

ALMA MATER STUDIORUM · UNIVERSITÀ DI BOLOGNA

Scuola di Scienze
Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Astronomia

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

Tesi di Laurea in Astronomia

Candidato:
Alessia di Paola

Relatore:
Chiar.mo Prof.
Daniele Dallacasa

Sessione II
Anno Accademico 2018/2019

There have to be reasons that you get up in the morning and you want to live. Why do you want to live? What's the point? What inspires you? What do you love about the future? If the future does not include being out there among the stars and being a multi-planet species, I find that incredibly depressing.

Elon Musk

Indice

1	Introduzione	2
2	Il mezzo interstellare	4
2.1	Hot Ionized Medium (HIM)	4
2.2	Warm Ionized Medium (WIM)	5
2.3	Warm Neutral Medium (WNM)	5
2.4	Cold Neutral Medium (CNM)	6
3	Processi di emissione	7
3.1	Banda radio	8
3.1.1	Sincrotrone	8
3.1.2	Riga a $21cm$	9
3.2	Banda IR	10
3.3	Banda Ottica	12
3.3.1	Corpo nero	12
3.4	Banda X	13
3.4.1	Bremsstrahlung	13
3.5	Banda Gamma	15
3.5.1	Bremsstrahlung relativistica	15
3.5.2	Inverse Compton	15
3.5.3	Raggi cosmici	15
	Bibliografia	17

Capitolo 1

Introduzione

Le galassie sono i mattoni fondamentali dell'Universo. Alcune hanno una struttura semplice, formate da stelle ordinarie o quasi interamente da gas neutro, altre invece risultano essere più complesse, presentando diverse componenti come stelle, gas e polvere, che costituiscono il Mezzo Interstellare (ISM), e aloni di materia oscura.

Tra il 1926 e il 1936, l'astronomo statunitense **Edwin Hubble** introdusse una classificazione delle galassie basata sulla loro morfologia, detta **sequenza di Hubble**. Nonostante la suddivisione sia molto schematica, le idee di base sono tuttora valide. La sequenza viene riportata in figura 1.1.

A sinistra della sequenza si trovano le **galassie ellittiche (E0 - E7)**, dette anche *galassie early-type*, la cui forma tende a schiacciarsi muovendosi verso destra. Successivamente si hanno le **galassie lenticolari (S0)** che, avendo caratteristiche comuni ad entrambe, fanno da ponte tra le galassie ellittiche e le galassie a spirale. Quest'ultime, dette anche *galassie late-type*, presentano un'ulteriore suddivisione dovuta alla forma del bulge: **galassie a spirale (Sa, Sb, Sc)** e **galassie a spirale barrate (SBa, SBb, SBc)**. Le lettere a,b e c caratterizzano la compattezza dei bracci (dai meno ai più avvolti). Sono presenti altri tipi di galassie, che vengono esclusi dallo schema, ovvero le *galassie irregolari* e le *galassie nane*.

La nomenclatura *early* e *late type* è dovuta all'idea di Hubble che le galassie fossero inizialmente tutte ellittiche ed evolsero nel tempo in galassie a spirale. Questo porterebbe ad avere un universo in cui le galassie late type siano in numero maggiore

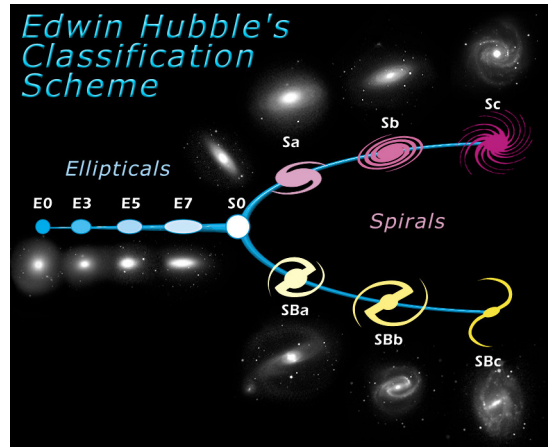


Figura 1.1: Sequenza di Hubble

delle early type, ma ciò è in contrasto con le osservazioni e di conseguenza l'idea venne abbandonata.

Nei capitoli successivi ci si occuperà esclusivamente di galassie a spirale, perciò è opportuno iniziare con una rapida descrizione della loro conformazione (figura 1.2):

- **Bulge:** è uno sferoide in cui è presente 1/6 della massa della galassia, composto principalmente da stelle vecchie (Popolazione II) povere di metalli e gas ad elevate temperature. Al centro è presente un buco nero super massiccio (SMBH), la cui massa è circa un millesimo della massa della regione.
- **Disco:** si sviluppa attorno al bulge e viene distinto in disco sottile e disco spesso. Il disco sottile ospita i bracci, ovvero stelle giovani di classe O-B, nubi molecolari fredde, ammassi aperti, regioni HII e polveri; mentre quello spesso ospita stelle vecchie. Il mezzo interstellare neutro è diffuso su tutto il disco. Il suo spessore è dell'ordine di qualche kpc, mentre il suo raggio è dell'ordine di qualche decina di kpc.
- **Halo:** sferoide che avvolge interamente la galassia, formato da stelle vecchie, ammassi globulari e materia oscura.

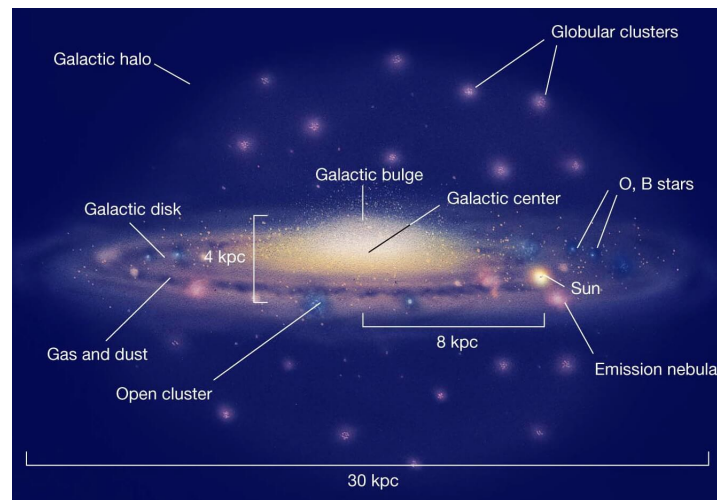


Figura 1.2: Struttura generale di una galassia a spirale

Capitolo 2

Il mezzo interstellare

Un importante costituente delle galassie è il mezzo interstellare (ISM), il quale costituisce solo il 5-10% della massa totale della galassia. Esso è composto da:

- **Gas:** principalmente idrogeno ed elio; atomi e molecole formano il gas freddo, mentre ioni ed elettroni formano il gas caldo. Circa l'80% dello spazio interstellare è composto da gas atomico/molecolare freddo ad alte densità.
- **Polveri:** formate da piccoli grani di grafite, silicati, olivina costituiscono circa l'1% della massa totale dell'ISM. Hanno temperature tra i 30K e i 100K. La loro dimensione li rende efficaci assorbitori della radiazione nell'ottico e nell'UV, ed emettono nell'IR. Inoltre sono fondamentali per la formazione stellare.

Si possono identificare 4 fasi del mezzo interstellare, che differiscono per densità e temperatura: Hot Ionized Medium, Warm Ionized Medium, Warm Neutral Medium e Cold Neutral Medium.

2.1 Hot Ionized Medium (HIM)

Le temperature del mezzo ionizzato caldo sono dell'ordine di $10^6 - 10^7 K$, mentre la densità è inferiore a $10^{-2} particelle/cm^3$.

Questa fase è localizzata principalmente attorno al bulge.

Il riscaldamento avviene tramite onde d'urto causate dalle esplosioni di supernovae oppure da venti stellari generati da stelle di classe spettrale O,B.

I tempi di raffreddamento sono molto lunghi ed emette principalmente per bremsstrahlung termica nella banda X; successivamente si hanno processi secondari come la ricombinazione, ovvero l'emissione in riga dovuta a transizioni free-bound nella banda X e bound-bound nella banda ottica. Inoltre nei resti di supernovae si ha emissione radio di sincrotrone, dovuta all'interazione di elettroni ultrarelativistici con il campo magnetico galattico.

2.2 Warm Ionized Medium (WIM)

Le temperature sono quelle tipiche della ionizzazione dell'idrogeno e dell'elio, circa $10^4 K$, mentre la densità è $n > 1.0 \text{ particelle/cm}^3$. Esso costituisce circa il 2-4% del volume totale dell'ISM.

Questa fase si trova lungo i bracci delle galassie, nelle regioni di formazione stellare, principalmente attorno a stelle calde e massive di tipo O,B, la cui radiazione UV fotoionizza il gas.

Questa fase si identifica nelle cosiddette **regioni HII** (in astrofisica teorica: **sfere di Strömgren**), ossia *nubi di idrogeno ionizzato* presente attorno a stelle calde e massive (tipo O/B); queste stelle emettono radiazione ultravioletta che ionizza l'idrogeno, il quale si ricombina immediatamente emettendo fotoni che a loro volta reionizzano la materia. Il processo termina ad una distanza detta raggio di Strömgren, dove la radiazione non è abbastanza forte da continuare a ionizzare l'idrogeno. Un esempio di regione HII è la *Nebulosa Rosetta*, figura 2.1.



Figura 2.1: Nebulosa Rosetta

Il suo rilevamento avviene mediante l'emissione nel continuo di *Bremsstrahlung* nelle bande *radio/IR/submm* e l'emissione *in riga* di H e O nella banda *ottica*.

2.3 Warm Neutral Medium (WNM)

Le temperature del WNM sono dell'ordine $10^2 - 10^4 K$, mentre la densità è $n \approx 0.1 \text{ particelle/cm}^3$; esso costituisce circa il 30-60% del volume totale dell'ISM.

Questa fase è localizzata in regioni di fotodissociazione presenti lungo tutto il disco della galassia, con carenze al centro per le elevate temperature. Il WNM è formato principalmente da **idrogeno atomico** (*HI*) riscaldato da radiazione UV/X diffusa e da interazione con i raggi cosmici di bassa energia. Esso si identifica tramite la *riga in assorbimento a 21 cm*, la quale è di grande importanza per lo studio della dinamica della galassia.

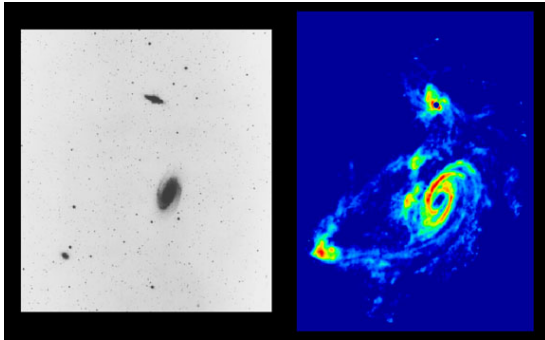


Figura 2.2: Gruppo di M81

Un'ulteriore caratteristica dell'osservazione a 21 cm può essere notata nella figura 2.2, in cui il gruppo di galassie M81 viene osservato nell'ottico (a sinistra) e a 21 cm (a destra). Nel secondo caso vengono messi in risalto strutture di gas filamentari causate dall'interazione gravitazionale tra gli oggetti della regione; queste strutture non sono visibili nella prima immagine.

2.4 Cold Neutral Medium (CNM)

Il CNM è composto principalmente da nubi di **idrogeno atomico** HI e **regioni di idrogeno molecolare** H_2 , presentando temperature, rispettivamente, di $10^2 K$ e $10K$ e densità di $1 - 10 \text{ particelle/cm}^3$ e $n > 10^3 \text{ particelle/cm}^3$. Esso può essere formato anche da CO o altre molecole.

Questa fase è localizzata nelle regioni di formazione stellare, ovvero nei bracci a spirale, e viene osservata anche in prossimità di buchi neri.

Il CNM viene identificato tramite *righe in emissione* nelle bande $mm/submm/radio$.

Capitolo 3

Processi di emissione

Per comprendere meglio una galassia a spirale, e quindi il mezzo interstellare di cui è composta, bisogna analizzare i processi di emissione che entrano in gioco. Innanzitutto i processi di emissione possono essere suddivisi in due tipologie:

- **Processi nel continuo:** i fotoni vengono emessi in un ampio intervallo di frequenze. Essi si dividono ulteriormente in processi termici, ove le velocità delle particelle seguono la distribuzione di Maxwell-Boltzmann (**Bremsstrahlung** e **Corpo Nero**), e processi non termici, ove la velocità segue una legge di potenza (**Sincrotrone**, **Compton Inverso** e **Bremsstrahlung Relativistica**).
- **Processi in riga:** i fotoni vengono emessi ad una frequenza caratteristica, generando nello spettro elettromagnetico *righe di assorbimento* o *emissione*.

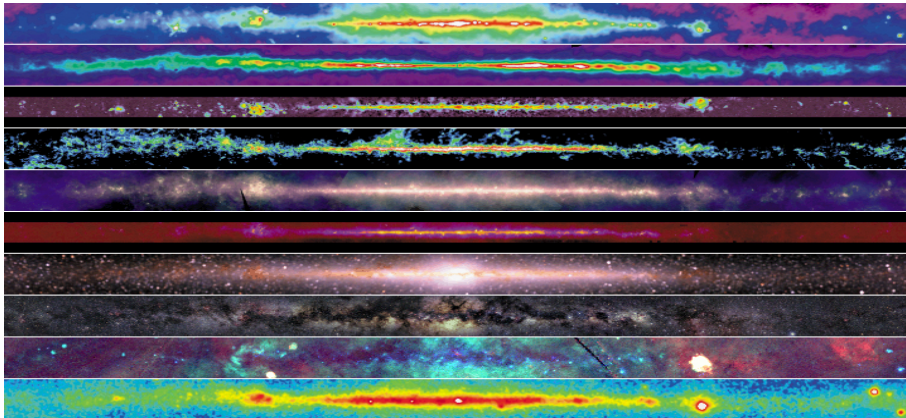


Figura 3.1: Osservazione della Via Lattea a diverse frequenze

Nella figura 3.1 sono riportate alcune delle bande di osservazione della Via Lattea, di cui si andrà ora ad analizzare il tipo di emissione.

3.1 Banda radio

In banda radio l'emissione delle galassie a spirale è principalmente di due tipi: *radiazione di sincrotrone* con emissione nel continuo ed *emissione in riga* dell'idrogeno neutro (riga 21 cm).

Ulteriori contributi, ma meno rilevanti, sono dati dall'emissione nel continuo di *Bremsstrahlung*

3.1.1 Sincrotrone

La radiazione di sincrotrone è di tipo non-termica e si osserva in presenza di **particelle ultrarelativistiche** interagenti con un **campo magnetico**. Data l'elevata velocità delle particelle si ha *aberrazione relativistica*, la quale porta la radiazione ad essere emessa in un cono di semiapertura γ^{-1} (figura 3.2).

Utilizzando la formula di Larmor si può scrivere la potenza emessa come:

$$P = -\frac{dW}{dt} = \frac{2q^4}{2m^2c^3}\beta^2\gamma^2H^2\sin^2\theta$$

Essendo $P \propto m^{-2}$, si possono identificare come principali emettitori gli *elettroni*, poiché presentano una massa 2000 volte inferiore a quella dei protoni.

La radiazione emessa da un elettrone ultrarelativistico giunge all'osservatore sotto forma di *impulsi*, poiché l'emissione è visibile solo quando il cono di semiapertura γ^{-1} è puntato verso chi osserva.

Lo spettro di frequenze è composto da un infinito numero di armoniche, somma dei vari contributi degli elettroni, i quali emettono alla loro *frequenza caratteristica*:

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

Ora si considera un insieme di elettroni relativistici con energie distribuite secondo la legge di potenza:

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

Utilizzando l'approssimazione per cui tutta l'energia viene emessa a ν_s , l'emissività specifica di sincrotrone è:

$$J_s \sim N_0 H^{\frac{\delta+1}{2}} \nu^{-\frac{\delta-1}{2}}$$

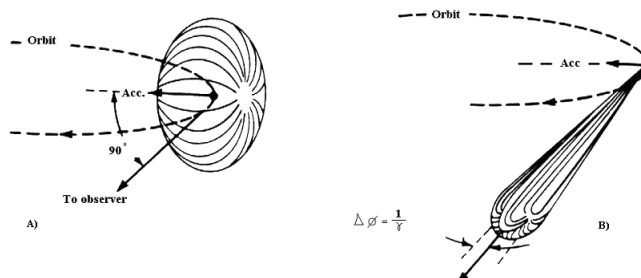


Figura 3.2: Emissione della radiazione

Dove δ individua la pendenza dello spettro. La formula precedente può essere riscritta come:

$$J_s \sim N_0 H^{\alpha+1} \nu^{-\alpha}$$

Dove $\alpha = \frac{\delta-1}{2}$ è detto **indice spettrale** ed è una misura diretta della distribuzione dei fotoni. Data la proporzionalità tra emissività e flusso, si ottiene un'altra importante relazione:

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

Nelle galassie a spirale l'emissione di sincrotrone è un fenomeno diffuso e con potenze dell'ordine di $10^{18} - 10^{23} \text{ WHz}^{-1}$.

3.1.2 Riga a 21cm

L'emissione in riga nella banda radio è dovuta alla *transizione iperfine* dello stato fondamentale dell'**idrogeno neutro**, con emissione alla frequenza ν di 1420.405 MHz , ossia alla lunghezza d'onda λ di 21 cm . L'atomo di idrogeno neutro è formato da un protone e da un elettrone, i quali presentano un momento angolare intrinseco detto **spin**; il diverso orientamento dei due spin (spin paralleli/anti-paralleli) causa uno "splittamento" del livello fondamentale. La differenza di energia tra i due livelli iperfini è pari a:

$$\Delta E = h\nu = 5.874 \cdot 10^{-6} \text{ eV} \text{ da cui } \nu = 1420.405 \text{ MHz} \text{ ovvero } \lambda = 21 \text{ cm}$$

La probabilità che la transizione avvenga è legata al *coefficiente di Einstein A* per l'emissione spontanea: $A = 2.9 \cdot 10^{-15} \text{ s}^{-1}$, identificando una transizione proibita con un tempo di decadimento $t \simeq 10^7 \text{ yr}$, ciò renderebbe impossibile l'osservazione della riga. Il processo di diseccitazione dell'atomo viene favorito dai *decadimenti collisionali* che riducono il tempo a $t \simeq 300 \text{ yr}$.

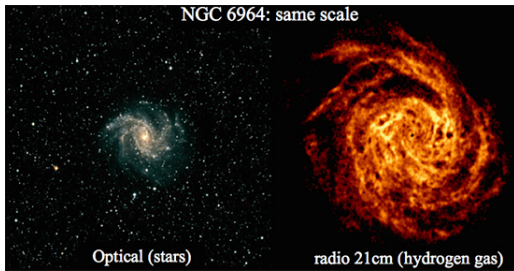


Figura 3.3: Galassia NGC 6964

In Astrofisica la riga 21 cm è di grande importanza, poiché permette lo studio della struttura delle galassie a spirale evitando l'estinzione della polvere. In figura 3.3 si nota la variazione di estensione della galassia NGC 6964 in banda ottica e in riga.

Inoltre la riga dell'idrogeno neutro viene usata per studiare la **curva di rotazione** delle galassie a spirale. Essa può essere associata a tre parti della galassia:

- **Bulge:** $v(R) \propto R$, la velocità di rotazione v_r aumenta linearmente con la distanza dal centro galattico;

- **Disco sottile:** $v(R) = \text{cost}$, la velocità è indipendente dalla distanza, si ha una rotazione differenziale;
- **Regioni lontane:** $v(R) \propto \sqrt{R}$, regime kepleriano.

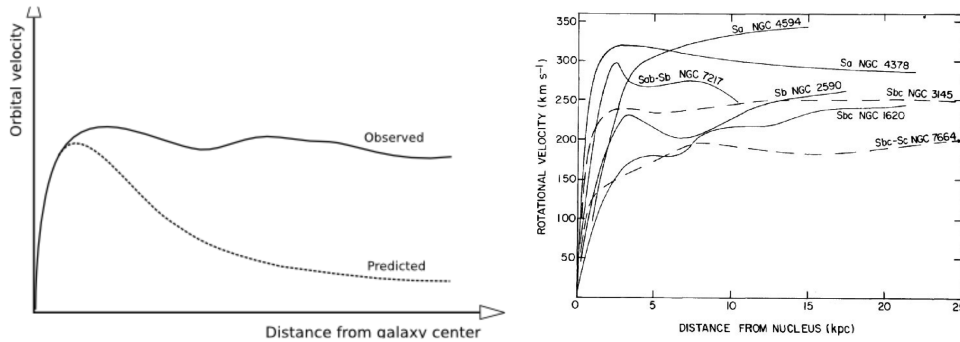


Figura 3.4: Curve di rotazione. Sinistra: teorica e osservata. Destra: curve di rotazione di alcune galassie

La curva teorica, però, non combacia con i dati osservativi, i quali descrivono un andamento quasi piatto anche nelle regioni più lontane delle galassie (vedi figura 3.4); attualmente si ipotizza che questo fenomeno sia dovuto alla presenza di **materia oscura**.

3.2 Banda IR

L'emissione in infrarosso delle galassie a spirale è dovuta alla **polvere interstellare** presente nelle nubi molecolari nei bracci. Essa viene generata in stelle fredde ricche di C o O oppure nei resti di supernova e diffusa tramite getti stellari. Essa è composta principalmente da elementi pesanti, che aggregandosi formano i cosiddetti **grani**, la cui grandezza è $5 \cdot 10^{-4} \mu m \leq \alpha \leq 0.5 \mu m$.

L'emissione infrarossa costituisce il 30% della luminosità totale di una galassia, di cui 2/3 sono emessi nel lontano infrarosso (FIR, $\lambda \geq 50 \mu m$) da grani grandi e freddi ($\geq 0.01 \mu m, T \sim 20K$) e 1/3 nel vicino-medio infrarosso (NIR-MIR,



Figura 3.5: Nebulosa di Orione

$\lambda \sim 5 \cdot 10^{-4} - 10^{-3} \mu m$) da grani piccoli e caldi ($\leq 0.005 \mu m, T \sim 100K$). Inoltre, possono essere presenti righe di emissione nel IR-MIR dovute a molecole organiche planari, composte di idrogeno e carbonio, dette **PAHs** (*Polycyclic Aromatic Hydrocarbons*), che si riscaldano assorbendo fotoni UV ed emettono tramite vibrazione degli stati eccitati. L'osservazione in infrarosso permette di accedere a regioni dell'universo non visibili in banda ottica. Un esempio è riportato in figura 3.5 dove si può osservare la netta differenza tra l'immagine ottica a sinistra e l'immagine in infrarosso a destra. L'assorbimento e la diffusione della luce stellare causano il fenomeno detto **estinzione**. Si definisce l'estinzione totale ad una certa lunghezza d'onda λ tramite:

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

Dove:

- a : raggio grano
- $n(a)da$: numero di grani per unità di volume lungo la linea di vista e con raggio tra a e $a+da$
- C_{ext} : sezione d'urto
- L : profondità della colonna di polvere considerata

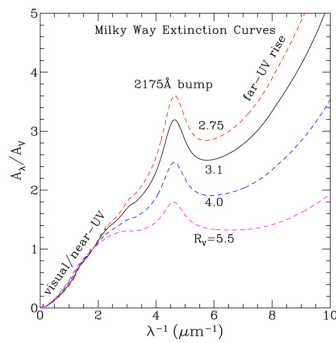


Figura 3.6: Curve di estinzione

Confrontando gli spettri di emissione di stelle della stessa classe spettrale ma con diverso arrossamento si definisce la **curva di estinzione**, usata per studiare la composizione chimica della polvere. Osservando il grafico 3.6 si può notare un *bump* a 2175 Å causato da un assorbitore abbondante e resistente in ogni ambiente, ovvero la *grafite*.

Un altro importante effetto della polvere è la **polarizzazione** della luce stellare; essendo i grani di polvere *anisotropi* causano un maggior assorbimento della radiazione ottica e maggiore emissione della radiazione infrarossa lungo l'asse maggiore dei grani. La polarizzazione della luce ottica è perpendicolare al grano, mentre nell'infrarosso è lungo la sua direzione. Per avere polarizzazione, inoltre, i grani devono essere allineati, perciò nella loro composizione è possibile la presenza di materiale paramagnetico.

3.3 Banda Ottica

L'emissione in banda ottica è dovuta principalmente a due processi: **radiazione di corpo nero** e **righe di ricombinazione**. La prima è emessa dalle stelle e genera il continuo e righe in assorbimento dovute all'atmosfera stellare; le seconde sono causate dall'eccitazione del gas interstellare e generano le righe in emissione.

3.3.1 Corpo nero

L'emissione di corpo nero osservata è la somma dei contributi di tutte le stelle della galassia e segue la **legge di Planck**.

Un *corpo nero* è un corpo ideale avente potere assorbente uguale a 1 ad ogni frequenza e temperatura, ovvero ha la capacità di assorbire tutta la radiazione incidente e, una volta raggiunto l'equilibrio termico, riemette solamente in funzione della temperatura. Nel caso di una stella non si ha un equilibrio termico (*TE*) totale poiché sono presenti elevate differenze di temperatura tra nucleo e superficie; è però possibile identificare un equilibrio termico locale (*LTE*) tramite cui si suddivide la stella in gusci sferici al cui interno la temperatura può essere considerata costante.

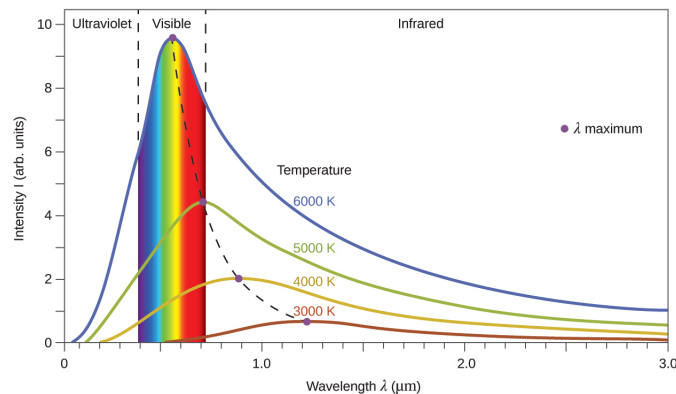


Figura 3.7: Legge di Planck

I fotoni osservati sono quelli uscenti dallo strato con spessore ottico $\tau_\nu = 2/3$, chiamato fotosfera.

La brillantezza di corpo nero è data dalla legge di Planck, che può essere espressa in funzione della temperatura e della frequenza:

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

Oppure della lunghezza d'onda (vedi figura 3.7):

$$B(\lambda, T) = 2 \frac{hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1}$$

In entrambe le funzioni si ha un picco dell'emissione dato da:

$$\nu_{max} = 5.88 \cdot 10^{10} \cdot T \text{ Hz} \quad \text{e} \quad \lambda_{max} = \frac{0.29}{T} \text{ cm}$$

La seconda è nota come *legge di Wien*.

3.4 Banda X

Nelle galassie a spirale sono presenti regioni del mezzo interstellare con temperature superiori a $10^5 K$, dove idrogeno ed elio sono completamente ionizzati e formano un *plasma*. Esso emette nell'estremo UV (EUV) e nella banda X. Tuttavia, gli atomi di idrogeno ed elio presentano una grande sezione d'urto per l'assorbimento UV, rendendo l'ISM opaco a quelle lunghezze d'onda e quindi difficile da studiare; mentre l'ISM risulta otticamente sottile per fotoni X, perciò l'osservazione nella banda X è favorita.

L'emissione in X avviene tramite due processi: **Bremsstrahlung termica** (emissione nel continuo) e **transizioni bound-bound** (emissioni in riga).

3.4.1 Bremsstrahlung

La radiazione di Bremsstrahlung, chiamata anche *emissione free-free*, è dovuta all'accelerazione di una carica libera nel campo coulombiano di un'altra carica; in particolare si hanno elettroni che interagiscono con ioni per mezzo della forza di Coulomb e decelerando irradiano energia (figura 3.8). In Astrofisica generalmente lo ione è formato da un solo protone (*HII*).

Considerando la singola interazione, la potenza totale irradiata dall'elettrone è data dalla *formula di Larmor*:

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

Dove l'accelerazione a può essere scritta come:

$$a(t) = \frac{Ze^2}{m x(t)^2}$$

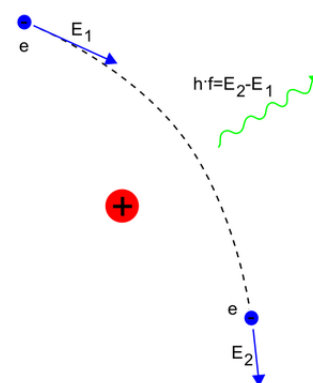


Figura 3.8: Schema emissione per Bremsstrahlung

Sostituendo si può notare che $P \propto x^{-4}$ e quindi si ha il massimo dell'emissione in corrispondenza della distanza minima, $x_{min} = b$, dove b è detto *parametro d'impatto*:

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

Da ciò si può ottenere l'energia totale emessa nella singola interazione:

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

Dove Δt è il tempo di interazione, detto anche *tempo di collisione*.

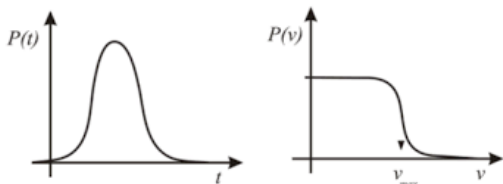


Figura 3.9: Spettro di emissione di Bremsstrahlung

La radiazione viene emessa sotto forma di impulsi di durata Δt ; essa in funzione della frequenza presenta inizialmente un profilo piatto, seguito da un cut-off esponenziale alla frequenza ν_{max} portando l'emissione a zero (figura 3.9).

Si può ora considerare un plasma reale, formato da una nube di elettroni con densità numerica n_e e di ioni con densità numerica n_z (generalmente $n_e \geq n_z$).

L'emissività di questa nube è pari a:

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

Dove \bar{g}_{ff} è detto *fattore di Gaunt*, quantità che dipende dalla distanza ione-elettrone. In questo caso la **frequenza di cut-off** viene scritta come:

$$\nu_{cut-off} \simeq \frac{kT}{h}$$

All'aumentare della temperatura la frequenza di cut-off aumenta, ciò porta ad avere un maggior numero di fotoni energetici.

Infine, si può definire il *tempo di raffreddamento* di una sorgente che emette per bremsstrahlung come:

$$t_{br} = \frac{6 \cdot 10^3}{n_e \bar{g}_B} T^{1/2} \text{ yr}$$

Considerando una regione HII, con densità $n_e \sim 10^2 - 10^3 \text{ cm}^{-3}$ e temperatura $T \sim 10^4 \text{ K}$, il tempo di raffreddamento è di circa 1000 *anni*.

La Bremsstrahlung risulta essere il principale processo di raffreddamento di sorgenti con temperature superiori a $T \sim 10^7 \text{ K}$.

3.5 Banda Gamma

L'emissione nella banda gamma è legata a fotoni con energia superiore a 100KeV . Ad energie inferiori a 100MeV essa è dovuta a processi non termici, **Bremsstrahlung relativistica** ed **Inverse Compton**, mentre per energie superiori a 100MeV è causata dall'interazione tra **raggi cosmici** e ISM.

3.5.1 Bremsstrahlung relativistica

In questo processo sono coinvolti elettroni con *velocità relativistiche* ($v \sim c$). La potenza emessa non dipende più dalla temperatura degli elettroni, ma solo dalla loro velocità. Questi seguono una distribuzione di energia a legge di potenza:

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

Si ottiene uno spettro di emissione a legge di potenza:

$$J_{br,rel} \approx \nu^{-\delta+1}$$

3.5.2 Inverse Compton

Esso è un processo di *scattering* tramite cui elettroni relativistici cedono energia a fotoni poco energetici. La massima energia acquistabile dai fotoni è:

$$\epsilon_{fin} \approx \frac{4}{3} \gamma^2 \epsilon$$

Dove ϵ_{fin} è l'energia finale del fotone.

3.5.3 Raggi cosmici

I raggi cosmici sono particelle ad alta energia, formati principalmente da *protoni* e *nuclei atomici* (98%) e in minima parte da *elettroni* (2%). Si possono distinguere due componenti:

- **Componente primaria:** principalmente protoni, nuclei d'elio ed elementi più pesanti;
- **Componente secondaria:** particelle generate dall'interazione della componente primaria con le molecole dell'atmosfera terrestre; si hanno principalmente muoni (μ^+, μ^-), elettroni e positroni, neutrini e fotoni.

Lo spettro energetico, riportato in figura 3.10, si estende in un intervallo che va da qualche centinaia di MeV a $10^{20}eV$ ed è approssimato da una legge di potenza:

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

L'indice γ individua la pendenza del grafico.

Per energie inferiori a $5 \cdot 10^{15}eV$ $\gamma \approx 2.7$; successivamente fino a $3 \cdot 10^{18}eV$ la pendenza aumenta con $\gamma \approx 3.1$; per energie superiori la pendenza torna al valore iniziale, ma la scarsità di dati non ne dà la certezza; i due punti di inversione vengono chiamati rispettivamente *ginocchio* e *caviglia*. All'aumentare dell'energia dei fotoni diminuisce il loro flusso.

Durante il moto nello spazio interstellare la componente primaria può collidere con i nuclei dell'ISM, generando

pioni (π^+, π^-, π^0); i pioni carichi decadono in muoni positivi e negativi, i quali decadono, a loro volta, in positroni ed elettroni, mentre il pione neutro decade in due raggi gamma ($\pi^0 \rightarrow 2\gamma$). Lo spettro energetico dei fotoni generati dai pioni neutri ha la caratteristica di avere un massimo attorno ai $70MeV$.

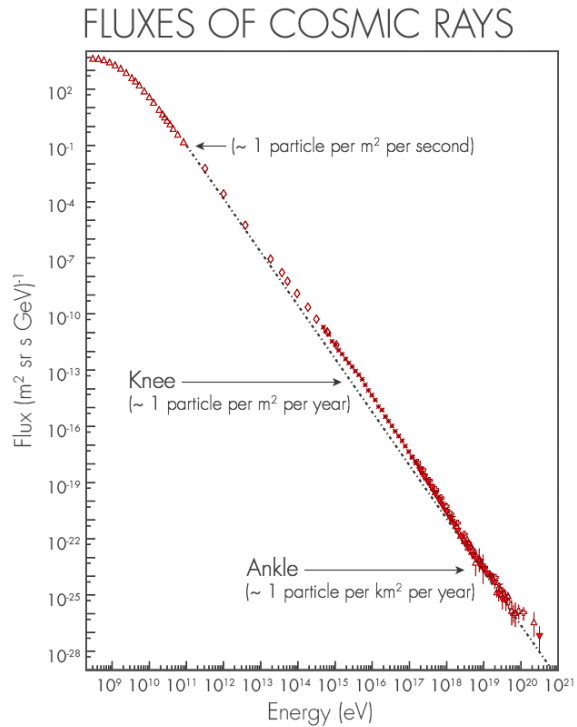


Figura 3.10: Spettro energetico

Bibliografia

- [1] H. Karttunen. *Fundamental Astronomy*. 2017.
- [2] E. Ceccotti. *Processi di radiazione ed MHD. Appunti*. 2017.
- [3] L. Ciotti. *Astrofisica Extragalattica. Appunti*. 2019.
- [4] L. Ferrari *Dispense di I Fondamenti della termodinamica statistica*.
- [5] D. Dallacasa. *Processi di radiazione ed MHD. Dispense*.
- [6] C. Gruppioni *On the absorption and emission properties of interstellar dust grains. Dispense. Novembre 2013*.