

**Alma Mater Studiorum - Università di Bologna**

---

Dipartimento di Fisica e Astronomia  
Corso di Laurea in Astronomia

# **Proprietà degli ammassi di galassie**

Tesi di laurea

Presentata da:  
**Luca Miccinilli**

Relatore:  
**Chiar.mo Prof.  
Daniele Dallacasa**

---

Anno Accademico 2018-2019

*La nostra immaginazione è tesa al massimo; non come nelle storie fantastiche per immaginare cose che in realtà non esistono, ma proprio per comprendere ciò che esiste davvero.*

(Richard Feynman)

### **Abstract**

Le galassie non sono distribuite uniformemente nello spazio ma, tendono ad aggregarsi a causa della mutua attrazione gravitazionale. La nostra stessa galassia si trova all'interno di un gruppo legato gravitazionalmente che comprende la galassia Andromeda M31, la galassia triangolo M33 e numerose altre galassie nane. Tuttavia, il gruppo locale di galassie non presenta sufficienti elementi per essere definito ammasso. Gli ammassi di galassie sono quindi sistemi formati da una moltitudine di galassie che si trovano all'equilibrio dinamico. Costituiscono un ottimo laboratorio per processi in larga scala di dinamica galattica, idrodinamica e fisica dei plasmi. Possono essere osservati in diverse bande dello spettro elettromagnetico e nei primi anni '70 sono iniziate le osservazioni in X che hanno aperto lo studio del gas diffuso (ICM) presente negli ammassi.

# Contents

<b>1</b>	<b>Classificazioni</b>	<b>1</b>
1.1	Criteri . . . . .	1
1.2	Cataloghi . . . . .	1
<b>2</b>	<b>Componenti e proprietà</b>	<b>4</b>
2.1	Galassie . . . . .	4
2.1.1	Fenomeni peculiari . . . . .	4
2.2	ICM . . . . .	5
2.2.1	Distribuzione del gas . . . . .	6
2.3	Calcolo della massa . . . . .	6
2.3.1	Materia Oscura . . . . .	8
2.4	Relazioni fondamentali . . . . .	8
2.4.1	Relazione massa-temperatura . . . . .	9
2.4.2	Massa-Dispersione di velocità . . . . .	9
2.4.3	Massa-Luminosità . . . . .	10
<b>3</b>	<b>Cooling Flow</b>	<b>10</b>
3.1	Problemi . . . . .	11
3.2	Conseguenze . . . . .	12
3.2.1	Meccanismo di feedback . . . . .	12
3.2.2	Cavità X . . . . .	12
<b>4</b>	<b>Effetto Sunyaev-Zeldovich</b>	<b>13</b>
4.1	Applicazioni . . . . .	14

# 1 Classificazioni

Esistono varie classificazioni in base alla quantità di galassie contenute nell'ammasso o alla distribuzione di galassie attorno alla regione centrale. Vengono distinti amassi regolari da quelli irregolari. I primi, simmetrici e con alta densità centrale, possiedono soprattutto galassie ellittiche (E) e lenticolari (S0) e si pensa siano dinamicamente più evoluti dei secondi che possiedono galassie a spirale e hanno sottostrutture asimmetriche (*subclustering*). Le irregolarità possono essere spiegate da precedenti merging o collisioni. Gli ammassi cool-core sono più vicini a condizioni di equilibrio idrostatico poichè non hanno subito recenti collisioni, per questo motivo sono anche gli ammassi in cui le correlazioni sono più strette.

## 1.1 Criteri

Per poter studiare gli ammassi fu innanzitutto necessario darne una precisa definizione per poter distinguere tra sistemi che appartengono alla categoria di ammasso e galassie che non appartengono a nessun gruppo dette "di campo". I due principali criteri per l'identificazione sono dovuti a George Abell (1958) e Fritz Zwicky (1961).

- *Criterio di Abell* : un addensamento di galassie per chiamarsi ammasso deve contenere almeno 50 elementi di magnitudine  $m$  compresa tra quella della terza più luminosa  $m_3$  e  $m_3 + 2$ . Le 50 galassie devono essere contenute nel Raggio di Abell:

$$\theta_A = \frac{1.7}{z} \text{ arcmin} \quad (1)$$

dove  $z$  è il redshift dell'ammasso

- *Criterio di Zwicky* : un addensamento di galassie per chiamarsi ammasso deve contenere almeno 50 elementi di magnitudine  $m$  compresa tra quella della più luminosa  $m_1$  e  $m_1 + 2$ . Le 50 galassie devono essere contenute nell'isopleta di densità doppia rispetto alla densità delle galassie di background.

Se quello di Zwicky produce cataloghi più ampi di ammassi, quello di Abell è più accurato e fornisce un numero più preciso di galassie contenute poichè tiene conto della distanza dell'ammasso tramite il redshift  $z$ . Gli insiemi di galassie gravitazionalmente legate che non rispettano questi criteri vengono generalmente chiamati *Gruppi*.

## 1.2 Cataloghi

La classificazione non è rigorosa e varia a seconda dei parametri che si decide di utilizzare. George Abell (1958) fu il primo astronomo a catalogare gli ammassi in base alle loro proprietà, introdusse 3 diversi parametri:

- *Parametro di Ricchezza* : basato sul numero di galassie con magnitudine compresa tra  $m_3$  e  $m_3 + 2$ , contando dalla terza più luminosa fino a due magnitudini superiori, si distinguono sei gruppi

Gruppo	N galassie	N ammassi (Abell catalog)
0 (gruppi)	< 50	> 1000
1	50-79	1224
2	80-129	383
3	130-199	68
4	200-299	6
5	> 300	1

Table 1: Questa tabella fornisce un esempio di catalogazione. E' evidente l'abbondanza di ammassi con poche decine di galassie mentre quelli più ricchi sono piuttosto rari.

- *Parametro di Compattezza* : valuta la distanza delle galassie dal centro gravitazionale, quando ce ne sono almeno 50 entro un raggio di 2 Mpc.
- *Parametro di Distanza* : dato dalla distanza dell'ammasso dalla Terra, si hanno valori tipici tra 30 e 900 Mpc ma ne sono stati osservati di molto più lontani.

Se invece ci si basa sulla luminosità dell'ammasso, si può far riferimento a due classificazioni. La prima, presentata Bautz e Morgan (1970) distingue 3 tipologie di ammasso:

- **Tipo I** ammassi con una galassia cD al centro che domina in luminosità
- **Tipo II** se c'è una ellittica luminosa ma non dominante
- **Tipo III** se non ci sono galassie particolarmente luminose

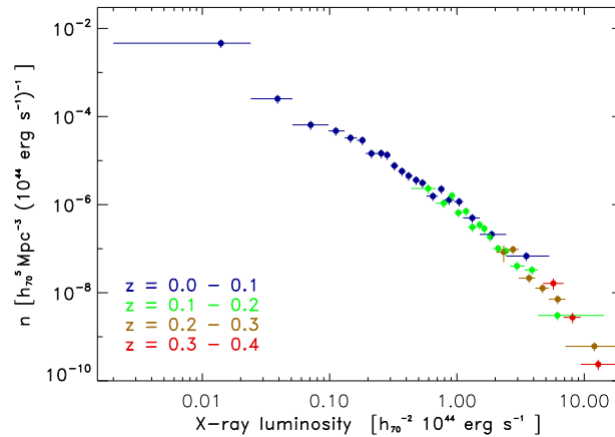


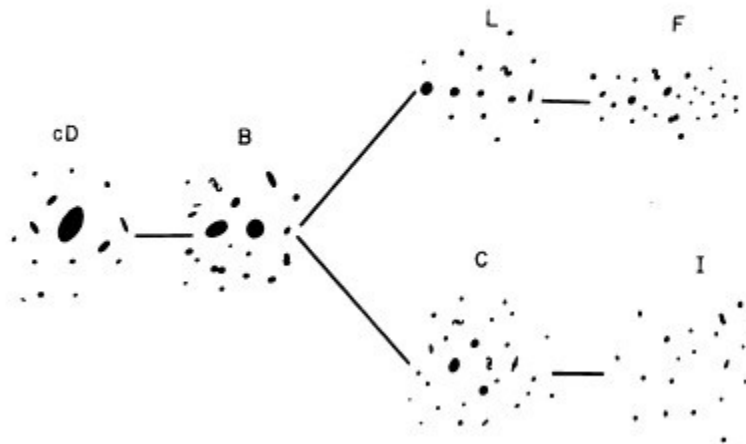
Figure 1: Nel grafico è plottata l'abbondanza di galassie in funzione della loro luminosità. Come per la quantità di galassie anche la luminosità segue lo stesso profilo: molti ammassi quindi si presentano meno luminosi mentre pochissimi hanno valori alti di luminosità, soprattutto quelli ad alto redshift

La classificazione di Rood-Sastry (1971) è più complessa e tiene conto non solo della luminosità delle galassie centrali ma anche della loro distribuzione nel piano del cielo. Si distinguono in questo caso sei classi:

- **cD** : ammassi dominati da una galassia cD
- **B (binary)** : due grandi ellittiche dominanti
- **L (line)** : ci sono almeno 3 galassie brillanti allineate
- **C (core)** : almeno 4 galassie delle 10 più brillanti formano un nucleo compatto
- **F (flat)** : distribuzione uniforme delle galassie
- **I (irregular)** : non ci sono galassie particolarmente brillanti ed è morfologicamente irregolare

Gli stessi autori di questa classificazione proposero una schematizzazione di queste categorie a "Tuning Fork" che riflette alcune proprietà delle diverse classi.

### RICH CLUSTERS OF GALAXIES



La prima considerazione ovvia è che le dimensioni e la luminosità della galassia più brillante sono massime per ammassi cD e sempre meno rilevanti spostandosi verso le I-F. Le classi del braccio superiore hanno una distribuzione più appiattita di quelle del braccio inferiore, forse sintomo di differenze nel momento angolare o nell'angolo di inclinazione rispetto alla linea di vista. Infine, guardando agli ammassi vicini, le classi osservate più di frequente sembrano essere cD, I ed F, a discapito dei più rari B, C, L.

## 2 Componenti e proprietà

Ogni ammasso di galassie è costituito da più componenti. La materia barionica comprende le galassie stesse, che sono state oggetto dei primi studi, e il gas diffuso (ICM) che pervade tutto l'ammasso. L'ICM è troppo caldo per emettere in banda ottica e per questo motivo iniziò ad essere studiato solo a partire dagli anni '70 con le prime osservazioni X. Inoltre è ormai accettato che gli ammassi sono composti da un'ulteriore grande componente di materia non barionica (materia oscura) la cui teorizzazione è trattata più avanti nel paragrafo.

### 2.1 Galassie

Le galassie in un ammasso formano un sistema virializzato (se parliamo di ammassi regolari) con dispersioni di velocità comprese tra 300 e 1200 Km/s. Riguardo alla loro tipologia risulta che negli ammassi regolari le galassie sono per lo più early type di tipo ellittiche (E) e lenticolari (S0), e che le poche spirali presenti sono povere di gas. La causa di questa discrepanza rispetto alle galassie di campo ha diverse spiegazioni. Per esempio l'alta concentrazione di galassie causa fenomeni di interazione e merging che strappano il gas dalle spirali. Per alte velocità  $v^2$  anche il movimento della galassia nell'ICM fa perdere gas a causa della pressione di ariete efficace però solo ad alte velocità.

$$P_{ram} = \rho_g v^2 \quad (2)$$

dove  $\rho_g$  è la densità del gas e  $v^2$  è la velocità relativa dell'ICM nell'ammasso.

Inoltre, essendo il mezzo intra-cluster molto più caldo del mezzo interstellare, quest'ultimo viene scaldato per conduzione e tende ad "evaporare" dalla galassia.

Esiste una categoria di galassie tipica degli ammassi denominata *cD* o *central dominant*. Le *cD* sono enormi galassie ellittiche poste al centro di alcuni ammassi regolari, hanno una massa che raggiunge  $10^{13} M_\odot$  e possiedono un alone molto esteso; la loro origine può essere attribuita alla fusione di più galassie più piccole (Sarazin, 1958) oppure al processo di *Cooling Flow* dell'ammasso che verrà discusso nel capitolo 3.

#### 2.1.1 Fenomeni peculiari

All'interno dei cluster le interazioni sono molto frequenti a causa dell'elevata densità, per questo motivo sono osservati fenomeni peculiari. Alcuni di questi fenomeni sono:

- **Radio tail galaxy** Le galassie radio assumono una conformazione unica all'interno degli ammassi. Il jet di tali galassie interagisce necessariamente con l'ICM circostante e se la galassia possiede sufficiente moto proprio rispetto all'ICM allora la forma del jet viene piegata dalla ram pressure. Poiché questo fenomeno non può avvenire al di fuori di un ammasso le galassie radio tail sono utilizzate per riconoscere i cluster.
- **Galassie E+A** La caratteristica di questa tipologia è ben espressa dal loro nome, sono galassie ellittiche (E) che tuttavia possiedono forti linee di assorbimento Balmer solitamente proprie di stelle di tipo A. Tuttavia, non sono presenti emissioni OII o  $H\alpha$  per cui è chiaro che la formazione è interrotta da  $\sim 1Gyr$ . Inizialmente si pensava che questa tipologia si trovasse unicamente negli ammassi ma, dopo recenti casi di galassie E+A osservate al di fuori di cluster, è stato concluso che la loro formazione dipende fortemente da perturbazioni



esterne che hanno interrotto la formazione. Tali condizioni, come merging o collisioni, sono ovviamente più probabili all'interno di un ammasso. A favore di questa tesi l'abbondanza di galassie E+A è 4 volte superiore negli ammassi e il 30% di esse presenta tracce di una recente collisione.

- **Bullet cluster** Quest'ammasso, nominato IE 0657-56, presenta delle emissioni compatte di raggi X che ricordano la forma di un aereo o un proiettile che sta rompendo il muro del suono. Dalla distribuzione di temperatura nei dintorni della galassia sappiamo che si tratta di un fronte d'onda che si muove a  $v \sim 3500 km/s$ . La conclusione è che siamo testimoni di una collisione in atto tra ammassi in cui il più leggero, quello che crea la scia, sta perdendo il proprio gas dalle regioni centrali. Infatti le galassie e la materia oscura si muovono in modo non collisionale mentre il gas rimane indietro a causa dell'attrito con l'ICM dell'altro ammasso. Attualmente sono conosciuti diversi ammassi che si trovano in collisione.

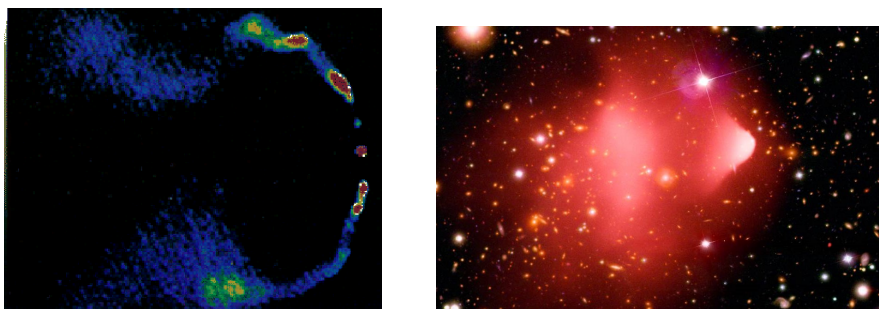


Figure 2: La prima delle due figure è un esempio di radio tail molto marcata. La seconda immagine è l'ammasso soprannominato "bullet"

## 2.2 ICM

L'Intra-Cluster Medium è gas molto rarefatto ( $n_e = 10^{-2} - 10^{-4} cm^{-3}$ ) ad alte temperature ed alto grado di ionizzazione. Perché sia in equilibrio idrostatico, il mezzo deve avere velocità del suono

$$c_s = \sqrt{\Gamma \frac{kT}{\mu m_p}} \quad (3)$$

pari alla dispersione di velocità delle galassie, per cui, per gas monoatomico il rapporto tra colori specifici  $\gamma = 5/3$ ,  $c_s = 1000 Km/s$  e peso molecolare medio  $\mu = 0.63$  come quella solare, otteniamo temperature  $T = 10^7 - 10^8 K$ , confermate dalle osservazioni in banda X dell'emissione di Bremsstrahlung. Sempre in banda X si possono osservare righe di emissione dovute al ferro altamente ionizzato che indicano un'abbondanza di questo elemento pari a circa un terzo di quella solare. Questo implica che il mezzo non può essere primordiale e che è stato arricchito nell'evoluzione dell'ammasso, dopo che una prima popolazione di stelle nelle galassie ha prodotto gli elementi pesanti. Questi sarebbero poi stati espulsi nel mezzo intra-cluster tramite esplosioni di supernova.

### 2.2.1 Distribuzione del gas

La distribuzione del gas è strettamente legata a quella delle galassie tanto che si suppone che il gas sia isotermico e in equilibrio idrostatico come già assunto per le galassie. Allora, chiamando  $\rho_g$  la densità del gas per distinguerla dalla  $\rho_*$  delle galassie, scriviamo

$$\frac{1}{\rho_g} \frac{dP}{dr} = -G \frac{M(r)}{r^2} \quad (4)$$

Svolgendo calcoli otteniamo che per un gas isotermo

$$\frac{d \ln \rho_g}{dr} = -\frac{\mu m_p}{k T_g} \frac{GM}{r^2} \quad (5)$$

dove  $m_p$  è la massa del protone e  $T_g$  la temperatura del gas. Analogamente, per le galassie

$$\frac{d \ln \rho_*}{dr} = -\frac{GM}{\sigma_v^2 r^2} \quad (6)$$

Combinando le ultime due scopriamo che

$$\rho_g(r) \propto [\rho(r)]^\beta \quad (7)$$

dove  $\beta = \mu m_p \sigma_v^2 / k T_g$  che esprime il rapporto tra temperatura cinetica delle galassie e temperatura del gas. Ora basta inserire il modello di King in questa dipendenza per ottenere una distribuzione del gas (valido sempre per le regioni centrali dell'ammasso):

$$\rho_g(r) = \rho_{g,0} \left[ 1 + \left( \frac{r}{r_c} \right)^2 \right]^{-3\beta/2} \quad (8)$$

Questo viene definito modello  $\beta$  ed è tra i più utilizzati nello studio degli ammassi.

## 2.3 Calcolo della massa

Due diversi metodi per il calcolo della massa forniscono gli stessi risultati.

- calcolo dinamico della massa

Calcolando il tempo dinamico, cioè il tempo che impiegherebbe una galassia ad attraversare l'intero ammasso con velocità del suono nell'ammasso  $C_s \sim 1000 \text{ km/s}$  e  $R_a = 1 \text{ Mpc}$  otteniamo

$$t_{dyn} = \frac{2R_a}{C_s} \simeq 10^9 \text{ yr} \quad (9)$$

che è minore del tempo di Hubble e quindi il tempo necessario affinché si propagino le informazioni è sufficientemente piccolo da assumere il sistema all'equilibrio dinamico. Assumendo inoltre che il sistema sia a simmetria sferica ed autogravitante possiamo considerarlo virializzato e sfruttare il Teorema del Viriale:

$$2T + U = 0 \quad (10)$$

$$T = \frac{M}{2} \langle v^2 \rangle \quad U = -\frac{GM^2}{r_G} \quad (11)$$

dove  $\langle v^2 \rangle$  è la dispersione di velocità media sulla massa e  $r_G$  il raggio gravitazionale. Da cui si ottiene

$$M = \frac{r_G \langle v^2 \rangle}{G} \quad (12)$$

Queste quantità da cui dipende la massa non sono osservabili ma devono essere invece ricavate dalle proiezioni che abbiamo di esse

$$\sigma_v^2 = \frac{\langle v^2 \rangle}{3} \quad R_G = \frac{2}{\pi} r_G \quad (13)$$

otteniamo quindi una stima della massa data da quantità osservabili

$$M = \frac{3\pi R_G \sigma_v^2}{2G} \quad (14)$$

Inserendo i valori tipici  $\sigma_v^2 = 1000 \text{ Km/s}$  e  $R_G = 1 \text{ Mpc}$  si ottiene una massa totale di  $M \simeq 10^{15} M_\odot$  per ammassi ricchi. Dividendo per il numero di galassie  $N$  ( $\sim 1000$ ), troviamo una massa media delle galassie di  $10^{13} M_\odot$ . Se confrontiamo il risultato ottenuto con la massa media delle galassie di campo, lo troviamo in disaccordo di almeno un fattore 10.

Tuttavia, le assunzioni fatte nel calcolo dinamico posso falsare il risultato in quanto le proiezioni di profili di massa possono essere influenzate dall'anisotropia di distribuzione delle velocità e dalla possibile distribuzione non sferica della massa; perciò è molto utile considerare un secondo metodo per la stima della massa

- calcolo della massa tramite lensing gravitazionale

La lente gravitazionale è un fenomeno relativistico molto importante. La capacità per un oggetto astronomico di effettuare lensing è proporzionale a quanto esso sia massiccio. Per questo motivo gli ammassi sono frequentemente studiati tramite questo fenomeno. All'osservatore appaiono filamenti di materia simili ad archi intorno al cluster che sembrano appartenere all'ammasso, calcolando la distanza di questi filamenti è chiaro che essi siano in realtà proiezioni di galassie più distanti distorte dall'enorme gravità dell'ammasso. Attraverso la forma e posizione degli archi viene calcolata la massa totale dell'oggetto che effettua lensing. L'accuratezza delle stime è proporzionale al numero di filamenti osservati. Si usa quindi un metodo iterativo in cui, dopo la prima osservazione, si fanno predizioni sull'evoluzione del sistema; con osservazioni successive i modelli vengono perfezionati. Un'elevata accuratezza è quindi raggiunta tramite numerose osservazioni.



Figure 3: in figura è mostrato un esempio di lensing gravitazionale da parte di due diverse galassie appartenenti all'ammasso SDSS J0928 + 2031

### 2.3.1 Materia Oscura

La presenza di materia oscura è stata dedotta da entrambi i metodi qui riportati che sono totalmente indipendenti uno dall'altro. Nel primo caso Fritz Zwicky studiando l'ammasso Coma (il cluster massivo più vicino alla via lattea) trovò che l'abbondanza di massa fosse di un ordine di grandezza superiore rispetto alle galassie di campo. Concluse che i cluster dovessero contenere molta più massa di quella visibile (galassie e gas). Nel secondo caso sappiamo che il lensing è proporzionale alla quantità di massa presente nel cluster, per cui la grande deviazione degli archi può essere spiegata solo tramite la presenza di un'enorme massa, che non viene osservata.

Le conclusioni sono quindi le stesse: le componenti di materia negli ammassi si dividono in tre categorie

- La componente galattica costituisce circa il 5% della massa totale.
- Il gas è responsabile per il 15% e, insieme alle galassie, costituiscono la totalità della componente barionica di massa.
- Circa l'80% della massa è attribuito alla presenza di materia oscura che è quindi l'elemento dominante in ogni ammasso.

## 2.4 Relazioni fondamentali

Come per lo studio di singole galassie, anche per gli ammassi sono state trovate correlazioni tra le grandezze che descrivono il sistema. Le correlazioni riguardano il rapporto tra massa e varie caratteristiche fisiche degli ammassi. Tali relazioni empiriche sono particolarmente importanti per la stima delle distanze.

### 2.4.1 Relazione massa-temperatura

Si applica nuovamente il teorema del viriale. Si definisce anzitutto il raggio viriale  $r_{vir}$  come il raggio che contiene una densità media di materia

$$\langle \rho \rangle \geq 200\rho_c \quad (15)$$

dove  $\rho_c$  è la densità che in cosmologia è necessaria per avere un universo chiuso. Allora la massa contenuta in questo raggio, detta massa viriale, è

$$M_{vir} = \frac{4\pi}{3} 200\rho_c r_{vir}^3 \quad (16)$$

Inoltre per un sistema all'equilibrio ci aspettiamo che l'energia termica del gas, osservata in banda X, sia proporzionale all'energia di legame

$$T \propto \frac{M}{r} \quad (17)$$

Combinando le ultime due relazioni, troviamo che

$$T \propto \frac{M_{vir}}{r_{vir}} \propto M_{vir}^{2/3} \quad (18)$$

Si può confermare questa relazione osservando un ammasso con temperatura nota e calcolando la massa con i metodi spiegati nella sezione 2.3. E' stata dimostrata una forte relazione a legge di potenza

$$M = 3.57 \cdot 10^{13} M_\odot \left( \frac{kT}{1keV} \right)^{1.58} \quad (19)$$

Con un dispersione poco più piccola del 10%.

Questa relazione puo essere considerata un ulteriore metodo per la stima della massa viriale di un ammasso.

### 2.4.2 Massa-Dispersione di velocità

Dal calcolo dinamico della massa sappiamo che

$$M_{vir} = \frac{3r_{vir}\sigma_v^2}{G} \quad (20)$$

Sapendo inoltre che  $T \propto \sigma_v^2$  e  $T \propto r_{vir}^2$  si ottiene che

$$M_{vir} \propto \sigma_v^3 \quad (21)$$

Sfortunatamente, non è valida per tutti gli ammassi. Se si vuole applicare questa relazione di scala si devono, infatti, rimuovere tutti gli ammassi che non sono rilassati in cui la dispersione di velocità devia fortemente dalla distribuzione Maxwelliana.

### 2.4.3 Massa-Luminosità

Dato che l'emissione per bremsstrahlung dipende dalla densità e dal volume del gas si ha:

$$L_X \propto \rho_g^2 T^{1/2} r_{vir}^3 \propto \rho_g^2 T^{1/2} M_{vir} \quad (22)$$

Per la stima della densità si usano le osservabili  $M_g$  e  $R_{vir}$  e denotando con  $f_g = M_g/M_{vir}$  la frazione di massa del gas rispetto a quella totale si ottiene la relazione

$$L_X \propto f_g^2 M_{vir}^{4/3} \quad (23)$$

Tuttavia è stata notata una discrepanza tra questo modello e le osservazioni in numerosi ammassi, in particolare per quelli poco massicci. L'evidenza che i cool-core, termodinamicamente più stabili, seguono fedelmente questa relazione ci porta alla conclusione che la luminosità totale è fortemente influenzata da meccanismi di riscaldamento aggiuntivi come Cooling flow (sezione 3) e supernove. La misura di luminosità, in un intervallo di energie, è comunque più semplice della misura di temperatura, motivo per cui questa relazione viene spesso utilizzata nonostante le discrepanze dai modelli.

## 3 Cooling Flow

I processi di emissione dell'ICM sono principalmente Bremsstrahlung ed emissione per ricombinazione. L'emissione dominante nella banda X alle tipiche temperature di un ammasso  $\sim 2.5 keV$  è quella di bremsstrahlung, le perdite energetiche date dalle emissioni in riga possono quindi essere trascurate. A causa delle perdite radiative il gas è destinato a raffreddarsi dopo tempo di raffreddamento  $t_{cool}$  che può essere calcolato per la bremsstrahlung:

$$t_{cool} = 8.5 \cdot 10^{10} yr \left( \frac{n_e}{10^{-3} cm^{-3}} \right)^{-1} \left( \frac{T}{10^8 K} \right)^{1/2}$$

Nella maggior parte del volume degli ammassi di galassie il  $t_{cool}$  è maggiore del tempo di vita dell'universo perciò la temperatura rimane pressochè costante ed essi vengono assunti in equilibrio termico. Tuttavia, dal profilo di densità (Cap 3) è chiaro che nelle regioni centrali la densità è maggiore;  $n_e$  è sufficientemente grande da rendere il  $t_{cool}$  minore del tempo di vita dell'ammasso per cui si perde la condizione di equilibrio. Nelle zone centrali il raffreddamento è più efficiente, perciò il gas che ha perso parte della sua energia cinetica non può più esercitare la stessa pressione. Questa differenza di pressione con le regioni esterne genera un flusso di materia (gas) che aumenta la densità nelle regioni centrali.

L'irraggiamento per bremsstrahlung di un plasma a temperature tipiche degli ammassi  $10^7 < T < 10^8 K$  e con abbondanze simili a quelle solari si può approssimare a

$$\epsilon = 3 \cdot 10^{-27} \sqrt{\frac{T}{1K}} \left( \frac{n_e}{1cm^{-3}} \right)^2 \quad erg cm^{-3} s^{-1} \quad (24)$$

L'emissività per bremsstrahlung e il successivo raffreddamento sono influenzati dall'elevata densità e dalla bassa temperatura per cui una volta innescato, il processo di caduta diviene catastrofico.

Questo flusso di massa verso le regioni centrali viene chiamato *cooling flow*

Il tasso con cui la massa cade verso il centro dell'ammasso può essere inizialmente stimato :

$$\dot{M} = \frac{2 L_x \mu m_p}{5 k T_g} \quad (25)$$

Dove la luminosità  $L_x$  e la temperatura del gas  $T_g$  sono osservabili.

Per alcuni cluster molto massicci il cooling rate stimato è di centinaia di masse solari per anno.

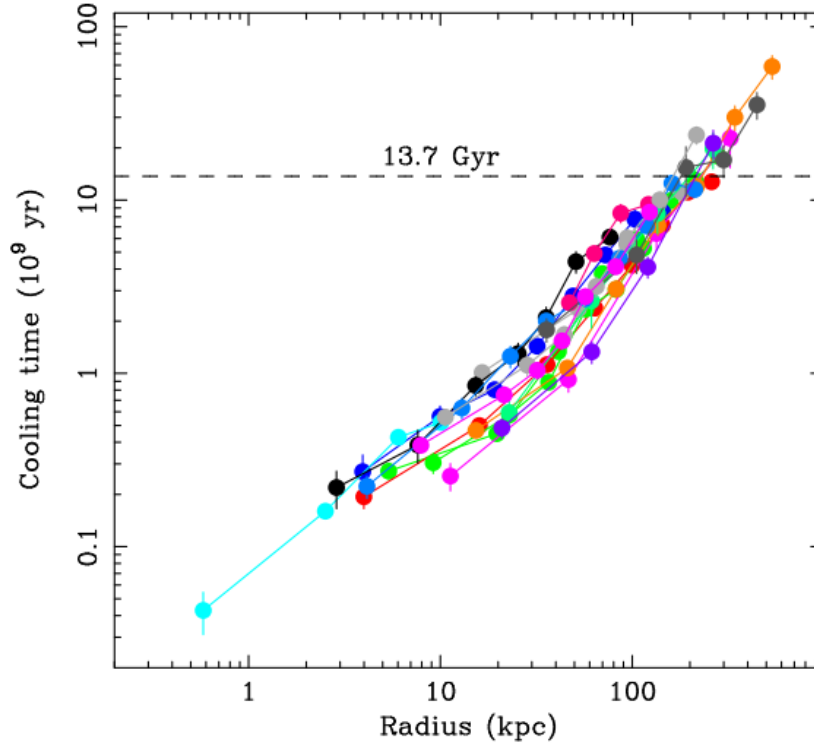


Figure 4: In figura sono riportati i  $t_{cool}$  di diversi cluster (in colori diversi). Si nota che il tempo di cooling diminuisce sostanzialmente nelle regioni centrali. In particolare per raggi inferiori di 100 Kpc è più piccolo dell'età dell'universo (13.7 Gyr) anche nei casi di cluster più massicci

### 3.1 Problemi

Il vero e proprio flusso di massa non è stato mai osservato direttamente a causa delle sue piccole velocità difficili da misurare.

Un altro problema è stato evidenziato dai satelliti Chandra e XMM-Newton che hanno permesso osservazioni dirette dal gas nella banda X. Tramite le osservazioni sugli spettri degli elementi ionizzati nelle regioni centrali dell'ICM sappiamo che l'ammontare di gas raffreddato a  $T \sim 10^4$  è molto minore di quanto aspettato dal modello classico di cooling flow. Si potrebbe concludere che la massa in difetto sia consumata in qualche tipo di fenomeno o in alternativa che ci sia un limite al raffreddamento; il modello classico è quindi ancora incompleto.

## 3.2 Conseguenze

Nonostante queste recenti evidenze il cooling flow è comunque un fenomeno rilevante per gli ammassi. Ad esempio è stata correlata la formazione stellare nella galassia centrale con la quantità di massa in caduta. E' ormai accertato che, maggiore la presenza di cooling flow, tanto più si ha formazione stellare nelle galassie centrali. Il caso più estremo finora osservato (Phoenix cluster) è un'ammasso con formazione stellare di  $700M_{\odot}/yr$  a fronte di un cooling mass rate di  $\dot{M} \sim 4000M_{\odot}/yr$ . Da questo caso è evidente che non tutta la massa è "utilizzata" per la formazione stellare.

### 3.2.1 Meccanismo di feedback

Per spiegare l'equilibrio termico si ipotizza un modello di riscaldamento, tra le varie teorie la più affermata è quella legata agli outflow relativistici dell'AGN.

Oltre che innescare formazione stellare il gas in caduta verso la galassia centrale, alimenta l'AGN permettendogli di emettere. L'emissione del buco nero è influenzata dalla densità del gas circostante. Nei dintorni dei buchi neri al centro di singole galassie la densità è talmente bassa che il flusso di materia può essere molto collimato e risulta in due jet ai poli dell'AGN. Non è questo il caso per un amasso; la densità del gas è talmente elevata che il flusso di materia si espande lentamente gonfiando i lobi della galassia. Questo *outflow* di materiale, disperde energia cinetica che riscalda l'ICM soprattutto in modo meccanico. L'outflow pone un limite al raffreddamento e di conseguenza rallenta il cooling flow. Si è così stabilito un meccanismo di *feedback auto-regolato* che ripristina l'equilibrio termico nelle regioni centrali dell'ammasso: Il raffreddamento dovuto all'irraggiamento viene compensato dall'outflow dell'AGN che riscalda meccanicamente l'ICM.

Il meccanismo di feedback si ritiene presente anche negli ammassi in cui l'AGN appare spento. Infatti l'emissione dipende fortemente dall'accrescimento e dalla presenza di cooling flow, per questo motivo è un fenomeno variabile. Le ragioni limitrofe alla galassia centrale possono essere all'equilibrio anche se nel momento dell'osservazione il buco nero supermassiccio non sta emettendo.

### 3.2.2 Cavità X

Sempre grazie a satelliti Chandra e XMM-Newton è stato recentemente scoperto che nel 70% degli ammassi conosciuti nei poli della galassia centrale sono presenti regioni meno luminose. La scoperta è avvenuta grazie alle recenti osservazione in banda X che permettono di vedere il fenomeno. A causa dell'outflow l'ICM è riscaldato meccanicamente e così viene indotta una circolazione di gas e metalli su scale di  $100kPc$ . Dato che il gas è l'unico elemento ad emettere in X, una volta che viene spostato si creano delle regioni di vuoto dette cavità. Queste cavità si presentano spesso in coppia e hanno un'emissività attenuata del 20 - 40%.

Si ritiene che il riscaldamento dell'ICM circostante, e quindi l'innescò del meccanismo di feedback, sia causato dalla perdita di entalpia delle cavità. Questa perdita di entalpia può essere calcolata come somma dell'energia necessaria a creare le cavità con pressione  $p$  e volume  $V$  e l'energia interna dei lobi di emissione.

$$E = H = E_{int} + pV = \frac{\gamma}{\gamma - 1}pV \quad (26)$$

Dato che nelle cavità è probabilmente presente plasma relativistico si assume  $\gamma = \frac{4}{3}$  Per cui  $H = 4pV$



i valori di pressione e volume della cavità si possono misurare direttamente e quindi si può conoscere l'energia legata al riscaldamento.

Confrontando infine l'emissività con la potenza di raffreddamento dovuta invece al cooling flow si ha una corrispondenza quasi perfetta; questo risultato è alla base dell'ipotesi del meccanismo auto-regolato di feedback.

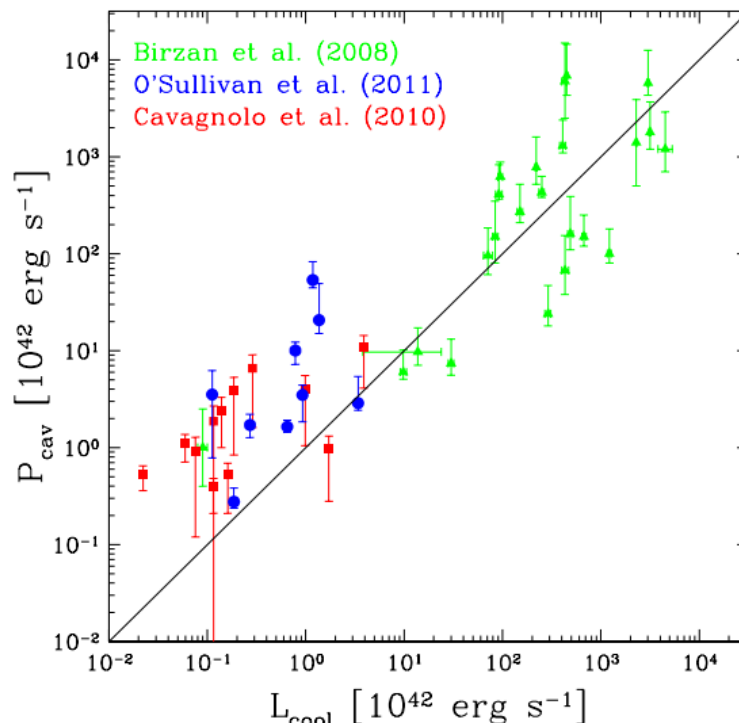


Figure 5: Confronto tra la potenza delle cavità centrali dell'AGN,  $P_{cav}$ , e la luminosità in X dell'ICM dentro la regione di cooling,  $L_{cool}$ . La correlazione è molto stretta.

## 4 Effetto Sunyaev-Zeldovich

La causa di questo effetto sono gli elettroni presenti nell'ICM. Questi elettroni sono in grado di scatterare i fotoni che attraversano il cluster, in particolare l'effetto Sunyaev-Zeldovich riguarda lo scattering di fotoni provenienti dalla radiazione cosmica di fondo (CMB). La probabilità di scattering è molto bassa data la scarsa densità di radiazione della CMB, ma per oggetti molto estesi il fenomeno diviene apprezzabile. Grazie alla proprietà della CMB di essere isotropica ogni fotone che subisce scattering viene statisticamente rimpiazzato con un altro, per cui il flusso lungo la linea di vista rimane inalterato. L'energia media della radiazione invece aumenta essendo trasferita dagli elettroni ai fotoni scatterati. Come risultato lo spettro della Planckiana della CMB viene spostato a frequenze leggermente più alte se ha interagito con un cluster.

La variazione di intensità vale

$$\frac{\Delta I_\nu}{I_\nu} = -2y \quad (27)$$

dove  $y$  è il *parametro compton* e vale

$$y = \int dl \frac{kT}{m_e c^2} n_e \sigma_T \quad \sigma_T \frac{8\pi}{3} \left( \frac{e^2}{m_e c^2} \right)^2 \quad (28)$$

mentre  $\sigma_T$  è il parametro d'urto Thomson relativo allo scattering tra fotone-elettrone.

La variazione di intensità dipende quindi sia dalla temperatura che dalla densità del cluster per questo motivo può variare leggermente a seconda dell'ammasso che si sta osservando.

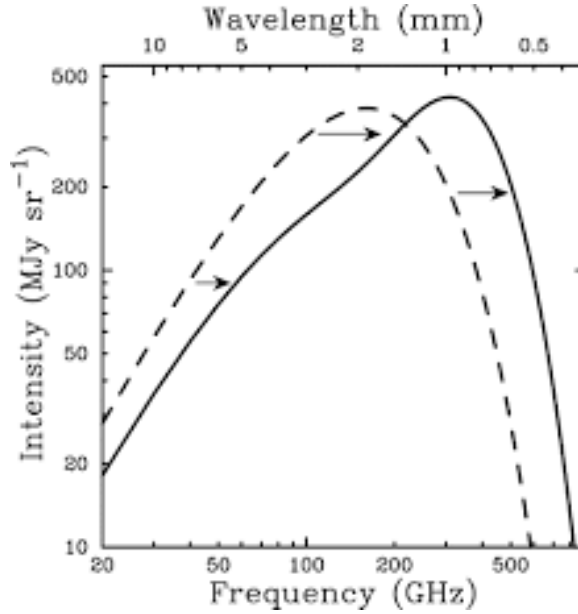


Figure 6: In figura sono graficate la radiazione cosmica di fondo (linea tratteggiata) e la stessa Planckiana dopo la perturbazione dell'effetto Sunyaev-Zeldovich (linea continua).

Come si può osservare dal grafico la frequenza di radiazione shiftata e quella originaria si intersecano a  $218\text{GHz}$ , per frequenze minori l'effetto S-Z riduce l'intensità della CMB mentre per frequenze maggiori la radiazione viene amplificata.

## 4.1 Applicazioni

Un'importante proprietà di questo effetto è la sua indipendenza dal redshift, come si può vedere dalla (35) e (36). Per questo motivo, se il segnale S-Z è spazialmente risolto, può essere usato per scoprire ammassi anche molto lontani. Inoltre può essere utilizzato anche per studiare il gas; a differenza dell'emissione in X, la radiazione S-Z ha una dipendenza lineare dalla densità ed è quindi meno sensibile alle disomogenità dell'ICM.

Un' ulteriore applicazione permette di misurare le distanze dei cluster. Utilizzando le informazioni delle osservazioni in X e quelle dell'effetto S-Z si può ottenere una misura della distanza dell'oggetto misurato. Sappiamo le dipendenze delle due radiazioni

$$\frac{|\Delta I_\nu|}{I_\nu} \propto n_e L T_g \qquad I_X \propto L n_e^2 \qquad (29)$$

Combinando le due relazioni si cancella la dipendenza dalla densità elettronica e usando i valori di  $T_g$  misurati dallo spettro X si ottiene la seguente relazione

$$\frac{|\Delta I_\nu|}{I_\nu} \propto \sqrt{L I_X} \qquad (30)$$

Ora, assumendo una simmetria sferica sostituiamo la grandezza L con il raggio dell'ammasso  $R = \theta D_A$  per ottenere la dipendenza dalla distanza.

$$D_A = \frac{R}{\theta} \sim \frac{L}{\theta} \propto \left( \frac{\Delta I_\nu}{I_\nu} \right)^2 \frac{1}{I_X} \qquad (31)$$

La derivazione qui mostrata ha l'unico scopo di illustrare il ragionamento dietro a questo metodo che, nella pratica, è più complicato da applicare a causa delle assunzioni sulla simmetria sferica e sulla  $T_g$  pari a quella dell'ammasso.

Oltre ad avere l'importantissimo utilizzo nello studio degli ammassi l'effetto Sunyaev-Zeldovich, applicato insieme ad un'altra osservazione costituisce uno dei due metodi per misurare la costante di Hubble  $H_0$ , di fondamentale importanza in cosmologia.

## References

- [1] PETER SCHNEIDER. *Extragalactic Astronomy and Cosmology, an Introduction*. Springer-Verlag Berlin Heidelberg. 2006.
- [2] CRAIG L. SARAZIN. *X-ray cluster emission of galaxy* Cambridge University press. 1988.
- [3] MYRIAM GITTI, FABRIZIO BRIGHENTI, BRIAN R. MCNAMARA *Evidence for AGN Feedback in Galaxy Clusters and Groups* 2018