

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 ellittiche

Tesi di laurea

Presentata da:
Alice Colzani

Relatore:
Chiar.mo Prof.
Daniele Dallacasa

Sessione III
Anno Accademico 2016-2017

Indice

Introduzione	1
1 Elementi caratteristici delle galassie ellittiche	3
1.1 Classificazione	3
1.2 Gli aspetti comuni: il profilo di brillantezza e il piano fondamentale	4
2 L'emissione nelle galassie ellittiche	6
2.1 La banda ottica	6
2.2 La banda X	8
2.3 La banda radio: le radiogalassie	10
3 Un esempio pratico: Cygnus A	13
Bibliografia	14

Introduzione

Si è capito che la nostra Via Lattea è solo una delle miliardi di galassie presenti nell'Universo solo poco tempo fa, sebbene molte altre galassie fossero state individuate in precedenza. Inizialmente erano catalogate come nebulose, cioè oggetti che apparivano indistinti e sfuocati all'interno di un telescopio, ma che non erano sicuramente stelle. Il miglioramento delle immagini e la scoperta che queste strutture contenevano stelle spinse Hubble a studiarle. Nel 1920, grazie al telescopio posto sul monte Wilson, egli individuò alcune stelle variabili in Andromeda e osservò che avevano lo stesso intervallo di cambiamento di luminosità delle stelle Cefeidi della nostra Galassia. Utilizzando la differenza di luminosità tra i due fenomeni, Hubble riuscì a stabilire la distanza delle stelle di Andromeda: 300 kPc, cioè ben oltre i confini della nostra Via Lattea. Ciò che Hubble dedusse fu che la “nebulosa” di Andromeda doveva essere a sua volta una galassia, indipendente dalla nostra Via Lattea.

Hubble continuò i suoi studi sulle galassie, creando poi un sistema di classificazione basato sulla morfologia. Egli credeva, erroneamente, che esso fosse un modello evolutivo: nonostante questo, il sistema di Hubble viene usato ancora oggi. È possibile individuare quattro classi di galassie: le galassie *a spirale* (S) sono oggetti in cui è possibile riconoscere una zona centrale, detta *bulge*, da cui partono dei getti di materia che formano i bracci; la nostra stessa Galassia appartiene a questa categoria, essendo probabilmente una spirale barrata (SBb). Una seconda classe è data dalle galassie *ellittiche* (E): hanno una struttura simile a quella del bulge delle galassie a spirale, di forma sferica o ellissoidale, e ne condividono molte proprietà. La terza classe è data dalle galassie *lenticolari* (S0), che sono un punto di transizione tra i due tipi di galassie già citati in quanto hanno un disco di rotazione aggiunto al bulge centrale ellittico, ma senza bracci. Infine vi sono le galassie *irregolari*, cioè senza nessuna delle peculiarità che caratterizzano le classi precedenti. Rientrano in questa categoria sia le galassie starburst che le piccole galassie blu, senza alcuna organizzazione strutturale.

Di seguito si cercherà di approfondire la conoscenza delle galassie ellittiche, soffermandosi in modo particolare su quali siano i fenomeni di emissione caratteristici.

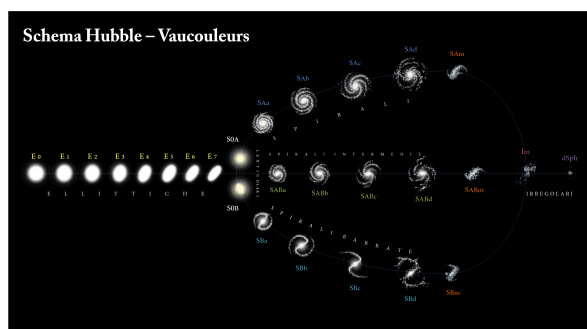


Figura 1: Schema della classificazione di Hubble

Capitolo 1

Elementi caratteristici delle galassie ellittiche

All'apparenza le galassie ellittiche sembrano molto semplici: una forma ellittica, una luce distribuita in modo regolare, maggiore al centro e più debole verso i bordi, senza nessuna struttura e, di solito, senza nemmeno la polvere. In realtà queste galassie sono molto diverse l'una dall'altra: coprono un vasto intervallo di luminosità, possono ruotare molto velocemente, alcune sono oblate, altre triassiali. Queste proprietà sono correlate tra loro: per esempio, una galassia ellittica triassiale sarà probabilmente molto luminosa, con una bassa rotazione, ma una forte sorgente di raggi X.

Prima di parlare degli aspetti comuni, s'introduce la classificazione delle galassie ellittiche.

1.1 Classificazione

Nella classificazione morfologica creata da Hubble le galassie ellittiche, dette anche *early type*¹, vengono indicate con la lettera E, a cui viene associato un pedice che indica quanto la galassia devia da una forma tondeggianti. Per fare ciò si misurano l'asse maggiore a e l'asse minore b e si calcola il *parametro di ellitticità* ε utilizzando la seguente formula:

$$\varepsilon = 1 - \frac{b}{a} \quad (1.1)$$

Il valore da assegnare al pedice sarà quello di ε moltiplicato per dieci e, per semplicità, arrotondato all'intero più vicino. Un valore maggiore del pedice indica dunque una forma più ellittica della galassia considerata.

Osservativamente non si è mai trovato un valore del pedice superiore al 7, anche se si deve considerare che esso dipende anche dal punto di vista rispetto a cui si osserva la galassia. In realtà dallo studio della rotazione di ellissoidi auto gravitanti si trova che un ellissoide con un'ellitticità superiore a sette si romperebbe, ponendo dunque dei limiti alla forma di queste galassie. Inoltre, da un punto di vista statistico, se esistessero davvero galassie con indici superiori, allora sarebbero già state osservate. Una classificazione più accurata divide le galassie ellittiche in 5 categorie:

¹Questo nome deriva dall'errata concezione dello schema di Hubble: inizialmente infatti si pensava che le galassie nascessero ellittiche e poi si evolsero fino a diventare a spirali.

- ELLITTICHE NORMALI: classe che comprende le ellittiche giganti (gE), quelle di luminosità intermedia (E), le ellittiche compatte (cE) e alcune galassie $S0$. Coprono un range di magnitudini ² molto ampio, compreso tra -23 e -15.
- NANE ELLITTICHE: identificate con dE , si distinguono dalle cE per una superficie di brillantezza più piccola e una minore percentuale di metalli.
- GALASSIE cD : hanno una magnitudine assoluta molto alta, anche maggiore di -25, e sono molto grandi, con raggi di poco inferiori al Mpc. Sono state individuate solo vicino al centro di ammassi di galassie molto densi e hanno una superficie di brillantezza molto alta vicino al centro. Hanno inoltre un envelope diffuso ed esteso, con un grande valore nel rapporto massa-luminosità.
- GALASSIE NANE BLU COMPATTE (*Blue compact dwarf galaxies*, BCD): hanno un indice di colore B-V compreso tra 0 e 0.3, molto più piccolo che nelle altre galassie ellittiche, con una maggiore percentuale di gas.
- GALASSIE SFEROIDALI NANE ($dSph$): hanno una luminosità e una superficie di brillantezza molto bassa, fino a un limite inferiore di magnitudine di circa -8. A causa di questi valori così bassi, finora sono state osservate solo all'interno del Gruppo Locale.

Si osserva che nelle galassie ellittiche c'è una correlazione tra la magnitudine e quanto la galassia stessa ruoti: in particolare è possibile distinguere tre categorie.

- $\mathcal{M}_B \leq -20.5$: sistemi con bassa rotazione, con profilo di brillantezza centrale poco profondo
- $-20.5 \leq \mathcal{M}_B \leq -18$: rotazione abbastanza importante
- $\mathcal{M}_B \geq -18$: sono la maggioranza delle galassie nane ellittiche o sferoidali, caratterizzate da una rotazione quasi nulla o del tutto assente

1.2 Gli aspetti comuni: il profilo di brillantezza e il piano fondamentale

Nonostante la grande varietà che caratterizza queste strutture, esse hanno degli elementi in comune. Anzitutto il loro colore integrato ³ è rosso a causa dell'elevato contenuto di stelle vecchie: lo spettro sarà dominato da stelle di classe K. Hanno un indice di colore positivo e al loro interno non sono mai state osservate supernove di tipo II, ma solo di tipo Ia: queste ultime si originano da un sistema binario, dato da una nana bianca che attrae materia da una stella compagna fino ad esplodere.

Le stelle contenute hanno una metallicità superiore a quella delle stelle di popolazione I della nostra Via Lattea: questo è probabilmente dovuto alla formazione tumultuosa delle galassie, che favorisce la creazione di elementi pesanti. I principali metodi di formazione sono due: nello scenario del *collasso monolitico* la galassia si crea dalla virializzazione di una struttura non completamente collassata; in questo caso le stelle

²Di seguito, con magnitudine s'intenderà sempre quella assoluta, misurata nella banda B

³Il colore integrato è ottenuto dalla somma della luminosità di tutte le stelle presenti nella zona considerata

si formano tutte simultaneamente. Un'altra ipotesi prevede un *merging* tra due o più galassie già formate, in cui quindi le stelle si formano in differenti momenti.

La percentuale di gas freddo ⁴ è praticamente trascurabile, il che implica l'assenza di formazione stellare. Tutto questo porta a supporre che le galassie ellittiche siano delle strutture antiche, che hanno già usato tutto il materiale a loro disposizione per formare delle stelle. Ciò che resta sono solo le stelle più piccole e fredde, di colore rosso, che continueranno a bruciare ancora a lungo.

Le galassie hanno tutte il medesimo profilo di brillantezza: per le ellittiche, si ha il *profilo di brillantezza di de Vaucouleurs*, che può essere scritto analiticamente come

$$I(R) = I_0 e^{-7.67(\frac{R_e}{R})^{1/4}} \quad (1.2)$$

dove R_e è detto raggio effettivo e contiene la regione che emette la metà della luminosità totale. Questo profilo concorda con i risultati finora raccolti e fornisce una buona misura della luminosità e della grandezza della galassia. Il profilo delle isofote delle galassie ellittiche è ellittico a sua volta, con solo piccole irregolarità.

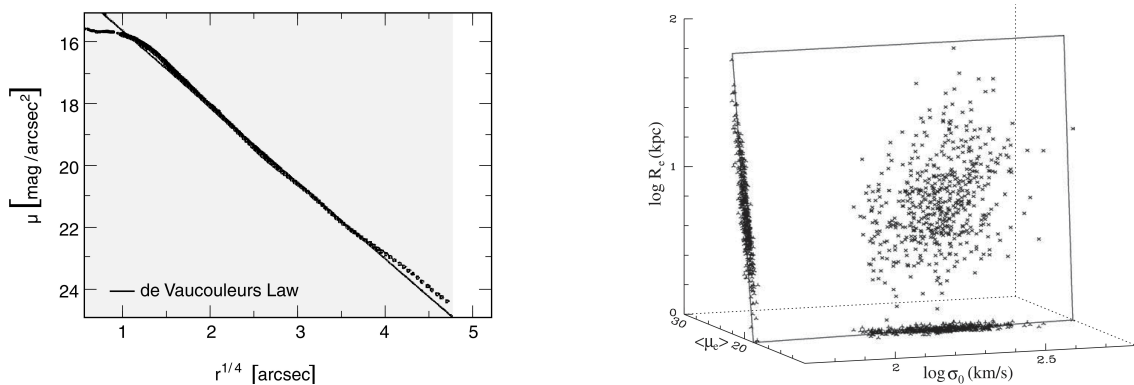


Figura 1.1: A sinistra, il profilo di brillantezza di de Vaucouleurs (linea continua) confrontato con quello di NGC 4472. A destra, la rappresentazione del piano fondamentale; i punti addensati rappresentano la proiezione del piano sui rispettivi assi.

Anche le proprietà cinematiche e fotometriche delle galassie ellittiche sono strettamente correlate. In particolare vi sono tre relazioni fondamentali, che legano tra loro la luminosità (L), la dispersione di velocità (σ) e il raggio effettivo (R_e). La prima relazione empirica viene detta *di Feber-Jackson* e afferma che $L \propto \sigma^4$, legando la luminosità con la dispersione di velocità. Kormendy trovò una seconda relazione, secondo cui $L \propto R_e^a$, dove a è un valore circa pari a uno. Questo indica che una galassia più grossa ha una densità minore, perché la luminosità non ha una variazione lineare. Vi è infine la relazione $D_n - \sigma$, che lega il diametro fotometrico D_n alla dispersione di velocità. Combinando insieme tutte queste relazioni, in forma logaritmica, si ottiene l'equazione

$$\text{Log}R_e = \alpha \text{Log}L - \beta \text{Log}\sigma \quad (1.3)$$

Essa determina un piano, che viene detto *fondamentale*; ogni galassia ellittica si trova su di esso. Tipicamente i valori dei parametri sono $1.2 \leq \alpha \leq 1.5$, in base alla lunghezza d'onda in cui si osserva, mentre $\beta \simeq -0.8$, con una scarsa dipendenza dalla frequenza. Un'importante proprietà del piano è la sua sottigliezza: grazie a essa si può ricavare una buona stima della distanza dell'oggetto considerato.

⁴S'intende gas con temperature al di sotto dei $10^4 K$

Capitolo 2

L'emissione nelle galassie ellittiche

Nell'approssimazione più semplice, una galassia ellittica può essere vista come il bulge di una galassia a spirale, in cui mancano il disco e i bracci. Una buona parte dell'emissione sarà data dalle stelle, che sono anche responsabili del colore integrato della galassia. Esse sono circondate da notevoli quantità di gas caldo, con una massa solitamente di poco inferiore a quella delle stelle stesse. Questo gas tende a raffreddarsi, emettendo ad alte energie. Oltre a ciò, nel centro della galassia si trova un buco nero: la sua massa è legata a quella della galassia e, se supera le $10^6 M_\odot$, allora viene detto *massiccio*. In particolari condizioni, esso può avere delle emissioni significative che si aggiungono a quelle già prodotte dagli altri elementi e la galassia viene detta *attiva*. La regione centrale di queste galassie, in cui viene generata un'ingente quantità di energia, viene detta *nucleo galattico attivo* (AGN). Ognuna di queste strutture ha un picco di emissione in una diversa banda dello spettro: di seguito verranno analizzate la banda ottica, X e radio, soffermandosi brevemente sui processi che originano l'emissione.

2.1 La banda ottica

L'emissione nella banda ottica è dovuta prevalentemente alle stelle, che emettono per *corpo nero*. Questa è una radiazione termica con un'emissione continua e si origina all'interno di corpi otticamente spessi, in cui la radiazione viene continuamente emessa e riassorbita fino a perdere memoria della sua distribuzione originale di energia. Poiché le stelle sono all'equilibrio termico, l'energia media delle particelle sarà uguale all'energia media dei fotoni: la radiazione emessa avrà una forma caratteristica, detta Plankiana, che in funzione della frequenza viene scritta come

$$B(\nu, T) = \frac{2h\nu^3}{c^2(e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1)} \quad (2.1)$$

Questa è una famiglia di curve parallele, per cui da un solo dato è possibile ricostruire la curva completa. La sua caratteristica è che il picco dipende dalla temperatura: conoscendo la lunghezza d'onda a cui esso si trova, tramite la legge di Wien $T\lambda_{max} = 0.29 [cmK]$ si può trovare il valore della temperatura dell'oggetto. Il continuo emesso sarà poi segnato da delle righe di assorbimento: esse si formano nelle atmosfere stellari, piene di elementi che possono essere eccitati dai fotoni emessi. Queste righe sono più forti tanti più elementi ci sono, quindi dalle righe è possibile capire quali siano gli elementi che formano l'oggetto emettente.

Nella banda ottica le galassie ellittiche appaiono rosse, il che suggerisce che le stelle contenute siano di colore rosso e che siano fredde: saranno dunque giganti rosse, appar-

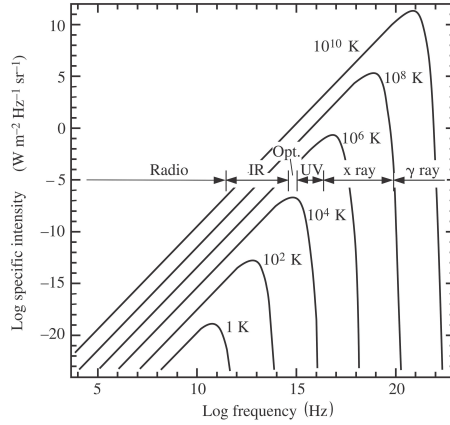


Figura 2.1: Rappresntazione di Plankiane generate da corpi neri a temperature diverse; si noti come il picco dell'emissione sia nell'ottico per oggetti con temperature intorno ai $10^4 K$

tenenti al braccio asintotico del diagramma H-R, oppure stelle in sequenza principale di classe K. La loro età è paragonabile a quella delle stelle contenute negli ammassi globulari della nostra stessa Galassia e si nota un aumento del colore rosso verso l'interno. Per galassie troppo lontane non è possibile ottenere lo spettro delle singole stelle, ma si può comunque studiare uno spettro integrato, dato cioè dalla somma delle luminosità di tutte le stelle. Quello che si ottiene è uno spettro simile a quello mostrato nella figura 2.2: si notano profonde righe create da metalli quali il magnesio, il calcio e il sodio. La scarsità di emissione al di sotto dei 3500 \AA dimostra che non ci sono stelle O e B; anche questa è una prova dell'età avanzata di questi sistemi, poiché queste stelle vivono solo fino a un massimo di circa 2 Gyr. A 4000 \AA è possibile notare un profondo assorbimento: questo *break* è dovuto all'assorbimento da parte dei metalli, emessi soprattutto da supernove di tipo Ia, e diventa sempre più profondo con l'avanzare dell'età.

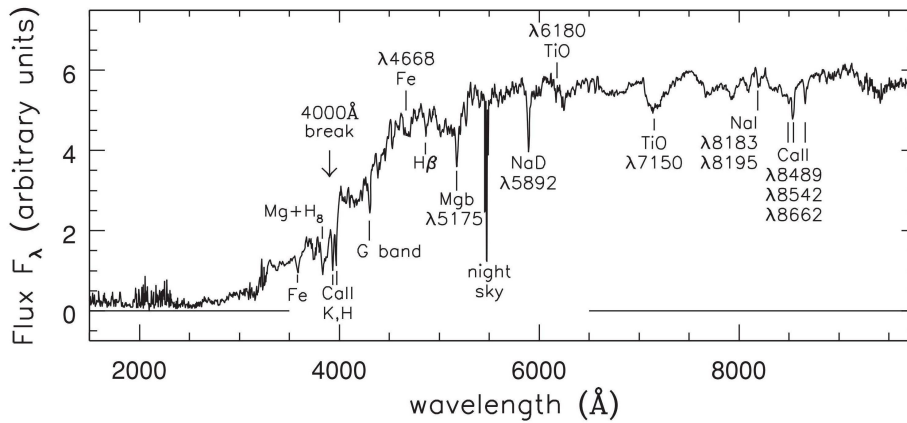


Figura 2.2: Spettro ottico di una galassia

Dagli spettri compiuti in zone diverse della galassia si nota come le linee dei metalli diventino più forti verso il centro, sebbene le righe di $H\beta$ non mostrino una ben precisa correlazione. Utilizzando la riga di Balmer come indicatore d'età, si vede che le galassie ellittiche che appartengono ad ammassi molto densi hanno una popolazione stellare appartenente a un'unica sequenza d'età, di circa 10 Gyr; la loro metallicità ¹ varia tra 3

¹S'intende un valore rispetto a quella solare

per le più luminose, fino a $\frac{1}{3}$ per quelle 100 volte meno luminose. Al contrario, le galassie formatesi in ammassi meno densi hanno una minore metallicità e una popolazione stellare più giovane.

L'alta concentrazione di metalli e il colore così rosso dimostrano quanto le galassie ellittiche siano strutture antiche, in cui la formazione stellare è già completamente avvenuta. Inizialmente si pensava che esse non avessero né gas freddo né polvere, tuttavia osservazioni più recenti hanno dimostrato la loro presenza, anche se in una frazione di massa molto bassa che non permette la formazione di nuove stelle. Si sono osservate anche linee di gas tiepido, oltre che la riga 21 cm e quelle del CO. Alcune delle galassie ellittiche normali presentano anche delle visibili quantità di polvere, che talvolta si può trovare all'interno di un disco. Dalle osservazioni si nota inoltre che la maggior parte delle galassie ellittiche è in uno stato quiescente, in cui cioè il tasso di formazione stellare annua è praticamente trascurabile.

2.2 La banda X

La maggior parte delle galassie ellittiche è composta da Hot Interstellar Medium (HIM), caratterizzato da temperature di $10^6 - 10^7 K$ e una densità molto bassa. La sua origine è da ricercarsi nelle stelle presenti nella galassia stessa: soprattutto nelle fasi di gigante rossa o di nebulosa planetaria, esse possono emettere getti di materia a temperature intorno $10^4 K$. Essi hanno una velocità pari a quella della stella che li ha generati, ma poi possono essere accelerati (e quindi riscaldati) per l'interazione con altri getti di materia o per il mescolamento con il mezzo interstellare (ISM) già presente. In particolare, la maggior parte di questi getti viene riscaldato alla temperatura del HIM entro pochi parsec dalla stella originaria, mentre nel caso di nebulose planetarie una parte del gas, circa la metà, rimane freddo ². Se si suppone che le stelle della galassia si siano formate tutte in un singolo *burst* di formazione, risulta che la maggior parte della perdita di materia sia avvenuta prima dei 2 Gyr a opera di stelle di grande massa, che sono maggiormente soggette a tali fenomeni. Il totale della massa persa sarà dato da

$$\dot{M}(t) = \dot{M}_*(t) + \dot{M}_{SN}(t)$$

dove M_* è la massa di materia emessa dalle stelle, mentre M_{SN} è emessa dalle supernove di tipo Ia ed è pari a $1,4M_\odot$ ³.

Da misure effettuate con il telescopio Chandra si è osservato che anche il buco nero centrale è in grado di scaldare l'ISM, evitando l'accumularsi di materia nel centro galattico. L'energia può essere prodotta o quando il gas cade verso il buco nero (*inflow*), oppure quando viene emesso e deve opporsi al campo gravitazionale (*outflow*). In particolare, considerando l'ultimo metodo, avremo che

$$\frac{L_{grav}^-(t)}{L_{SN}(t)} \propto \sigma_c^2$$

dove σ_c^2 è la dispersione di velocità del centro. Se si ha un valore della frazione maggiore di 1, allora si verificano fenomeni di inflow.

Per temperature oltre $10^4 K$ il gas risulta ionizzato e quindi si può parlare più correttamente di plasma. Una particella carica, accelerata e non legata a nessun atomo

²Questo a meno di moti turbolenti su grande scala

³Questo valore è la massa limite di Chandrasekhar, che a sua volta rappresenta la massa massima di un oggetto degenerare quali sono le nane bianche del sistema binario originario della supernova.



Figura 2.3: Confronto tra l'emissione X, a sinistra, e quella ottica della galassia ellittica NGC 0507. Si può notare come l'emissione X sia molto più estesa della galassia stessa vista nell'ottico

o molecola, emette una certa quantità di energia a una frequenza che è inversamente proporzionale al tempo per cui tale radiazione viene emessa. Per esempio, un elettrone che collide ⁴ con uno ione per un tempo $\Delta\tau$, emetterà una radiazione all'interno di una banda data da $B \approx 1/\Delta\tau$. In particolare, un tempo breve è associato a emissioni di alta energia. La singola particella può produrre un'emissione in riga, mentre con molte particelle vi sono diverse accelerazioni e vari tempi scala coinvolti, che portano nel complesso a un'emissione continua.

Quando una particella carica viene deflessa e decelerata dal campo di Coulomb prodotto da un'altra carica, entrambe all'equilibrio termico, la prima cede parte della sua energia cinetica, generando un fotone. Questo fenomeno è detto *Bremsstrahlung* (che in tedesco significa proprio "radiazione di frenamento") o *emissione free-free*, in quanto comporta il passaggio tra due diversi stati non legati.

Si ha *Bremsstrahlung termica* con una nube all'equilibrio termico, in cui le particelle seguono la distribuzione di Maxwell-Boltzmann. In questo caso l'emissività integrata su tutte le velocità sarà

$$J_{br}(\nu, T) = \int_{v_{min}}^{\infty} J_{br}(\nu, v) f(v) dv = 6.8 \times 10^{-38} T^{\frac{1}{2}} e^{-\frac{h\nu}{k_B T}} n_e n_Z Z^2 g_{ff}(\nu, T) \quad (2.2)$$

Il termine esponenziale rappresenta il *cut-off* delle alte energie ed è direttamente proporzionale alla temperatura del plasma. Questo fenomeno è dovuto al fatto che, spostandosi ad energia sempre maggiori, cala il numero di elettroni con energia cinetica sufficiente a produrre fotoni con tale frequenza. Dunque l'emissività totale non ha altre dipendenze dalla frequenza oltre quella di cut-off e, se la nube è trasparente alla sua stessa emissione, lo spettro generato è piatto. Durante la collisione la particella deflessa diminuisce la sua energia cinetica, rendendo la *Bremsstrahlung* il principale processo di raffreddamento per plasmi con temperatura superiore a $10^7 K$.

Se siamo in una zona con elettroni relativistici, è possibile avere anche il fenomeno del *Synchrotron Self-Compton (SSC)*: dato un fotone a bassa energia, esso può collidere con un elettrone ad altissima velocità, anche se non necessariamente relativistico. Per effetto di scattering nel nostro sistema di riferimento il fotone risulta visibile solo

⁴Bisogna ricordare che nel caso di interazione Coulombiana, con "collisione" si intende un qualsiasi incontro tra due particelle che avviene sufficientemente vicino da modificare entrambe le loro traiettorie.

all'interno di un cono molto stretto, in cui esso viene amplificato a causa dell'effetto Doppler e l'intensità aumenta per effetti relativistici. Più l'elettrone ha velocità prossime a quelle della luce, più l'energia associata al fotone è alta, fino a raggiungere la banda X o addirittura γ . Il nome di questo fenomeno deriva dal fatto che gli elettroni relativistici, necessari per il processo, in presenza di un campo magnetico hanno un'emissione detta Sincrotrone; questo è un processo di cui si parlerà più in dettaglio nel capitolo seguente.

2.3 La banda radio: le radiogalassie

Quando una galassia ha un'emissione non trascurabile aggiunta a quella prodotta dalle stelle e dall'ISM, allora si dice che essa è attiva. Questa emissione è solitamente associata a fenomeni eruttivi di alta energia, nella maggior parte dei casi originata nel centro della galassia stessa, che risulta quindi molto più luminosa del normale. Negli spettri si possono notare delle forti righe di emissione e l'energia emessa copre tutto lo spettro; questo suggerisce che l'emissione sia non termica. Se si notano anche delle variazioni nell'emissione del continuo o nelle righe su tempi relativamente brevi, allora le sorgenti vengono chiamate nuclei galattici attivi (AGN). La teoria oggi riconosciuta prevede che al centro della galassia ci sia un buco nero, con attorno a sé un disco di accrescimento. Quando la materia cade verso il centro viene riscaldata fino a emettere moltissima energia all'interno di due getti conici perpendicolari al disco. Attorno a questa regione interna c'è una zona con della materia che emette delle righe allargate (BLR), il tutto circondato da un toro di polvere otticamente spesso. Al di fuori vi sono altre nubi di materia che, se sono all'interno dei coni di radiazione, possono essere ionizzate ed emettere delle righe strette (NLR). Questo modello viene detto *unificato* in quanto spiega vari oggetti, come Quasar e Seyfert, semplicemente come lo stesso oggetto visto da diversi punti di vista. Infatti ogni linea di vista sarà in grado di ricevere la radiazione solo di alcune zone, modificando così lo spettro ricevuto: per esempio, se si guarda lungo la linea perpendicolare ai getti si avrà una bassa emissione a causa dell'oscuramento del toro, mentre lungo la linea parallela si rimarrà accecati dall'emissione dei getti e si avranno delle Quasar.

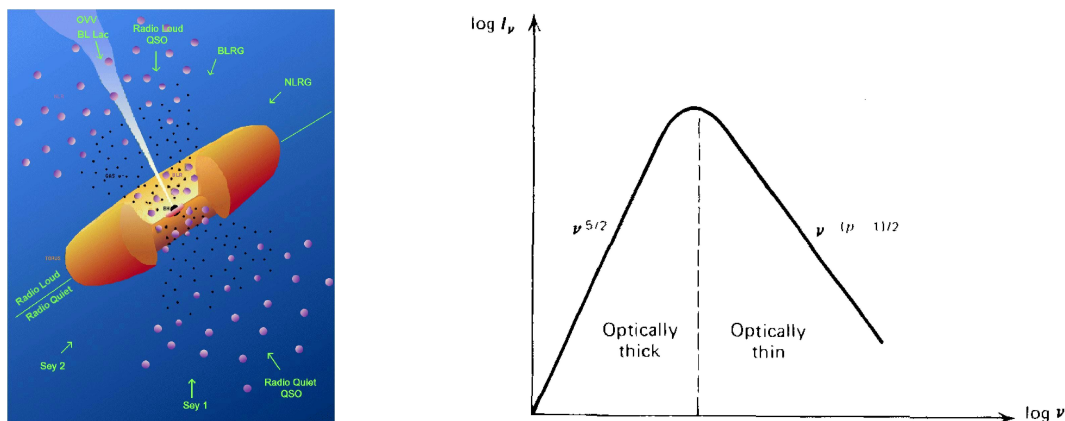


Figura 2.4: A sinistra, schema del modello unificato: a diverse linee di vista corrispondono oggetti con diverse proprietà. A destra, lo spettro tipico del sincrotrone

Quando la galassia attiva ha un'emissione radio superiore a $10^8 L_{\odot}$, allora essa viene detta *radiogalassia*. L'emissione deriva da processi di sincrotrone: una particella che

si muove all'interno di un campo magnetico H viene deflessa dalla forza di Lorentz $F_L = \frac{q}{c}vH\sin\theta$, dove θ è l'angolo creato tra la direzione istantanea di velocità e le linee di forza del campo. Dunque una condizione essenziale perché questo fenomeno avvenga è la presenza di un campo magnetico: gli elettroni spiraleggiano lungo le linee del campo di forza, emettendo una radiazione. Nel caso in cui gli elettroni abbiano $v \ll c$ si parla di Ciclotrone (un fenomeno solitamente trascurabile), mentre per $v \sim c$ si ha emissione di Sincrotrone. Gli elettroni vengono accelerati ed emettono fotoni per perdere parte della loro energia cinetica. L'emissione avviene all'interno di due lobi: tuttavia, a causa di effetti relativistici, uno dei due tende ad allungarsi nella direzione del moto, a scapito dell'altro lobo. La radiazione viene ristretta in un cono di apertura $\frac{1}{\gamma}$ ⁵, amplificando la radiazione di un fattore γ ; questo effetto è noto come *Doppler busting*. L'emissione sarà visibile solo quando il cono punta nella direzione dell'osservatore, cioè per un tempo molto limitato. Inoltre, poiché l'energia viene emessa sempre in maniera perpendicolare all'accelerazione centripeta, la radiazione che ci giunge risulterà polarizzata. Questo è un elemento che rende facilmente distinguibile la radiazione di sincrotrone, in quanto ci sono ben pochi fenomeni che possono produrre radiazione polarizzata nell'universo.

La potenza irradiata è data da

$$\frac{dW}{dt} = \frac{2}{3} \frac{q^4}{m_e^2 c^3} \beta^2 \gamma^2 H^2 \sin^2 \theta \quad (2.3)$$

La distribuzione spettrale della radiazione avviene su un intervallo di frequenze che è inversamente proporzionale alla durata dell'impulso: il valore caratteristico è dato da $\nu_s = 4.2 \times 10^{-9} \gamma^2 H$ e il picco dell'emissione si raggiunge per $\frac{1}{3} \nu_s$, seguito da un cut-off esponenziale. Un valore maggiore di γ determinerà un'emissione a una lunghezza d'onda molto bassa, quindi il picco dell'emissione di sincrotrone sarà nella banda radio.

Le particelle con un'energia superiore hanno una maggiore emissione, quindi nel tempo sarà possibile riscontrare un cut-off a frequenze sempre più basse. Questo fenomeno fa sì che a un certo punto una radiosorgente diventi invisibile alla lunghezza d'onda in cui è stata scoperta: in realtà essa esiste ed emette ancora, semplicemente a un'energia inferiore. Se invece c'è una sorgente in grado di aggiungere nuove particelle relativistiche o di accelerare le cariche già presenti, anziché un netto cut-off si osserverà una semplice inclinazione nel grafico. Dallo studio dello spettro è anche possibile determinare l'età della sorgente, in quanto una radiogalassia più vecchia avrà un cambio nella pendenza del grafico a una frequenza minore.

La struttura delle radio galassie è molto ben definita, con due lobi molto brillanti nel radio, otticamente sottili, solitamente molto più grandi della galassia stessa vista nell'ottico. In particolare si trova che più la galassia è grande e attiva da lungo tempo, più grandi saranno i lobi generati. Spesso è possibile che la parte più luminosa sia concentrata nel punto dei lobi più lontano dalla sorgente: in queste zone, chiamate *hot spot*, si trova una grande concentrazione di elettroni, che invecchiano ed emettono energia. I lobi hanno un'emissione continua a spettro di potenza $F_\nu \propto \nu^{-\alpha}$, con $\alpha \sim 0.6$, ma che aumenta allontanandosi dagli hot spot.

Il nucleo attivo è otticamente spesso ed è solitamente più visibile ad alte frequenze radio. Poiché spesso i nuclei attivi hanno un periodo di variazione di luminosità di circa un anno, si stima che la loro grandezza sia al di sotto dell'anno luce. Dal centro è possibile che partano anche due getti: solitamente sono lunghi e stretti, intrinsecamente identici, ma per effetti relativistici e di prospettiva possono apparire di diversa

⁵ $\gamma = \frac{1}{\sqrt{1-\beta}}$, dove $\beta = \frac{v}{c}$ è il fattore di Doppler e indica quanto l'oggetto considerato sia relativistico

luminosità e grandezza. In alcuni casi è anche possibile che uno dei due getti risulti invisibile: la radiogalassia allora viene detta *one sided*.

Le radiogalassie possono essere catalogate nelle due classi di Faranoff-Riley (FR): le FR I hanno una bassa luminosità, con una brillantezza che decresce gradualmente allontanandosi dal centro creando il cosiddetto effetto *limb darkened*. Le FR II sono sorgenti con una maggiore potenza emessa e spesso sono *limb brightened*, con degli hot spot di alcuni kpc. Questi sistemi hanno molte caratteristiche in comune con le Quasar, in quanto le radiogalassie più brillanti hanno energie totali confrontabili con quelle delle Quasar.

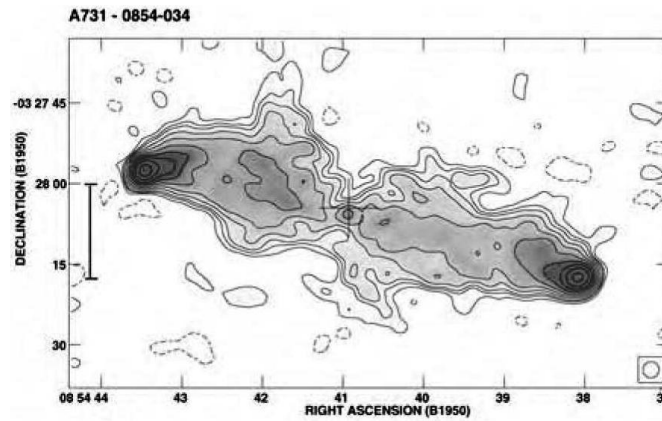


Figura 2.5: Una tipica galassia radio, in cui si vedono chiaramente lobi e hot spot.

Capitolo 3

Un esempio pratico: Cygnus A

La galassia Cygnus A fu identificata per la prima volta nel 1954 da Baade e Minkowsky, che la catalogarono come due galassie in collisione. Visivamente individuarono due nuclei, con molte nebulose extragalattiche nelle vicinanze: venne classificata come galassia cD atipica a causa dell'assenza di un envelope particolarmente esteso e alcune emissioni di linea anormali. Attualmente è la galassia ellittica più grande e brillante all'interno di un ammasso poco denso. È stata anche la prima galassia iper-attiva mai scoperta, essendo anche una radio galassia con righe strette (NLRG) e una magnitudine (nel radio) pari a -24.

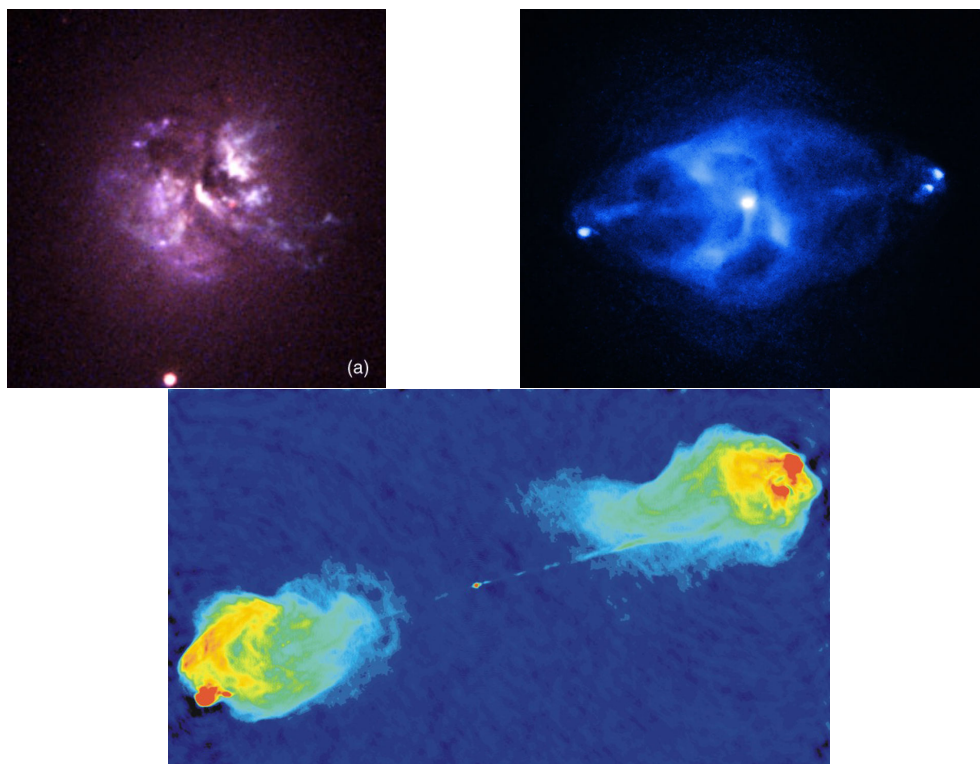


Figura 3.1: Cygnus A osservato a diverse frequenze: ottico, X, radio.

L'emissione ottica mostra un nucleo doppio a causa di una doppia morfologia del continuo e a forti emissioni in riga. Vi sono alcune particolarità: anzitutto, l'estinzione calcolata usando la diminuzione della profondità della riga di Balmer è significativamente maggiore rispetto a quella calcolata con metodi fotometrici. Questo fatto viene

spiegato con una correlazione con la luminosità ottica: nel centro, dove la luminosità è maggiore, l'estinzione calcolata attraverso le righe sarà maggiore. La massa del gas ionizzato contenuto in Cygnus A è stimata intorno ai $10^7 M_{\odot}$, con valori di abbondanza di metalli nella norma per galassie ellittiche. Per quanto riguarda la sorgente ionizzante, molto probabilmente è un'emissione non termica a cui si aggiunge un contributo dato da shock. Lo spettro presenta delle righe strette, ma rispetto ad altre NLRG non si osservano righe stellari di assorbimento come il doppietto del calcio. Questo fatto si spiega se si suppone che lo spettro non termico sia importante anche nell'ottico, andando a diminuire l'effetto delle righe fino a farle scomparire; questo continuo non termico viene anche chiamato *blue featureless continuum* (BFC). Esso si estende su alcuni arco secondi nella zona centrale ed è attribuito o a un singolo nucleo oscurato per scattering o a più sorgenti foto ionizzanti. La galassia presenta anche una "coda" di gas, che si muove verso nord-est (vedi figura): questo indica che la struttura non ha ancora raggiunto un equilibrio stabile e suggerisce anche un merge, a seguito del quale vi è stato un periodo di formazione stellare che ha determinato il BFC. Questi due elementi contribuiscono alla teoria secondo cui le radiogalassie non siano altro che degli AGN in fase di sviluppo, con nel nucleo una Quasar ancora oscurata da polvere distribuita in modo anisotropo.

La scoperta che Cygnus A è anche una sorgente X è avvenuta quasi 20 anni dopo la prima osservazione. La sorgente è spazialmente estesa, di massa stimata $14M_{\odot}$, il che suggerisce la presenza di un'atmosfera di HIM con una temperatura di circa $7 \times 10^7 K$. Studi più dettagliati rivelano una forte emissione dal centro, in cui è avvolta anche la sorgente radio. Si sono anche osservate le righe di emissione del ferro a 6.9 keV, il che suggerisce un'abbondanza di metalli pari a circa 0.3 rispetto a quella solare. Nelle immagini è possibile notare che ci sono degli hot spot X: essi sono compatti, spazialmente coincidenti con gli hot spot radio e molto probabilmente causati dal SSC.

Per quanto riguarda l'emissione radio, è possibile notare un nucleo compatto ma poco luminoso da cui partono due getti collimati. Al loro interno è possibile distinguere delle parti più luminose, i *knots*: appaiono allungati e asimmetrici ma regolari per quanto riguarda lunghezza, separazione e angolo rispetto il getto stesso. Ogni getto termina in un lobo, una struttura estesa con una bassa brillantezza superficiale e un'emissione filamentosa. L'analisi dell'emissione ha rivelato che l'indice spettrale diventa sempre più piatto verso gli estremi dei lobi, come anche negli hot spot e nel nucleo. Da una stima dell'età della sorgente si ha che il centro contiene degli elettroni più "vecchi" rispetto quelli degli hot spot, suggerendo che la struttura si espanda proprio a partire da quei punti; si stima che la sorgente abbia 6 Myr. Combinando l'emissività per SSC e per sincrotrone si può stimare un campo magnetico di $200 \mu G$ all'interno degli hot spot, suggerendo che essi si trovino in una condizione di equipartizione dell'energia.

Bibliografia

- [1] L. Ciotti, *Astrofisica extragalattica*, appunti, 2015-2016
- [2] P. Schneider, *Extragalactic Astronomy and Cosmology: An Introduction*, Springer
- [3] H. Mo, F. Van den Bosch, S. White, *Galaxy formation and evolution*, Cambridge University press
- [4] L. S. Sparkle, J. S. Gallagher, *Galaxies in the universe: an introduction*, Cambridge University press
- [5] *Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics*, Nature Publishing
- [6] T. Padmanabhan, *Theoretical Astrophysics volume 3: Galaxies and cosmology*, Cambridge University press
- [7] G. B. Rybicki, A. P. Lightman, *Radiative Processes in Astrophysics*, WILEY-VCH, 2004
- [8] D. Kim, S. Pellegrini, *Hot Interstellar Matter in Elliptical Galaxy*, Springer
- [9] D. Dallacasa, *Processi di radiazione e MHD*, dispense, 2015-2016
- [10] J. Frank, A. King, D. Raine, *Accretion power in Astrophysics*, Cambridge University press
- [11] C. L. Carilli, P. D. Barthel, *Cygnus A*, The Astronomy and Astrophysics review