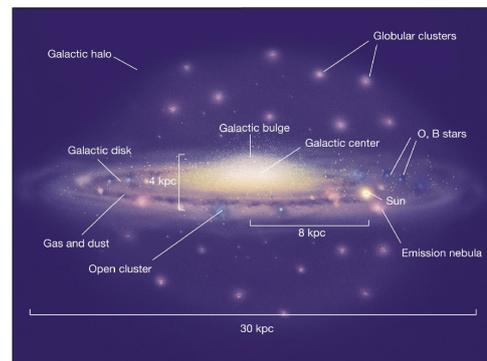


Figura 2: La figura mostra la struttura di una tipica galassia a spirale

- **Alone:** è la regione di spazio che ingloba tutto il disco galattico. Qui troviamo le stelle della Popolazione II, il *Cold Neutral Medium* e la materia oscura.

Del mezzo interstellare, le sue fasi e le sue proprietà se ne parlerà nel prossimo capitolo.

1.3 Fotometria delle galassie a spirale

Una legge empirica molto utile per determinare la luminosità bolometrica delle galassie a spirale è la "*relazione di Tully-Fisher*", che mette in relazione la Luminosità e la velocità rotazionale della galassia:

$$L \propto v^\alpha \quad \text{dove} \quad 3.5 \leq \alpha \leq 4.3$$

L'utilità di quest legge empirica sta nel fatto che è possibile ricavare la Luminosità intrinseca senza necessariamente conoscere la distanza, ma semplicemente conoscendo la misura accurata della velocità di rotazione della galassia dallo spessore della riga 21cm dell'atomo di idrogeno neutro (di cui si parlerà più avanti).

2 Mezzo interstellare (ISM)

Attualmente le osservazioni più importanti del mezzo interstellare vengono effettuate a lunghezze d'onda del radio e infrarosso, poiché il picco dell'emissione si trova spesso a queste lunghezze d'onda.

Una differenza importante che ha portato a fare la distinzione tra le galassie Early-Type e le Late-Type nella classificazione di Hubble è proprio l'ISM. L'interno delle galassie ellittiche infatti è quasi del tutto sprovvisto di ISM rispetto alle galassie a spirale che, al contrario, presentano tutte le fasi dell'ISM.

2.1 Composizione dell'ISM

La percentuale di materia occupata dall'ISM si aggira attorno al 5 – 10% della massa della galassia. L'ISM è formato da gas (90%H, 9%He e 1%Z), molecole (principalmente H_2 e CO) e polveri (distribuite principalmente lungo i bracci e favoriscono la nascita di nuove stelle).

2.1.1 Gas atomico

La componente atomica dell'ISM è principalmente formata da gas HI. Si tratta di gas freddo a una temperatura di 10-100 gradi Kelvin. La maggior parte dell'informazione viene da misure della riga a 21 cm. Osservazioni di numerose galasse hanno permettono di ricavare attraverso il flusso di HI, la massa e, dall'analisi dei profili di riga, la velocità radiale e l'ampiezza della velocità di rotazione di HI, e quindi del disco.

Alcune caratteristiche dell'HI:

- Distribuzione:
 - essendo un gas molto esteso, fino a (50-100) Mpc dal centro, viene usato anche per studiare la materia oscura;
 - sua cinematica può essere usata per tracciare il potenziale gravitazionale a grandi raggi.

- Cinematica:
 - ruota a velocità pressochè costante come mostra la figura 3
- Andamento con il tipo morfologico:
 - l'HI costituisce circa metà della massa barionica di una tipica galassia a spirale;
 - la frazione di gas HI è funzione del tipo di galassia nella classificazione di Hubble.

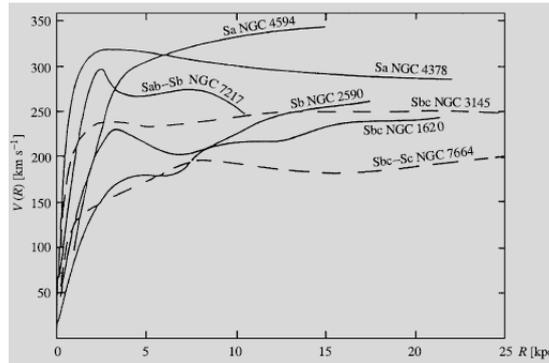


Figura 3: curva di rotazione di sette diverse galassie a spirali

2.1.2 Gas molecolare

La maggior parte del gas molecolare è in forma di H_2 e in parte in forma di CO ad una temperatura di circa 100K. La maggior parte dell'informazione è ricavata dalle transizioni rotazionali del CO in banda millimetrica.

2.1.3 Polvere interstellare

La polvere interstellare rappresenta circa l'1% dell'ISM, le sue temperature si aggirano dai 30K ai 100K. I grani di polvere hanno dimensioni dell'ordine del micrometro e sono assorbitori efficaci della radiazione con lunghezze d'onda minori delle loro tipiche dimensioni (come quella emessa nell'ottico e UV). È possibile studiare la polvere osservando l'*estinzione* presente nella banda visibile e UV. Con il termine *estinzione* si fa riferimento ai contributi dati dall'assorbimento e dallo scattering (diffusione).

Se si indica con $n(a)da$ la densità dei grani per unità di volume con raggio compreso tra a e $a + da$, è possibile calcolare l'**estinzione** a una data lunghezza d'onda λ con la seguente formula:

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

dove con L si indica la dimensione dell'oggetto che genera l'estinzione e $Q_{ext} = \frac{C_{ext}}{\pi a^2}$ rappresenta l'efficienza di estinzione, mentre C_{ext} è la sezione d'urto dei grani. La polvere si comporta come un *corpo grigio*, un oggetto che si comporta come un corpo nero, ma che possiede un'emissività inferiore all'unità (ovvero che non emette sottoforma di energia termica tutta la radiazione che assorbe) in quanto non è un assorbitore perfetto.

2.1.4 Fasi dell'ISM

Ora che è stata definita la composizione del mezzo interstellare, possiamo discuterne brevemente le fasi. Esistono quattro fasi dell'ISM che dipendono da condizioni quali la temperatura e la densità:

- Hot Ionized Medium (HIM) $\rightarrow T \approx (10^6 - 10^7) K$
- Warm Ionized Medium (WIM) $\rightarrow T \approx 10^4 K$
- Warm Neutral Medium (WNM) $\rightarrow T \approx (100 - 10^4) K$
- Cold Neutral Medium (CNM) $\rightarrow T \approx (10 - 100) K$

2.2 Hot Ionized Medium (HIM)

L'HIM è la fase più calda dell'ISM, con temperature che si aggirano attorno a $T \approx (10^6 - 10^7) K$, mentre le densità sono dell'ordine di $n < 10^{-2} cm^{-3}$ e si trova prevalentemente all'interno del Bulge. Venti stellari violenti e onde d'urto generate da esplosioni di supernove sono i principali responsabili del riscaldamento dell'ISM a queste temperature. I tempi di raffreddamento dell'HIM sono particolarmente lunghi, ciò fa sì che questa fase sia quella più diffusa all'interno della galassia. La fase iniziale di raffreddamento dell'HIM avviene tramite *Bremmstrahlung*, successivamente per ricombinazione (righe di emissione *free-bound*) di C_{IV} e O_{VI} nei raggi X soffici e processi *bound-bound* di H, He, C, e O nell'ottico.

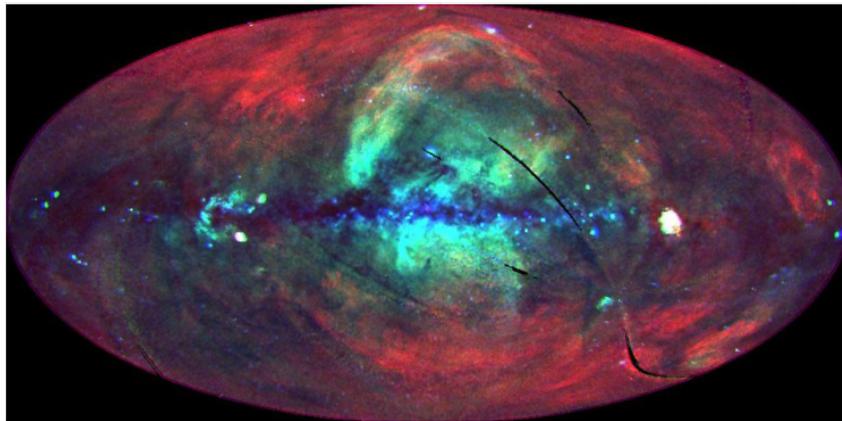


Figura 4: La figura mostra la distribuzione dei raggi X soffici nella nostra galassia, in rosso a 0,25 KeV, in verde a 0,75 KeV e in blu a 1,5 KeV.

2.3 Warm Ionized Medium (WIM)

Nel WIM le temperature arrivano a toccare quella della ionizzazione dell'atomo di idrogeno con $T \approx 10^4 K$, mentre le densità sono $n > 1 cm^{-3}$. È possibile rilevare il WIM all'interno dei bracci delle galassie a spirali e attorno ai centri galattici, dove si ha un campo di radiazione UV molto forte. Una caratteristica del WIM è che si trova nelle stesse regioni del CNM. Per questa fase dell'ISM, il processo radiativo principale è la *Bremmstrahlung*, tuttavia si osservano anche righe di emissione di H e O. Pertanto il WIM è rilevabile sia in banda ottica, per le righe di emissione, che in banda Radio/IR/submm, per via della *Bremmstrahlung*.

2.4 Warm Neutral Medium (WNM)

Nel WNM le temperature sono dell'ordine di $T \approx (10^2 - 10^4)K$ e le densità superano le 0.1 particelle/ cm^3 . Il WNM rappresenta il (30 – 60)% del volume totale dell'ISM ed è costituito prevalentemente da idrogeno neutro riscaldato da radiazione UV/X diffusa, e da interazioni con raggi cosmici di bassa energia. Viene osservato per mezzo dell'assorbimento della radiazione a 21 cm.

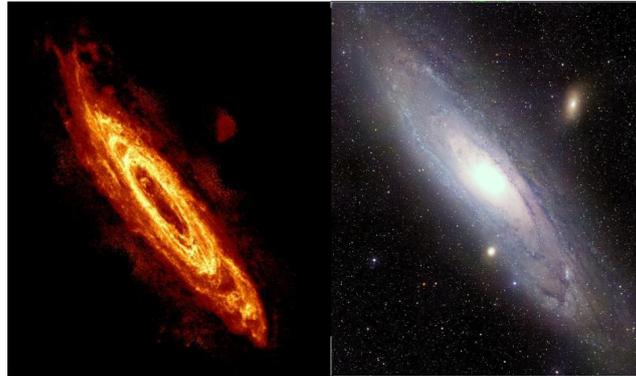


Figura 5: La figura mostra a destra la galassia di andromeda (M31) nell'ottico e a sinistra, la sua emissione della riga 21cm

2.5 Cold Neutral Medium (CNM)

Il CNM è la fase più fredda dell'ISM ed è formato principalmente da idrogeno neutro e molecole. Le regioni di idrogeno atomico neutro hanno temperature di circa 100K, con densità che vanno da 1 a 10 particelle su cm^3 . Il CNM costituisce circa il (2-4)% del volume totale del ISM. Principalmente si trova nelle regioni di formazione stellare, cioè nei bracci a spirale e dove le interazioni condensano la materia. Le nubi di CNM molecolare sono legate dalla loro stessa gravità, ma il loro nucleo potrebbe trovarsi in collasso gravitazionale. Questo tipo di fenomeno, porta alla formazione di nuove stelle. Il CNM generalmente viene rivelato per mezzo di osservazioni in banda Radio o millimetriche e submillimetriche, tramite righe di emissione. CNM è stato osservato anche in regioni prossime a buchi neri, dato che il materiale freddo è più facilmente convogliabile in una buca di potenziale. La misura dell'emis-

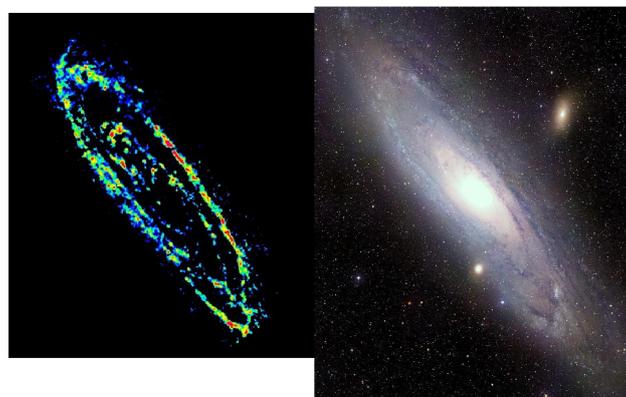


Figura 6: La figura mostra la distribuzione del CNM nella galassia M31

sione dipende dalla dimensione e dalla densità delle particelle del mezzo interstellare. Più la misura dell'emissione risulta bassa, meno fotoni vengono emessi dal volume considerato.

3 Processi di emissione

Nelle galassie a spirale, è assodato che polveri e stelle giovani si trovino nelle stesse regioni. La struttura a spirale di una galassia, è quindi tracciata dalle polveri e dal gas molecolare che si trovano all'interno di esso.

In questo capitolo definiremo ora i principali processi di emissione delle galassie a spirale, partendo dalla banda radio fino ad arrivare alla banda gamma. I processi di emissione sono strettamente legati all'osservazione della radiazione dagli spettri elettromagnetici.

I processi di emissione si distinguono in **processi nel continuo** e **processi in riga**.

- Nei **processi in riga** lo spettro non appare come un continuo, ma presenta delle righe di assorbimento o di emissione, dovute a transizioni elettroniche che avvengono a discreti livelli di energia.
- per quanto riguarda i **processi nel continuo**, i fotoni vengono emessi in ampi intervalli di frequenze, e sono suddivisi in due tipologie a seconda del fatto che si tratti di un processo termico o non termico.
 - Per i **processi termici** abbiamo che le particelle che emettono la radiazione seguono la distribuzione di *Maxwell-Boltzmann* per le velocità:

$$f(v)dv \sim v^2 e^{-\frac{mv^2}{2kT}}$$

- Per i **processi non termici** abbiamo delle distribuzioni di energie a legge di potenza.

3.1 Banda Radio

I processi di emissione nelle galassie a spirale che coinvolgono la banda radio sono principalmente di due tipi:

- emissione per **Sincrotrone**
- emissione da **idrogeno neutro (HI)**

Nel primo caso abbiamo emissione su un'ampia banda di frequenze dello spettro elettromagnetico. Pertanto, l'emissione da sincrotrone è un **processo nel continuo**. L'emissione dell'idrogeno neutro invece, avviene a una lunghezza d'onda ben definita, cioè la riga 21cm. Per questo motivo, il processo di emissione da idrogeno neutro è un **processo in riga**.

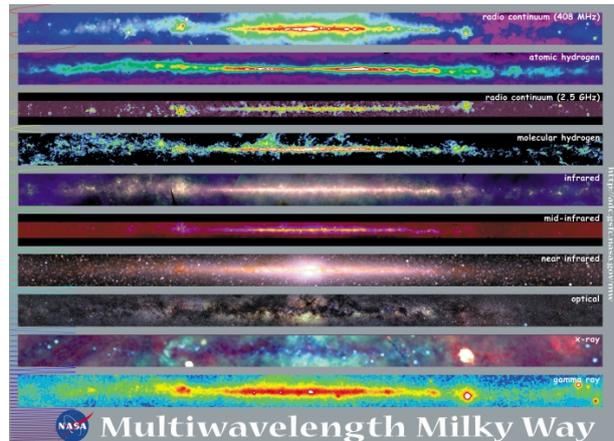


Figura 7: La figura mostra la nostra galassia a diverse lunghezze d'onda

3.1.1 Sincrotrone

Per avere emissione di sincrotrone, si devono avere elettroni ultra-relativistici e un campo magnetico. Questo è quello che si ha solitamente nelle radiogalassie, dove si ha un nucleo centrale attivo (AGN), che produce getti di materia diretti verso l'esterno. Questi formano "degli hot spot", zone attive in cui vengono prodotti elettroni ultra-relativistici che sono responsabili della maggior parte dell'emissione che riceviamo.

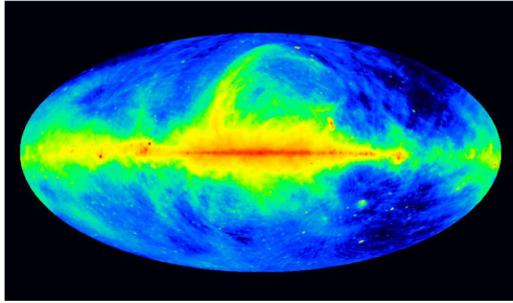


Figura 8: La figura mostra la nostra galassia a 408 MHz

Nella Figura 8 si può osservare la nostra galassia ad una tipica frequenza di sincrotrone a 408MHz. Come osserveremo a breve tramite l'equazione (1) potremmo ricavarci il fattore di Lorentz degli elettroni ultra-relativistici, che a questa frequenza e con un campo magnetico di circa $1 \mu G$, ne deriva un $\gamma \approx 10^4$.

In accordo con la Formula di Larmor, la potenza emessa da una carica accelerata, in moto relativistico è pari a

$$P = \frac{2q^2}{3m^2c^3} \gamma^2 \left(\frac{d\vec{p}}{dt} \right)^2.$$

Dalla forza di Lorentz è possibile ricavare l'impulso, che poi andrà inserito nella formula di Larmor per ricavare la potenza. Ne deriva che

$$\vec{F} = \frac{q}{c} \vec{v} \times \vec{H} = \left(\frac{d\vec{p}}{dt} \right) \quad \text{ottenendo così} \quad \left(\frac{d\vec{p}}{dt} \right)^2 = q^2 \beta^2 H^2 \sin^2(\theta).$$

Considerando che le cariche ultra-relativistiche hanno un $\beta \approx 1$, la potenza sarà

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

dove θ è chiamato *angolo di Pitch* ed è l'angolo tra il vettore velocità e il campo magnetico. Per una carica in moto non relativistico l'energia viene emessa ad una frequenza caratteristica, cioè la frequenza di girazione del campo magnetico (o *frequenza di Larmor*) $\nu_L = \frac{qH}{2\pi mc}$. Per una carica relativistica invece, l'energia non viene emessa a una frequenza caratteristica, bensì in delle in varie armoniche della frequenza di girazione come nella Figura 9. Questo è dovuto agli effetti di aberrazione relativistica. Più β tende a 1 più le armoniche genereranno un continuo, dando origine alla radiazione da sincrotrone. A questo punto la radiazione non è più isotropa ma viene concentrata in un cono di semiapertura pari a γ^{-1} . Questo effetto è noto come "*Beaming relativistico*". Tale effetto vincola l'osservatore a restare nel cono di semiapertura per poter osservare la radiazione,

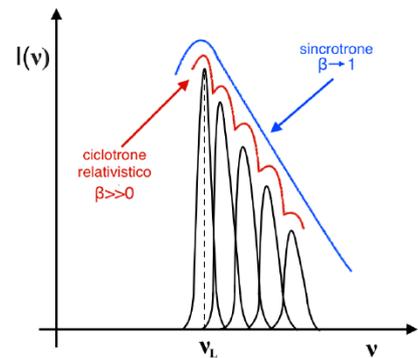


Figura 9

tuttavia per una distribuzione di elettroni che emettono per sincrotrone possiamo avere una sorgente approssimativamente isotropa.

L'analisi di Fourier dell'impulso porta allo spettro dell'energia irradiata. Lo spettro è lo stesso del ciclotrone relativistico ma con un infinito numero di armoniche. Mentre la frequenza caratteristica alla quale viene emessa la radiazione è

$$\nu_s \simeq 4.2 \times 10^{-9} \gamma^2 H \quad (1)$$

dove H è in $[\mu G]$ e ν è in $[GHz]$.

Come già menzionato nell'introduzione dei processi nel radio, il processo di emissione per sincrotrone è un processo non termico. Pertanto la distribuzione degli elettroni seguirà una distribuzione a legge di potenza del tipo

$$N(\epsilon) d\epsilon = N_0 \epsilon^{-\delta} d\epsilon.$$

L'emissività invece dipenderà dalla frequenza e dal campo magnetico secondo la seguente relazione:

$$J_s(\nu) \propto N_0 H^{\alpha+1} \nu^{-\alpha} \quad \left(\text{dove} \quad \alpha = \frac{\delta-1}{2} \quad \text{è l'indice spettrale} \right).$$

Come ultima caratteristica importante da sottolineare per quanto riguarda la radiazione da sincrotrone, è la possibilità di calcolare i campi magnetici nelle galassie. Infatti, quando uno spettro presenta autoassorbimento da parte del sincrotrone, se si conoscono i valori del picco del flusso e della frequenza, è possibile ricavare il campo magnetico dalla relazione

$$\nu_{\text{peak}} \approx S_{\text{peak}}^{\frac{2}{5}} \theta^{-\frac{4}{5}} H^{\frac{1}{5}} (1+z)^{\frac{1}{5}}.$$

Infine, un utile strumento per verificare la direzione del campo magnetico è invece la polarizzazione del sincrotrone.

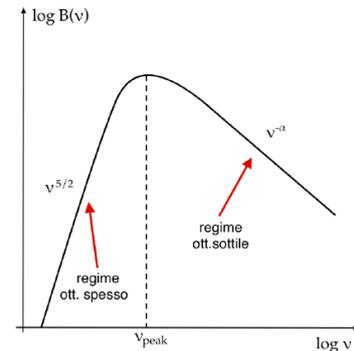


Figura 10

3.1.2 Riga 21cm

L'atomo di idrogeno è il più leggero ed abbondante dell'universo. Il mezzo interstellare all'interno della nostra e delle altre galassie vede l'idrogeno manifestarsi in diverse fasi. Quella di idrogeno neutro (HI), nelle galassie a spirale, è la dominante, e la riga a 21 cm (1.4 GHz in frequenza) dell'HI è il metodo più importante per osservarlo. Ciò è dovuto alla struttura iperfina dell'atomo di idrogeno, cioè alle due diverse orientazioni dello spin relativo tra protone ed elettrone. Sia il protone che l'elettrone dell'idrogeno hanno uno spin (o momento angolare) la cui configurazione con gli spin allineati risulta energeticamente meno vantaggiosa di quella a spin opposti. Nella transizione dallo stato di alta energia (spin allineati) a quello di bassa energia (spin opposti), viene emesso un fotone alla lunghezza d'onda di 21 cm. La probabilità di questa transizione è bassissima, ma su grandi masse di atomi di idrogeno può diventare misurabile. L'insieme di questi fotoni emessi dagli atomi dell'idrogeno neutro che si trovano nelle galassie a Spirale, costituisce una emissione in riga piuttosto intensa che può essere rivelata dai radiotelescopi.



Figura 11: La figura mostra a destra la mappatura dell'idrogeno neutro della galassia a spirale NGC 6946, e la stessa galassia in ottico a sinistra.

Un'aspetto importante della riga 21 cm, è dovuto al fatto che la radiazione viene emessa ad una lunghezza d'onda tale da non risentire di effetti di assorbimento da parte delle polveri, rendendo la galassia trasparente a queste lunghezze d'onda.

Dallo studio della curva di rotazione delle galassie a spirale dall'effetto Doppler della riga di emissione dell'idrogeno, ne è risultato che essa rimane piatta come abbiamo visto nel paragrafo dedicato al gas atomico dell'ISM (Figura 3). Questo fenomeno ha dato luce all'ipotesi di una materia composta da particelle gravitazionalmente rilevanti ma radiativamente elusive. Questa materia è nota come "*Materia Oscura*" ed è ancora oggi oggetto di studio.

3.2 Banda IR, ottico e UV

3.2.1 Banda IR

La radiazione nel near-IR è dominata dalla luce delle stelle giganti rosse evolute sui bracci del disco, come si nota nella figura 12. Nel near-IR l'**estinzione** dovuta alle polveri è minore rispetto al far-IR. Tuttavia, a lunghezze d'onda maggiori, nella regione del far-IR, si ha un'emissione termica irradiata da processi nelle regioni centrali dei nuclei galattici attivi, o dagli stessi granelli di polvere sotto forma di *corpo grigio*.

Le sorgenti luminose del far-IR (da 40 a 500 μm), possono essere associate a eventi di formazione stellare.

3.2.2 Banda Ottica

Se osserviamo lo spettro di una galassia a spirale, notiamo che nell'ottico il continuo è dato dal contributo delle stelle che emettono per corpo nero, soggetto a righe di assorbimento dovuto alle polveri e ai gas. Parte della luce viene emessa anche dalle regioni del gas ionizzato, ovvero le regioni HII all'interno delle galassie a spirale.



Figura 12: NGC 1300, ripreso nell'IR

3.2.3 Corpo Nero

Un corpo nero è un corpo capace di assorbire tutta la radiazione incidente senza rifletterla, ed è in equilibrio termico con la radiazione stessa. La radiazione assorbita dal corpo eccita le pareti, che possono essere pensate come oscillatori carichi, che a loro volta emettono radiazioni di qualunque lunghezza d'onda. Dopo un certo periodo di tempo si raggiunge un equilibrio termico tra radiazione e le pareti della scatola a una temperatura T . Se ipotizziamo di operare un piccolo buco nella cavità, tale da non perturbare sensibilmente il sistema, se ne osserva la radiazione che esce, e si suppone che essa sia un campione rappresentativo di quella che è in equilibrio termico dentro la scatola.

L'emissione da corpo nero è un processo termico, il cui spettro di emissione è definito dalla *funzione di Plank* (Figura 13):

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

Le osservazioni sperimentali permettono di formulare le seguenti osservazioni:

- **Legge di Stefan-Boltzmann.** L'energia $u(T)$ irradiata per unità di tempo e unità di superficie è proporzionale alla quarta potenza della temperatura

$$u(T) = \sigma T^4 \quad \text{dove} \quad \sigma \quad \text{è la costante di Stefan-Boltzmann}$$

- **Distribuzione di intensità in funzione della temperatura.** Fissata una temperatura, la distribuzione dell'intensità di radiazione assume un certo andamento. Incrementando la temperatura, la forma della distribuzione rimane simile, ma le curve si innalzano e i massimi si spostano verso lunghezze d'onda minori.

$$\frac{\partial B(\nu, T)}{\partial T} > 0$$

- **Legge dello spostamento di Wien.** I massimi della distribuzione $I(\lambda)$ di energia in funzione della lunghezza d'onda λ seguono una ben precisa legge di proporzionalità inversa con la temperatura:

$$T \lambda_{max} = 0,29.$$

É possibile studiare la distribuzione in due regimi:

- a basse frequenze (quando $h\nu \ll kT$). Qui si utilizza l'approssimazione di *Rayleigh-Jeans*

$$B(\nu, T) \approx \frac{h\nu^3}{c^2} \frac{kT}{h\nu} = 2kT \left(\frac{\nu}{c}\right)^2$$

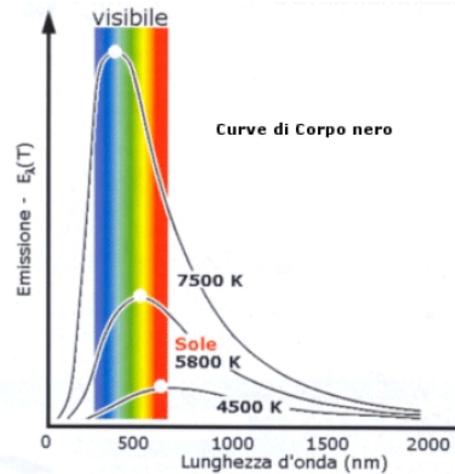


Figura 13: Intensità della radiazione di corpo nero in funzione della lunghezza d'onda

- ad alte frequenze (cioè quando $h\nu \gg kT$), dove vale l'approssimazione di Wien

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

In natura non esiste un corpo nero perfetto, poiché si tratta di un oggetto ideale. Ma in generale, in astrofisica si definisce un corpo nero qualsiasi corpo otticamente spesso, abbastanza da poter essere considerato, in buona approssimazione, un corpo nero.

3.2.4 Banda UV

La radiazione UV è un buon tracciante delle stelle più calde e giovani, quindi la sua emissione viene utilizzata per contrassegnare l'attuale tasso di formazione stellare nelle galassie a spirale. Anche attorno ai centri galattici si ha un campo di radiazione UV molto forte, dove è possibile trovare del WIM. La banda UV è compresa in un intervallo che varia tra (100-4000)Å. La radiazione UV è quella che contribuisce principalmente al riscaldamento della polvere principalmente per due ragioni: la prima è dovuta al fatto che nelle galassie attive, la radiazione UV è dominante, la seconda invece, è dipesa dalla sezione d'urto per assorbimento della polvere, poiché maggiore nell'UV rispetto all'ottico.

3.3 Banda X e Gamma

I raggi X sono associati a due tipi principali di sorgenti: il mezzo interstellare caldo **HIM**, che spesso si estende al mezzo intergalattico, il gas intracluster e sorgenti discrete come le stelle binarie X. Nelle galassie a spirale, parte della radiazione emessa di raggi X soft, proviene dall'HIM. Un'altro processo che produce fotoni in banda X, ma anche in banda Gamma, è un processo chiamato **Inverse Compton**. Il contributo maggiore per la produzione di fotoni in banda Gamma è dato dai **Raggi Cosmici**.

3.3.1 Bremsstrahlung Termica

Il processo primario con la quale l'HIM si raffredda è la **Bremsstrahlung Termica**. Processo che ha luogo nelle regioni in cui si ha una nube di gas composta da ioni ed elettroni all'equilibrio termodinamico. In questo caso entra in gioco la *distribuzione di Maxwell-Boltzmann* poiché la Bremsstrahlung termica rientra nei processi di tipo termico, che abbiamo definito all'inizio del capitolo.

Per prima cosa è necessario fare un'introduzione della Bremsstrahlung e delle meccaniche con la quale essa avviene. Si tratta di un tipo di interazione *free-free* dove una carica in moto che, entrando nel campo Coulombiano di una seconda carica, viene deviata. Durante questo processo la carica perde dell'energia.

Se consideriamo un elettrone e^- in moto che entra nel campo coulombiano di uno ione Ze^+ abbiamo che, in accordo con la *formula di Larmor*, la potenza emessa sarà

$$P = \frac{2e^2 a^2}{3c^3} \quad \text{dove} \quad a = \frac{Ze^2}{mx^2(t)}$$

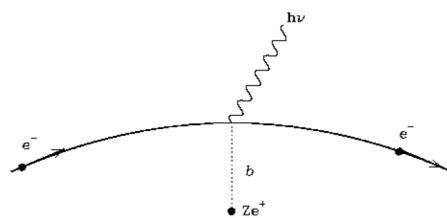


Figura 14

Dove al posto di $x(t)$, si andrà a sostituire il parametro d'impatto. Possiamo vedere dalla formula che la potenza è massima quando il parametro di impatto è minimo. Definiamo così $x_{min} \equiv b$. Dal tempo di interazione $\Delta t = 2b/v$ sarà possibile calcolare l'energia.

Dall'analisi di *Fourier* dell'impulso ne risulta che, la potenza in funzione della frequenza, ha un andamento piatto finché non presenta un crollo esponenziale a una data frequenza di cut-off $\nu_{cut-off}$.

Ora che abbiamo definito le meccaniche alla base della Bremsstrahlung facendo il caso dell'impatto tra due particelle, possiamo considerare a questo punto, il caso di una nube di elettroni con densità numerica n_e e di ioni con densità numerica n_z . Nell'unità di tempo, ogni elettrone compie un numero di collisioni con un parametro d'impatto compreso tra b e $b+db$ pari a

$$n_{coll} = 2\pi n_z v b db, \quad \text{mentre il numero di impatti totale è dato da} \quad N_{coll} = n_e n_z$$

L'emissività della Bremsstrahlung termica, descritta dalla distribuzione statistica delle particelle aventi velocità compresa tra v e $v+dv$ è

$$J_{Br}(\nu, T) = 6.8 \times 10^{-38} T^{-\frac{1}{2}} e^{-\frac{h\nu}{kT}} n_e n_z Z^2 g_{ff}(\nu, T)$$

dove g_{ff} è il fattore di Gaunt medio, un termine correttivo che mantiene una trattazione più esatta dell'emissione di Bremsstrahlung derivante dalla considerazione, da un punto di vista quantistico, del processo. L'emissività integrata su tutte le frequenze è data dalla seguente relazione:

$$J_{Br}(T) = 1.4 \times 10^{-27} T^{\frac{1}{2}} n_e n_z Z^2 g(T)$$

Il tempo di raffreddamento per Bremsstrahlung termica è dato dal rapporto tra l'energia termica totale e l'emissività totale della Bremsstrahlung:

$$t_{Br} = \frac{6 \cdot 10^3}{n_e g_{ff}} T^{\frac{1}{2}} [yr].$$

Pertanto, a temperatura fissata, meno denso è il plasma, più il tempo di raffreddamento cresce. A densità fissata invece, possiamo notare che il tempo di raffreddamento cresce al crescere della radice della temperatura.

3.3.2 Raggi Cosmici

La maggior parte dei raggi gamma osservati sono prodotti da collisioni di raggi cosmici con nuclei di idrogeno in nubi di gas.

I raggi cosmici sono particelle relativistiche ad alta energia formati da:

- nuclei atomici
- protoni
- elettroni e positroni relativistici
- fotoni γ

Circa il 98% delle particelle sono protoni e nuclei, mentre il restante 2% sono elettroni. Dei protoni e nuclei, circa 87% sono protoni, 12% sono nuclei di elio e il restante 1% sono nuclei più pesanti. Le energie dei raggi cosmici vanno da $0.511 MeV$ a $10^{20} eV$ e seguono una distribuzione a legge di potenza. Il flusso dei raggi cosmici è isotropo e costante nel tempo, e si dividono in due componenti:

- *componente primaria*: formata principalmente da protoni, nuclei di elio, elementi più pesanti e infine elettroni, che ne rappresentano solo una piccola frazione;
- *componente secondaria*: formata da particelle originate dalla collisione dei raggi cosmici primari, con i nuclei delle molecole nell'atmosfera terrestre. La componente secondaria è composta principalmente da muoni (μ^+ , μ^-), elettroni, positroni, neutrini e fotoni. In genere le componenti secondarie sono originate nel mezzo interstellare, e in questo caso solo i fotoni riescono a raggiungere la Terra, o l'atmosfera.

Nonostante l'enorme intervallo di energie, lo spettro può essere ben approssimato da una legge di potenza spezzata, del tipo

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

che ha un andamento con indice spettrale $\gamma \approx 2.7$ fino ad energie di circa $5 \cdot 10^{15} eV$. In questo punto, noto come ginocchio (knee), la pendenza inizia a diventare più ripida, e l'indice spettrale assume un valore di $\gamma \approx 3.1$ fino alla caviglia (ankle), corrispondente a circa $3 \cdot 10^{18} eV$. I raggi cosmici primari sono per la maggior parte nucleoni che, interagendo con l'atmosfera, producono pioni π^+ , π^- e π^0 . Il pione neutro è il primo a decadere formando due raggi gamma

$$\pi^0 \longrightarrow 2\gamma.$$

3.3.3 Inverse Compton

Quando un elettrone relativistico possiede molta più energia cinetica rispetto a quella di un fotone, parte di questa energia viene trasferita dall'elettrone al fotone.

Per l'effetto Doppler relativistico, si ha che l'energia che ha il fotone dopo lo scattering vale

$$\epsilon' \approx \epsilon\gamma(1 - \beta\cos\theta)$$

dove ϵ e ϵ' è l'energia del fotone prima e dopo lo scattering, mentre θ è l'angolo tra la direzione del moto dell'elettrone e quella del fotone incidente.

Per un urto frontale, cioè a $\theta = \pi$, il fotone guadagna il massimo dell'energia, pari a

$$\epsilon' \approx 4\gamma^2\epsilon.$$

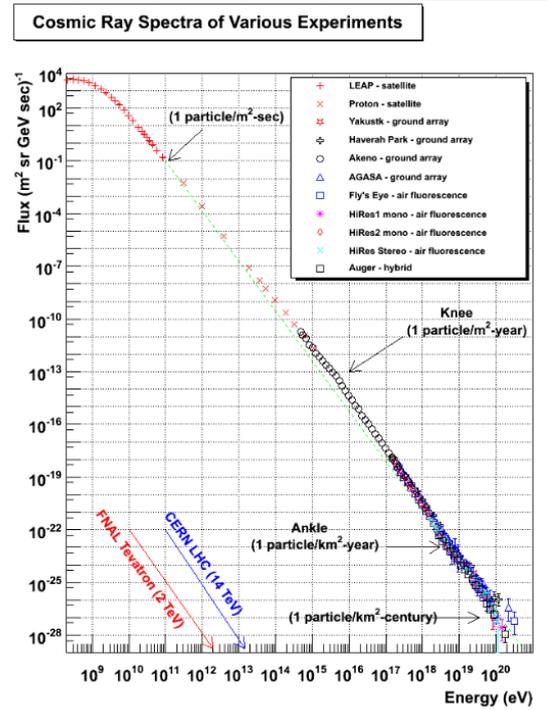


Figura 15: Spettro dei raggi cosmici

Riferimenti bibliografici

- [1] G. Bertin, Dynamics of Galaxies, Cambridge University Press.
- [2] H. Karttunen, P. Kroger, H. Oja, M. Poutanen, K. J. Donner, Fundamental Astronomy, Springer.
- [3] E. Ceccotti, Processi di radiazione e MHD, appunti.
- [4] L. Ciotti, Astrofisica extragalattica, appunti.
- [5] C. Gruppioni, On the absorption and emission properties of interstellar dust grains, dispense.