

**CARATTERISTICHE PRINCIPALI DELL'EMISSIONE DI
GALASSIE A SPIRALE**

Tesi di Laurea Triennale

Candidato:
Giovanni Gulino

Relatore:
**Chiar.ma Prof.ssa
Marcella Brusa**

Sommario

Le galassie a spirale sono tra gli oggetti più complessi dell'universo, sia fisicamente che algebricamente. Siamo in grado di osservare questi oggetti tramite alcuni processi che avvengono all'interno della galassia: dall'interazione tra elettroni e ioni, tra particelle cariche e campo magnetico, tra fotoni poco energetici e cariche ultrarelativistiche e dalla transizione di stato dell'idrogeno viene emessa della radiazione elettromagnetica che copre tutto lo spettro elettromagnetico, dai raggi gamma alle onde radio.

Al fine di esporre l'argomento in maniera chiara, si tratterà la composizione delle galassie a spirale (come sono composte e cosa contengono), i processi per cui avviene l'emissione di radiazione e infine si approfondirà ciò che accade nelle varie zone della galassia, dando uno sguardo allo spettro elettromagnetico.

Indice

1	Morfologia delle galassie a spirale	6
1.1	Composizione del mezzo interstellare (ISM)	7
1.1.1	Fasi del mezzo interstellare	7
1.2	Curva di rotazione	8
2	Processi di emissione	10
2.1	Corpo nero	10
2.2	Bremsstrahlung	11
2.2.1	Bremsstrahlung termica	11
2.2.2	Bremsstrahlung relativistica	12
2.2.3	Tempo di Cooling	12
2.3	Sincrotrone	12
2.4	Compton Inverso	14
2.5	Riga a 21 cm	14
3	Emissione delle galassie a spirale	16
3.1	Spettro di una galassia a spirale	19

1 Morfologia delle galassie a spirale

Le galassie a spirale sono degli insiemi di stelle (giovani e vecchie) e gas, che hanno la forma di un disco avente un rigonfiamento nella parte centrale. Dalle loro osservazioni si può misurare l'inclinazione.

Si distinguono le diverse zone di una galassia a spirale in:

1. **Bulge:** è la zona centrale in cui sono presenti stelle molto vecchie. Le galassie a spirale si distinguono principalmente per la forma del bulge, che può essere sferoidale o barrato (a sigaro). Al centro del bulge è situato un buco nero super massiccio, la cui massa, dalla relazione di Magorrian, è un millesimo della massa del bulge, $M_{BH} \approx 10^{-3}M_{Bulge}$.
2. **Disco:** è costituito da stelle giovani e vecchie, bracci di spirale e gas. I bracci di spirale non sono strutture di materiale ma sono degli oggetti dinamici, tra i più complessi della fisica, ovvero sono delle onde di densità. All'interno del disco è presente anche gas freddo, in cui avviene la formazione stellare: quando l'onda passa nella nube di gas, aumenta la densità totale della nube, la forza di attrazione gravitazionale supera la forza di pressione e avviene il collasso che porta alla formazione della stella. I bracci di spirale hanno una loro velocità angolare sul disco, che in generale, è diversa dalla velocità angolare delle singole stelle che stanno sul disco; quindi è come se i bracci lasciassero una scia di stelle dietro di loro. Dentro il braccio possono essere presenti delle stelle blu, le quali, per via del loro tempo di vita non riescono a uscire dalla zona dell'onda di densità.
3. **Alone:** è una regione pressoché sferica costituita da stelle sparse, ammassi globulari, gas e materia oscura.

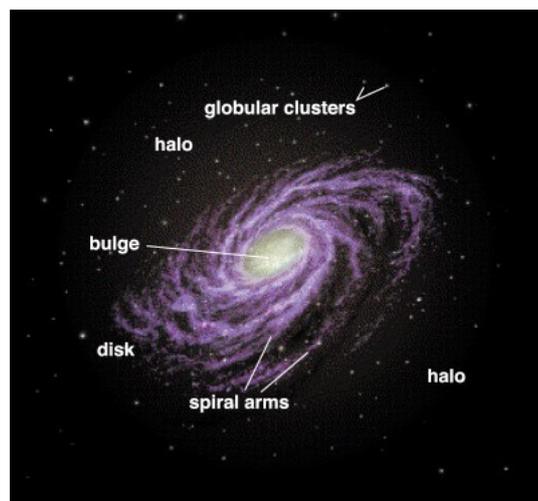


Figura 1: Schema di una galassia a spirale.
Fonte: A. Wesley.

Si possono distinguere ulteriormente i vari tipi di galassie in base alla loro composizione: Sa, Sb, Sc (nel caso in cui il bulge sia sferoidale) e SBa, SBb, SBc (nel caso in cui il bulge sia barrato).

La grandezza del bulge, in relazione al disco, è massima nelle galassie di tipo a, mentre è minima nelle galassie di tipo c. La quantità di gas è, proporzionalmente

al disco, maggiore nelle galassie di tipo *c* e minore nelle galassie di tipo *a*; questa differenza si riflette anche sul tasso di formazione stellare, che, proporzionalmente al disco, è più alto nelle galassie di tipo *c*. Anche la forma dei bracci cambia nei tre tipi di galassie: le galassie di tipo *a* hanno bracci estremamente avvolti, invece le galassie di tipo *c* hanno bracci più spianati. La Via Lattea è una galassia di tipo SBb.

1.1 Composizione del mezzo interstellare (ISM)

Dalle osservazioni di galassie a spirali, si è notato che polveri e stelle giovani si trovano nelle stesse regioni. La struttura a spirale di una galassia è tracciata dalle polveri e dal gas molecolare che si trovano nello stesso spazio, infatti le polveri funzionano da catalizzatori per le molecole (il materiale molecolare si trova a temperatura tra 10 - 100 K). Il gas costituisce circa il 5-10 % della massa globale di una galassia, la frazione aumenta nelle galassie di tipo *c*. La distribuzione del gas è una funzione della distanza dal centro galattico e si espande anche ben oltre i confini visibili del disco.

La composizione chimica del ISM all'interno della galassia è data da:

- Gas: composto per il 90 % da idrogeno, per il 9% da elio e il restante 1% da metalli. Atomi e molecole formano il gas freddo, mentre ioni ed elettroni formano il gas caldo. La densità media è 1 particella su cm^3 . Circa l'80% dello spazio interstellare è riempito con gas molecolare/atomico freddo e con alte densità. Gli stati di idrogeno HI e H_2 a basse densità si trovano in zone fredde, mescolati con altre molecole.
- Polvere: composta da carbonati o da silicati. Rappresenta circa l'1% della massa totale dell'ISM. I grani di polvere hanno dimensioni dell'ordine del micrometro e sono ricoperti da uno strato di molecole allo stato solido, detto mantello. Le proprietà del mantello definiscono le proprietà del granello che copre. Il mantello può essere composto da molecole diverse. Le temperature vanno da 30 K a 100 K. Essendo catalizzatori per gli atomi, le polveri sono fondamentali per la formazione di molecole.
- Molecole: situate nelle nubi molecolari giganti.

1.1.1 Fasi del mezzo interstellare

In base alle condizioni di temperatura e densità si possono distinguere le varie fasi del mezzo interstellare:

Hot Ionized Medium (HIM) : nel mezzo ionizzato caldo, le temperature vanno da 10^6 K a 10^7 K, le densità sono minori di 10^{-2} particelle su cm^3 . I tempi di raffreddamento del HIM sono molto lunghi, quindi costituisce una grande frazione di tutto il ISM. Questo mezzo è situato nel bulge della galassia.

Warm Ionized Medium (WIM) : nel mezzo ionizzato temperato le temperature sono quelle tipiche della ionizzazione dell'idrogeno e dell'elio ($T \approx 10^4$ K), le densità sono maggiori di 1 particella su cm^3 . Il WIM costituisce circa il 2-4% del volume totale del ISM e si trova attorno a stelle calde e

massive di tipo O/B, capaci di emettere radiazione UV forte. Questo avviene soprattutto nelle regioni di formazione stellare. Anche attorno ai centri galattici si ha un campo di radiazione UV molto forte, quindi è possibile trovare del WIM.

Warm Neutral Medium (WNM) : nel mezzo neutro temperato le temperature vanno da 100 K a 10^4 K, le densità sono circa 0.1 particelle su cm^3 . Il WNM costituisce circa il 30-60% del volume totale del ISM ed è costituito principalmente da idrogeno atomico riscaldato da radiazione UV/X diffusa e da interazioni con raggi cosmici di bassa energia. Il WNM si trova soprattutto nelle regioni di foto dissociazione. Questo mezzo costituisce il disco della galassia.

Cold Neutral Medium (CNM) : il mezzo interstellare freddo è formato principalmente da idrogeno neutro e molecole. Le regioni di idrogeno atomico neutro (HI) hanno temperature di circa 100 K, le densità vanno da 1 a 10 particelle su cm^3 . Spesso è distribuito in regioni più grandi di quelle in cui sono presenti le stelle. Le regioni di idrogeno molecolare hanno temperature di circa 10 K, con densità maggiori di 10^3 particelle su cm^3 , e costituiscono circa l'1% del volume totale del ISM e il 30-60% della massa totale. Il CNM può essere formato anche da CO o altre molecole. 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 e il loro nucleo potrebbe trovarsi in un collasso gravitazionale, che porta alla formazione di nuove stelle.

1.2 Curva di rotazione

La curva di rotazione è un concetto teorico, ovvero una proprietà del campo gravitazionale. Ogni oggetto dotato di massa ha la propria curva di rotazione. Nelle galassie a spirale, ogni orbita è soggetta a una forza differente e perciò sente un'accelerazione diversa. A ogni orbita corrisponde una velocità di rotazione diversa che non dipende dalla massa dell'oggetto orbitante, ma dalla distribuzione di massa complessiva delle orbite più interne. Nelle galassie a spirale si possono identificare diverse sezioni della curva di rotazione:

- Bulge, in cui la curva di rotazione è armonica, ovvero la velocità delle orbite circolari aumenta all'aumentare della distanza dal centro e dunque tutti gli oggetti impiegano lo stesso tempo per compiere una rotazione completa.
- Disco, in cui la curva di rotazione è approssimativamente piatta, ovvero tutte le orbite circolari hanno la stessa velocità e dunque gli oggetti più lontani hanno un periodo maggiore rispetto a quelli più vicini al centro della galassia.
- Alone, costituisce il 10% della massa della galassia, dunque teoricamente si dovrebbe avere una curva kepleriana, ovvero la velocità delle orbite diminuirebbe al diminuire della distanza dal centro. In realtà, dalle osservazioni, la curva di rotazione dell'alone non è kepleriana ma è molto simile a quella della regione del disco, per via della presenza delle nubi di HI, che si

estendono molto oltre il disco. Oltre la zona di HI la curva dovrebbe diventare kepleriana, ma ciò non accade perchè è presente la materia oscura, necessaria anche per spiegare la stabilità della galassia stessa, cioè un tipo di materia composta da particelle che sono gravitazionalmente rilevanti ma radiativamente elusive.

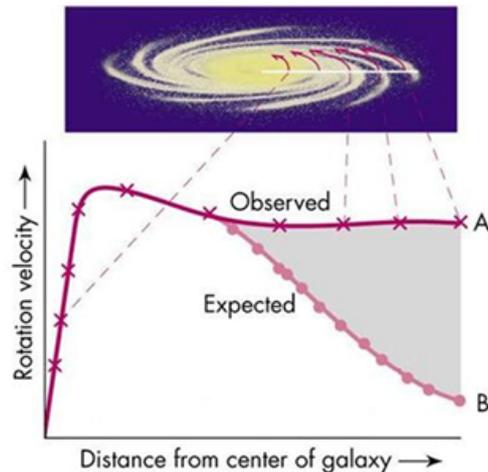


Figura 2: Tipica curva di rotazione (velocità radiale verso distanza dal centro) osservata in galassie a spirale (observed) confrontata con l'andamento aspettato nel caso di caduta kepleriana (expected).

Fonte: Appunti Processi di radiazione e MHD, E. Ceccotti.

Dall'altezza della curva di rotazione si può ricavare la luminosità totale della galassia a spirale tramite la legge di Tully-Fisher:

$$L_{tot} \propto v_{HI}^4 \quad (1)$$

È una legge empirica che si riferisce alla velocità delle orbite nella zona dell'alone, che rimane quasi costante. Misurando il flusso della galassia e l'altezza della curva di rotazione, si può ricavare la distanza della galassia osservata. Questa legge contiene implicazioni più profonde del solo calcolo della distanza (che al giorno d'oggi viene effettuato tramite altri metodi, perché questo poco preciso): i barioni sono collegati alla quantità di materia oscura, ovvero la luminosità totale della galassia, data principalmente dal sistema delle regioni centrali, dipende da qualcosa che è al di fuori delle regioni stesse. I barioni quindi sono stati influenzati, al momento della formazione della galassia, dalla presenza della materia oscura. Tanto più è profonda la buca di potenziale della materia oscura, tanto più è massiva la galassia. Perciò le buche si sono "riempite" in maniera proporzionale a quello che possono contenere. L'errore di questa legge (accurata entro il 40%) non è empirico, ma dipende dal numero di barioni caduti nella buca di potenziale.

2 Processi di emissione

Osservando l'emissione prodotta da un oggetto su tutto lo spettro elettromagnetico, si è in grado di riconoscere i processi di emissione che lo caratterizzano: processi nel continuo e meccanismi in riga. Nei primi, i fotoni vengono emessi in un ampio intervallo di lunghezze d'onda. I secondi, invece, coprono solamente alcune righe, in emissione o in assorbimento, per via delle molecole e degli atomi.

2.1 Corpo nero

Un corpo nero è un corpo ideale che assorbe tutta la radiazione incidente senza rifletterla ed è in equilibrio termico con la radiazione stessa. Nessun corpo è in grado di irraggiare più energia di un corpo nero.

Esistono diversi corpi celesti che si riferiscono a questo tipo di radiazione: stelle, polvere e radiazione cosmica di fondo. La temperatura è il parametro principale per descrivere il corpo nero, difatti una volta che viene definita la temperatura, si determina anche l'intensità, che è isotropa. La radiazione termica diventa di corpo nero solo per mezzi otticamente spessi e che quindi emettono e riassorbono continuamente al loro interno. Ad una data temperatura, il corpo nero è il corpo con l'emissività più alta possibile.

La radiazione di corpo nero è descritta dalla legge di Planck:

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

Può anche essere espressa in termini di lunghezza d'onda. Due funzioni di Planck a temperature diverse non si intersecano mai (sia se si considera la lunghezza d'onda che la frequenza).

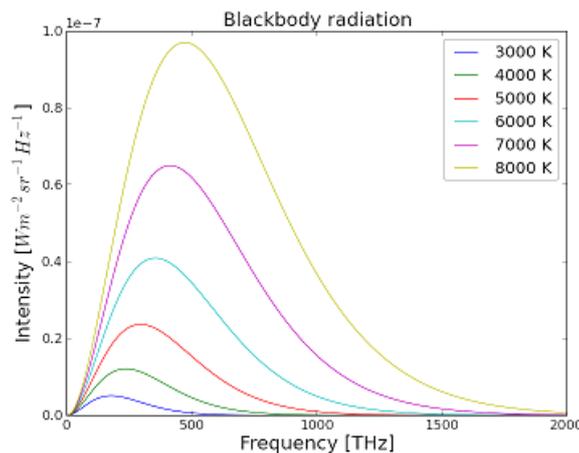


Figura 3: Curve di radiazione di corpo nero (intensità verso frequenza) per sei diverse temperature.
Fonte: Muhammad, CC BY-SA 3.0, via Wikimedia Commons.

Si può ricavare la lunghezza d'onda del picco della distribuzione ponendo nulla la derivata parziale della funzione di Planck rispetto alla temperatura, ottenendo così:

$$\lambda_{max} = \frac{0,29}{T[K]} cm \quad (3)$$

Dunque più un oggetto è caldo e più la sua lunghezza d'onda al picco sarà bassa. Lo spettro di corpo nero dà un'informazione fondamentale sull'indice di colore di

un corpo nero ideale che emette una radiazione luminosa simile alla radiazione del corpo in esame. I corpi che si riescono ad analizzare non sono corpi neri ideali, difatti gli spettri elettromagnetici prodotti sono solcati da righe in assorbimento, dovute alla composizione chimica del corpo stesso e al materiale frapposto tra osservatore e corpo.

2.2 Bremsstrahlung

La radiazione dovuta all'accelerazione di una carica in un campo coulombiano di un'altra carica è detta Bremsstrahlung (o emissione free-free) e significa letteralmente "radiazione di frenamento".

Elettroni e ioni emettono energia per via della loro decelerazione durante l'interazione coulombiana. Le particelle perdono energia, che viene convertita in radiazione elettromagnetica.

La distanza tra elettrone e ione varia in funzione del tempo, seguendo la traiettoria del moto della particella carica che viene deviata dalla presenza del campo coulombiano. La forza agente sulla carica cresce sempre di più, fino alla minima distanza, detta distanza di impatto, per poi decrescere, fino a diventare trascurabile dopo una certa distanza. La potenza emessa dallo ione è circa 4 milioni di volte più piccola rispetto a quella emessa dall'elettrone, poiché lo ione ha una massa circa 2000 volte maggiore di quella dell'elettrone.

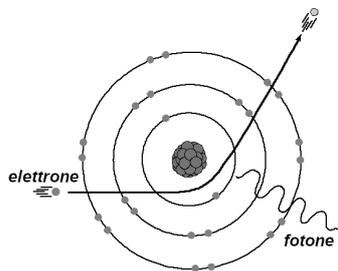


Figura 4: Radiazione di frenamento prodotta dall'interazione tra un elettrone e il campo coulombiano di uno ione.
Fonte: R. Hart.

La radiazione di Bremsstrahlung viene emessa grazie a un'interazione a corto raggio, ossia l'interazione avviene nei pressi della distanza minima. L'energia che viene emessa non può superare l'energia cinetica della carica prima dell'interazione (dunque esiste una distanza di impatto minima) alla quale corrisponde la perdita di tutta l'energia cinetica. Poiché la carica rallenta sempre di più, la traiettoria non è simmetrica in quanto la prima parte è percorsa più velocemente. La radiazione di Bremsstrahlung non emette un solo fotone, ma uno spettro continuo, che è caratterizzato da una frequenza massima data dalla condizione $h\nu_{max} \leq \frac{1}{2}mv^2$.

2.2.1 Bremsstrahlung termica

Se si considera una nube composta da elettroni e ioni, all'equilibrio termico, si può ricavare l'emissività specifica, data dal prodotto tra il numero totale di collisioni e l'energia irradiata per unità di frequenza e considerando la distribuzione di

Maxwell-Boltzmann. L'emissività specifica ha una dipendenza dalla temperatura, la quale rappresenta l'energia delle particelle, e dalla frequenza, dalla quale si può ottenere l'energia di cut-off, ovvero quando l'emissività diminuisce di un fattore $1/e$:

$$\nu_{cut-off} = \frac{K_B}{h} T = 2,08 \cdot 10^{10} T \quad (4)$$

Perciò se da uno spettro di emissione si può ricavare la frequenza alla quale corrisponde il cut-off, si può definire la temperatura della regione e dunque determinare se essa è all'equilibrio termico. In generale la radiazione di Bremsstrahlung prodotta da una nube non è polarizzata, poiché le interazioni tra elettroni e ioni producono radiazioni polarizzate orientate in maniera casuale rispetto al piano di interazione; quindi solamente i singoli fotoni sono polarizzati, al contrario della radiazione totale prodotta dalla nube di plasma. Per mantenere l'equilibrio termico sia ioni che elettroni devono perdere la stessa quantità totale di energia, in modo che non ci sia un raffreddamento della nube.

2.2.2 Bremsstrahlung relativistica

La Bremsstrahlung relativistica è prodotta da popolazioni di particelle che seguono una distribuzione a legge di potenza, ovvero popolazioni di particelle che si muovono con velocità relativistiche. La temperatura non è più rilevante in condizioni relativistiche. Usando la distribuzione a legge di potenza nel calcolo dell'emissività specifica e integrando su tutte le velocità si ottiene uno spettro a legge di potenza che segue la stessa distribuzione.

2.2.3 Tempo di Cooling

Se la nube contenente ioni ed elettroni ha smesso di produrre energia sotto forma di Bremsstrahlung, si può calcolare il tempo di raffreddamento:

$$t_{Br} = \frac{E_{th}^{TOT}}{J_{Br}(T)} = \frac{6 \cdot 10^3}{n_e \bar{g}_{ff}} \sqrt{T} yr \quad (5)$$

Il tempo di raffreddamento dipende dalla densità elettronica della nube e dalla sua temperatura: i plasmi più freddi perdono energia più velocemente, così come quelli più densi.

2.3 Sincrotrone

Particelle cariche accelerate da un campo magnetico irradiano. Per velocità non relativistiche la natura completa della radiazione è abbastanza semplice ed è chiamata radiazione di ciclotrone. La frequenza di emissione è semplicemente la frequenza di girazione nel campo magnetico.

Una carica q in moto in un campo magnetico uniforme \vec{H} è deviata dall'interazione con questo. In generale, se la particella entra nel campo magnetico con un angolo di pitch diverso da zero, essa si muoverà su un'elica a passo costante. Il vettore accelerazione è perpendicolare al piano contenente \vec{v} e \vec{H} e non modifica il modulo della velocità, ma solo la sua direzione.

Se si considera una carica in moto circolare, l'accelerazione è diretta verso il centro e quindi non si ha emissione quando la linea di vista di un osservatore, posto nel piano della traiettoria, è parallela all'accelerazione. Infatti l'osservatore nel piano dell'orbita vede la carica oscillare attorno al centro della circonferenza e non può dire se si tratta di moto circolare o di un moto armonico. Poiché la direzione di propagazione della radiazione è perpendicolare al campo elettrico, si ha massima emissione quando il modulo del campo elettrico assume il valore massimo.

Se la particella si muove a velocità relativistiche, l'energia è irradiata in varie armoniche della frequenza di girazione e non più ad un solo valore caratteristico. Come risultato dell'effetto Doppler relativistico su elettroni in moto e sulla radiazione emessa, i campi elettrici e magnetici in avvicinamento vengono amplificati, mentre sono attenuati quando sono in allontanamento.

Quando la velocità della carica è in regime ultra-relativistico, $v \sim c$, si parla di radiazione di sincrotrone, dunque il rapporto tra la velocità della carica e la velocità della luce è circa l'unità, $\beta \sim 1$, e perciò le armoniche sono infinitesimamente vicine e formano un continuo. La particella è come se emettesse solo nella direzione della velocità, in un cono di semiapertura γ^{-1} (in cui γ è il fattore di Lorentz).

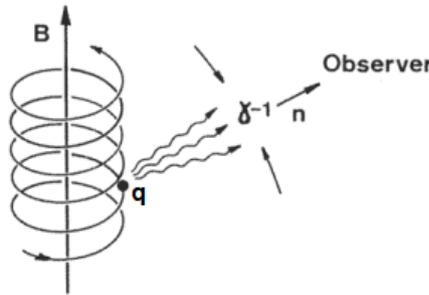


Figura 5: Radiazione emessa (in un cono di semi apertura γ^{-1}) da una carica ultra-relativistica (q) accelerata da un campo magnetico (B).

Fonte: Slide Processi di Radiazione e MHD, D. Dallacasa.

Questo effetto è noto come beaming relativistico. La radiazione emessa da una carica con velocità ultra-relativistica giunge all'osservatore sotto forma di impulsi, a causa del beaming relativistico, poiché essa ruota attorno al campo magnetico, per la maggior parte del tempo non è visibile, finché il cono non punta verso l'osservatore.

La frequenza caratteristica all'energia della carica, dipende dall'intensità del campo magnetico e dalla velocità della carica. Lo spettro di emissione è determinato dalla pendenza δ dello spettro energetico delle cariche, piuttosto che dalla forma dello spettro di emissione di una singola carica. La frequenza del picco è data da:

$$\nu_p \approx 2S_p^{2/5} \theta^{-4/5} H_{\perp}^{1/5} (1+z)^{1/5} \quad (6)$$

In cui il flusso S_p è espresso in Jy, θ in mas, H_{\perp} in mG. Nella banda radio si osserva il picco nell'emissione di sincrotrone, il punto in cui l'oggetto passa da otticamente spesso a otticamente sottile.

2.4 Compton Inverso

È il processo per cui un elettrone molto energetico cede una parte della sua energia a un fotone poco energetico. Le cariche coinvolte nel processo sono ultra-relativistiche, quindi potrebbero anche emettere per sincrotrone, se fosse presente un campo magnetico.

Dal sistema di riferimento dell'elettrone avviene uno scattering di Thomson, ovvero una deviazione del fotone. L'effetto netto è quello di amplificare l'energia del fotone di una quantità:

$$h\nu' = \gamma^2 h\nu \quad (7)$$

In cui ν' rappresenta la frequenza del fotone dopo l'interazione con l'elettrone. Dunque si ha un trasferimento di energia molto efficiente dall'elettrone al fotone. Per avere questo processo l'energia cinetica dell'elettrone deve essere molto maggiore dell'energia del fotone. In realtà la formula completa include anche una dipendenza dagli angoli tra la direzione del moto dell'elettrone e la direzione del fotone deviato nel sistema di riferimento dell'elettrone, e tra la direzione del moto dell'elettrone e la direzione del fotone incidente nel sistema di riferimento di laboratorio. Quindi il fotone può essere amplificato fino a un massimo di $4\gamma^2$. Questo è ciò che accade per un evento singolo, se consideriamo un insieme di elettroni, poiché gli angoli di diffusione potrebbero essere diversi, la radiazione emessa potrebbe non essere monocromatica.

2.5 Riga a 21 cm

La radiazione relativa alla riga a 21 cm riguarda la transizione proibita tra i due stati iperfini dello stato fondamentale dell'atomo di idrogeno.

Poiché la lunghezza d'onda è molto alta, la frequenza con cui viene emessa è molto bassa, 1420 MHz, quindi lo stato finale ha un'energia leggermente inferiore dello stato iniziale. Questa radiazione evidenzia lo stato fondamentale dell'HI: il livello fondamentale ($n = 1, l = 0, m = 0, s = 1/2, J = 1/2$) è separato in due livelli, con energie differenti; i due livelli si distinguono per via del momento angolare totale del sistema F , dato dalla somma vettoriale del momento angolare dell'elettrone e del nucleo, che in questo caso è un protone: $F=0$ quando elettrone e protone hanno momento angolare antiparallelo; $F=1$ se i due momenti angolari sono paralleli.

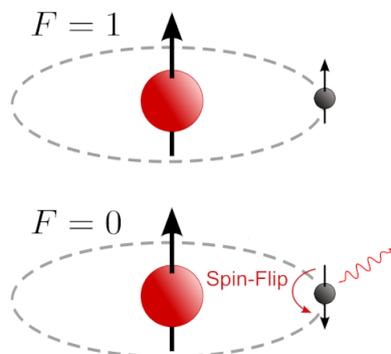


Figura 6: Transizione di un atomo di HI, nel livello fondamentale, dallo stato iperfine in cui lo spin dell'elettrone è parallelo al momento angolare del nucleo ($F=1$) a uno stato iperfine in cui lo spin dell'elettrone è antiparallelo al momento angolare del nucleo ($F=0$).

Fonte: Slide Processi di Radiazione e MHD, D. Dallacasa.

La radiazione viene emessa dagli atomi di idrogeno neutro il cui elettrone passa da uno stato in cui lo spin dell'elettrone è parallelo al momento angolare del nucleo ($F=1$) a uno stato in cui l'elettrone ha spin antiparallelo al momento angolare del nucleo ($F=0$).

Nella transizione esaminata varia lo spin ma non variano livello energetico n e momento angolare l . La transizione viene detta di dipolo magnetico e dunque ha un tempo di vita medio molto elevato, circa 10^7 anni. Poiché il numero di atomi di idrogeno del mezzo interstellare è estremamente elevato, si originano di continuo emissioni su tale frequenza, pertanto la riga di emissione a 21 cm è facilmente osservabile.

3 Emissione delle galassie a spirale

Dopo aver analizzato i vari processi di emissione, vediamo come le diverse parti di una galassia a spirale emettono:

Hot Ionized Medium (HIM) : viene riscaldato grazie all'energia rilasciata dalle supernove a seguito delle onde d'urto prodotte da esse, $T_2 \approx M^2 T_1$, in cui M è il numero di Mach dell'onda e T_2 e T_1 rappresentano rispettivamente la temperatura dopo e prima del passaggio dell'onda. L'HIM è scaldato dalle supernove che si sono formate nelle prime centinaia di migliaia di anni di vita della galassia. All'inizio si raffredda principalmente tramite Bremsstrahlung e successivamente si hanno processi secondari, come la ricombinazione, cioè righe di emissione dovute a transizioni free-bound nei raggi X soffici o a transizioni bound-bound nell'Ottico. Nei resti di supernova si ha anche l'emissione Radio di sincrotrone dovuta a elettroni appena accelerati a velocità ultra-relativistiche. Il cut-off di bremsstrahlung arriva ai raggi x, perciò si deduce dalla (5) che il tempo di raffreddamento è di circa 6 miliardi di anni. Emettendo nei raggi X il grado di ionizzazione è molto alto, ciò vuol dire che anche specie atomiche pesanti possono essere completamente ionizzate e raffreddandosi, insieme all'emissione continua si può osservare anche quella per ricombinazione. Queste regioni emettono molto più nei raggi X che nell'infrarosso, però una parte dei fotoni X viene assorbita e viene successivamente riemessa nella banda IR. L'emissione di sincrotrone è data da un plasma non termico.

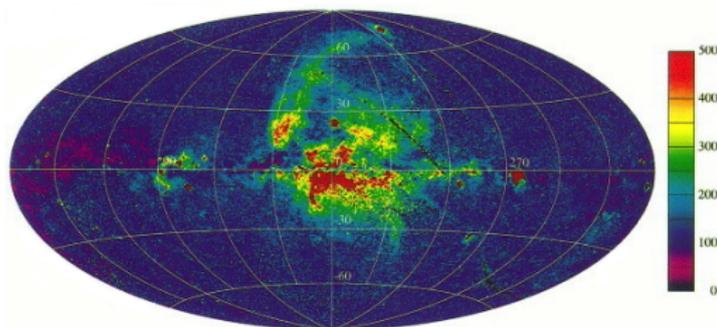


Figura 7: Visione del HIM della Via Lattea ripresa da ROSAT a 1.5 KeV (raggi X soffici).
Fonte: Snowden et al. 1997.

Warm Ionized Medium (WIM) : in questo mezzo si ha un equilibrio tra fotoionizzazione e ricombinazione. Il processo radiativo principale è la Bremsstrahlung, che forma il continuo negli spettri, a cui poi si aggiungono righe di emissione dovute a H e O. Sono le regioni di HII e quando non emettono più per Bremsstrahlung, emettono per ricombinazione, dopo qualche migliaio di anni. Quindi il WIM è rivelabile sia nella regione ottica per via delle righe, sia nel Radio/IR/submm per via della Bremsstrahlung. Le richieste energetiche per riscaldarlo sono considerevoli. La natura delle sorgenti di calore è incerta. Le regioni di HII sono in equilibrio radiativo tra i processi di ionizzazione e ricombinazione. Quando elettroni e protoni si ricombinano, generalmente si ricombinano in livelli energetici più alti, dunque si hanno le linee di emissione di Balmer, in quanto l'elettrone transisce

da un livello all'altro verso il livello fondamentale. Sfruttando le linee di ricombinazione dell'idrogeno e le linee di raffreddamento, dovuto al decadimento radiativo degli stati metastabili, si può determinare la temperatura del WIM.

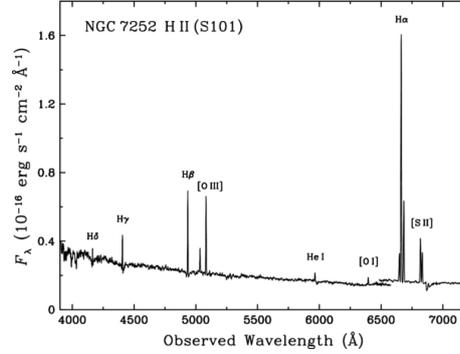


Figura 8: Spettro elettromagnetico della regione di HII della galassia NGC 7252.
Fonte: Schweizer et al 2013.

La riga dell'[OI] $\lambda 6300$ è molto difficile da osservare poiché è anche una delle linee di emissione più brillanti prodotte dal cielo notturno. Le righe proibite [SII] $\lambda 6716$ e [NII] $\lambda 6584$ hanno delle intensità simili alla riga $H\alpha$, quindi queste righe si possono mappare in una larga porzione del cielo. Studiando anche le altre righe, [NII] $\lambda 5755$, HeI $\lambda 5876$, [OIII] $\lambda 5007$, [OI] $\lambda 6300$, le quali sono significativamente più deboli delle righe citate precedentemente, si deduce che le caratteristiche del WIM variano fortemente dal punto osservato e anche lungo una singola linea di vista.

Le regioni di HII sono associate a regioni di formazione stellare, difatti la figura 9 indica che c'è un alto flusso di $H\alpha$, solitamente associato a un'attività di formazione stellare.

Warm Neutral Medium (WNM) : viene osservato per mezzo dell'assorbimento della radiazione a 21 cm. La quantità di energia richiesta per il riscaldamento è considerevole e viene riscaldato principalmente dalla luce stellare. Il WNM rappresenta il principale pozzo di energia delle fasi del mezzo interstellare, ma contemporaneamente è il principale fornitore di energia per le altre fasi. Potrebbero esserci delle condizioni per cui le nubi di HI siano termicamente instabili; questo succede per una frazione di massa delle nubi, circa il 20 %, che si organizza in strutture filamentose.

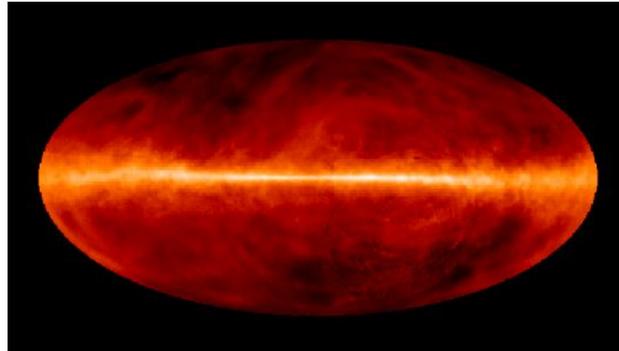


Figura 9: Visione del WNM della Via Lattea tramite il rilevamento dell'emissione di HI.
Fonte: J. Dickey, F. Lockman.

Cold Neutral Medium (CNM) : viene generalmente rivelato per mezzo di osservazioni millimetriche, submillimetriche o Radio, tramite righe di emissione e di assorbimento. L'idrogeno molecolare, H_2 , è molto difficile da osservare, sia nella banda ottica che nella banda radio. Si può rilevare l'idrogeno molecolare utilizzando l'emissione di altre molecole, dette traccianti (come il CO), meno abbondanti dell' H_2 e aventi condizioni di associazione e dissociazione praticamente identiche, che però sono più facili da osservare. Il 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.

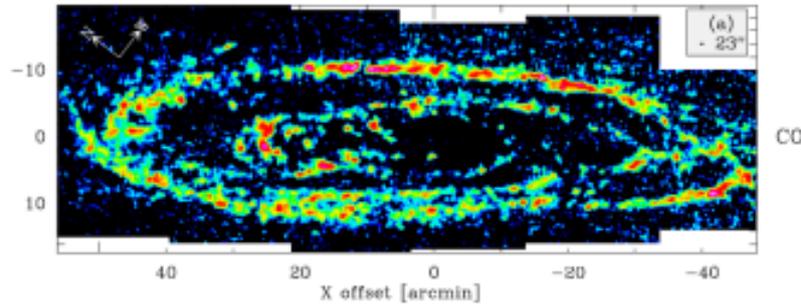


Figura 10: Visione del CNM della galassia M31 tramite il rilevamento del CO.
Fonte: Slide Processi di Radiazione e MHD, D. Dallacasa.

Polvere : è un assorbitore efficace della radiazione con λ minore delle tipiche dimensioni di un grano di polvere, ovvero radiazioni con lunghezze d'onda tipiche dell'UV e dell'ottico. Una volta che la radiazione viene assorbita dal mantello, le molecole presenti in questo strato passano allo stato gassoso, andando a sublimare il grano. La polvere riemette quasi come un corpo nero (in questo caso corpo grigio) nell'infrarosso. L'effetto complessivo della polvere è l'estinzione della radiazione incidente: fotoni a λ piccoli vengono estinti di più rispetto ai fotoni con λ grandi, questo processo è detto arrossamento. La presenza della polvere attenua la magnitudine delle stelle della galassia, da un fattore che dipende dalla dimensione e dalla composizione dei grani.

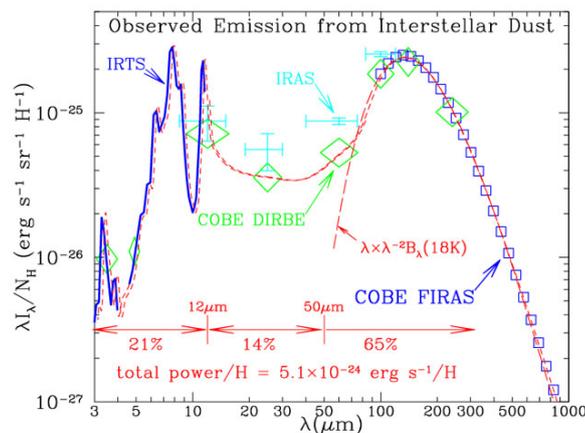


Figura 11: Spettro di emissione osservato della polvere interstellare diffusa nella Via Lattea. Croci: IRAS (Boulanger & Perault 1988); quadrati: COBE-FIRAS (Finkbeiner et al. 1999); rombi: COBE-DIRBE (Arendt et al. 1998); curva blu: IRTS (Onaka et al. 1996, Tanaka et al. 1996).

3.1 Spettro di una galassia a spirale

Lo spettro di una galassia a spirale è caratterizzato dalla Spectral Energy Distribution (SED). Si possono identificare due zone dello spettro: dall'UV al vicino IR e dal vicino IR al Radio.

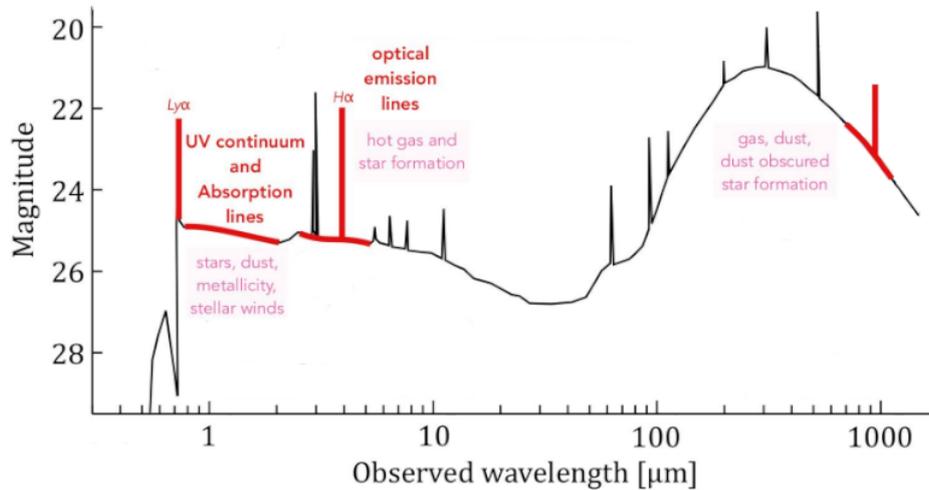


Figura 12: Spettro elettromagnetico prodotto da una galassia a spirale.
Fonte: Slide Tecniche di Analisi Dati Astronomici, M. Talia.

La prima parte dello spettro è caratterizzata dall'emissione di stelle, gas e dall'assorbimento della polvere, invece la seconda parte è caratterizzata solamente dall'emissione della polvere. La presenza del gas comporta delle righe in emissione, invece la presenza di polvere comporta delle righe in assorbimento. Come detto nel paragrafo precedente, la polvere assorbe maggiormente la radiazione a lunghezza d'onda minore, dunque l'arrossamento colpisce maggiormente la prima parte dello spettro; la radiazione a lunghezza d'onda minore viene riemessa nell'infrarosso, come se la polvere si comportasse da corpo nero (corpo grigio). Sono presenti sia righe molecolari che righe atomiche. L'intensità della riga dipende dalla sua larghezza, a sua volta dovuta dall'agitazione termica delle particelle, dalle loro collisioni e dal principio di indeterminazione. Dall'intensità della riga si può ricavare l'abbondanza della specie atomica (o molecolare) che la produce. Dall'analisi delle righe si può anche determinare il tasso di formazione stellare della galassia.

Riferimenti bibliografici

- [1] L. Ciotti, *Astrofisica Extragalattica*, Dispense, Corso di Laurea in Astronomia, Università di Bologna, 2023.
- [2] D. Dallacasa, *Processi di Radiazione e MHD*, Dispense, Corso di Laurea in Astronomia, Università di Bologna, 2022.
- [3] M. Talia, *Tecniche di Analisi Dati Astronomici*, Dispense, Corso di Laurea in Astronomia, Università di Bologna, 2023.
- [4] E. Ceccotti, *Processi di Radiazione e MHD*, Appunti, 2017.
- [5] P. M. W. Kalberla e U. Haud, *Properties of cold and warm HI gas phases derived from a Gaussian decomposition of HI4PI data*, 2018.
- [6] C. Mihos, *The Interstellar Medium*, <http://burro.case.edu/Academics/Astr222/Galaxy/Structure/gas.html>.
- [7] L. M. Haffner, R.-J. Dettmar, J. E. Beckman, K. Wood, J. D. Slavin, C. Giammanco, G. J. Madsen, A. Zurita, R. J. Reynolds, *The warm ionized medium in spiral galaxies*, 2009.