



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MEXICO
POSGRADO EN ASTROFÍSICA
INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

CARACTERÍSTICAS DE LA EMISIÓN DE RAYOS-X EN SISTEMAS FÓSILES DE GALAXIAS

TESIS
QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE:
DOCTORA EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

PRESENTA:
M. EN C. MONICA LOZADA MUÑOZ

TUTOR:
DRA. ELENA JIMÉNEZ BAILÓN
INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

CIUDAD DE MÉXICO, ENERO 2017
CIUDAD UNIVERSITARIA, CD.MX.



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

*Me pregunto si las estrellas se
iluminan con el fin de que algún día,
cada uno pueda encontrar la suya.*
Antoine de Saint-Exupéry

Agradecimientos

Gracias a la Universidad Nacional Autónoma de México por todo lo que me ha brindado dentro y fuera de las aulas, por darme las herramientas para ser mejor cada día en todos los aspectos de la vida. Agradezco el financiamiento otorgado por el CONACYT para realizar mis estudios de doctorado.

A Elena por toda su paciencia y empeño en este largo camino. Por alentarme, aconsejarme y apoyarme. Pero sobre todo agradezco su amistad durante todo este tiempo.

A Alfonso y Steffano por su tiempo y dedicación durante mi estancia en Canarias.

A mi comité tutor por sus comentarios durante el desarrollo de este trabajo. A los sinodales, Irene, Omaira, Alfonso, Héctor y Jesús por su apoyo y comentarios que enriquecieron este trabajo para su versión final.

A mi familia que me han dado todo su tiempo y amor en este proceso. Jueves el mejor hombre que pude encontrar en mi camino, gracias por construir nuestra vida juntos, gracias por los cambios en tu vida para estar conmigo, gracias por el ser el mejor papá para nuestra nena, gracias por todos tus esfuerzos

diarios para que no nos falte nada, pero sobre todo gracias por el amor y el tiempo que nos brindas. Te agradezco mi cielo por hacer este camino maravilloso a tu lado. A mi niña Emma, que me llevó a conocer una nueva etapa de mi vida, implusándome indirectamente a seguir adelante con este proyecto, te amo mi bebé.

Mi agradecimiento más especial a mi tía Lourdes por estar conmigo toda mi vida, por quererme, por apoyarme, por enseñarme la belleza de las matemáticas y la física cuando era una niña. Por motivarme a seguir adelante en todas las locuras que me llegan a la cabeza. Te estaré agradecida siempre por todo y por tanto.

A mis compañeros del instituto que siempre me apoyaron, me ayudaron y de alguna u otra manera han creído en mí. Varios de ellos se han vuelto mis más grandes y queridos amigos, todos ustedes saben que los llevo en el corazón aunque estén lejos o no nos frecuentemos mucho. Gracias Mary, Jonn, Abraham, Eva, Yaxkin, Eréndira, Omar, Sandro, Paquito, Nahielly y todos los demás por sus grandes enseñanzas, ratos locos y fantásticos momentos. Agradezco a todos mis amigos y conocidos extranjeros y mexicanos que viven fuera del país, por todo su cariño y buenas vibras desde donde están.

En fin, gracias a todos los que han tenido parte en este proyecto directa o indirectamente. Gracias a los que se han ido y siguen conmigo. Gracias a quienes este último año se han unido al camino tesis, gracias mi querida amiga Diana.

Gracias siempre

Resumen

El presente trabajo está enfocado al estudio de la emisión en rayos-X de los sistemas fósiles de galaxias (FSs, por sus siglas en inglés).

Los FSs son sistemas con masas y luminosidades en rayos-X comparables con los grupos y cúmulos de galaxias normales, pero que están dominados por una sola, aislada y enorme galaxia elíptica. Su denominación "fósil", proviene de su probable escenario de formación en el cual posiblemente colapsaron rápidamente en una época temprana del Universo, siendo por tanto los sistemas galácticos más viejos y sin perturbaciones.

De forma cuantitativa, los FSs se definen como sistemas que presentan una luminosidad $L_X > 10^{42} h_{70}^{-2} \text{erg s}^{-1}$ con un halo en rayos-X extendido, dominado por una galaxia brillante elíptica la cual está rodeada por galaxias de baja luminosidad, donde la diferencia en magnitud entre la más brillante y la segunda más brillante es mayor a 2 mag ($\Delta m_{12} \geq 2 \text{ mag}$) en la banda- r dentro de medio radio de virial (Jones et al. 2003). La explicación más aceptada para la formación de estos sistemas es debido a que la galaxia central creció por canibalismo de galaxias luminosas pertenecientes al sistema.

Santos et al. (2007) realizó un catálogo de grupos fósiles, que cuenta con 34 FGs, el cual se obtuvo de una búsqueda en el Sloan Digital Sky Survey database (SDSS Data Release 5) en combinación con datos del All Sky Survey de ROSAT para la determinación del halo extendido en rayos-X. En el presente trabajo nos basaremos en este catálogo para realizar el primer estudio sistemático que se ha realizado en rayos-X para una muestra de sistemas fósiles que nos permitirá obtener información detallada de las propiedades de los cúmulos, como son la temperatura, el flujo, la luminosidad y la abundancia de metales. Estos sistemas fueron reclasificados según su naturaleza fósil por Zarattini et al. (2014). Para ello se obtuvieron nuevamente el radio de virial para cada cúmulo a partir de la luminosidad en rayos-X. Se consideró un nuevo criterio más refinado para la clasificación como sistema fósil: un sistema fósil es aquél que satisface alguno de los dos criterios ya sea el de Jones et al. (2003) y Dariush et al. (2010), en donde $\Delta m_{12} \geq 2 \text{ mag}$ y $\Delta m_{14} \geq 2.5 \text{ mag}^1$ respectivamente, ambos dentro de medio radio de virial. Como resultado sólo 15 sistemas, de los 34 candidatos, permanecieron con la clasificación de sistema fósil.

A partir de la muestra de Santos et al. (2007) de 34 candidatos a sistemas fósiles consultamos

¹La diferencia en magnitud entre la más brillante y la cuarta más brillante es mayor a 2.5 mag

en los archivos públicos de los telescopios *XMM-Newton* y *Chandra*, encontramos que sólo 8 de ellos cuentan con observaciones en rayos-X en estos telescopios. Para estos 8 candidatos a sistemas fósiles presentamos un estudio detallado de las propiedades generales en rayos-X, con estos datos observacionales se lograron obtener los parámetros físicos globales como temperatura, abundancia de metales, flujo y luminosidad. Encontramos que 7 de 8 de los objetos de la muestra analizada en esta tesis están dominados por emisión térmica bremsstrahlung, como es esperado para cúmulos y grupos de galaxias. Esta muestra de 7 objetos presentan temperaturas de $1.2 \leq T_X \leq 11$ keV con una temperatura promedio de 5 keV, abundancia de metales promedio de $0.35 Z_\odot$, dentro del rango $0.17 \leq Z \leq 0.6 Z_\odot$. El flujo promedio $f_X(0.5-2 \text{ keV}) = 2.5 \times 10^{12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ dentro del rango $0.20 \leq f_X(0.5 - 2 \text{ keV}) \leq 6.30 \times 10^{12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ y $f_X(2-10 \text{ keV}) = 4.5 \times 10^{12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ en el $0.06 \leq f_X(2 - 10 \text{ keV}) \leq 11.45 \times 10^{12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$, así como luminosidades en los siguientes rangos de $0.022 \leq L_X(0.5 - 2 \text{ keV}) \leq 4.30 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ siendo el promedio $2.3 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ y $0.0045 \leq L_X(2 - 10 \text{ keV}) \leq 9.0 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ con un promedio de $4 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$.

Como parte de nuestro proyecto de conocer las propiedades de los sistemas fósiles de galaxias, pero que no está dentro de los objetivos de esta tesis, Kundert et al. (2015) realiza un estudio en rayos-X a 10 candidatos a sistemas fósiles con observaciones en el telescopio *Suzaku*, los cuales también pertenecen al catálogo de Santos et al. (2007). Combinando ambas muestras obtuvimos un conjunto de 18 sistemas analizados en rayos-X con observaciones en *XMM-Newton*, *Chandra* y *Suzaku*.

Con un total de 13 sistemas (7 en este trabajo y 6 de Kundert et al. (2015) con emisión térmica bremsstrahlung) a los cuales aplicamos las relaciones de escala de Arnaud et al. (2015) para calcular R_{500}^2 y M_{500}^3 a partir de T_X , $M_{500} \geq 10^{14} M_\odot$. Encontramos que en cuanto a la temperatura y abundancia de metales los resultados son compatibles entre ambas muestras, dentro de los errores. Comparando $M_{500} - T_X$ de los resultados de la muestra de esta tesis, Kundert et al. (2015) y la muestra de cúmulos de galaxias normales⁴ analizada en Arnaud et al. (2005), encontramos que los sistemas fósiles presentan masas consistentes con las de los cúmulos normales dentro de sus errores. Por lo tanto, los sistemas fósiles y no-fósiles no son

²El radio R_δ es el radio dentro del cual la densidad promedio es δ veces la densidad crítica del Universo al redshift del cúmulo.

³La masa M_δ es la masa dentro del radio en el cual la densidad promedio es δ veces la densidad crítica del Universo al redshift del cúmulo.

⁴Cúmulos normales son sistemas que por su naturaleza no son candidatos a considerarse sistemas fósiles de galaxias.

significativamente diferentes al menos en las relaciones $M_{500} - T_X$.

Como parte del estudio, pudimos analizar en gran detalle dos sistemas con mayor señal a ruido de la muestra (FS2, Abell 267 como sistema fósil y FS31, RX J1720+2638 como sistema no-fósil). Presentan una masa similar y propiedades cinemáticas muy parecidas ($\sigma \sim 1100$ km s⁻¹, Zarattini et al. 2014), por lo cual ambos objetos resultan ser ideales para el estudio comparativo de propiedades en rayos-X en sistemas fósiles y no fósiles.

Como resultado del análisis se logró obtener la estructura y extensión de la emisión en rayos-X, así como las propiedades globales de la emisión en rayos X: flujo, luminosidad, temperatura y abundancia de metales del cúmulo. Dada la alta calidad de los datos se realizó también un análisis radial para buscar la variación de temperatura y metalicidad de ambos cúmulos para varias regiones a diferentes radios y así estudiar la presencia de un núcleo frío.

De acuerdo a Khosroshahi et al. (2007), los sistemas fósiles presentan una morfología en rayos-X relajada lo que indica la ausencia de fusiones mayores recientes, por lo que se esperaría enfriamiento del medio intracúmulo (ICM, por sus siglas en inglés, *intracluster medium*) central (Miraghaee et al. 2013). Sin embargo, encontramos que FS2 no cuenta con núcleo frío mientras que FS31 presenta un importante decaimiento de la temperatura hacia las regiones centrales, dando evidencia de la presencia de un núcleo frío. La falta de núcleo frío en sistema fósil FS2 está en completo desacuerdo con lo esperado para un sistema viejo sin perturbaciones (característica de un sistema fósil), el cual pudo haberse destruido por fusiones recientes mayores (Johnson et al. 2011).

También encontramos que FS31 presenta un gradiente de abundancia de metales en el ICM, mientras que para FS2 el perfil radial de abundancia de metales se mantiene casi constante. Se ha encontrado que para los sistemas con núcleos no fríos los perfiles de abundancia de metales son en general planos comparados con aquellos sistemas con núcleos fríos lo cual sugiere la presencia de algún proceso que esté afectando la distribución del gas (Johnson et al. 2011), como por ejemplo, fusiones mayores recientes o a la presencia de un AGN activo.

Por lo tanto, las propiedades de ambos sistemas no van de acuerdo con aquellas esperadas: para los sistemas fósiles la presencia de núcleos fríos, sistemas relajados, sin perturbaciones, como hemos descrito anteriormente FS2 no cumple estas características. FS31 al ser un sistema no-fósil presenta núcleo frío, sin embargo, tampoco es un sistema relajado ya que se ha reportado evidencia de fusiones mayores.

VIII

Los resultados obtenidos indican que la selección de los sistemas fósiles sólo mediante el gap de magnitudes no garantiza que los sistemas sean dinámicamente evolucionados.

Índice general

1. Introducción	1
1.1. Grupos y Cúmulos de Galaxias	1
1.1.1. Clasificación de los grupos y cúmulos de galaxias	2
1.1.2. Enriquecimiento químico en los cúmulos y grupos de galaxias	3
1.1.3. Temperatura en los cúmulos y grupos de galaxias	4
1.1.4. Emisión en rayos-X	4
1.1.5. Importancia Cosmológica de los cúmulos de galaxias	8
1.2. Sistemas Fósiles de Galaxias	10
1.2.1. Escenarios de formación de los sistemas fósiles	12
1.2.2. Relaciones de escala de los sistemas fósiles	14
1.2.3. Importancia de los sistemas fósiles	17
1.3. Objetivos	20
2. Sistemas fósiles de galaxias en rayos-X	23
2.1. Determinación de la muestra	27
2.2. Metodología del análisis de datos de rayos-X	32
2.2.1. Análisis Espacial	32
2.2.2. Análisis Espectral	33
2.2.3. Perfiles Espectrales	34
2.3. Resultados globales de los sistemas fósiles y no-fósiles	42
2.3.1. Análisis Espacial	42
2.3.2. Análisis Global	44
2.4. Resultados radiales de los sistemas fósiles y no-fósiles	55
2.4.1. Perfiles Espectrales	62
2.5. Resultados globales	83
2.5.1. Análisis individualizado de sistemas fósiles en rayos-X	84
2.5.2. Comentarios finales de los resultados globales.	91
2.6. Análisis en rayos-X para Abell 267 y RX J1720.1+2638.	95
3. Artículos	104

4. Trabajo Futuro	140
5. Anexo A	141
6. Anexo B	153

CAPITULO 1

Introducción

1.1. Grupos y Cúmulos de Galaxias

Las galaxias no están uniformemente distribuidas en el Universo, muestran una tendencia a reunirse en grupos de galaxias o en cúmulos de galaxias.

Los cúmulos y grupos de galaxias son las estructuras más masivas ligadas gravitacionalmente en el Universo. Valores típicos para la masa son $M \gtrsim 3 \times 10^{14} M_{\odot}$ para cúmulos, mientras que para los grupos $M \sim 3 \times 10^{13} M_{\odot}$, con un rango de masa total de grupos y cúmulos entre $10^{12} M_{\odot} \lesssim M \lesssim 10^{15} M_{\odot}$ (Eigenthaler & Zeilinger 2009). Son los objetos virializados más grandes en el Universo y son extremadamente sensibles a la tasa de crecimiento y densidad de masa del Universo.

Las fusiones en cúmulos de galaxias liberan gran cantidad de energía en el Universo después del mismo Big Bang con energías mayores a 10^{63} erg (Feretti et al. 2002). El potencial gravitacional de los cúmulos da lugar a un gran efecto de deflexión de la luz con ángulos de deflexión que exceden medio arco minuto, produciendo las más espectaculares lentes gravitacionales. La emisión de los cúmulos masivos de galaxias está dominada principalmente por procesos gravitacionales y térmicos. Su contraparte de menor masa, los grupos de galaxias, pueden estar dominados por procesos no gravitacionales como vientos, flujos de enfriamiento, o retroalimentación del núcleo activo de galaxias (AGN, por sus siglas en inglés, *Active Galactic Nuclei*)

1

¹Un AGN es una región compacta en el centro de una galaxia que presenta una luminosidad muy alta en la mayor parte del espectro electromagnético. Este exceso de emisión se ha observado en longitudes de onda de radio, microondas, infrarrojo, óptica, ultravioleta, rayos-X y rayos-gamma. Se cree que esta radiación es el

Estos objetos juegan un papel importante en la cosmología observacional. Son las estructuras ligadas y relajadas en un estado aproximado al equilibrio dinámico y además marcan los picos más prominentes de densidad de las estructuras a gran escala en el Universo. Debido a su alta densidad de galaxias, los cúmulos y grupos son laboratorios ideales para el estudio de las interacciones entre las galaxias y sus efectos en la población de galaxias, así como importantes laboratorios cosmológicos. Por ejemplo, el hecho de que las galaxias elípticas son preferentemente encontradas en los cúmulos indica el impacto de la densidad de galaxias local en la morfología y evolución de galaxias.

Con la finalidad de integrar el marco teórico de los cúmulos y grupos de galaxias, en la presente sección se tratan sus propiedades generales, su morfología, su enriquecimiento, su emisión en rayos-X, así como su importancia en la cosmología. En este trabajo, estudiaremos un tipo especial de grupos y cúmulos de galaxias, los sistemas fósiles de galaxias (FS, por sus siglas en inglés, *fossil systems*), que son sistemas con masas y luminosidades en rayos-X comparables con los grupos y cúmulos de galaxias, pero que están dominados por una sola, aislada y enorme galaxia elíptica. Su denominación "fósil", proviene de su posible escenario de formación en el cual probablemente colapsaron en una poca temprana, siendo los sistemas galácticos más viejos y sin perturbaciones. En la Sección §1.2 se realiza una descripción detallada de las propiedades generales de los grupos fósiles de galaxias.

1.1.1. Clasificación de los grupos y cúmulos de galaxias

La transición entre los grupos y los cúmulos de galaxias es suave. La distinción se hace principalmente por el número de sus galaxias miembro. Generalmente, una acumulación de galaxias es llamada grupo si consta de menos de $N \lesssim 50$ miembros dentro de una esfera de diámetro $D \lesssim 1.5 h^{-1}\text{Mpc}$. Los cúmulos tienen $N \gtrsim 50$ galaxias y diámetro $D \gtrsim 1.5 h^{-1}\text{Mpc}$ (Eigenthaler & Zeilinger 2009).

Los cúmulos son clasificados por la morfología de su distribución de galaxias. Dicha clasificación puede dar una idea del estado del cúmulo, si está en equilibrio dinámico o si ha sido fuertemente alterado por un proceso de fusión con otro cúmulo. Por lo tanto, se hacen

resultado de acreción de masa que lleva a cabo un agujero negro supermasivo en el centro de la galaxia que la alberga (la galaxia que alberga el AGN se llama galaxia activa). En general, el término 'núcleo activo de galaxias' se refiere a la existencia de un fenómeno energético en el núcleo, o regiones centrales, de galaxias que no pueden ser atribuidos directamente a las estrellas (Bradley M. P., 1997, *An Introduction to Active Galactic Nuclei*).

distinciones principalmente entre cúmulos regulares e irregulares, y entre ellos los intermedios (Rood–Sastry 1971). Los cúmulos regulares son compactos, mientras los irregulares son abiertos (Zwicky 1957).

Esta clasificación morfológica en realidad coloca diferencias físicas entre los cúmulos, como correlaciones entre morfologías y otras propiedades de los cúmulos. Por ejemplo, se ha encontrado que los cúmulos regulares están dominados por galaxias de tipo temprano, mientras que los cúmulos irregulares tienen una fracción de galaxias espirales casi tan grande como la distribución general del campo de galaxias (Böhringer 2009). Comúnmente, los cúmulos regulares son dominados por galaxias cD en el centro, y su densidad central de galaxias es muy alta. En contraste, los irregulares son significativamente menos densos en el centro. Los cúmulos irregulares generalmente muestran fuertes subestructuras, lo cual raramente se encuentra en los regulares. En resumen, se podrá decir que los cúmulos regulares están en un estado relajado, mientras que los cúmulos irregulares están en un proceso de evolución (Böhringer 2009).

1.1.2. Enriquecimiento químico en los cúmulos y grupos de galaxias

Los cúmulos de galaxias son laboratorios únicos para el estudio de la nucleosíntesis y del enriquecimiento químico del Universo (Böhringer 2009). Sus grandes pozos de potencial gravitacional guardan todos los metales producidos por las poblaciones estelares de las galaxias miembros del cúmulo, una gran fracción de estos metales se encuentran dentro del medio intracúmulo (ICM, por sus siglas en inglés, *intracluster medium*) caliente. La espectroscopía en rayos-X provee una buena medida de las abundancias de metales en el ICM. Las abundancias ponen limitaciones en la nucleosíntesis y en la historia de formación estelar de los cúmulos, así también de las poblaciones estelares donde los metales del cúmulo fueron sintetizados, estas medidas nos permiten poner límites en la evolución química del Universo como un todo (Böhringer 2009).

La primer evidencia de que el ICM está fuertemente poblado por metales eyectados de las estrellas en los cúmulos de galaxias vino del descubrimiento de la línea Fe-K de emisión en el espectro de Perseo, Coma y Virgo (Böhringer 2009). Asimismo, se encontraron emisiones de diferentes elementos (O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca, Fe y Ni) en el ICM. Una supernova (SN II) produce grandes cantidades de O, Ne y Mg, mientras que una supernova tipo Ia (SN Ia) produce grandes cantidades de Fe, Ni, y elementos del grupo Si (Si, S, Ar y Ca) también

llamados elementos α , pero muy poco O, Ne, y Mg (Böhringer 2009).

1.1.3. Temperatura en los cúmulos y grupos de galaxias

La temperatura del gas intracúmulo es un fuerte indicador de los procesos físicos que están afectando directamente a cada sistema. Por lo tanto, es de gran relevancia su estudio ya que mediante este parámetro sabremos parte de la historia de la formación de los grupos y cúmulos de galaxias.

En cuanto a la temperatura del gas intracumular, existen dos clases de cúmulos de galaxias: los cúmulos con un ICM denso en sus núcleo presentan perfiles de temperatura en rayos-X descendiendo hacia el centro del cúmulo, llamados cúmulos con núcleo frío (CC, por sus siglas en inglés, *core core clusters*), mientras que los cúmulos con densidades centrales moderadas (típicamente por debajo de 10^{-2} cm^{-3}) han presentado perfiles de temperatura más planos o incluso con un ligero incremento hacia el centro del cúmulo (Burns et al. 2008), llamados cúmulos de núcleo no frío (NCC, por sus siglas en inglés, *non-core core clusters*). Un estudio del 2001 realizado por De Grandi & Molendi mostró que mientras un cúmulo de núcleo no frío tiene un perfil de abundancia de Fe plano, la distribución de metalicidad de los cúmulos de núcleos fríos tienen un gradiente con un pico central. En muchos sistemas, Si tiene bien determinado el valor de abundancia y en un cúmulo con un perfil plano de O uno esperaría ver un gradiente de abundancia de Si menos profundo que el dado para el Fe (Johnson et. al 2011).

1.1.4. Emisión en rayos-X

Los cúmulos de galaxias son las fuentes extragalácticas más brillantes en rayos-X. Su luminosidad característica es $L_X \sim 10^{43}$ hasta $10^{45} \text{ erg s}^{-1}$ para los cúmulos más masivos. Esta emisión de rayos-X de los cúmulos está espacialmente extendida, y por lo tanto no puede ser originada por galaxias individuales, sino que se produce desde el gas ICM (Eigenthaler & Zeilinger 2009). La región espacial en la que se puede detectar esta radiación puede llegar a tener un tamaño de 1 Mpc o incluso mayor. Además, la emisión en rayos-X de los cúmulos es constante en el tiempo, es decir, no cambia con la escala de tiempo sobre la cual ha sido observado (≤ 30 años), por lo tanto, no esperamos variabilidad en la emisión extendida de rayos-X para los grupos y cúmulos de galaxias (Eigenthaler & Zeilinger 2009).

El ICM es un plasma caliente en equilibrio térmico que podemos estudiar en detalle, con

temperaturas del orden del núcleo del Sol², con densidades de 10^{-5} a 10^{-1} cm^{-3} desde las afueras hacia las regiones más densas de los cúmulos (Böhringer 2009).

Dado que el gas se encuentra a temperaturas muy altas todo el H y en general la mayoría de los metales están ionizados completamente. El medio está formado por electrones libres e iones, en donde es fácil que se presenten estos tres procesos dominantes de emisión que envuelven transiciones electrónicas contribuyendo a la radiación:

- libre-libre o bremsstrahlung causada por la deflexión de un electrón que pasa cerca de un ión.
- libre-ligado o radiación por recombinación, causada por la captura de un electrón por un ión seguida de una recombinación.
- ligado-ligado o radiación por desexcitación de un electrón cambiando de nivel cuántico.

Los primeros dos procesos dan lugar a una radiación en el continuo y el último a líneas de emisión de la radiación. Una excepción en las transiciones ligado-ligado es la transición radiativa del estado 2s a 1s, la cual es completamente prohibida por conservación de momento angular, pero puede ocurrir como un muy lento proceso de 2-fotones. Esta “radiación de 2-fotones” involucra la función de distribución de la relación de ramificación de energías de dos electrones y da lugar a radiación en el continuo (Spitzer & Greenstein 1951).

Todos estos procesos radiativos dependen de colisiones (o acercamientos) de un electrón y un ión. Debido a la baja densidad del plasma todos los iones excitados por colisiones tienen suficiente tiempo para una desexcitación radiativa antes de que una segunda desexcitación colisional ocurra. Y por lo tanto, las transiciones “prohibidas” pueden producirse en el plasma ICM. Esto deja un escenario donde excitaciones, recombinaciones y bremsstrahlung causan colisiones que conducen a la radiación de un fotón. La tasa de recombinación es en general una función de la temperatura (para un plasma térmico) y su resultado es directamente proporcional a la densidad electrónica y a su respectiva densidad iónica. Por lo tanto, la forma del espectro resultante es una función de la temperatura y su composición química, mientras que la normalización es directamente proporcional a la densidad electrónica y densidad iónica. La última es válida para el límite de baja densidad que permanece en el ICM.

²La temperatura del Sol en su centro es de aproximadamente 1.5×10^7 K, mientras que su superficie es de cerca de 5785 K (Karttunen, Fundamental Astronomy página 263).

Como la contribución de radiación específica de una especie de ión es proporcional a la densidad de estas especies en el plasma, el modelo sobre todo el espectro requiere conocimientos de la composición del plasma y su estructura de ionización. En equilibrio térmico la estructura de ionización está caracterizada por el balance entre la tasa de ionización y la de recombinación para todos los estados ionizados de un elemento.

La ionización comprende:

1. Ionización directa por impacto de un electrón.
2. Excitación por impacto de electrones dentro de un estado auto-ionizado con subsecuente auto-ionización.
3. Ionización por intercambio de carga.

De los cuales la ionización directa es el proceso dominante. La recombinación incluye:

1. Recombinación radiativa.
2. Recombinación dielectrónica. Aquí el complejo proceso de recombinación colisional es energéticamente estabilizado por la excitación de un segundo electrón ligado el cual subsecuentemente radía el exceso de energía. Esto es un proceso resonante el cual exhibe una fuerte dependencia de energía lo cual es muy importante para iones con muchos electrones.
3. Intercambio de carga con captura de electrones.

La estructura de ionización es calculada por un conjunto completo de ecuaciones lineales para todos los iones y elementos importantes. Un cambio en la temperatura de los electrones y los iones no afectará los componentes del espectro de radiación, pero se puede detectar a través del ensanchamiento térmico de la línea.

La Fig. 1.1 muestra un espectro típico a temperaturas de 10^5 , 10^6 , 10^7 y 10^8 K con abundancias solares, indicando la contribución de la línea de radiación y la emisión en continuo de bremsstrahlung, recombinación y transiciones 2-fotón. Podemos ver claramente el dominio de bremsstrahlung con el incremento en la temperatura, el cual refleja el hecho de que algunos iones retienen electrones y el plasma está casi completamente ionizado a altas temperaturas. Con el estudio en rayos-X de los grupos y cúmulos de galaxias, se puede realizar un diagnóstico detallado (si es que hay resolución espacial y espectral suficiente) de las condiciones del gas intracúmulo.

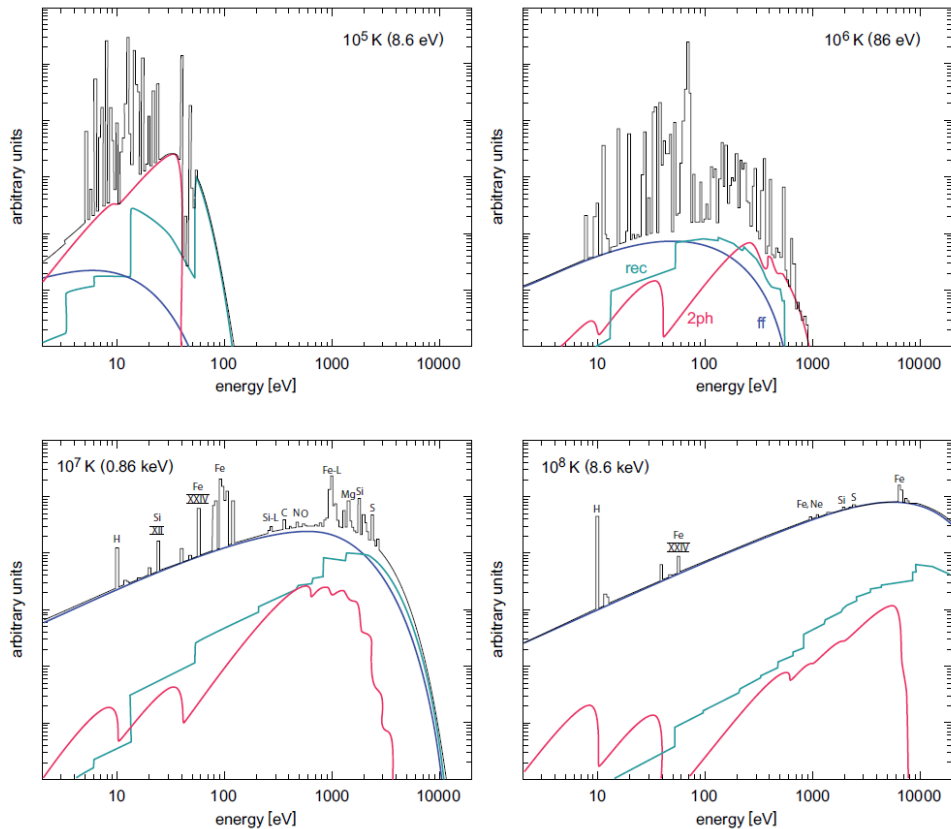


Figura 1.1: Espectro en rayos-X para abundancia solar a diferentes temperaturas del plasma. Las contribuciones de bremsstrahlung (azul), radiación por recombinación, caracterizada por los bordes afilados de ionización (verde) y radiación 2-fotones (rojo). A altas temperaturas sobretodo para cúmulos másivos de galaxias, bremsstrahlung es el proceso de radiación dominante (Böhringer & Hesler 1989). Las etiquetas Fe-L y Si-L se refieren a transiciones entre la capa-L en los iones de Fe y Si, respectivamente, y las otras líneas etiquetadas con número romano, el cual indica la denominación de los iones que se originan mediante las transiciones dentro de la capa-L

1.1.5. Importancia Cosmológica de los cúmulos de galaxias

Los cúmulos y grupos de galaxias son más que solo una colección de galaxias. En los años 30, Fritz Zwicky descubrió que existe una gran cantidad de materia no visible, al estudiar el rápido movimiento de las galaxias en el cúmulo de Coma. Ahora tenemos un escenario cósmico claro con los cúmulos de galaxias como parte integral de la estructura a gran escala del Universo. Son los grandes agregados de materia dentro de la gran estructura del Universo que han colapsado bajo su propia gravedad y están cerca del equilibrio dinámico.

Los cúmulos y grupos de galaxias son descritos como halos de materia oscura con una forma universal característica del potencial de materia oscura (Navarro et al. 1995). Los cúmulos y grupos de galaxias son además laboratorios astrofísicos gigantes muy importantes que nos proveen con un muy bien caracterizado ambiente físico en el cual podemos estudiar muchos fenómenos astrofísicos y procesos cósmicos a grandes escalas (Sarazin 1986). También nos permiten el estudio de grandes poblaciones de galaxias al igual que investigar su evolución en conexión con la evolución química y térmica del medio intracúmulo (Dressler et al. 1997)

Como trazadores de la estructura a gran escala del Universo hay varias pruebas importantes para la cosmología. El crecimiento de la estructura en la distribución de materia del Universo, ha tenido gran dependencia de los parámetros del modelo cosmológico y en particular de la naturaleza de la energía y materia oscura. Dado que los cúmulos de galaxias son trazadores muy sensibles de la estructura de crecimiento, un censo de la población del cúmulo como función del redshift puede ser usado para modelos cosmológicos (Vikhlinin et al. 2003, 2009).

Hay una gran cantidad de observables que nos permiten caracterizar los cúmulos y grupos de galaxias. De los cúmulos de galaxias, podemos medir su luminosidad, colores y espectro, su morfología y la velocidad dentro del cúmulo. Estas medidas nos permiten estudiar el estado dinámico del cúmulo, el efecto del ambiente del cúmulo en la población de la galaxia, la formación e historia estelar y la evolución de la galaxia. Los observables en rayos-X nos permiten estudiar las propiedades del contenido bariónico de las galaxias, estimar la masa, la temperatura y la metalicidad del gas intracúmulo. Las señales de lentes gravitacionales de las galaxias de fondo ambas, fuertes y débiles, nos permiten estimar la masa total y la distribución de masa del cúmulo, de igual forma, las observaciones del efecto Sunyaev-Zeldovich³ (1968) proveen otro

³El efecto Sunyaev-Zeldovich se debe a la dispersión de la radiación cósmica de fondo de microondas (CMB, por sus siglas en inglés, *Cosmic Microwave Background radiation*) por los electrones de plasma caliente (dispersión Compton inversa) en el ICM de cúmulos de galaxias

método para estimar la masa del cúmulo y las propiedades del gas intracúmulo.

La mayoría del conocimiento detallado en los cúmulos de galaxias ha sido obtenido en los años recientes mediante la astronomía de rayos-X. Esto es debido al hecho de que el medio intracúmulo ha sido calentado a temperaturas de millones de grados (varios keV por partícula) lo que causa que el plasma caliente emita la mayor parte de su energía térmica en rayos-X.

Originalmente los cúmulos de galaxias fueron caracterizados como tales por la concentración de galaxias observadas. Ahora sabemos eso, además de que las galaxias determinan la apariencia óptica del cúmulo, la masa contenida en las galaxias contribuye solamente a una pequeña fracción del total de la masa del cúmulo el resto es materia oscura. Mediante avances en observaciones en rayos-X se ha descubierto que los cúmulos son fuentes intensas de radiación en rayos-X la cual es emitida por gas caliente ($T \sim 3 \times 10^7$ K) localizado entre las galaxias. Este gas intergaláctico contiene más bariones (neutrones y protones) que las estrellas que se ven en las galaxias miembros del cúmulo. De la dinámica de las galaxias, de las propiedades de la emisión en rayos-X de los cúmulos, y de los efectos de los lentes gravitacionales podemos deducir la existencia de la materia oscura en los cúmulos de galaxias, dominando la masa del cúmulo (Böhringer 2009).

La limitación más importante actual en usar estudios de cúmulos de galaxias para cosmología es la calibración de la relación entre varios observables y la masa del cúmulo (Böhringer 2009). Además un gran esfuerzo se ha llevado a cabo para mejorar la determinación de la masa del cúmulo y entender su estructura (Arnaud et al. 2007; Vikhlinin et al. 2006; Pratt et al. 2006,2007). La espectroscopía en rayos-X de la emisión del cúmulo juega un papel crucial en este esfuerzo para caracterizar la estructura del cúmulo más precisamente, para modelar la población del cúmulo y para establecer relaciones de escala de parámetros de un cúmulo global que permitan dibujar conclusiones estadísticas comprensibles de las propiedades de un cúmulo de observables simples.

En resumen, los sistemas de galaxias son laboratorios de, no sólo la física del grupo o cúmulo en sí mismo, sino también de la evolución cosmológica del Universo, como además la mayor parte de la emisión del gas intracúmulo se produce en rayos-X, éstos son una de las herramientas más útiles para estudiarlos.

1.2. Sistemas Fósiles de Galaxias

En este trabajo, estudiaremos un tipo especial de cúmulos y grupos de galaxias, los llamados sistemas fósiles de galaxias (FSs, por sus siglas en inglés, *fossil systems*). Estos son sistemas de galaxias con masas y halos en rayos-X comparables con las de los grupos o cúmulos de galaxias, pero los cuales están dominados por un sólo objeto masivo: una galaxia elíptica central. En 2003 Jones et al. define un FSs, como un sistema en el cual su imagen óptica consiste de una galaxia elíptica rodeada por otras menos brillantes, siendo la diferencia en magnitud entre la más brillante y la segunda más brillante mayor a 2 mag dentro de medio radio de virial, el cual debe ser detectado como una fuente extendida en rayos-X. Estos sistemas presentan luminosidad en rayos-X (L_X) elevada típicamente, siendo como condición, mayor a 10^{42} erg s^{-1} , la cual proviene de la emisión en forma térmica bremsstrahlung (varios keV por partícula) y baja densidad ($\approx 10^{-3}$ atomos/ cm^3) del gas caliente en el medio intracúmulo.

Inicialmente, Ponman et al. (1994) hablaban de grupos fósiles (FGs por sus siglas en inglés, *fossil groups*), indicaron que la mayoría de las galaxias están agrupadas en grupos, aún en los grupos más compactos sus miembros están separados por unos cuantos radios galácticos. Sin embargo, simulaciones numéricas sugerían que estos sistemas pudieron haberse creado por medio de fusiones dando lugar a una sola galaxia elíptica (un "grupo fósil") en algunos millones de años. Con observaciones de esa época encontraron que algunos grupos compactos estaban rodeados de un halo de emisión en rayos-X de gas caliente, sugiriendo que contienen gran cantidad de materia oscura. Entonces, definen como un grupo fósil a una galaxia elíptica formada por una fusión de su propio grupo que retiene su halo, el cual no fue afectado por la fusión. Ponman et al. (1994) reportaron el primer candidato a RX J13040.6+4018 para grupo fósil con redshift de 0.171, encontrando que aparentemente era una galaxia elíptica aislada, su morfología óptica sugería que se trataba de un sistema relajado, por lo tanto el gas debía estar en equilibrio hidrostático, con una luminosidad de $L_X = 4.5 \times 10^{43}$ erg s^{-1} . Años después Jones et al. (2003) fueron los primeros en dar una definición observacional de los grupos fósiles, indicando que son grupos caracterizados con una diferencia de magnitud absoluta en la banda-r, entre la galaxia más brillante y la segunda galaxia más brillante, la cual debe ser al menos de $\Delta m_{12} \geq 2$ mag localizadas dentro del medio radio de virial ($0.5r_{vir}$), considerando r_{vir} en R_{200} ⁴. Estos

⁴El radio R_δ es el radio dentro del cual la densidad promedio es δ veces la densidad crítica del Universo al redshift del cúmulo.

sistemas presentan L_X elevadas típicamente, siendo como condición, mayor a 10^{42} erg s⁻¹, la cual proviene de la emisión en forma térmica bremsstrahlung (varios keV por partícula) y baja densidad ($\approx 10^{-3}$ átomos/cm³) del gas caliente en el medio intracúmulo. La temperatura promedio de los sistemas fósiles se encuentra aproximadamente en los 2 keV, con una metalicidad $Z = 0.4 Z_\odot$ (Khosroshahi et al. 2007).

Después muchos autores empezaron a identificar otros grupos fósiles (Vikhlin et al 1999, Jones et al. 2003, Khosroshahi et al. 2004, Sun et al. 2004). Sin embargo, fue Santos et al. (2007) quien realizó el primer catálogo de 34 grupos fósiles, usando datos del Sloan Digital Sky Survey (SDSS) Data Release 5 (DR5) y de Rosat All-Sky Survey (RASS), utilizando un valor de radio fijo alrededor de la galaxia elíptica dominante de 0.5 Mpc mientras que Jones et al. (2003) consideró medio radio de virial ($0.5r_{vir}$), el cual varía para cada sistema. Sin embargo, para los objetos estudiados por Santos et al. (2007), $0.5r_{vir}$ varía entre 0.22 y 0.68 Mpc, con un valor medio de 0.48 Mpc (Khosroshahi et al. 2007).

Si tomamos en cuenta que la fricción dinámica f_{dyn} puede causar que las galaxias más luminosas en un grupo se fusionen en una escala de tiempo dependiente de la velocidad de dispersión del grupo, esto es $f_{dyn} \propto v^{-2}$ (Miles et al. 2004, 2006), entonces, la probabilidad de que algunas de las galaxias más brillantes hayan fusionado para crear una galaxia todavía más brillante, dejando una gran diferencia de magnitud dentro del tiempo de Hubble, es muy alta. Por lo tanto, la distribución de la diferencia de magnitud entre la galaxia más brillante y la segunda y la tercera galaxias más brillantes, en cada grupo, generalmente se usa como indicador de la edad dinámica del grupo, particularmente en los grupos fósiles (Milosavljević et al. 2006; van de Bosch et al. 2007; Dariush et al. 2007). von Benda-Beckmann et al. (2008) utilizando simulaciones numéricas encontró que Δm_{12} no es un buen indicador para identificar grupos formados en épocas tempranas, por lo tanto esta condición ya no se cumpliría cuando una galaxia con magnitud intermedia cae dentro del grupo. La condición convencional $\Delta m_{12} \geq 2$, usada para clasificar los grupos de galaxias como fósiles, no asegura que estos sistemas representen una clase de grupos de galaxias viejos, en el cual la galaxia central es resultado de la fusión de otras galaxias brillantes del grupo. Dado que la diferencia de magnitud en un grupo de galaxias está relacionado con la historia de formación de la masa del grupo, la diferencia de luminosidades entre las dos galaxias más brillantes del grupo no siempre es un parámetro confiable para identificar un grupo fósil, ya que esta cantidad es vulnerable a caída de galaxias en el centro del cúmulo o a fusiones con otros grupos (Dariush et al. 2010).

Usando en principio un criterio general para la diferencia de magnitudes $\Delta m_{1i} \geq j$, donde Δm_{1i} es la diferencia de magnitud en la banda-r entre la galaxia más brillante del grupo y la i^{th} ($=2,3,\dots,9,10$) más brillante dentro de $0.5R_{200}$ del centro del grupo, y variando la diferencia de magnitudes ente $0 \leq j \leq 5$, Dariush et al. (2010) sugiere que definiendo $\Delta m_{14} \geq 2.5$ dentro de $0.5R_{200}$ para identificar los grupos fósiles, entonces encontraría grupos con la misma historia de formación de masa en promedio, con lo que pudo idenficar 50 % más grupos en su muestra, comparado con los identificados con el parámetro convencional $(i, j)=(1,2)$. Sin embargo, los grupos identificados con $\Delta m_{14} \geq 2.5$ presentan halos de $M_{200} \leq 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$, lo que hace al criterio $\Delta m_{12} \geq 2$ más eficiente en identificar grupos masivos formados en épocas tempranas. En la Figura 1.2 hacemos un resumen de como se ha modificado la definición original.

Se han estudiado otros objetos que pueden cumplir las condiciones para ser *fósiles* como los cúmulos masivos (Khosroshahi et al. 2006; Cypriano et al. 2006; Voevodkin et al. 2010; Aguerri et al. 2011; Harrison et al. 2012). Es posible, entonces, que cúmulos fósiles se hayan formado como resultado de la fusión de dos sistemas, donde un grupo tiene fusionando sus galaxias más brillantes debido a fricción dinámica y el otro tenga galaxias mucho más débiles. Igualmente es posible encontrar grupos fósiles con propiedades que son más consistentes con los cúmulos de galaxias, por lo tanto, la palabra *grupo* será reemplazada por la palabra *sistema*, entonces los *sistemas fósiles* (FS por sus siglas en inglés, *fossil systems*) son grupos y cúmulos masivos que satisfacen los criterios de diferencia de magnitud y de L_X previamente descritos, finalmente *galaxia fósil* (FG) se refiere a la galaxia más luminosa en un FS (Harrison et al. 2012).

La morfología de los sistemas fósiles en rayos-X, es relajada indicando la ausencia de fusiones mayores. La galaxia dominante cae hacia el centro del sistema emitiendo en rayos-X, con lo cual traza un pozo de potencial de materia oscura. La materia oscura en los sistemas fósiles se encuentra más concentrada que en otros grupos o cúmulos, indicando la temprana formación de estos sistemas (Khosroshahi et al. 2014).

1.2.1. Escenarios de formación de los sistemas fósiles

Existen tres escenarios aceptados para la formación de los sistemas fósiles. El primero, indica que éstos son consecuencia de fusiones mayores, este proceso involucra fusiones de las galaxias más brillantes de los sistemas en una época muy temprana del Universo debida a

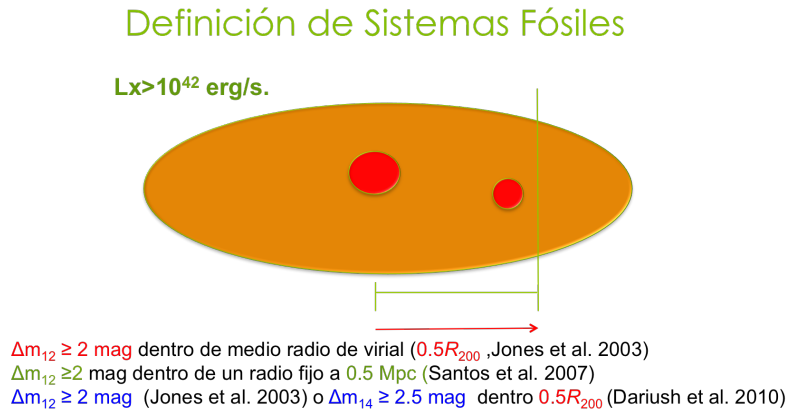


Figura 1.2: Resumen de las definiciones para sistemas fósiles descritas en esta tesis.

fricción dinámica⁵(Ponman et al. 1994). Después de un tiempo, incluso las grandes galaxias sucumbieron a la fricción dinámica siendo tragadas por la galaxia más brillante (Mendes de Oliveira et al. 2006), por lo tanto, la diferencia en magnitud de las galaxias encontradas en los sistemas fósiles es consecuencia de la evolución de estos sistemas. Este mecanismo propuesto para la falta de galaxias luminosas rodeando la galaxia central dominante es el canibalismo. El canibalismo involucra el proceso de fusión de galaxias L^* ⁶del grupo, las cuales sabemos que se produjo en etapas tempranas del Universo por simulaciones cosmológicas y por los redshifts de los sistemas fósiles debido a la fricción dinámica entre las galaxias y el halo de materia oscura. La fricción dinámica implica que a mayor masa las fusiones se van a producir más rápidamente, siendo, por lo tanto, la opción más razonable que los FSs tienen una función de masa estándar, pero un unusual exceso de materia oscura que aceleraría el proceso de canibalismo.

El segundo escenario sugiere que la galaxia más brillante se creó por medio de un colapso monolítico. El modelo de colapso monolítico fue propuesto por Eggen, Lyndell-Bell & Sandage en 1962, este modelo indica que las galaxias de disco se formaron a partir del colapso de una

⁵Si una partícula de masa m se mueve a lo largo de distribución estadísticamente homogénea de partículas masivas, la fuerza gravitacional sobre ésta partícula se desvanece debido a la homogeneidad. Pero dado que la partícula tiene masa, puede atraer otras partículas masivas y hacer que la distribución se vuelva no homogénea. Como la partícula se mueve, las partículas de fondo que la rodean pueden reaccionar a su campo gravitacional y poco a poco empezar a moverse hacia la dirección de la trayectoria de la partícula.

⁶Se define L^* como una “luminosidad característica” (con una equivalente “magnitud absoluta característica”, M^*) a la cual la función de luminosidad presenta un cambio rápido en la pendiente en el plano- $(\log \varphi, \log L)$, donde φ^* es el número de galaxias por unidad de volumen. Siendo la función de luminosidad para galaxias $\varphi(L)dL = \varphi^*(L/L^*)^\alpha \exp(-L/L^*)d(L/L^*)$, donde α representa la pendiente de la función de luminosidad en el plano- $(\log \varphi, \log L)$ cuando $L \ll L^*$ (Schechter 1976).

nube de gas. A medida que la nube colapsa el gas se instala en un disco que gira rápidamente. A este escenario se le conoce de formación de arriba hacia abajo, según este escenario la diferencia en magnitud de las galaxias es debida a una deficiente formación inicial de galaxias brillantes, a los cuales se les llaman “grupos fallidos”, ya que la mayoría de bariones se utilizaron en la formación de la galaxia más brillante (Mulchaey & Zabludoff 1999).

El tercer escenario indica que el estado fósil puede ser un estado transicional en algunos sistemas, mientras que algunos se vuelven fósiles otros se vuelven no-fósiles en épocas recientes debido a la acreción de los grupos cercanos (von Brenda-Beckmann et al. 2008). Usando simulaciones de N-cuerpos y considerando como sistemas fósiles aquellos cuyas masas están dentro del rango $(1 - 5 \times 10^{13}) h_{-1} M_{\odot}$ y con una diferencia de magnitud $\Delta m_{12} \geq 2$ mag en la banda-r, von Brenda-Beckmann et al. (2008), encontraron que la mayoría de los sistemas fósiles tienen más de un satélite masivo a alto redshift ($z=0.93$), experimentando un renovado decaimiento de materia dando lugar a un grupo normal a $z=0$. Por lo tanto, indican que la existencia de la diferencia de magnitud en los sistemas fósiles es sólo un estado transicional en la evolución de los grupos.

1.2.2. Relaciones de escala de los sistemas fósiles

El primer estudio de las relaciones de escala de los sistemas fósiles se llevó a cabo en 2007 por Khoshroshahi et al. realizando comparaciones con los grupos y cúmulos ordinarios, usaron datos en rayos-X de *Chandra* así como imágenes ópticas y espectroscopía. Su muestra constaba de 7 sistemas fósiles los cuales mostraron simetría regular en emisión en rayos-X lo cual sugiere que no han tenido fusiones recientes. Estudiaron las relaciones de escala basados en la masa total gravitacional (M_T), temperatura en rayos-X (T_X), luminosidad en rayos-X (L_X), velocidad de dispersión del grupo (σ) y la luminosidad óptica (L_R). Para obtener la luminosidad óptica total (banda-r) Khoshroshahi et al. (2007), juntaron las luminosidades de los miembros confirmados espectroscópicamente de cada sistema dentro de R_{200} , con ello encontraron que sólo el 2 - 3 % de la luminosidad total en la banda-r cae en galaxias dentro del rango de 2 mag. anteriormente descrito. La contribución de los miembros que son menos brillantes en el grupo es de 50 - 100 % a la luminosidad total en la banda-r de la luminosidad de la galaxia más brillante. Las luminosidades bolométricas en rayos-X las extrajeron directamente de los espectros obtenidos dentro de R_{200} . Con lo cual determinaron que para $L_X - L_R$ los sistemas fósiles son más

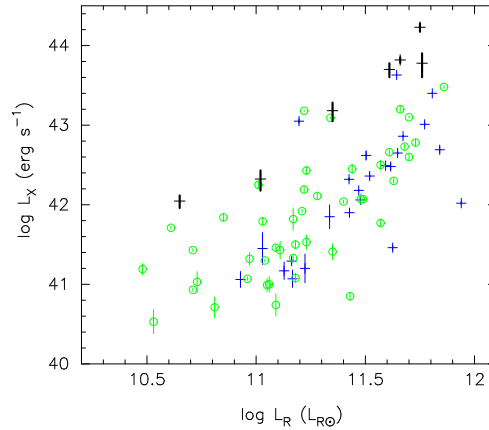


Figura 1.3: Relación $L_X - L_R$: Comparación entre sistemas fósiles y sistemas no fósiles. Las luminosidades en la banda-r son las luminosidades totales de los sistemas. Los puntos negros gruesos representan los sistemas fósiles de la muestra analizada por Khoshroshahi et al. (2007), los círculos verdes abiertos son los grupos del catálogo GEMS (Osmond & Ponman 2004) los cuales se usaron solo para comparación, las cruces azules son los sistemas más brillantes en rayos-X por Helsdon & Ponman (2003). Los sistemas fósiles son más luminosos en rayos-X para una luminosidad óptica dada. Fuente: Khoshroshahi et al. (2007)

luminosos en rayos-X que los sistemas no fósiles, para una luminosidad grupal dada en la banda-r (Khoshroshahi et al. 2007). En la Figura 1.3 la comparación realizada por Khoshroshahi et al. (2007) entre su muestra de sistemas fósiles en puntos negros, los datos del catálogo GEMS de Osmond & Ponman (2004) en círculos verdes abiertos y las cruces azules son los datos de grupos más brillantes en rayos-X de Helsdon & Ponman (2003).

En cuanto a la relación $L_R - \sigma$, obtuvieron la velocidad de dispersión de las observaciones espectroscópicas de su muestra, realizaron la comparación con los grupos del catálogo GEMS (Osmond & Ponman 2004), así como con una muestra de grupos y cúmulos de Girardi et al. (2002). Encontraron que los fósiles presentan una distribución similar a la de los grupos y cúmulos (ver Figura 1.4). Para la relación $L_X - T_X$ encontraron que los grupos fósiles no presentan diferencias en esta relación con respecto a los grupos y cúmulos como lo muestra la Figura 1.5. Sin embargo, para la relación $L_X - \sigma$ encontraron que los grupos fósiles parecen ser más luminosos en rayos-X que los grupos no fósiles para una velocidad de dispersión dada como se muestra en la Figura 1.6, aunque esta tendencia no es muy marcada, o muy determinante.

Finalmente, se midió la relación entre la velocidad de dispersión y la temperatura del gas $T_X - \sigma$ esta relación muestra que los fósiles tienden a ser sistemas más calientes que los no fósiles en el régimen de grupos. Para la relación $M_X - T_X$, los grupos fósiles son más calientes

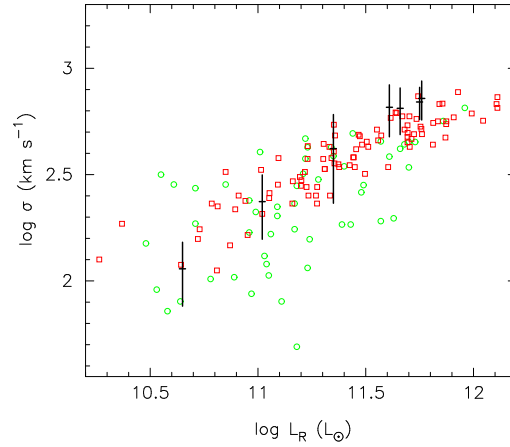


Figura 1.4: Relación $L_R - \sigma$: Grupos Fósiles (marcas negras) comparados con grupos de galaxias no fósiles del catálogo GEMS (Osmond & Ponman 2004) los cuales se presentan con círculos verdes y la muestra de grupos y cúmulos de Girardi et al. (2002) en cuadrados rojos. Los fósiles presentan una distribución similar a la de grupos y cúmulos. Fuente: Khoshroshahi et al. (2007)

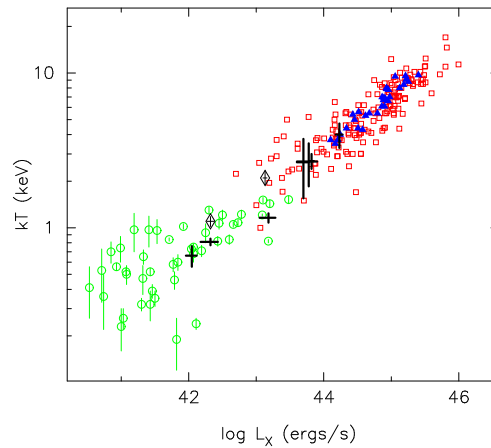


Figura 1.5: Relación $L_X - T_X$: Comparación de Grupos Fósiles (marcas negras) con grupos no fósiles del catálogo GEMS (Osmond & Ponman 2004) los cuales se presentan con círculos verdes y los candidatos a fósiles de catálogo OLEGs (Yoshioka et al. 2004) se muestran en diamantes negros. Los cúmulos se presentan en triángulos azules provenientes de Markevitch (1998) y Wu, Xue & Fang (1999) estos últimos en cuadrados vacíos. Los fósiles presentan una distribución similar a la de grupos y cúmulos. Fuente: Khoshroshahi et al. (2007)

que los no fósiles, para una masa dada del grupo.

Sin embargo, más recientemente, Girardi et al. (2014) realizan una comparación entre los sistemas confirmados como fósiles y no confirmados como sistemas fósiles según los resultados obtenidos por Zarattini et al. (2014), en donde realizó un estudio detallado del catálogo de candidatos a sistemas fósiles de Santos et al. (2007) usando nuevas imágenes en la banda-r así como datos espectroscópicos. Confirmaron sólo 15 sistemas fósiles que cumplieran con al menos uno de los criterios de $\Delta m_{12} \geq 2$ mag ó $\Delta m_{14} \geq 2.5$ mag dentro de $0.5R_{200}$. También consideran una muestra de sistemas normales de galaxias proveniente del RASS SDSS (Popesso et al. 2004), todos dentro del rango $0 < z < 0.5$. Para cada sistema fósil (confirmados y no confirmados) calcularon L_X en la banda de 0.1 - 2.4 keV usando datos de ROSAT, para los sistemas fósiles (confirmado y no confirmado) y los sistemas normales calcularon L_R en la banda-r usando datos del SDSS DR7. Al realizar la comparación entre los sistemas confirmados y no confirmados como sistemas fósiles, y los sistemas normales de galaxias encontraron que no hay diferencias significativas entre ellos en cuanto a $L_R - L_X$, lo cual es consistente con los resultados obtenidos por Harrison et al. (2012), a partir de un estudio más homogéneo con datos de *XMM-Newton*, y utilizando una metodología diferente para obtener las luminosidades ópticas a la que usan Girardi et al. (2014). En ambos estudios la conclusión es la misma, no hay diferencias entre sistemas fósiles y sistemas normales de galaxias en cuanto a $L_R - L_X$ se refiere. En la Figura 1.7 se muestra la comparación que realizó Girardi et al. (2014) entre los sistemas fósiles del catálogo de Santos et al (2007), con el estudio realizado por Harrison et al. (2012) así como con 102 sistemas normales de galaxias dentro del rango de $0.1 < z < 0.46$, que es el mismo rango para el redshift en la muestra de Santos et al. (2007), los cuales pertenecen al survey de cúmulos de galaxias RASS-SDSS (Popesso et al. 2004).

1.2.3. Importancia de los sistemas fósiles

Los sistemas fósiles son grupos o cúmulos de galaxias que su luminosidad está dominada por una galaxia central masiva (Mendes de Oliveira et al 2006, Cypriano et al.2006). En el escenario actual de materia oscura fría⁷ (CDM, por sus siglas en inglés, *cold dark matter*), estos objetos se formaron de manera jerárquica en épocas tempranas del Universo, es por eso que se llaman “fósiles”. El primer estudio de estos sistemas lo realizó Ponman et al (1994), sin embargo,

⁷En el escenario de materia oscura fría, las estructuras crecieron jerárquicamente, a partir de pequeños objetos colapsando bajo su misma gravedad y fusionando continuamente para formar grandes objetos masivos.

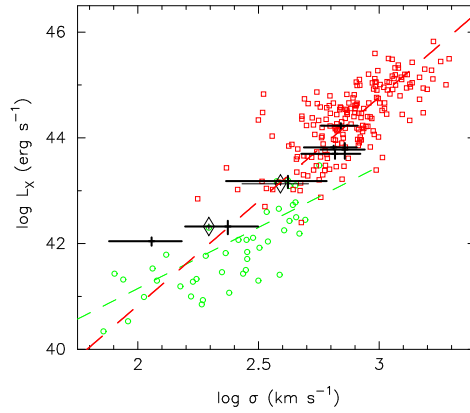


Figura 1.6: Relación $L_X - \sigma$: Comparación de Grupos Fósiles (marcas negras) con grupos no fósiles del catálogo GEMS (Osmond & Ponman 2004) los cuales se presentan con círculos verdes y los candidatos a fósiles de catálogo OLEGs (Yoshioka et al. 2004) se muestran en diamantes. Los cúmulos se presentan en cuadrados vacíos provenientes de Wu, Xue & Fang (1999). Las líneas roja y verde son los mejores ajustes a cúmulos y grupos respectivamente. Los fósiles presentan una mayor luminosidad en rayos-X para una velocidad de dispersión dada. Fuente: Khoshroshahi et al. (2007)

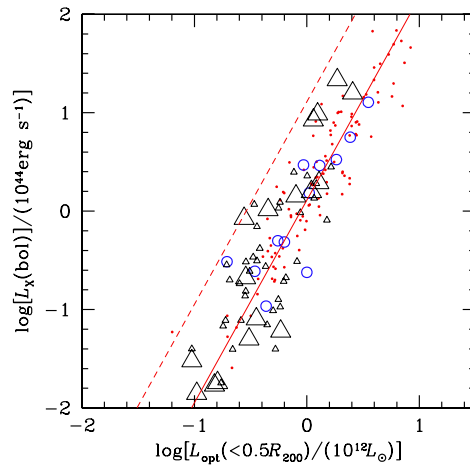


Figura 1.7: Comparación con literatura previa. Sistemas fósiles confirmados por Zarattini et al. (2014) se presentan en círculos rojos, muestra de 102 sistemas normales de galaxias se muestran en puntos rojos para la luminosidad bolométrica en rayos-X y la luminosidad óptica dentro de $0.5R_{200}$. La línea punteada indica los valores sobreestimados un factor de 10 para $L_X(\text{bol})$ o valores subestimados un factor de 3 para L_R con respecto a la muestra de 102 sistemas normales de galaxias (puntos rojos ajustados por la línea sólida). Los triángulos negros grandes y pequeños indican los sistemas fósiles y para comparación los sistemas en Harrison et al (2012) respectivamente. Fuente: Girardi et al. (2014)

Jones et al. (2003) dio la primera definición observacional, como sistemas caracterizados por una diferencia de magnitud mayor a 2 mag en la banda- r entre la galaxia más brillante y la segunda más brillante dentro de medio radio de virial, además de que la galaxia central debe estar rodeada de un halo extendido en rayos-X, con luminosidades de $L_X > 10^{43} \text{ erg h}_{50}^{-2} \text{ s}^{-1}$. También indicaron que los sistemas fósiles comprenden entre el 8 - 20 % de todos los sistemas con luminosidades en rayos-X mayores a $10^{42} \text{ erg s}^{-1}$, los cuales parecen ser muy similares, en cuanto a la formación de la galaxia más brillante antes del colapso. Por lo tanto, los fósiles juegan un papel importante en el entendimiento de la evolución galáctica en ambientes de baja densidad y las conexiones físicas entre grupos y cúmulos (Egenthaler & Zeilinger 2009). Dado que son sistemas formados en épocas tempranas del Universo se esperaría que sean sistemas relajados, lo que los hace sistemas ideales en los que se pueden estudiar los mecanismos de retroalimentación, así como las interacciones con el AGN y el ICM (Dariush et al. 2010).

Muchos estudios de las propiedades de los FSs se han llevado a cabo tanto en óptico como en rayos-X, estas propiedades pueden reducirse a: propiedades del medio intracúmulo, propiedades de la población de galaxias, y propiedades de la galaxia más brillante del grupo (BGG, por sus siglas en inglés, *brightest group galaxy*). Las BGGs son las más brillantes de los FS y por mucho son las más masivas y luminosas en el Universo. De hecho, la luminosidad y la fracción de luz contenidas en las BGGs están relacionadas con la diferencia de magnitud (Harrison et al, 2012).

Los sistemas fósiles al igual que los grupos y cúmulos normales de galaxias, juegan un papel importante en la investigación de la formación del Universo, ya que las abundancias químicas en el ICM contienen mucha información que nos ayuda al entendimiento de la historia química y evolución de dichos sistemas. Las observaciones en rayos-X nos permiten medir distribuciones de temperaturas así como de abundancias químicas en el ICM a través del espectro (Sato et al. 2010).

Las observaciones en rayos-X y la espectroscopía en rayos-X son las herramientas más importantes para obtener información detallada de las propiedades del cúmulo y los procesos que ocurren en el medio intracúmulo. De hecho para caracterizar las propiedades de los FSs es necesario contar con buenos datos observacionales, principalmente en rayos-X, ya que un estudio detallado del medio intracúmulo, de la abundancia de metales, de la estructura térmica y de la distribución de masa nos ayudarán tanto para determinar su época de formación así como la existencia de formación estelar reciente o actividad del AGN (Miller et al. 2011). Por lo tanto, el estudio de los FSs ayudan a arrojar luz sobre la formación y evolución del Universo.

1.3. Objetivos

Todos los resultados observacionales presentados en la literatura actualmente se han limitado a estudios de unos cuantos sistemas fósiles. Por lo tanto, es necesario un estudio más general de los sistemas fósiles para entender sus procesos de formación, así como las relaciones de escala. Por esta razón, hemos empezado un programa observacional llamado orígenes de los grupos fósiles (FOGO, por sus siglas en inglés), dirigido principalmente para llevar a cabo un estudio sistemático multifrecuencia de una muestra de 34 candidatos identificados por Santos et al. (2007). Los objetivos específicos del programa son determinar:

1. Masa y dinámica de los FSs.
2. Propiedades de sus poblaciones de galaxias.
3. Formación de las galaxias centrales y su conexión con el medio intracúmulo.
4. Propiedades de su luz difusa extendida.
5. Concordancia con viejas y nuevas simulaciones.

Por lo tanto con este conjunto de datos podremos incrementar nuestro entendimiento de los FSs así como determinar las propiedades generales en rayos-X de los sistemas fósiles. En particular se estudiará, en los casos que los datos lo permitan, la presencia de núcleos fríos y el perfil de metalicidad para así poder arrojar luz sobre los mecanismos físicos que dominan en la formación y evolución de este tipo de objetos.

El trabajo que aquí se presenta está contenido en el marco de este ambicioso proyecto en particular tiene los siguientes objetivos específicos:

1. ¿Las regiones centrales de los FSs presentan núcleos fríos? Ya que los FSs son ambientes ideales para la formación de núcleos fríos dado que son sistemas viejos relajados que sólo han podido acretar en promedio una galaxia desde $z \approx 1$. Los FSs tienen una masa gravitatoria más concentrada que los grupos no-fósiles. Con este exceso de masa gravitatoria, se tiene un aumento en la densidad central lo que ocasiona que aumente la temperatura y la luminosidad de los FSs, aumentando así la presión en el centro. Esto conlleva a la presencia de flujos de enfriamiento para alcanzar el equilibrio de presiones. Con este escenario, se espera la presencia de núcleos fríos en los centros de los FS. Esto se logrará estudiar

obteniendo el perfil de temperatura en rayos-X, si observamos que la temperatura decae según nos vamos a regiones más centrales tendremos la presencia de un núcleo frío.

2. ¿Cuáles son los mecanismos de calentamiento de los núcleos centrales, en caso de que no se encuentre la presencia de núcleos fríos? Las isofotas en óptico de las galaxias masivas centrales en FSs muestran características como de disco sugiriendo una formación por fusiones mayores de galaxias de gas enriquecido. Estas fusiones suelen estar acompañadas por formación estelar, causando un subsecuente enriquecimiento de metales dado por SN II en vientos galácticos depositando metales y energía extra en el gas central, lo que podrá explicar la ausencia de núcleos fríos. Existen otros procesos físicos que pueden calentar las regiones centrales de los cúmulos como por ejemplo: la presión por impacto (ram-pressure stripping)⁸ y la actividad del AGN central (Morandi & Ettori 2007).

El estudio en rayos-X de los cúmulos de galaxias, se lleva a cabo tanto con un análisis espacial como espectral. La distribución espacial nos permite obtener la estructura y la extensión en rayos-X del cúmulo, con el análisis espectral obtenemos las propiedades globales y radiales de la emisión en rayos X: flujo, luminosidad, temperatura y metalicidad del cúmulo. En estas propiedades nos apoyaremos para conocer la densidad electrónica y la masa total del cúmulo.

Realizaremos nuestro estudio en 8 sistemas fósiles catálogos por Santos et al. (2007). Estos sistemas han sido estudiados nuevamente por Zarattini et al (2014), en el cual ha cambiado el estado de algunos de ellos pasando de ser sistemas fósiles (Santos et al. 2007) a sistemas no-fósiles. Para lograr nuestros objetivos contamos con tres telescopios en rayos-X como *XMM-Newton*, *Chandra* y *Suzaku*, con los cuales se han realizado observaciones de estos sistemas fósiles.

En el capítulo 2 presentamos los resultados obtenidos para todos los sistemas fósiles y no-fósiles. En la Sección §2.1 presentamos la muestra de sistemas fósiles y no-fósiles que analizaremos. En la Sección §2.2 describimos tanto el análisis espacial como el espectral realizados a toda la muestra que estamos estudiado, la cual esta conformada de 2 sistemas fósiles y 6 sistemas no-fósiles. En esta misma Sección presentamos un análisis radial el cual consiste dividir en anillos concéntricos consecutivos la fuente a estudiar. Esto lo aplicamos a los sistemas con mayor señal a ruido en obsevaciones de *XMM-Newton*, como son Abell 267 y RX J1720.1+2638, siendo

⁸Las galaxias individuales al moverse dentro de un cúmulo, experimentan el gas intracúmulo como "viento", entonces, la presión por impacto ocurre cuando este viento es lo suficientemente fuerte para superar el potencial gravitacional de la galaxia y remover el gas dentro de ella.

uno sistema fósil y otro sistema no-fósil respectivamente. Ambos sistemas cuentan con características similares, lo cual nos permitió realizar un estudio comparativo entre sus propiedades. La discusión y conclusiones se presentan en el capítulo 2.4.1. En el capítulo 3 presentamos los artículos publicados en los que hemos participado del grupo FOGO. Finalmente en el capítulo 4 damos a conocer el trabajo futuro. Para nuestro análisis utilizaremos la cosmología Λ CDM con el parámetro de Hubble $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, el parámetro de densidad de energía oscura $\Omega_\Lambda = 0.7$ y el parámetro de densidad de materia $\Omega_M = 0.3$.

CAPITULO 2

Sistemas fósiles de galaxias en rayos-X

Los sistemas fósiles de galaxias son sistemas caracterizados con una diferencia de magnitud absoluta en la banda- r , entre la galaxia más brillante y la segunda galaxia más brillante, de $\Delta m_{12} \geq 2$ mag localizadas dentro del medio radio de virial ($0.5r_{vir}$), considerando r_{vir} en R_{200} . Estos sistemas presentan L_X elevadas típicamente, siendo como condición, mayor a 10^{42} erg s^{-1} (Jones et al. 2003). Basado en esta definición Santos et al. (2007) realizó un catálogo que comprende 34 sistemas fósiles, usando datos del Sloan Digital Survey Data Release 5 así como de Rosat All Sky Survey para seleccionar las galaxias con mayor emisión e identificar sus posibles compañeras dentro de un radio de 0.5 Mpc.

El catálogo de Santos et al. (2007) fue analizado nuevamente por Zarattini et al. (2014) para determinar si los 34 sistemas que contiene cumplen con los criterios de los sistemas fósiles. En dicho análisis calcularon la distancia desde la galaxia más brillante y la magnitud para cada galaxia para verificar el criterio de sistema fósil realizando diagramas distancia-magnitud en el cual puede obtenerse la distancia de cada miembro del grupo o cúmulo a la galaxia más brillante como función de su magnitud (Figura 2.1). Recalaron la diferencia de magnitudes $\Delta m_{12} \geq 2$ mag (Jones et al. 2003) y $\Delta m_{14} \geq 2.5$ mag (Dariush et al. 2010) combinando imágenes en la banda- r con datos fotométricos de SDSS DR7, considerando sistema fósil aquel que cumpliera al menos uno de los dos criterios. Calculan la velocidad de dispersión para cada sistema a lo largo de la línea de visión para aquellos sistemas con al menos 10 galaxias miembro dentro de R_{200} , en la Figura 2.2 se presenta el gráfico de la velocidad contra la posición, la estrella roja es la galaxia central, en donde podemos apreciar las galaxias miembro de cada sistema en puntos verdes. El sistema FG28 de su muestra parece ser un caso especial, por eso se presenta

apartado en el gráfico, es el más pequeño con una velocidad de dispersión de 222 km s^{-1} cuenta con la menor luminosidad en rayos-X de la muestra, parece ser más una galaxia elíptica gigante aislada que un grupo de galaxias. Identificaron 4 galaxias miembro de este sistema a 2 veces su radio de virial, al parecer la galaxia central está dentro de un ambiente muy denso debido a la presencia de otro cúmulo en la misma región.

Para toda la muestra, Zarattini et al. (2014) recalcularon L_X , T_X y R_{500} , ya con estos datos evaluaron la relación $L_X - \sigma$ la cual es importante ya que va ligada a la formación del cúmulo. De hecho, predicciones teóricas indican que si el colapso fue puramente gravitacional entonces $L_X \propto \sigma^4$. Existen varios estudios observaciones con respecto a esta relación, la mayoría encuentran valores para el exponente entre 4 y 5.3 (Mulchaey & Zabludoff 1998, Hilton et al. 2005, entre otros). En la Figura 2.3 se muestra la distribución $L_X - \sigma$ de Zarattini et al. (2014) y el mejor ajuste con el exponente 3.85 ± 0.27 que, dentro los errores, es compatible con las predicciones teóricas para colapso gravitatorio, además para comparación se muestran los resultados de Cava et al. (2009) obtenidos con la muestra de cúmulos cercanos WINGS, encontrando que ambos resultados son compatibles.

Finalmente de este estudio, Zarattini et al. (2014) confirman 15 objetos como sistemas fósiles, de los 34 sistemas catalogados por Santos et al. (2007). Los objetos confirmados como sistemas fósiles y los sistemas no-fósiles¹ se presentan en la Tabla 1 de Zarattini et al. (2014).

Kundert et al. (2014) realizaron un estudio con datos en rayos-X de los sistemas del catálogo de Santos et al. (2007). Sin embargo, sólo estudiaron los sistemas con observaciones de *Suzaku* presentados en la Tabla 2.1. Su muestra consistió en 10 sistemas (FS3, FS4, FS9, FS14, FS15, FS24, FS25, FS26, FS27 y FS30) de los cuales 5 de ellos fueron confirmados como sistemas fósiles por Zarattini et al. (2014). Determinaron la temperatura global así como la luminosidad bolométrica en rayos-X del medio intracúmulo dentro de un radio R_{500} para 6 sistemas de su muestra (4 de ellos confirmados como FS por Zarattini et al. 2014). Los otros 4 sistemas presentan contaminación de fuentes no provenientes del ICM. Obtuvieron relaciones de escala tales como $L_X - L_r$, $L_X - \sigma_v$ y $T_X - \sigma_v$ realizando una comparación entre los sistemas fósiles y no-fósiles, encontraron que son consistentes entre ambos sistemas dentro de los errores, lo que indica que a escala global, los sistemas fósiles parecen no tener diferencias con aquellos no-fósiles.

¹Sistema que su naturaleza fósil no se puede evaluar con los datos actualmente disponibles (Girardi et al. 2014).

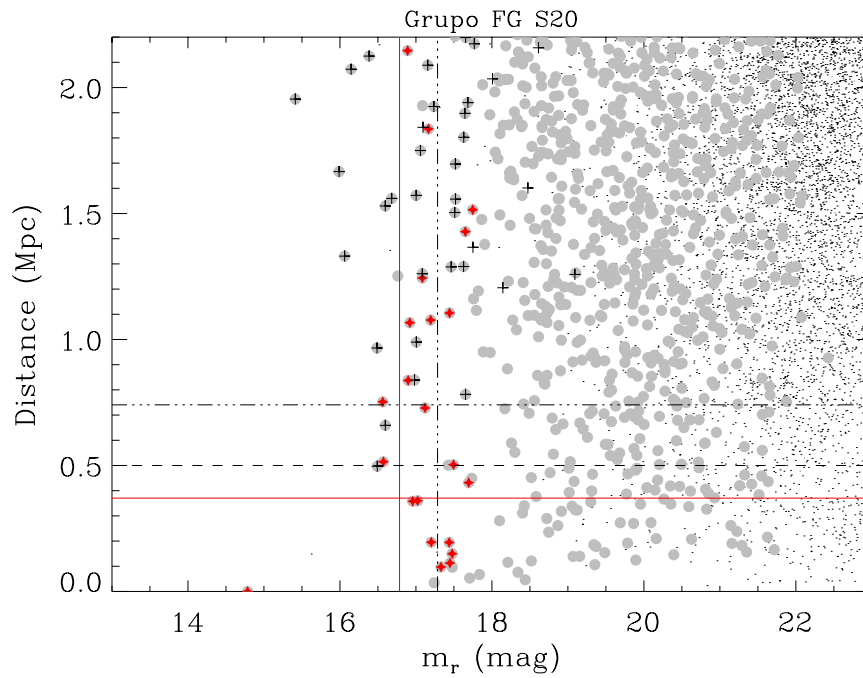


Figura 2.1: Diagrama distancia-magnitud para el grupo FS20. La distancia desde la galaxia más brillante como función de la magnitud para cada galaxia. Los puntos negros representan todas las galaxias dentro del campo de visión, las estrellas rojas representan las galaxias miembro confirmadas espectroscópicamente, las cruces negras representan las galaxias no-miembro confirmadas espectroscópicamente. La línea roja horizontal sólida corresponde a $0.5R_{200}$, la línea de punto-rayo negra indica R_{200} , y la línea de guiones negra representa 0.5 Mpc, que es el límite usado por Santos et al. (2007). Las líneas verticales sólida roja y punto-rayo indican los límites 2 mag y 2.5 mag que determinan el estado fósil de los sistemas según Jones et al. (2003) y Dariush et al. (2010) respectivamente. Fuente Zarattini et al. (2014).

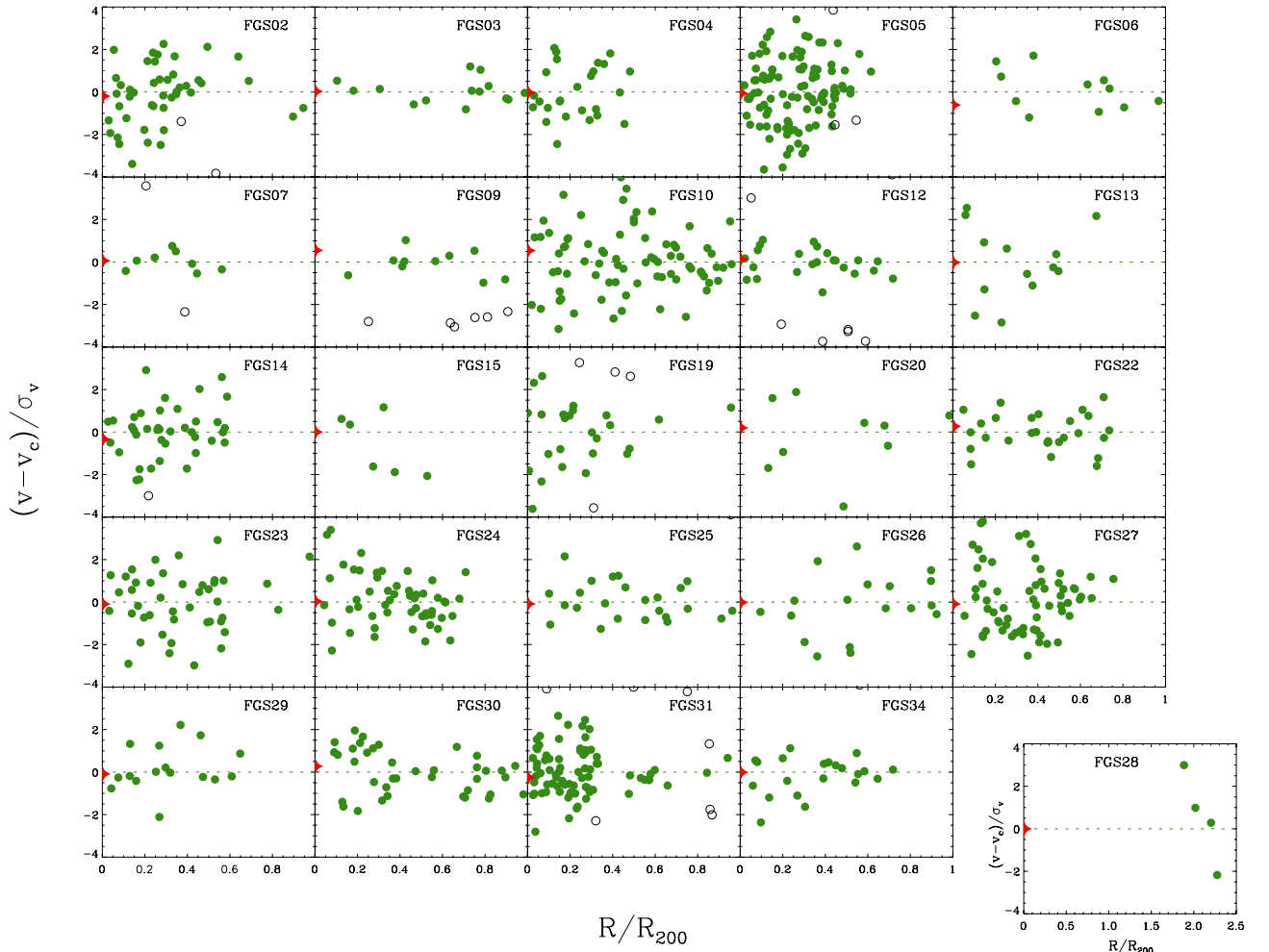


Figura 2.2: Diagrama velocidad-posición. Los puntos verdes son las galaxias identificadas como miembros de cada sistema, mientras que los puntos negros son los no-miembros. Para cada grupo, la estrella roja representa la posición de la FG (galaxia fósil se refiere a la galaxia más luminosa en un FS, mencionado en la Sección § 1.2). Fuente Zarattini et al. (2014).

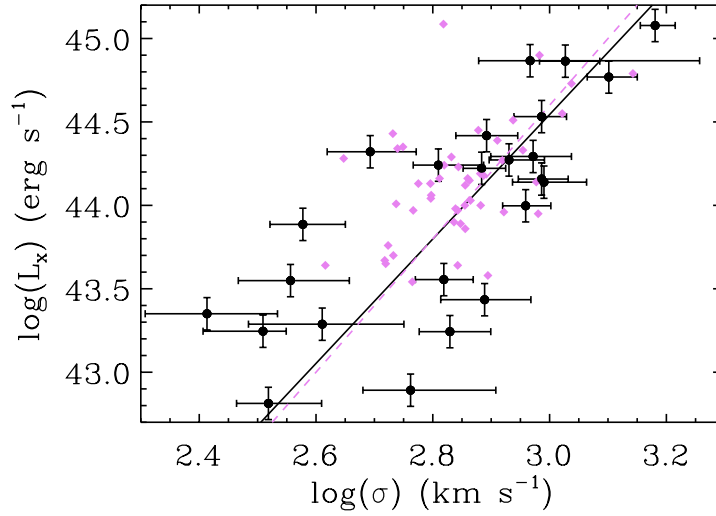


Figura 2.3: Relación L_X - σ . Los círculos negros representan los datos de Zarattini et al. (2014) y los diamantes violetas son los datos de Cava et al. para comparación. La línea sólida negra es el mejor ajuste de Zarattini et al. (2014) y la línea punteada es el mejor ajuste de Cava et al. (2009). Fuente Zarattini et al. (2014).

En este capítulo presentaremos los criterios que utilizamos para la determinación de la muestra que analizaremos. De acuerdo con Zarattini et al. (2014), dicha muestra contiene sólo dos objetos confirmados (FS2 y FS20) y seis no confirmados (FS1, FS5, FS6, FS9, FS11 y FS31) como sistemas fósiles y observados en rayos-X, descrito en la Sección § 2.1. En la Sección § 2.2 describimos la metodología a seguir para realizar el análisis espacial, espectral así como los análisis globales y radiales de cada fuente. A continuación, en las Secciones § 2.3 y § 2.4 presentamos los resultados que obtuvimos del análisis de los datos en rayos-X para los 8 sistemas de nuestra muestra, fósiles y no-fósiles. Los sistemas no-fósiles nos servirán como comparación entre sus propiedades globales y las de los sistemas fósiles.

2.1. Determinación de la muestra

La muestra que utilizamos está basada en el catálogo de candidatos para FSs de Santos et al. (2007), seleccionados del Sloan Digital Survey Data Release 5 (SDSS DR5, Adelman-McCarthy et al., 2007). Santos et al. (2007) utilizó las galaxias más brillantes que $r = 19$ en el catálogo Galaxias Rojas Luminosas (LRG, por sus siglas en inglés). Después seleccionó sólo aquellas galaxias relacionadas con emisión extendida en rayos-X en Rosat All-Sky Survey (RASS, por sus

siglas en inglés). Posteriormente, usó los datos del SDSS DR5 para identificar las compañeras de estas galaxias brillantes dentro de un radio de $0.5 h_{70}^{-1} \text{Mpc}$ haciendo una coincidencia con aquellas del LRG que cumplieran la condición $\Delta m_{12} \geq 2 \text{ mag}$ entre las dos galaxias más brillantes del sistema. El catálogo final comprendió 34 candidatos de los cuales 17 de ellos cuentan con observaciones públicas de los telescopios *XMM-Newton*, *Chandra* y/o *Suzaku* enlistados en la Tabla 2.1.

En 2014, Zarattini et al., realizaron un estudio de los 34 sistemas presentados por Santos et al. (2007). Realizando observaciones con el Nordic Optical Telescope, the *Isaac Newton* Telescope, y el Telescopio Nazionale *Galileo*, se obtuvieron imágenes en la banda-r y redshifts espectroscópicos para los candidatos de cada sistema. Recalcularon diferencias de magnitud $\Delta m_{12} \geq 2 \text{ mag}$ y $\Delta m_{14} \geq 2.5 \text{ mag}$ combinando las imágenes en la banda-r y datos fotométricos provenientes de SDSS DR7. Se midieron las velocidades de dispersión con aquellos sistemas de al menos 10 miembros en R_{200} . Finalmente, Zarattini et al. (2014) confirma 15 objetos como sistemas fósiles.

Esta tesis está enfocada en la emisión en rayos-X de 8 sistemas con observaciones públicas en los telescopios *XMM-Newton* y *Chandra* ya que los sistemas observados con *Suzaku*, fueron analizados por Kundert et al. (2015) (ver capítulo 3). Nuestra muestra contiene sólo dos objetos confirmados y seis no confirmados como sistemas fósiles, lo cual fue descubierto mientras se estaba trabajando en esta tesis, como podemos observar en la Tabla 2.2 según el estudio realizado por Zarattini et al. (2014).

Los sistemas Abell 267 (sistema fósil) y RX J1720.1+2638 (sistema no fósil) presentan propiedades generales similares ($\sigma_v \approx 1263 \text{ km s}^{-1}$ para FS2 así como $\sigma_v \approx 1064 \text{ km s}^{-1}$ para FS31, Zarattini et al. 2014) lo que nos permite realizar una buena comparación entre sistemas fósiles y no fósiles. Además son los sistemas con mayor señal a ruido (S/N, por sus siglas en inglés, *signal-to-noise*) lo cual permitirá realizar un análisis radial pormenorizado, lo que da lugar a un estudio más detallado para cada uno de estos sistemas. Para los 6 sistemas restantes debido a su menor S/N obtuvimos el espectro de cada uno de ellos para así obtener sus parámetros globales como son la temperatura, la abundancia y la luminosidad del sistema.

Tabla 2.1: Sistemas fósiles que cuentan con observaciones públicas en telescopios de rayos-X

ID	OBS-ID	Telescopio	Nombre
FS1	11711	Chandra	J015021.27-100530.4
FS2*	0084230401	XMM-Newton	Abell 267
	1448	Chandra	Abell 267
	3580	Chandra	Abell 267
FS3*	807052010	Suzaku	87GB ^a 074906.3+460432
FS4	807053010	Suzaku	FIRST ^b J080730.7+340041
FS5	0605000701	XMM-Newton	Abell 697
	532	Chandra	Abell 697
	4217	Chandra	Abell 697
FS6	0503600101	XMM-Newton	RXCJ0844.9+4258
FS9	4086	Chandra	J104302.57+005418.2
	807050010	Suzaku	J104302.57+005418.2
FS11	2209	Chandra	J111439.76+403735.1
FS14*	807055010	Suzaku	J114647.57+095228.1
FS15	807057010	Suzaku	J114803.81+565425.6
FS20*	0653450301	XMM-Newton	RX J1410+4145
	0653450801	XMM-Newton	RX J1410+4145
	10757	Chandra	RX J1410+4145
FS24	807058010	Suzaku	J153344.13+033657.5
FS25	807049010	Suzaku	Abell 2110
FS26*	807054010	Suzaku	UZC ^c J154855.9+085045
FS27*	807056010	Suzaku	J161431.10+264350.3
FS30*	807051010	Suzaku	ZwCl ^d 1717.9+5636
FS31	0500670201	XMM-Newton	RX J1720.1+2638
	0500670301	XMM-Newton	RX J1720.1+2638
	0500670401	XMM-Newton	RX J1720.1+2638
	1453	Chandra	RX J1720.1+2638
	3224	Chandra	RX J1720.1+2638
	4361	Chandra	RX J1720.1+2638

^a 1987 Green Bank Radio Survey.^b Faint Images of the Radio Sky at Twenty cm.^c Update Zwicky Catalog.^d Zwicky's Catalog of Galaxies and Clusters of Galaxies.

* Sistema fósil según Zarattini et al (2014).

En negritas los FSs analizados en esta tesis.

Comentarios sobre los sistemas de la muestra.

FS1: J015021.27-100530.4 este sistema pertenece al MAssive Cluster Survey (MACS, Ebeling et al. 2001) reclasificado como sistema no-fósil (Zarattini et al. 2014) a $z=0.365$. Es un cúmulo con luminosidad en rayos-X de $L_X = 14.40 \times 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$ (Santos et al. 2007), con una magnitud en la banda-r de 17.26 mag y una velocidad de dispersión central de $\sigma_0 = 341 \pm 44 \text{ km s}^{-1}$ (J. Méndez–Abreu et al. 2011).

FS2: Abell 267 es un sistema fósil (Zarattini et al. 2014) a un redshift de 0.23. Es un sistema no relajado con una densidad electrónica central de $n_{e0} = 0.93 \pm 0.5 \times 10^{-2} \text{ cm}^{-3}$ dentro de un radio $r_c = 35.98^{+2.70}_{-2.61} \text{ arcsec}$ e índice $\beta = 0.64^{+0.02}_{-0.03}$, su temperatura promedio de $5.08^{+0.91}_{-0.86} \text{ keV}$ (Landry et al. 2012). Usando datos de *XMM-Newton*, Andersson et al. (2009) encontraron los parámetros globales de este sistema, la temperatura la estimaron en $T = 6.67^{+0.38}_{-0.37} \text{ keV}$, así como la abundancia con respecto a la solar $Z = 0.34^{+0.07}_{-0.06}$. No presenta núcleo frío y tiene una masa total $M_{500} = 5.70 \pm 0.60 \times 10^{14} M_\odot$ (Ettori, 2013).

FS5: Abell 697 es un sistema no-fósil (Zarattini et al. 2014) a $z=0.282$. Es un cúmulo con luminosidad en rayos-X de $L_X(0.1-2.4 \text{ keV}) = 16.30 \times 10^{44} h_{50}^{-2} \text{ erg s}^{-1}$ (Ebeling et al. 1998) con una temperatura de $T_x \sim 8-11 \text{ keV}$ (Metzger & Ma 2000). El centro del cúmulo esta dominado por una galaxia cD [R.A.= $08^h 42^m 57.^s 55$, Dec.= $+36^\circ 21' 59.'' 9$ (J2000.0)]. Girardi et al. 2006 estimó la velocidad de dispersión a lo largo de la línea de vista (LOS, por sus siglas en inglés, *line-of-sight*) del cúmulo en $\sigma_v = 1334^{+114}_{-95} \text{ km s}^{-1}$, así como su masa dentro del radio de virial $M(< R_{vir} = 3.89 h_{70}^{-1} \text{ Mpc}) = 4.6^{+1.4}_{-1.2} \times 10^{15} h_{70}^{-1} M_\odot$. En el mismo estudio con datos en rayos-X detectó la presencia de tres subestructuras en el cúmulo una localizada a $15''$ S-SE de la galaxia central y otras dos localizadas a R.A.= $08^h 42^m 58.^s 1$, Dec.= $+36^\circ 21' 27''$ y a R.A.= $08^h 42^m 57.^s 0$, Dec.= $+36^\circ 22' 18''$ respectivamente (Girardi et al. 2006). Presenta una temperatura máxima de $13.87^{+3.86}_{-2.52}$ y una mínima de 6.0 keV (Landry et al. 2012).

FS6: RXCJ0844.9+4258 es un sistema no-fósil (Zarattini et al. 2014) a $z=0.054$. El centro del cúmulo se localiza en R.A.= $08:44:56.7$ y Dec. = $+42:58:54$ con una velocidad de dispersión de $\sigma_v = 343^{+75}_{-34} \text{ km s}^{-1}$ (Arnold et al. 2009). Es una fuente puntual en el catálogo de cúmulos de galaxias en rayos-X Northern ROSAT All-Sky (Böhringer et al. 2000). Presenta emisión en rayos-X con una luminosidad de $L_X(0.1-2.4 \text{ keV}) = 0.16 \times 10^{44} h_{50}^{-2} \text{ erg s}^{-1}$. (Sanders et al. 2013).

FS9: J104302.57+005418.2 es un sistema no-fósil (Zarattini et al. 2014) con luminosidad

en rayos-X de $L_X = 4.9 \times 10^{43}$ erg s⁻¹ (Santos et al. 2007) a un redshift de 0.125 con una magnitud en la banda-r de 15.98 mag y una velocidad de dispersión central de $\sigma_0 = 235 \pm 8$ km s⁻¹ (J. Méndez–Abreu et al. 2011).

FS11: J111439.76+403735.1 es un sistema con luminosidad en rayos-X de $L_X = 4.2 \times 10^{43}$ erg s⁻¹ (Santos et al. 2007) a un redshift de 0.202 con una magnitud en la banda-r de 17.14 mag, presenta una velocidad de dispersión central de $\sigma_0 = 218 \pm 11$ km s⁻¹ (J. Méndez–Abreu et al. 2011). Sistema reclasificado por Zarattini et al. (2014) como sistema no-fósil.

FS20: RX J1410+4145 es un sistema fósil (Zarattini et al. 2014) a $z=0.094$. En 2011, Miller et al., determinaron la existencia de 21 galaxias miembro, en la secuencia roja más brillantes que $0.4 L^*$ (en la banda- i), en un radio R_{200} desde la FG, estimaron la diferencia en magnitudes entre la galaxia más brillante y la segunda más brillante en secuencia-roja en la banda- i dentro de $0.5R_{200}$, siéndo esta de $\Delta_i = 2.30$ mag. También calcularon la temperatura global del sistema, usando observaciones de *Chandra*, $T_X = 1.62^{+0.29}_{-0.20}$ keV así como la abundancia en metales $Z = 0.33^{+0.21}_{-0.14}$ con respecto a la solar. Finalmente estimaron la masa del sistema a R_{500} , encontrando un valor típico para grupos y cúmulos a esta temperatura, $M_{500} = 3.5^{+1.2}_{-0.8} \times 10^{13} M_\odot$.

FS31: RX J1720.1+2638 este sistema ha sido reclasificado como sistema no-fósil (Zarattini et al. 2014) a $z=0.159$. Es un cúmulo con luminosidad en rayos-X de $L_X(0.1-2.4 \text{ keV}) = 6.66 \times 10^{44}$ erg s⁻¹, presenta emisión en $H\alpha$ (J.P. Stott et al. 2007), la cual se origina de los procesos de formación estelar atribuida a flujos de enfriamiento² (Fabian 1994). Se ha determinado su masa a partir de la relación masa-luminosidad en rayos-X (Mantz et al. 2010) en $M_{200} = 1.1 \pm 0.2 \times 10^{15} M_\odot$ (Lidman et al. 2012). En 2012, Harrison et al., realiza un estudio con datos en rayos-X provenientes del XMM Cluster Survey (XCS, por sus siglas en inglés) y datos ópticos de Sloan Digital Sky Survey (SDSS, por sus siglas en inglés) con una muestra de 17 FSs a un $z < 0.25$, en el cual clasifica a este sistema como sistema fósil ya que el criterio de diferencia de magnitud entre la galaxia más brillante y la cuarta más brillante se encuentra casi a 2.5 mag (2.4 ± 0.03), calcula $R_{200} = 1.54 \pm 0.01$ Mpc, $T_X = 5.53 \pm 0.04$ keV y $L_X = 21.58^{+23.45}_{-7.85} \times 10^{44} h_{70}^{-2}$ erg s⁻¹, con una velocidad de dispersión de 768 km s⁻¹ basado en 31 galaxias. Con datos en rayos-X de *Chandra*, Mazzotta et al. (2001) realiza un perfil radial de temperatura para este sistema, encuentra la presencia de dos componentes: una región isoterma central con temperatura de $\approx 3\text{-}4$ keV, rodeada de una región mucho más caliente con $T \approx 10$ keV.

²En este proceso el gas del medio intracúmulo enfría el gas del centro lo que puede desencadenar la formación estelar y por lo tanto generar la línea de emisión $H\alpha$ (se encuentra en la longitud de onda 656.281 nm).

Tabla 2.2: Propiedades generales de los sistemas de la muestra a estudiar.

ID	Nombre	RA* (J2000)	DEC* (J2000)	z*	N _H ** (×10 ²⁰ cm ⁻²)	DA** (Mpc)	1 arcsec** (kpc)
FS1	J015021.27-100530.4	01 50 21.3	-10 05 30.5	0.365	2.64	1010	7.267
FS2	Abell 267	01 52 41.96	+01 00 25.6	0.23	2.75	757.9	3.674
FS5	Abell 697	08 42 57.6	+36 21 59.3	0.282	2.93	850	5.613
FS6	RXCJ0844.9+4258	08 44 56.6	+42 58 35.7	0.054	2.92	211	1.077
FS9	J104302.57+005418.2	10 43 02.6	+00 54 18.3	0.125	3.88	450	2.491
FS11	J111439.76+403735.1	11 14 39.8	+40 37 35.2	0.202	1.44	663	4.024
FS20	RX J1410+4145	14 10 04.2	+41 45 20.9	0.094	1.47	347	1.873
FS31	RX J1720.1+2638	17 20 09.6	+26 37 35	0.159	3.6	565.9	2.732

* Fuente Santos et al. (2007), ** Kalberla et al. (2005)

En negritas sistema clasificado como sistema fósil por Zarattini et al. (2014).

2.2. Metodología del análisis de datos de rayos-X

En esta sección se describe la metodología seguida al realizar el análisis de los datos de rayos-X de los objetos estudiados. Se realizó un análisis tanto espacial como espectral de cada fuente siguiendo los criterios que se describen a continuación. Los resultados del análisis se detallan en la Sección § 2.3.

2.2.1. Análisis Espacial

El análisis espacial consiste en determinar la morfología de las fuentes a estudiar. En particular se analizará el tipo de fuente puntual o extendida, y si se trata solo de una fuente de rayos-X o de más de una con el propósito de saber si hay más galaxias.

En cada uno de los sistemas de la muestra estudiada en este trabajo, calculamos la señal a ruido dentro de diferentes radios concéntricos. Esto nos permitió identificar el radio en el que la S/N era más alta.

Si queremos obtener información por separado de las regiones centrales y las regiones externas de nuestra fuente, lo cual nos permitirá identificar las propiedades (temperatura, abundancia de los elementos, etc) de estas regiones y determinar el mecanismo de enriquecimiento de cada una de ellas, es necesario un análisis espacial de la fuente, con extracciones de diferentes regiones anulares concéntricas al núcleo del cúmulo. Para conocer el intervalo de radios apropiado en cada anillo, realizamos el cálculo de la señal a ruido dentro de un anillo dado, hasta cubrir el total de la fuente con mayor señal a ruido. Nos aseguramos que cada anillo contara con

aproximadamente la misma y suficiente señal a ruido entre ellos para un análisis exhaustivo de cada región, por lo tanto, los anillos que utilizamos para nuestro estudio en cada fuente no son del mismo tamaño en cuanto a anchura, son del mismo rango en cuando a cuentas.

2.2.2. Análisis Espectral

El análisis espectral es el más importante, ya que es con el que mayor información vamos a obtener sobre la física del cúmulo. En el Anexo A presentamos las herramientas para la detección de la emisión en rayos-X, damos una breve descripción de las características de cada uno de los telescopios que se usaron para las observaciones que analizaremos, *Chandra* y *XMM-Newton* así como las diferencias entre ellos. Presentamos los pasos a seguir para la reducción de los datos en rayos-X tanto para el análisis global como para el radial. Con lo cual obtenemos los espectro de la fuente a estudiar.

El estudio de la estructura térmica del ICM nos da datos muy interesantes acerca de la liberación de energía durante la formación y evolución galáctica, las abundancias de los elementos deducidas del espectro en rayos-X, nos presentan información histórica de la contribución de elementos pesados provenientes de las supernovas. Un buen análisis del perfil de temperaturas del ICM, nos permitirá conocer mejor la estructura de temperatura en el núcleo del cúmulo. Se realizó un análisis global de cada sistema de la muestra, analizando el cúmulo como una fuente extendida circular centrada en la máxima emisión de rayos-X para obtener sus propiedades globales, como son la temperatura, la abundancia de los elementos, flujo y luminosidad. La emisión se ajustó a un modelo térmico ya que la emisión en rayos-X se debe principalmente a radiación térmica bremsstrahlung, este proceso se encuentra detallado en la Sección § 1.1.4. El modelo para el ajuste que usamos para todos los sistemas fue *apec* (Smith et al. 2001) junto con un modelo de absorción cuya columna de densidad del hidrógeno se fijó al valor Galáctico. *apec* utiliza la base de datos **APED** (por sus siglas en inglés, *Astrophysical Plasma Emission Database*), la cual contiene rangos atómicos y longitudes de onda para calcular al emisión de un plasma térmico ópticamente delgado. El rango de frecuencias usado fue de 0.5 - 10 keV. Los criterios para la selección del modelo de ajuste así como para la selección del rango de frecuencias se describen en el Anexo B.

2.2.3. Perfiles Espectrales

Para obtener información acerca de las regiones centrales y externas de la fuente, es posible realizar un análisis radial, esto nos dará datos por capas de la abundancia química, temperatura, flujo, y luminosidad. Los cambios en la temperatura y las abundancias en las regiones centrales de la fuente se obtuvieron por medio de los espectros de anillos concéntricos circulares con un número de cuentas mínimo para poder tener suficiente señal a ruido en cada anillo para realizar la determinación de los parámetros con mayor exactitud como son la temperatura y la absorción, centrados en la máxima emisión de la fuente de rayos-X. El análisis radial sólo fue posible realizarlo en dos sistemas de nuestra muestra con mayor señal a ruido para las observaciones de *XMM-Newton*, Abell 267 y RX J1720.1+2638. Para Abell 267 se obtuvieron 6 anillos con un mínimo de 4000 cuentas cada uno, para RX J1720.1+2638 se realizó el análisis radial a 11 anillos con un mínimo de 12000 cuentas cada uno, para ambos sistemas este número de cuentas nos garantiza la mayor señal a ruido en cada anillo. Una de las dificultades en derivar la distribución de temperatura del ICM en cúmulos con observaciones en rayos-X es el hecho de que esa radiación observada es el resultado de la integral de la emisión radiativa a lo largo de la línea de vista a través del cúmulo. Por lo tanto, se tiene que resolver esta dependencia. Esto puede hacerse a través de la deproyección del espectro del cúmulo, la cual nos da como resultado una mejor representación de las mediciones de la temperatura, la abundancia de metales, la absorción y la normalización. Con los ajustes espectrales proyectados, puede suceder que los valores de los modelos simples para la temperatura no representen adecuadamente los datos, las variaciones en la temperatura y las abundancias, así como los errores calculados pueden ser el resultado de que las herramientas utilizadas para los ajustes como *XSPEC* o *Sherpa* traten de compensar la ausencia de una o más temperaturas en el modelo. Para realizar la deproyección se supone una forma geométrica tridimensional del cúmulo, utilizando generalmente simetría esférica.

La suposición física de la deproyección es que la emisividad de una fuente extendida es constante y ópticamente delgada dentro de capas esféricas (simetría esférica) cuyos radios corresponden al anillo usado para extraer el espectro. Dada esta suposición se puede construir un modelo para cada espectro anular siendo en cada capa una combinación lineal de volúmenes de los anillos más exteriores hacia los anillos interiores, ver Figura 2.4. Este proceso se conoce como “onion peeling” descrito por McLaughlin en 1999.

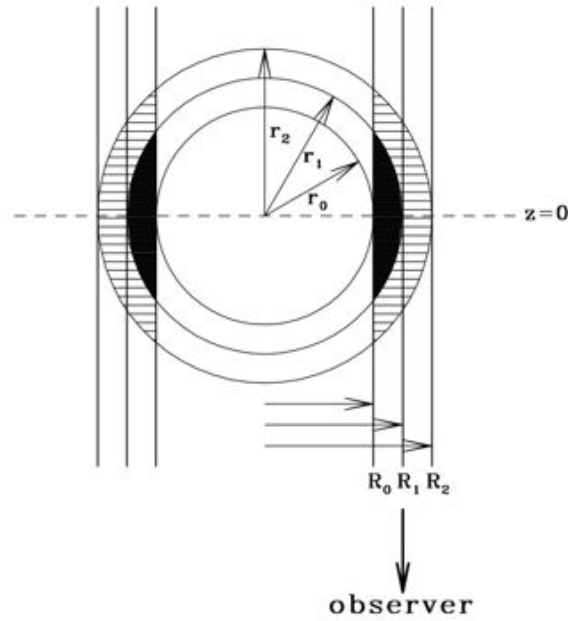


Figura 2.4: Deproyección geométrica. Los radios r_0, r_1, r_2 son cantidades tridimensionales, que definen las capas esféricas. Los radios R_0, R_1, R_2 son las cantidades proyectadas que se refieren a las capas cilíndricas alineadas a lo largo de la línea de vista. (McLaughlin 1999).

En el método “onion peeling”, las mediciones de la temperatura, la abundancia de metales, la absorción y la normalización proyectadas son observadas en N regiones anulares concéntricas, donde R_i y R_{i+1} son los radios internos y externos respectivamente del anillo i : *th*. El volumen común entre cada capa esférica es $r_i \leq r \leq r_{i+1}$, y un anillo cilíndrico, $R_i \leq R \leq R_{i+1}$ es:

$$V_{ij} = \frac{4\pi}{3} [(r_{i+1}^2 - R_j^2)^{\frac{3}{2}} - (r_{i+1}^2 - R_{j+1}^2)^{\frac{3}{2}} - (r_i^2 - R_j^2)^{\frac{3}{2}} + (r_i^2 - R_{j+1}^2)^{\frac{3}{2}}] \quad (i \geq j) \quad (2.1)$$

$$V_{ij} = 0 \quad (i < j) \quad (2.2)$$

Cualquier término en paréntesis que se evalúe negativo se fija a cero.

Entonces para conocer el estado físico del gas en las regiones centrales de RXJ 1720.1+2638 y Abell 267, realizamos una deproyección espectral asumiendo simetría esférica. Para los objetos analizados, el espectro del anillo más externo fue ajustado con un modelo *apec* fijando la absorción al valor Galáctico. Entonces, el siguiente anillo interno se ajustó, siendo el modelo usado para éste, una combinación del mejor ajuste del anillo más externo con la normalización

escalada de acuerdo a la proyección esférica de la capa exterior con la interior, sumando una componente de *apec* para la emisión del anillo de interés. Esto mismo se va realizando hacia el centro, ajustando cada espectro (Blanton et al. 2003).

Perfil de Temperatura

La temperatura del ICM está relacionada con la profundidad del pozo de potencial del cúmulo. El gas atrapado por el potencial del cúmulo presenta temperaturas típicas del orden de 10^7 K. El perfil de temperatura se obtuvo dividiendo el espectro en anillos concéntricos centrados en la fuente, para los sistemas con mayor S/N. La temperatura promedio del gas se obtiene por medio del mejor ajuste al espectro observado con la temperatura, la abundancia y la normalización como parámetros libres del modelo térmico *apec* (Smith et al. 2001) al que se le ajustó el espectro de cada anillo.

Como se mencionó en la Sección § 1.3, debido a que los sistemas fósiles son sistemas viejos relajados, que no han sufrido fusiones mayores recientes, se espera presenten núcleos fríos³, es decir, que en las partes centrales el gas se encuentre más frío. Para comprobar este comportamiento es necesario realizar un perfil de temperatura, sin embargo, en la literatura los perfiles de temperatura, en la mayoría de los FSs no muestran evidencias de núcleos fríos sugiriendo mecanismos fuertes de calentamiento que han elevado la temperatura de las regiones centrales (Sun et al. 2004, Khosroshahi et al. 2004, Mendes de Oliveira et al. 2009). Burns et al. (2008) usando simulaciones cosmológicas de N-cuerpos + hidrodinámica Euleriana con cúmulos sin núcleo frío (NCC por sus siglas en inglés, *non-cool core cluster*) y con cúmulos con núcleo frío (CC por sus siglas en inglés, *cool core cluster*) sugieren que la creación de los NCC y CC es un poco diferente: el núcleo frío que apenas se va formando fue destruido por la presencia de fusiones mayores tempranas en los NCC, esto se ha encontrado también con simulaciones 3-D (Ritchie & Thomas 2002, Ricker & Sarazin 2001), en contraste, en los CC los núcleos fríos crecieron más lentamente sin la presencia de fusiones mayores.

³el ICM al centro de los cúmulos con núcleos densos hidrostáticamente fríos, entonces el gas frío es comprimido por el gas peso del gas que lo cubre, gas caliente proveniente de las regiones externas del ICM cae hacia dentro reemplazando el gas comprimido, generando así un flujo de enfriamiento (Hudson et al. 2009).

Perfil de Abundancia de Metales

Para conocer la metalicidad del cúmulo, se obtiene el perfil de abundancias que ayudará a determinar la metalicidad promedio de cada región del cúmulo. De Grandi & Molendi (2001) indicaron que los cúmulos NCC presentan perfiles de abundancia planos comparados con los gradientes que se han visto en los cúmulos CC. Johnson et al. (2011) con una muestra de 28 grupos de galaxias usando datos de *XMM-Newton* realiza un estudio acerca de los perfiles de abundancia en grupos de galaxias con CC y NCC, encontrando que los grupos que siguen un perfil de temperatura CC presentan un gradiente en abundancia que crece hacia el centro del grupo, mientras que los NCC parecen tener un perfil un poco más plano, como se muestra en la Figura 2.5. Al comparar los perfiles de abundancia de los grupos con CC y NCC de su muestra con los perfiles de abundancia de una muestra de 20 cúmulos de Sanderson et al. (2009), encontraron que ambos presentan perfiles similares entre los cúmulos con CC y NCC al contrario de lo encontrado en los grupos. Al comparar los perfiles de abundancia de grupos y cúmulos con CC, se dieron cuenta que los grupos presentan un mayor pico central, lo cual puede deberse al dominio de la galaxia central en sistemas de baja masa (Lin & Mohr 2004). Sin embargo, los grupos con NCC presentan un perfil de abundancia más plano que el de los cúmulos (ver Figura 2.6).

En 2013, Eigenthaler & Zeilinger, realizan un estudio con 6 galaxias centrales fósiles (FCGs, por sus siglas en inglés). Analizaron poblaciones estelares, edad, metalicidad y líneas de absorción para determinar la formación y evolución de los sistemas fósiles. Dichas galaxias fueron elegidas de las muestras de Mendes de Oliveira et al. (2006), Santos et al. (2007) y de Eigenthaler & Zeilinger (2009), bajo los siguientes criterios: brillos aparentes altos, redshift en el rango $(0.023 \leq z \leq 0.081)^4$, distancias dentro de $100 \leq D_L \leq 370$ Mpc, los cuales corresponden a una edad del Universo de 13.1 a 12.4 Gyr al redshift de las galaxias observadas. Como resultado encontraron un gradiente de metalicidad $\nabla_{[Fe/H]} = -0.19 \pm 0.08$, aparentemente plano lo que indica un escenario de formación de fusiones jerárquico, descartando el escenario por colapso monolítico el cual predice gradientes de metalicidad de $\nabla_{[Z]} = -0.5$.

En el escenario por colapso monolítico el gas continúa enriqueciéndose a medida que la formación estelar fluye hacia el centro de la galaxia, resultando pendientes pronunciadas en el gradiente de metales. En este escenario se ha encontrado una pendiente pronunciada del

⁴Dariush et al. (2007) con simulaciones Millennium predice que sistemas fósiles a estos redshifts debieron de haber acreetado al menos el 95% del total de su masa oscura.

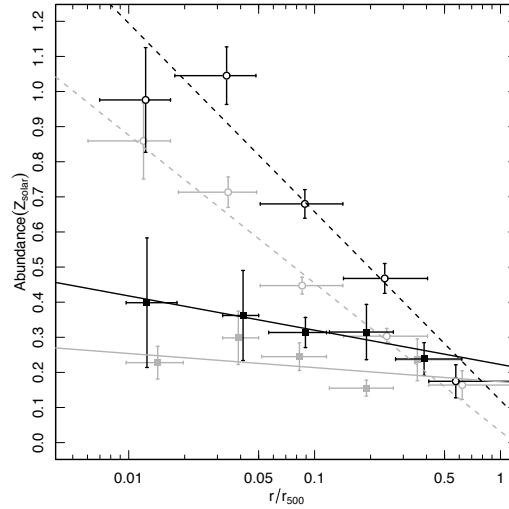


Figura 2.5: Perfiles de abundancia. Círculos abiertos CC y cuadrados NCC. Gris: ajuste de los espectros realizado con un modelo sencillo de plasma caliente (APEC), Negro: ajustando los espectros con dos modelos de temperatura, considerando la abundancia sea la misma en ambas fases. Ambos ajustes en un rango de 0.5 - 3 keV. Las líneas punteadas y sólidas representan los ajustes a todos los datos de abundancias de CC y NCC respectivamente. Fuente: Johnson et al. (2011).

gradiente de metales $\nabla_{[Z]} = \nabla \log Z / \nabla \log r = -0.35$ (Larson 1974), $\nabla_{[Z]} = -1.0$ (Larson 1975), y $\nabla_{[Z]} = -0.5$ (Carlberg 1984). De hecho, los gradientes de metalicidad negativos que se han observado, como son los gradientes radiales de líneas de absorción, son una característica común en las galaxias elípticas, sin embargo, con pendientes un poco menos pronunciadas $\nabla_{[Z]} = -0.3$. El colapso monolítico también predice una fuerte correlación entre la masa de la galaxia y los gradientes de metales dado que los profundos pozos de potencial retienen más metales (Eigenthaler & Zeilinger 2013).

En el marco jerárquico, las galaxias elípticas son el resultado de la fusión de galaxias. Kobayashi (2004) no encontró correlación alguna entre la pendiente de los gradientes de metales y la masa de la galaxia, indicando que la variación en los gradientes tienen su origen en las diferentes historias de fusión de galaxias elípticas, en el sentido de que esas galaxias que se formaron monolíticamente tienen gradientes más pronunciados que las galaxias resultantes de fusiones mayores. Típicamente, los gradientes encontrados son de $\nabla_{[Z]} = -0.22$, $\nabla_{[Fe/H]} = -0.38$ para fusiones mayores y $\nabla_{[Z]} = -0.30$, $\nabla_{[Fe/H]} = -0.45$ para fusiones no-mayores.

La comparación de los resultados de Eigenthaler & Zeilinger (2013), en donde, $\nabla_{[Fe/H]} = -0.19 \pm 0.08$, con respecto al detectado para el escenario de formación por colapso monolítico,

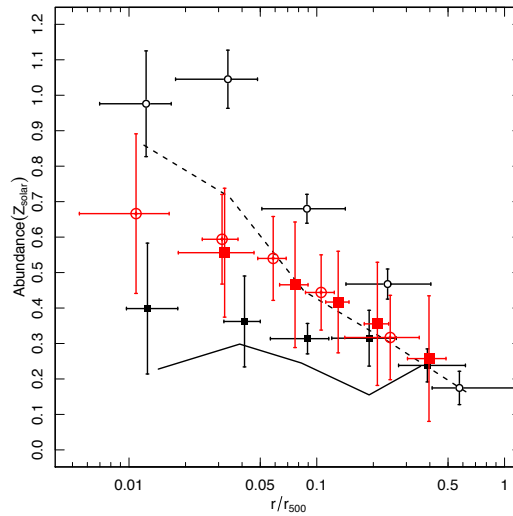


Figura 2.6: Comparación de perfiles de abundancia entre grupos y cúmulos. Círculos abiertos grupos CC y cuadrados NCC. Para comparar, el perfil de abundancia promedio de la muestra de Sanderson et al. (2009), en rojo, círculos abiertos cúmulos con CC y cuadrados cúmulos con NCC. La línea punteada y sólida representan el mejor ajuste espectral para los resultados de Johnson et al (2011). para grupos con CC y NCC respectivamente. Fuente: Johnson et al. (2011).

$\nabla_{[Z]} = -0.5$ (Carlberg 1984), sugiere que las fusiones mayores debieran estar presentes en la formación de las galaxias centrales de los sistemas fósiles. Entonces, se esperaría que los gradientes se tendrían que estar aplanando continuamente hasta alcanzar los valores actuales. Sin embargo, si los sistemas fósiles tuvieron orígenes debido al escenario de grupos fallidos (Mulchaey & Zabludoff (1999), anteponiendo la diferencia de magnitudes entonces la formación de la elíptica central se dió de manera monolítica, no había galaxias L^* que permitieran fusiones mayores ni antes ni después del colapso monolítico, por lo cual se esperaría observar pendientes mucho más pronunciadas. De aquí, concluyen que los sistemas fósiles no son grupos fallidos pero tampoco se formaron por fusiones mayores de galaxias L^* .

Perfil de Densidad Electrónica

El perfil de densidad nos indica el número de electrones como función de la distancia. Es importante obtenerlo, ya que de aquí se podrá derivar la densidad del gas intracúmulo y el perfil de masa, con el cual podremos saber la masa total del sistema.

Uno de los modelos más frecuentemente utilizado para modelar la radiación de un plasma

caliente, el cual usaremos en nuestro trabajo, es el modelo *apec* (Smith et al. 2001), con la normalización dada de la siguiente manera:

$$N_{apec} = \frac{10^{-14}}{4\pi[D_A(1+z)]^2} \int n_e n_H dV \quad [cm^{-5}] \quad (2.3)$$

En donde D_A es la distancia angular a la fuente en (cm), n_e y n_H (cm^{-3}) son la densidad electrónica y la densidad del hidrógeno respectivamente. Considerando un plasma casi completamente ionizado, como es el caso de los plasmas que emiten en rayos-X, $n_e/n_H=1.21$, y calculando los errores por propagación de errores. Usando la normalización de la componente térmica se puede obtener la densidad electrónica, bajo la suposición de simetría esférica, modelada por un β -model (Cavaliere & Fusco Fermiano 1976, 1978) dado por:

$$n(r) = n_0 \left[1 + \left(\frac{r}{r_0} \right)^2 \right]^{-3\beta/2} \quad (2.4)$$

donde r_0 y β son el radio del núcleo y el índice respectivamente, y n_0 es la densidad electrónica central. Los resultados de este ajuste se utilizarán para obtener la masa total del cúmulo (ver Sección § 3.1.7).

Perfil de Masa

Una de las aplicaciones más importantes del conocimiento de la estructura de la temperatura en el ICM es la determinación de la masa de los cúmulos de galaxias. Los perfiles de masa de los cúmulos de galaxias son pruebas de los modelos de la formación de estructuras a gran escala, prueban la existencia de la materia oscura y permiten la exploración de las relaciones entre la cosmología y la formación de los cúmulos de galaxias (Geller et al. 2012).

Al suponer que el ICM se encuentra en equilibrio hidrostático y que el cúmulo tiene simetría esférica, la distribución de la masa total en el cúmulo depende de la forma de los perfiles de temperatura y de densidad del cúmulo, como veremos a continuación: el modelo propuesto por Navarro, Frenk & White (1995) para modelar el halo de materia oscura, ofrece una buena descripción de la distribución de masa para cúmulos relajados los cuales muestran un alto grado de simetría en proyección y no presentan signos de actividad por fusiones recientes (Böhlinger & Werner 2009).

Entonces para la determinación del perfil de masa, seguiremos las siguientes ecuaciones, bajo las suposiciones de equilibrio hidrostático y simetría esférica, arriba mencionadas:

$$\frac{dP}{dr} = \frac{-GM_r \rho_{gas}}{r^2} \quad (2.5)$$

donde P es la presión del gas, G es la constante gravitacional, ρ es la densidad del gas y M es la masa total dentro de la esfera de radio r .

La ecuación de gas ideal, $PV = NkT$, se puede escribir de la siguiente forma:

$$P = \frac{\rho_{gas} k T}{\mu m_p} \quad (2.6)$$

donde k es la constante de Boltzmann, T es la temperatura del gas, μ es peso molecular y m_p es la masa del protón.

Combinando ambas ecuaciones la masa total del cúmulo como función del radio es:

$$M_{tot}(< r) = \frac{-kTr}{G\mu m_p} \left(\frac{d \ln \rho_{gas}}{d \ln r} + \frac{d \ln T}{d \ln r} \right) \quad (2.7)$$

$$\rho_{gas} = m_p n_e \mu \quad (2.8)$$

Suponiendo una temperatura isoterma, en una nube de gas esférica, la ecuación de la masa quedaría de la siguiente manera:

$$M_{tot}(< r) = \frac{-kTr}{G\mu m_p} \left(\frac{d \ln \rho_{gas}}{d \ln r} \right) \quad (2.9)$$

Si ajustamos los datos a un perfil de masa NFW (Navarro et al. 1995) dado por:

$$\rho_m(r) = \frac{4\rho_m(r_s)}{(r/r_s)(1+r/r_s)^2} \quad (2.10)$$

la masa integrada para una distribución de masa esférica nos queda:

$$M_{tot}(< r) = 16\pi\rho_m(r_s)r_s^2 \left[r_s \ln(1+r/r_s) - \frac{r}{1+r/r_s} \right] \quad (2.11)$$

donde $\rho_m(r_s)$ es la densidad a r_s . El parámetro de concentración de masa puede definirse como $c = r_{200}/r_s$. Por definición, r_{200} es el radio al cual la densidad de masa gravitacional promedio es 200 veces la densidad crítica, $\rho_c(z)$, definida por la siguiente ecuación:

$$\rho_c(z) = \frac{3H_0^2}{8\pi G} (1+z)^2 (1+z\Omega_m) \quad (2.12)$$

Para obtener M_δ que es la masa a r_δ se extrapola la masa total al radio en el cual la densidad es δ veces la densidad crítica del Universo.

2.3. Resultados globales de los sistemas fósiles y no-fósiles

En esta sección presentaremos los resultados para todos los sistemas fósiles y no-fósiles, realizaremos el análisis espectral de la fuente centrada en su máxima emisión de rayos-X, para los datos de ambos telescopios, lo que nos permitirá obtener la temperatura y abundancia de todo el sistema así como su curva de luz, luminosidad en rayos-X y el flujo absorbido. Contamos con observaciones tanto de *XMM-Newton* como de *Chandra*. Los datos de *XMM-Newton* se analizaron con el sistema Science Analysis System (**SAS**, por sus siglas en inglés) v14.0.0 y los archivos de calibración actualizados a Noviembre del 2015. Para las observaciones de *Chandra* la reducción de datos se realizó con el software Chandra Interactive Analysis of Observations (**CIAO**, por sus siglas en inglés) v4.8 con los archivos de calibración v4.7.1 actualizados a febrero del 2015. El análisis espectral se realizó con **XSPEC** v12.8.2. de *XMM-Newton*. Para mayor detalle de la obtención de los espectros consultar el Anexo A.

Los sistemas FS2 y FS31 fueron reclasificados como sistema fósil y sistema no-fósil respectivamente, además presentan propiedades generales similares, $\sigma_v \approx 1263 \text{ km s}^{-1}$ para FS2 así como $\sigma_v \approx 1064 \text{ km s}^{-1}$ para FS31 (Zarattini et al. 2014). Ambos sistemas presentan la mayor S/N en las observaciones de *XMM-Newton*, esto nos permitió realizar un análisis radial de cada sistema, por medio de anillos concéntricos centrados en la máxima emisión de rayos-X, con lo cual lograremos obtener los perfiles radiales de temperatura y absorción. Todo esto nos permitirá determinar la densidad electrónica y masa del sistema con lo cual conoceremos las características de los sistemas fósiles y no-fósiles para así poder identificar las diferencias o similitudes entre ellos, este análisis se presenta en la Sección §2.4.

2.3.1. Análisis Espacial

La región para el análisis espacial de cada sistema se determinó en la máxima emisión en rayos-X del sistema, con lo cual nos fue posible determinar la región con mayor S/N . Esto se logró usando la herramienta **ds9** como primera instancia, desplegamos la imagen del archivo de

Tabla 2.3: Características de las observaciones disponibles para los sistemas fósiles en *XMM-Newton*

Objeto	OBS-ID	Tiempo de Exposición (ks)			S/N	Cuentas en la fuente
		PN	MOS1	MOS2		
FS2	0084230401	11.7	26	12.6	124.9	21562.8
FS5	0605000701	3.5	4	4	60.3	6608
FS6	0503600101	17.5	26.1	21.6	44.9	4056
FS20 _{X1}	0653450301	10.5	15.4	15.4	26.9	1828
FS20 _{X2}	0653450801	12	15.4	11.8	33	2082
FS31 _{X1}	0500670201	23	28	29	308.34	124581.61
FS31 _{X2}	0500670301	19.5	24	24	306.23	108645.2
FS31 _{X3}	0500670401	14	18	19	252.1	76759.2

En negritas sistemas fósiles clasificados por Zarattini et al. (2014).

Tabla 2.4: Características de las observaciones disponibles para los sistemas fósiles en *Chandra*

Objeto	OBS-ID	Tiempo de Exposición (ks)	S/N	Cuentas en la fuente
FS1	11711	26.8	73.14	7292
FS2	1448	7.9	65.9	7140
	3580	19.89	29.98	4766
FS5	532	7.97	72.77	9551
	4217	19.52	105.97	12635
FS9	4086	1.73	25.4	736
FS11	2209	29.67	81.7	7680
FS20	10757	5.1	31	2214
FS31	1453	7.79	117.74	15851
	3224	23.82	188.86	38680
	4361	25.67	207.87	46031

En negritas sistemas fósiles clasificados por Zarattini et al. (2014).

Tabla 2.5: Regiones de máxima señal a ruido para cada sistema.

ID	r (kpc)
FS1	654
FS2	660
FS5	561
FS6	81
FS9	199
FS11	109
FS20	150
FS31	410

En negritas sistemas fósiles clasificados por Zarattini et al. (2014).

eventos de cada sistema, encerramos en un círculo la región más brillante, usamos la función `centroid` de `ds9`, la cual nos ayudó a centrar en la máxima emisión (mayor número de cuentas del sistema). Para extraer el fondo generalmente es posible hacerlo de una región cercana a la fuente que se está estudiando (usando lo que se llama fondo "local"), debe extraerse cerca de la fuente a estudiar y libre de cualquier contaminación. Realizamos un barrido a diferentes radios para determinar en cual se encuentra la máxima señal a ruido.

Una vez definidas las regiones de la fuente y del fondo de cada sistema continuamos a la obtención de los espectros. Los radios de las regiones con máxima emisión se presentan en la Tabla 2.5.

2.3.2. Análisis Global

El análisis global consiste en medir las propiedades dentro de la región con mayor señal a ruido.

Las observaciones en el telescopio *XMM-Newton* se realizaron usando la cámara EPIC (por sus siglas en inglés, *European Photon Imaging Camera*), para las cuales se utilizaron las cámaras EPIC PN (Strüder et al. 2001) y EPIC MOS (Turner et al. 2001). Para más detalles acerca de estas cámaras a bordo del telescopio *XMM-Newton* ver el Anexo A que contiene una breve descripción de sus instrumentos y funcionamiento de las mismas. Los archivos de datos se redujeron y analizaron usando el sistema SAS (por sus siglas en inglés, *Science Analysis System*) v.14.0.0. Usamos `epproc` y `emproc` para procesar los datos de PN y MOS, respectivamente en

orden de generar los archivos de eventos limpios. Para las cámaras MOS los eventos en rayos-X, se seleccionaron con los patrones de 0-12 (ejem, pixeles- de eventos, -simples, -dobles, -triples y -cuádruples). Para las cámaras PN usamos los patrones 0-4 (ejem, pixeles- de eventos, simples y dobles). La selección de eventos posterior se llevó a cabo teniendo en cuenta los archivos de calibración más actualizados en el momento de la reducción de datos (noviembre 2014). Todos los pixeles malos se removieron de los datos. Los archivos de eventos se filtraron ignorando periodos de alto fondo⁵ de acuerdo a lo descrito en Piconcelli et al. (2004), para mayor detalle ver Anexo A.

El espectro de cada fuente se extrajo a partir del archivo de eventos limpios usando una región circular que se obtuvo a partir de un barrido radial para buscar la máxima señal a ruido del sistema. La región obtenida para cada sistema de la muestra estudiada en este trabajo se enlista en la Tabla 2.5. El fondo se obtuvo de una región cercana a la fuente en el mismo CCD libre de contaminación de otras fuentes. Esto se aplicó para observaciones tanto de *XMM-Newton* como de *Chandra*. Se utilizaron las mismas regiones circulares para las observaciones PN y MOS.

Se obtuvieron las matrices ARF (Ancillary Response File) y RMF (Redistribution Matrix File) usando las herramientas RMFGEN y ARFGEN con el mismo sistema SAS. El archivo ARF contiene los datos del área efectiva del telescopio como función de la energía mientras que el archivo RMF contiene los datos de la respuesta del instrumento como función de la energía y los canales PI⁶ (por sus siglas en inglés, *Pulse Height Invariant*).

Para los espectros con observaciones en el telescopio *Chandra* se usó el sistema CIAO (por sus siglas en inglés, *Chandra Interactive Analysis of Observations*) v.4.8. Para los sistemas con más de una observación se utilizó el comando `combine_spectra`. Este comando combina multiples espectros así como su fondo para mejorar la señal a ruido de las observaciones. La reducción de los datos en rayos-X se realizó utilizando la rutina `chandra_repro`, que genera los archivos de eventos limpios, posteriormente se crean los archivos ARF y RMF.

Tras ello, lo que se tiene que hacer es reagrupar el espectro de forma que cada intervalo tenga un número suficiente de cuentas para poder realizar la estadística χ^2 en el ajuste con

⁵El fondo es por sí mismo muy complicado y está constituido por diferentes componentes, puede ser separado en partículas, fotones y ruido de componentes electrónicos.

⁶Los canales PI son canales combinados de ganancia y corrección CTE (archivo de eventos individual para un CCD, en modo de tiempo comprimido). Esto significa que los eventos dobles y triples se combinan en un solo evento que son los que se usarán para el análisis espectral. Un canal PI es equivalente a 1 eV.

modelos aplicables a los espectros, todos los espectros se agruparon en un mínimo de 20 cuentas por bin. Los espectros PN y MOS se ajustaron simultáneamente con el sistema XSPEC v.12.8.2 (Arnaud 1996) mientras que los espectros de los datos de *Chandra* se ajustaron con el sistema SHERPA v.1.

Una vez obtenidos los espectros, se prosigue con el ajuste para cada uno de ellos, con el cual obtendremos los parámetros de cada fuente como son la temperatura, abundancia de metales, para conocer las características generales de cada sistema o anillo.

El análisis espectral consiste en medir las propiedades de cada sistema dentro de la región con mayor señal a ruido, lo cual nos ayudará a determinar que procesos físicos dominan la emisión de nuestros sistemas. Para el análisis espectral hemos tomado en cuenta los siguientes modelos:

- (a) con un modelo térmico con absorción ($wabs*apec$) para modelar el medio intracúmulo,
- (b) un modelo de ley de potencias con componente de absorción $wabs*powerlaw$ para modelar el AGN,
- (c) un modelo combinado de componente térmica con una ley de potencias y componente de absorción $wabs*(apec+zpowerlaw)$, para describir la contribución del ICM y del AGN.

En todos los modelos, a la densidad columnar de hidrógeno neutro se le asignó el valor promedio galáctico (ver Tabla 2.2) en dirección de la fuente (Kalberla et al. 2005). Los redshifts de nuestros sistemas se tomaron como los redshifts espectroscópicos de las galaxias centrales más brillantes como lo hizo Santos et al. (2007). En esta sección usaremos la nomenclatura de Santos et al. (2007) asignada a cada uno de los sistemas. Durante los ajustes se fijaron los valores de la densidad columnar así como del redshift. La componente de la abundancia Z , temperatura T , el índice de la ley de potencias, así como la normalización se dejaron como parámetros libres. Se realizó el `f-test`⁷ a los modelos sin absorción intrínseca, entre los de mejor estadística χ^2_ν , de los modelos $wabs*apec$, $wabs*powerlaw$ contra el modelo $wabs*(apec+zpowerlaw)$ en caso de

⁷Calcula la estadística F y su probabilidad dando los valores antiguos y nuevos de χ^2 y el número de grados de libertad (DOF, por sus siglas en inglés). La estadística F se define como una prueba estadística la cual sigue una distribución F bajo una hipótesis nula.

ser aplicable (ver Tabla 2.6).

En las Figuras 2.7 y 2.8 presentamos las curvas de luz para cada una de los sistemas de la muestra. Las curvas de luz nos indican el número de cuentas con respecto al tiempo de cada observación. Para los sistemas FS1, FS2, FS9, FS11, FS20, y FS31 con observaciones en el telescopio *Chandra* las curvas de luz mostradas en las Figura 2.7 encontramos que no se presentan casos de variabilidad en los sistemas, en general se mantienen constantes dentro de los errores. Sin embargo, para el caso de FS5 que cuenta con dos observaciones en este telescopio encontramos que para la observación 532 se presenta un pico de hasta 2.5 cuentas/s, lo cual no se presenta en la observación 4217 esta última parece no presentar ninguna variabilidad importante con respecto a la anterior, por lo tanto, esto lo investigaremos más a fondo ya que en la observación para *XMM-Newton* se presenta también una variabilidad importante, como se muestra en la Figura 2.8. Sin embargo, hay que recordar que este sistema presenta tres subestructuras descritas en Girardi et al. (2006).

Con respecto a los sistemas con observaciones en *XMM-Newton* encontramos que FS2, FS6 y FS20 son sistemas con muy poca variabilidad, dentro de los errores se encuentran constantes, sin embargo, se presenta una caída de los datos a cero al final de la observación lo cual parece deberse a errores al tomar las mediciones. Para FS31 encontramos que para la observación FS31_{X1} tenemos variabilidad en los datos a lo largo de la observación, esto lo tenemos que investigar más a fondo. Esto no se refleja en las otras dos observaciones las cuales parecen ser más constantes dentro de sus errores, también presentan una caída de datos a cero, creemos que es debido a telemetría del telescopio.

En la Figura 2.9 tenemos los ajustes globales para los sistemas, en cada gráfica podemos observar en la parte superior los datos y el modelo ajustado (línea continua) y en la parte inferior los residuos al modelo ajustado. En negro detector PN, rojo MOS1 y en verde MOS2 para los sistemas con observaciones en *XMM-Newton*. En la Tabla 2.6 presentamos los resultados de los ajustes para la temperatura, la abundancia de las metales así como los ajustes para cada uno de ellos con los tres modelos descritos anteriormente.

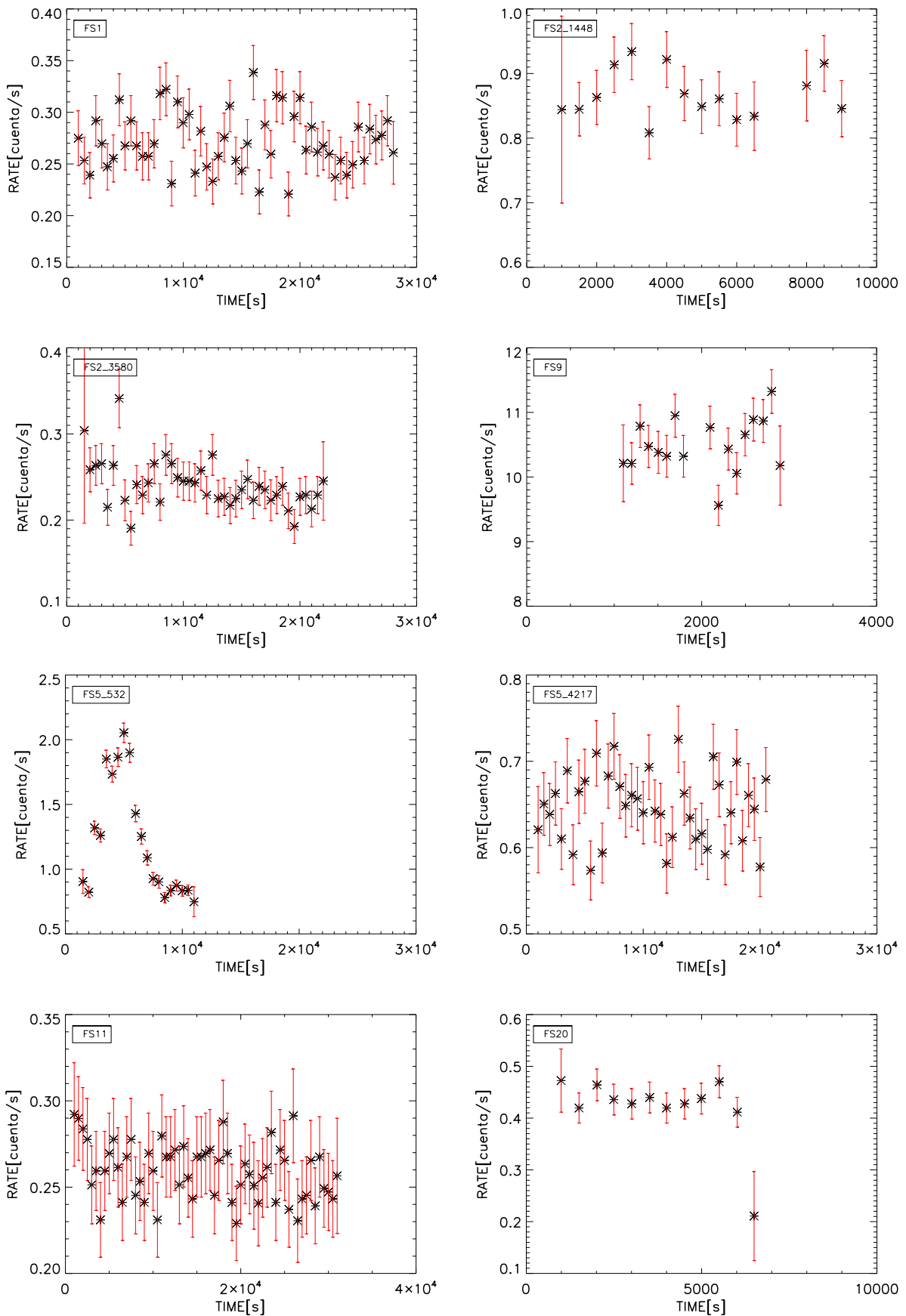


Figura 2.7: Curvas de luz de los sistemas fósiles y no-fósiles con observaciones del telescopio *Chandra*.

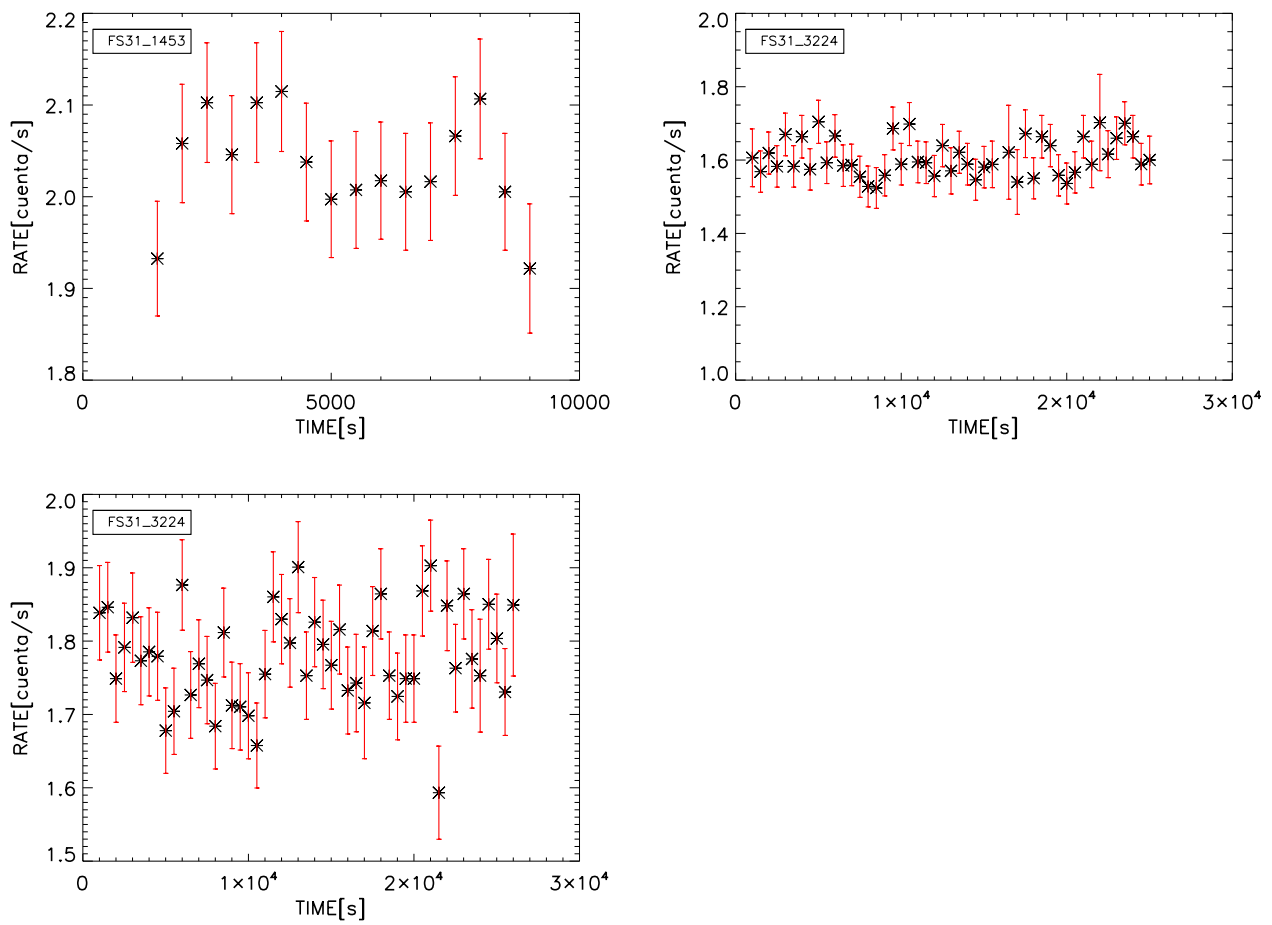


Figura 2.7: Curvas de luz de los sistemas fósiles y no-fósiles con observaciones de *Chandra* (continuación).

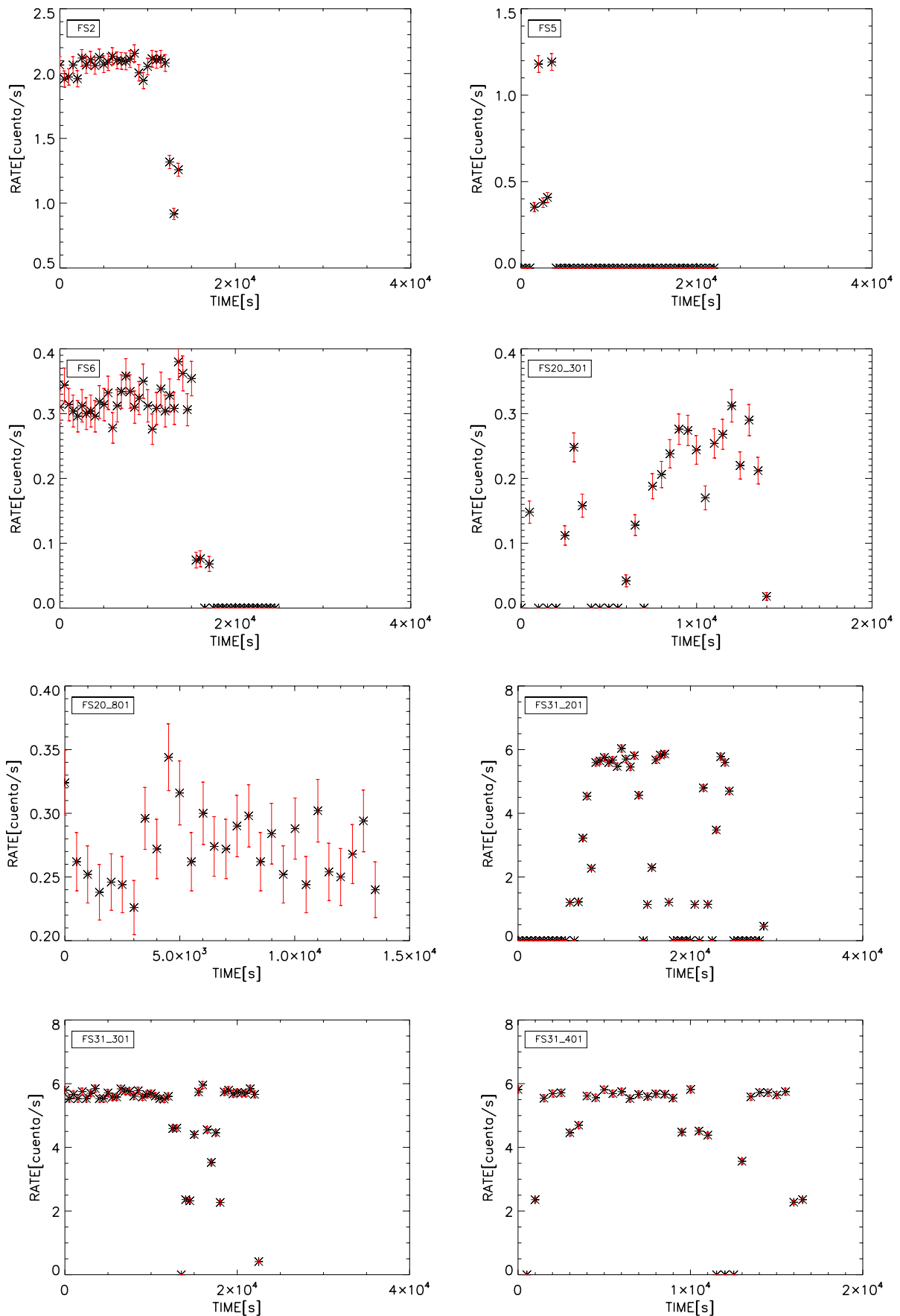


Figura 2.8: Curvas de luz de los sistemas fósiles y no-fósiles con observaciones de *XMM-Newton*.

Tabla 2.6: Resultados globales para los sistemas fósiles y no-fósiles para todas las observaciones disponibles en *XMM-Newton* y *Chandra*, analizados con *XSPEC*.

ID	N_H intrínseca		kT (keV)		$wabs^*_{appec}$		$wabs^*_{zpowerlaw}$		$wabs^*_{(appec+zpowerlaw)}$		N_H intrínseca		kT (keV)		$wabs^*_{zpowerlaw}$		$wabs^*_{(appec+zpowerlaw)}$		fbest				
	10^{22} cm^{-2}	χ^2_ν	χ^2	dof	χ^2_ν	Z (sun)	Γ	χ^2_ν	χ^2	dof	χ^2_ν	χ^2	dof	χ^2_ν	Z (sun)	Γ	χ^2_ν	χ^2	dof	χ^2_ν	χ^2	dof	
FS1_C	0.05 ^{+0.06} _{-0.05}	—	0.94	159.12	0.20±0.10	0.20 ^{+0.08} _{-0.08}	1.84±0.04	1.16	196.33	169	—	—	—	5.0±0.5	0.20±0.10	-3.0	0.96	158.94	166	10	—	—	10
FS2_X	—	—	0.93	156.50	0.20±0.05	0.20±0.05	1.70±0.02	1.40	470.43	335	—	—	—	6.0 ^{+2.0} _{-1.5}	0.5 ^{+0.3} _{-0.2}	1.70±0.10	1.28	425.11	332	> 99.99	—	—	90
FS2_C	—	—	1.46	486.90	0.20±0.05	0.20±0.05	1.8±0.07	1.16	163.17	141	—	—	—	6.0 ^{+2.0} _{-1.5}	0.5 ^{+0.3} _{-0.2}	1.7±0.10	1.28	425.11	331	—	—	—	—
FS5_X	< 0.001	—	1.20	167.45	< 0.17	< 0.17	1.60±0.03	1.31	303.80	231	—	—	—	5.6 ^{+2.0} _{-1.0}	< 2.0	5.5 ^{+3.0} _{-3.0}	1.15	158.53	138	70	—	—	10
FS5_C	—	—	1.20	167.45	0.35±0.10	0.35±0.10	1.50±0.02	1.13	249.20	219	—	—	—	8.5 ^{+5.0} _{-3.0}	0.4 ^{+0.5} _{-0.2}	1.6 ^{+1.0} _{-2.0}	1.27	289.24	228	80	—	—	80
FS6_X	—	—	1.28	293.94	0.3±0.12	0.3±0.12	1.50±0.02	1.13	249.20	219	—	—	—	12.5 ^{+4.0} _{-4.0}	0.4±0.2	< 1.8	1.01	219.33	216	30	—	—	30
FS9_C	0.03 ± 0.02	—	1.01	220.05	0.35±0.05	0.35±0.05	1.8±0.10	0.79	16.51	21	—	—	—	1.20±0.03	0.40 ^{+0.04} _{-0.10}	1.4 ^{+1.0} _{-1.2}	1.36	193.75	142	96	—	—	96
FS11_C	0.002 ^{+0.1} _{-0.002}	—	0.66	13.34	< 0.4	< 0.4	1.4±0.04	1.24	190.03	153	—	—	—	5.0 ^{+5.5} _{-2.5}	< 0.5	< 1.7	0.74	13.33	18	70	—	—	70
FS20_{X1}	—	—	1.34	203.68	0.20 ^{+0.40} _{-0.05}	0.20 ^{+0.40} _{-0.05}	2.4 ⁻⁻⁻	2.07	215.63	104	—	—	—	< 30.20	< 1.11	4.2 ^{+1.4} _{-1.14}	1.16	174.25	150	99.50	—	—	93
FS20_{X2}	2.45e-9	—	0.98	101.56	0.55±0.2	0.55±0.2	1.65 ⁻⁻⁻	3.56	1478.33	415	—	—	—	2.2 ^{+0.4} _{-0.1}	< 1.23	2.6 ^{+1.0} _{-0.2}	0.88	87.01	99	99.60	—	—	—
FS20_C	0.04 ^{+0.05} _{-0.04}	—	1.03	93.53	0.30±0.10	0.30±0.10	2.3 ⁻⁻⁻	2.39	217.62	91	—	—	—	1.60 ^{+0.10} _{-0.13}	0.30 ^{+0.03} _{-0.10}	1.0 ^{+1.0} _{-1.46}	0.84	72.56	86	99.98	—	—	99.98
FS31_{X1}	—	—	1.20	38.99	0.35±0.03	0.35±0.03	2.3±0.4	1.23	43.14	35	—	—	—	1.2 ^{+1.0} _{-0.5}	< 5.0	< 2.0	1.2	37.86	32	30	—	—	30
FS31_{X2}	0.011 ± 0.004	—	1.28	536.29	0.3±0.03	0.3±0.03	1.65 ⁻⁻⁻	3.56	1478.33	415	—	—	—	5.0±0.3	0.30±0.03	1.0 ^{+0.2} _{-0.4}	1.24	508.32	410	99.98	—	—	99.98
FS31_{X3}	—	—	1.46	569.29	0.35±0.02	0.35±0.02	-2.60 ⁻⁻⁻	280.83	109525.1	390	—	—	—	6.0 ^{+0.10} _{-0.11}	0.30±0.03	< -1.10	1.36	524.57	385	99.99	—	—	99.99
FS31_C	0.002 ^{+0.005} _{-0.002}	—	1.48	563.76	0.40±0.03	0.40±0.03	-1.7 ⁻⁻⁻	3.47	1327.42	382	—	—	—	5.5±0.3	0.35±0.03	-1.51 ^{+1.11} _{-1.30}	1.28	483.77	377	> 99.99	—	—	> 99.99
	—	—	1.56	642.41	0.40±0.04	0.40±0.04	-1.7 ⁻⁻⁻	3.47	1327.42	382	—	—	—	5.3±0.2	0.30±0.04	-3.00 ⁻⁻⁻	1.61	62.39	411	> 99.99	—	—	> 99.99

Los ajustes para las observaciones en *XMM-Newton* se hicieron con los tres detectores, EPIC-PN, MOS1 y MOS2. Todas las observaciones se ajustaron en un rango de energía de 0.5-10 keV con la absorción fija al valor Galáctico.

En la columna ID la letra X y C se refieren a *XMM-Newton* y *Chandra* respectivamente, las variaciones en X se refieren a las distintas observaciones disponibles (consultar Tabla 2.3).

En negritas sistemas fósiles clasificados por Zaratini et al. (2014). En azul el modelo de mejor ajuste a la estadística χ^2_ν .

Para FS2_C comprende la combinación de observaciones 1448-3580 disponibles para este objeto.

Para FS5_C comprende la combinación de observaciones 532-4217 disponibles para este objeto.

Para FS31_C comprende la combinación de observaciones 1453-3224-4361 disponibles para este objeto.

(-) no se lograron ajustar los modelos con $\chi^2_\nu < 2$, o no se logró obtener alguna medición.

FS1. De acuerdo a la χ^2_ν el modelo con el mejor ajuste es el $wabs^*apec$. Se realizó el **f_{test}** entre los dos modelos con mejor χ^2_ν en este caso $wabs^*zwabs^*apec$ y $wabs^*zwabs^*(apec+zpowerlaw)$ el cual nos arrojó un resultado de 8.96 %. Por lo tanto, no es estadísticamente viable el agregar una componente extra al modelo $wabs^*zwabs^*apec$. Agregamos una componente de absorción intrínseca al cúmulo $zwabs$, como parámetro libre al modelo $wabs^*zwabs^*apec$. Encontramos que dicha absorción es compatible con cero, y la estadística χ^2_ν no mejora considerablemente, por lo tanto, no hay mejoría significativa en aplicar esta componente extra. Por lo tanto, para este sistema el modelo que mejor lo define es el $wabs^*apec$, los valores de sus parámetros se presentan en la Tabla 2.6, lo que nos indica que el sistema está dominado por los procesos térmicos.

FS2. Los tres modelos analizados para este sistema presentaron una buena estadística χ^2_ν , el de mejor ajuste se presentó con el modelo $wabs^*(apec+zpowerlaw)$ para los datos de *XMM-Newton*. Realizamos el **f_{test}** entre el modelo $wabs^*zpowerlaw$ y el $wabs^*(apec+zpowerlaw)$ el cual nos indica un porcentaje mayor a 99.99 % con lo cual podemos decir que agregar una componente extra en el modelo mejora significativamente la estadística χ^2_ν . Se aplicó una componente de absorción intrínseca $zwabs$ al modelo $wabs^*(apec+zpowerlaw)$, sin embargo, nos encontramos que no es estadísticamente viable ya que el valor de la absorción intrínseca es compatible a cero y el ajuste no mejora, por lo cual no fue posible obtener el **f_{test}** entre estos dos modelos. Para los datos de *Chandra* encontramos igualmente que los mejores ajustes a χ^2_ν son entre los modelos $wabs^*zpowerlaw$ y $wabs^*(apec+zpowerlaw)$ el **f_{test}** resultó de 73.80 % lo cual desde un punto de vista estadístico no es estadísticamente viable el agregar una componente extra al modelo, como se muestra en la Tabla 2.6.

Sin embargo, el modelo $wabs^*(apec+zpowerlaw)$ es el que mejor ajuste presenta al igual que para los datos de *XMM-Newton*. Analizando el espectro de *XMM-Newton*, el cual podemos ver en la Figura 2.9, encontramos una línea de emisión muy marcada entre 5-6 keV lo que nos indica la presencia de un proceso térmico (principalmente emisión bremsstrahlung), aunque los dos modelos son muy parecidos y razonables, nos inclinamos por esta última razón al modelo $wabs^*apec$. Para los datos de *Chandra* no se logra apreciar alguna línea de emisión en el espectro probablemente por la resolución de estos datos. Notamos un valor del índice del *zpowerlaw* fuera del rango establecido por Ishibashi & Courvoisier (2010) de $\Gamma = 1.5 - 2.5$ medido en diferentes muestras de AGNs (Nandra & Pounds 1994; Reeves & Turner 2000; Piconcelli et al. 2005; Ishibashi & Courvoisier 2010). Presenta una abundancia de metales menor a 20 con

relación a la solar, valor no típico para cúmulos y grupos de galaxias.

FS5. Se lograron obtener buenos ajustes a la estadística χ^2_ν , en los datos, tanto de *Chandra* y *XMM-Newton*. Siendo los mejores ajustes para los modelos $wabs*apec$ y $wabs*(apec+zpowerlaw)$ aplicados a los datos de ambos satélites, *XMM-Newton* y *Chandra*. Al aplicar el **ftest** a estos modelos, obtuvimos un porcentaje de 84.08 y 29.01 para los datos de *XMM-Newton* y *Chandra* respectivamente, por lo tanto, no es estadísticamente significativo el introducir una componente extra al modelo. Se añadió la componente de absorción intrínseca al cúmulo *zwabs* al modelo $wabs*apec$. En la mayoría de los casos no resultó favorable el introducir esta componente ya la estadística χ^2_ν no mejoró además que el valor de la absorción intrínseca es compatible con cero, por lo tanto, no son diferentes desde un punto de vista estadístico. Entonces para ambas observaciones el mejor modelo que describe al sistema es $wabs*apec$, indicándonos que este sistema está dominado por procesos térmicos.

FS6. Para este sistema se obtuvo el mejor valor para la χ^2_ν en el modelo $wabs*(apec+powerlaw)$, como podemos observar en la Tabla 2.6. Se aplicó el **ftest** entre los modelos $wabs*apec$ y $wabs*(apec+zpowerlaw)$, del cual obtuvimos el 96.11 % lo que nos indica que no es estadísticamente viable agregar una componente extra al modelo. Al introducir la componente de absorción intrínseca al modelo $wabs*apec$ encontramos que el valor de dicha componente es compatible con cero, además de que el **ftest** entre ambos modelos nos dá un porcentaje de 92.02, entonces no es viable desde el punto de vista estadístico agregar una componente extra al modelo. Por lo tanto, el mejor modelo que describe el sistema es un $wabs*apec$, además que en el espectro presentado en la Figura 2.9, encontramos al parecer una línea de emisión en 1 keV y en 5-6 keV lo que nos indica la presencia de procesos térmicos. El modelo $wabs*zpowerlaw$ no fue posible ajustarlo satisfactoriamente como podemos observar en la Tabla 2.6.

FS9. En este sistema se obtuvo el mejor ajuste a la estadística χ^2_ν , para el modelo $wabs*apec$ lo que nos estaría diciendo que el sistema esta dominado en rayos-X por emisión térmica bremsstrahlung. Aplicamos un **ftest** entre el modelo $wabs*apec$ y $wabs*(apec*zpowerlaw)$, sin embargo, obtuvimos un 67.26 % lo que nos indica que no es estadísticamente satisfactorio agregar una componente extra al modelo. Al adicionar el parámetro libre de absorción intrínseca al cúmulo y aplicar el **ftest** como se ha descrito anteriormente al modelo $wabs*apec$, encontramos que no hay mejoría significativa en la estadística χ^2_ν , así como la absorción es muy cercana a cero. Por lo tanto, el mejor modelo que describe al sistema es $wabs*apec$.

FS11. En este sistema se obtuvo el mejor ajuste en el modelo $wabs^*(apec+zpowerlaw)$ dominado por la contribución tanto del ICM como del AGN. Sin embargo, aunque el ajuste a la χ^2_ν mejora, al aplicar el `ftest` con el modelo $wabs^*zpowerlaw$ obtenemos un porcentaje de 99.54 lo cual no es indicador de que sea estadísticamente satisfactorio agregar una componente extra al modelo. El incremento en la temperatura no se debe a procesos térmicos, en los modelos que involucran *apec*, al parecer se debe más a telemetría. En el modelo $wabs^*apec$ el ajuste tiende más a ser malo, mientras que en el modelo $wabs^*(apec+zpowerlaw)$ el valor para el índice de la ley de potencias nos dá de 4 fuera del rango para $\Gamma = 1.5 - 2.5$ (Ishibashi & Courvoisier, 2010). Por lo tanto, el mejor modelo de ajuste es el $wabs^*zpowerlaw$, le agregamos la componente de absorción intrínseca el cual tiende a cero, por lo tanto, los dos modelos son parecidos y razonables representando ambos un buen ajuste de los datos, por lo tanto no son diferentes desde un punto de vista estadístico. Entonces nos inclinamos por el modelo $wabs^*zpowerlaw$. En particular este sistema al parecer está dominado por un AGN.

FS20. Este sistema cuenta con dos observaciones en *XMM-Newton* y una en *Chandra*. Los mejores ajustes se presentaron con el modelo $wabs^*(apec*zpowerlaw)$ en las dos observaciones de *XMM-Newton* y $wabs^*apec$ para la observación de *Chandra*, como podemos apreciar en la Tabla 2.6. Para ninguna observación fue posible ajustar el modelo $wabs^*zpowerlaw$. Al realizar el `ftest` para los modelos con los mejores la mejor estadística χ^2_ν , encontramos que en ninguna de las observaciones es estadísticamente viable aplicar una componente extra al modelo ya que el `ftest` < 99.99 %.

Cuando analizamos los espectros de la Figura 2.9 y Figura 2.10 encontramos líneas de emisión entre 1-2 keV (Si, Al, Mg y Na) así como en el rango de 5-6 keV (Cr y Mn), con esto claramente podemos decir que el mejor modelo que describe al sistema es $wabs^*apec$. Se le agregó la componente de absorción intrínseca, del cual obtuvimos un valor cercano a cero, ambos modelos son muy parecidos en cuanto a los valores de los parámetros como la temperatura y la absorción de metales así como en los errores, incluso en la estadística χ^2_ν , por lo tanto no son diferentes desde el punto de vista estadístico, concluimos entonces que este sistema está dominado por procesos púramente térmicos.

FS31. Cuenta con tres observaciones en *XMM-Newton* y una en *Chandra* en cuales se realizaron los ajustes a los tres modelos anteriormente descritos. Para el modelo $wabs^*zpowerlaw$ no fue posible ajustar los datos en ninguna de las observaciones anteriormente mencionadas.

En las todas las observaciones encontramos que los mejores ajustes a la estadística χ^2_ν

son con el modelo $wabs^*(apec+zpowerlaw)$. En la observación FS31_{X1} encontramos que para $wabs^*apec$ y $wabs^*(apec+zpowerlaw)$ el $f_{test}=99.98\%$, con este valor no podemos decir que aplicar la componente extra represente un cambio estadísticamente significativo. Para la observación FS31_{X2} con $wabs^*apec$ y $wabs^*(apec+zpowerlaw)$ el $f_{test}=99.99\%$, sin embargo, el índice del $zpowerlaw$ nos arroja un valor negativo lo que nos hace descartar este modelo. Para la observación FS31_{X3} encontramos el $f_{test}>99.99\%$, para los modelos $wabs^*apec$ y $wabs^*(apec+zpowerlaw)$, sin embargo, para el índice del $zpowerlaw$ tenemos un valor negativo lo que nos hace descartar también este modelo. Finalmente para la observación de *Chandra* encontramos $f_{test}>99.99\%$ con un índice en el $zpowerlaw$ negativo.

Analizando los espectros de las cuatro observaciones arriba descritas, detectamos una fuerte línea de emisión aproximadamente en 5.8 keV la cual corresponde a Mn K(α)⁸ y otra un poco menos fuerte en casi 6.7 keV para Fe XXV K(α) lo cual podemos apreciarlo en la Figura 2.11. Esta presencia de líneas de emisión nos indica de manera más clara procesos térmicos dentro del sistema. Por lo tanto, para todas las observaciones de este sistema, el modelo que mejor lo describe es el $wabs^*apec$ al cual se le agregó la componente de absorción intrínseca como parámetro libre en todas las observaciones. Concluyendo, los dos modelos ($wabs^*apec$ y $wabs^*zwabs^*apec$) representan un buen ajuste de los datos y, el nivel de los errores es el mismo, por lo tanto no son diferentes desde un punto de vista estadístico. Por lo tanto consideramos que este sistema está enteramente dominado por emisión térmica.

2.4. Resultados radiales de los sistemas fósiles y no-fósiles

RX J1720.1+2638 y Abell 267 son sistemas que pertenecen al catálogo realizado por Santos et al. (2007) de sistemas fósiles. Recientemente, Zarattini et al. (2014) realizan un nuevo estudio para determinar la condición fósil de los sistemas de galaxias de dicho catálogo, combinando la definición observacional descrita por Jones et al. (2003) con la de Dariush et al. (2010). Jones et al. (2003) indican que un sistema fósil está dominado por una galaxia central elíptica en donde la diferencia de magnitudes en la banda-r entre la galaxia más brillante y la segunda más

⁸La presencia de líneas de emisión K(α) de elementos neutros como Si, S, Mn y Ni. Al parecer se deben a la fluorescencia de la presencia de las líneas de especies neutras como la línea Fe 6.4 keV (W.Xu et al. 2015).

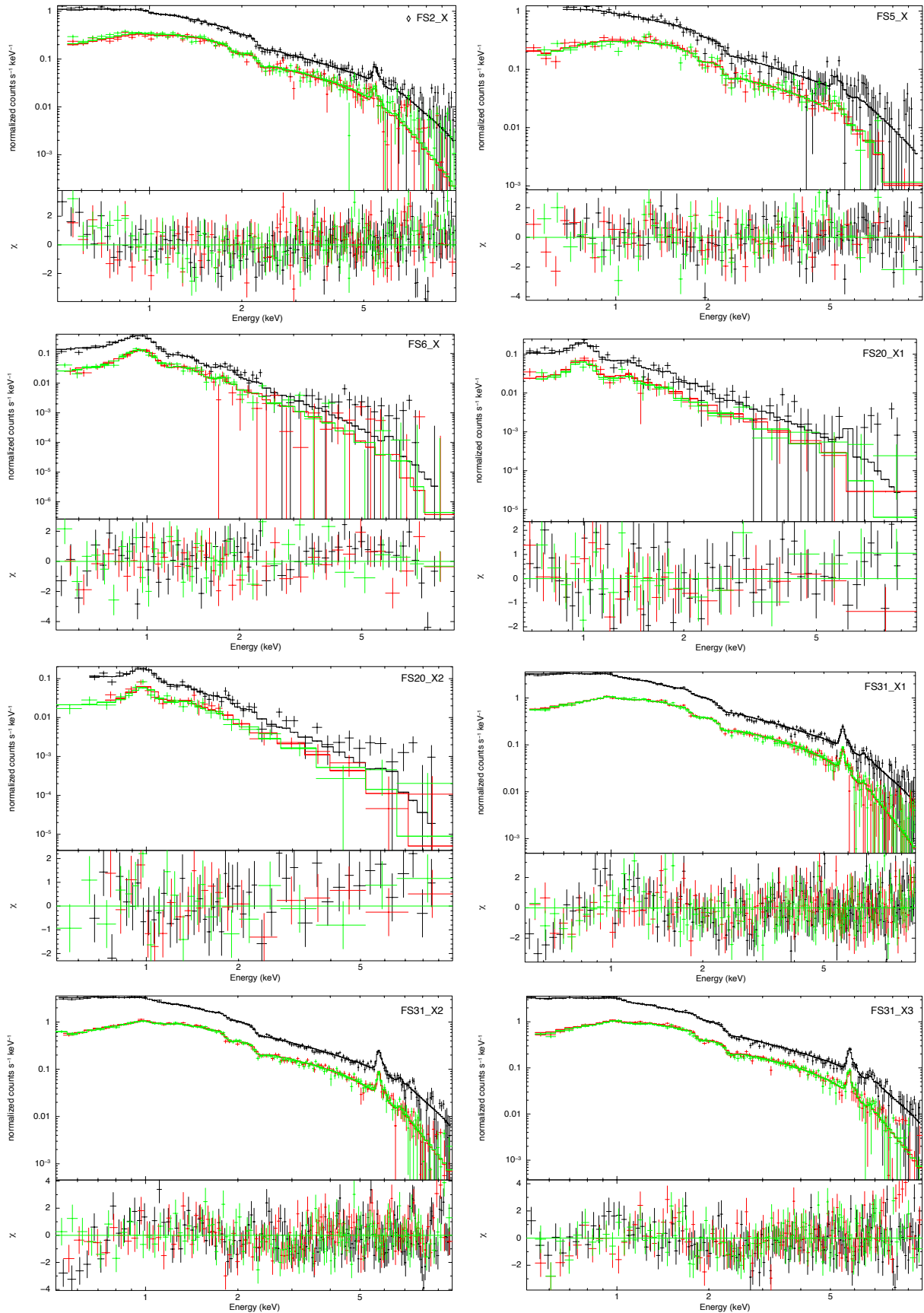


Figura 2.9: Espectros para datos de *XMM-Newton* referidos con la χ en cada gráfico, las variaciones en χ se refieren a las distintas observaciones disponibles (consultar Tabla 2.3). El diamante identifica los sistemas confirmados como sistemas fósiles por Zarattini et al. (2014). En cada gráfica podemos observar en la parte superior los datos y el modelo ajustado (línea continua), en la parte inferior los residuos al modelo ajustado a

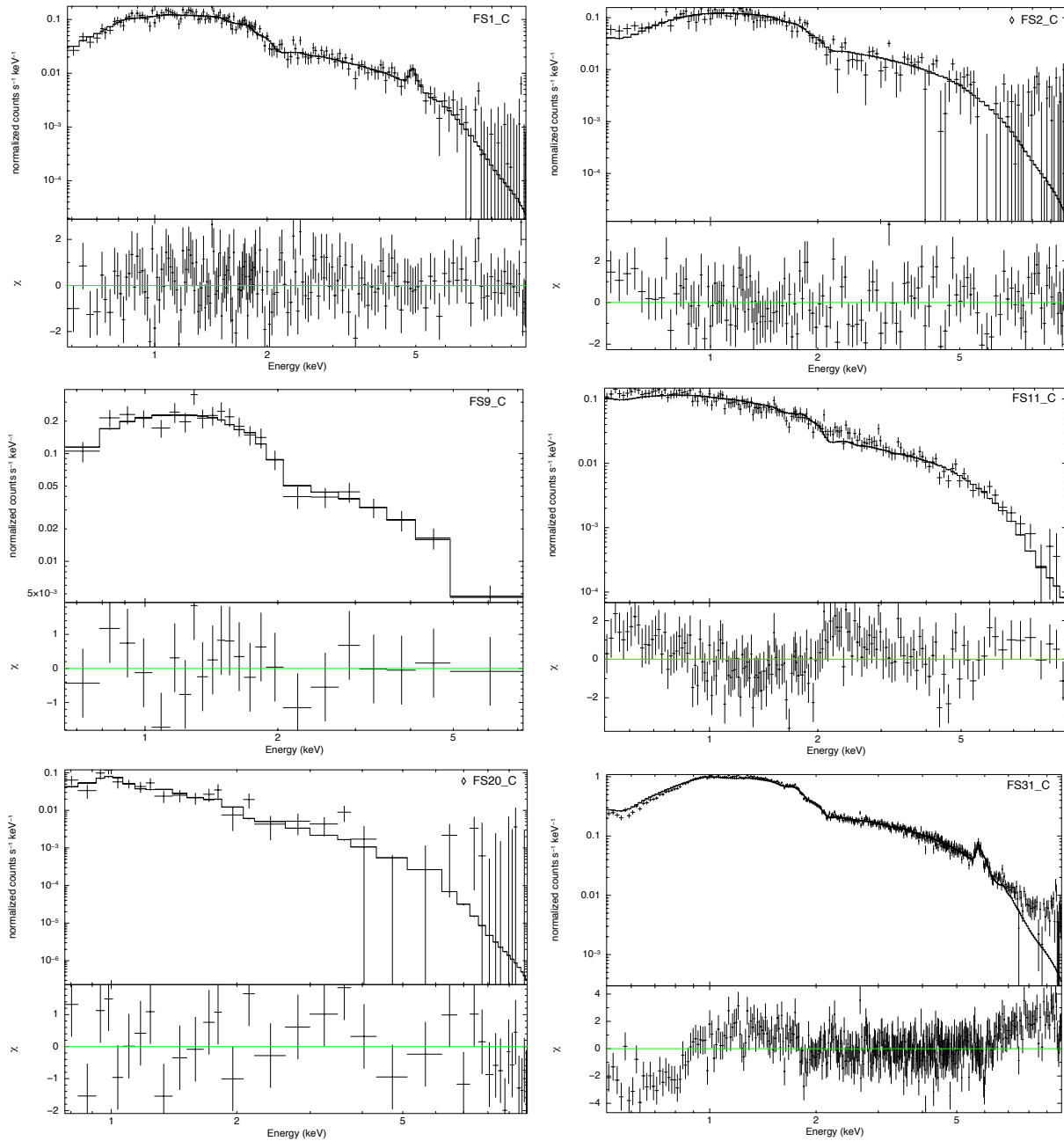


Figura 2.10: Espectros para datos de *Chandra* referidos con la C en cada gráfico. El diamante identifica los sistemas confirmados como sistemas fósiles por Zarattini et al. (2014). En cada gráfica podemos observar en la parte superior los datos y el modelo ajustado (línea continua), en la parte inferior los residuos al modelo ajustado a un modelo de emisión térmica $wabs*apec$.

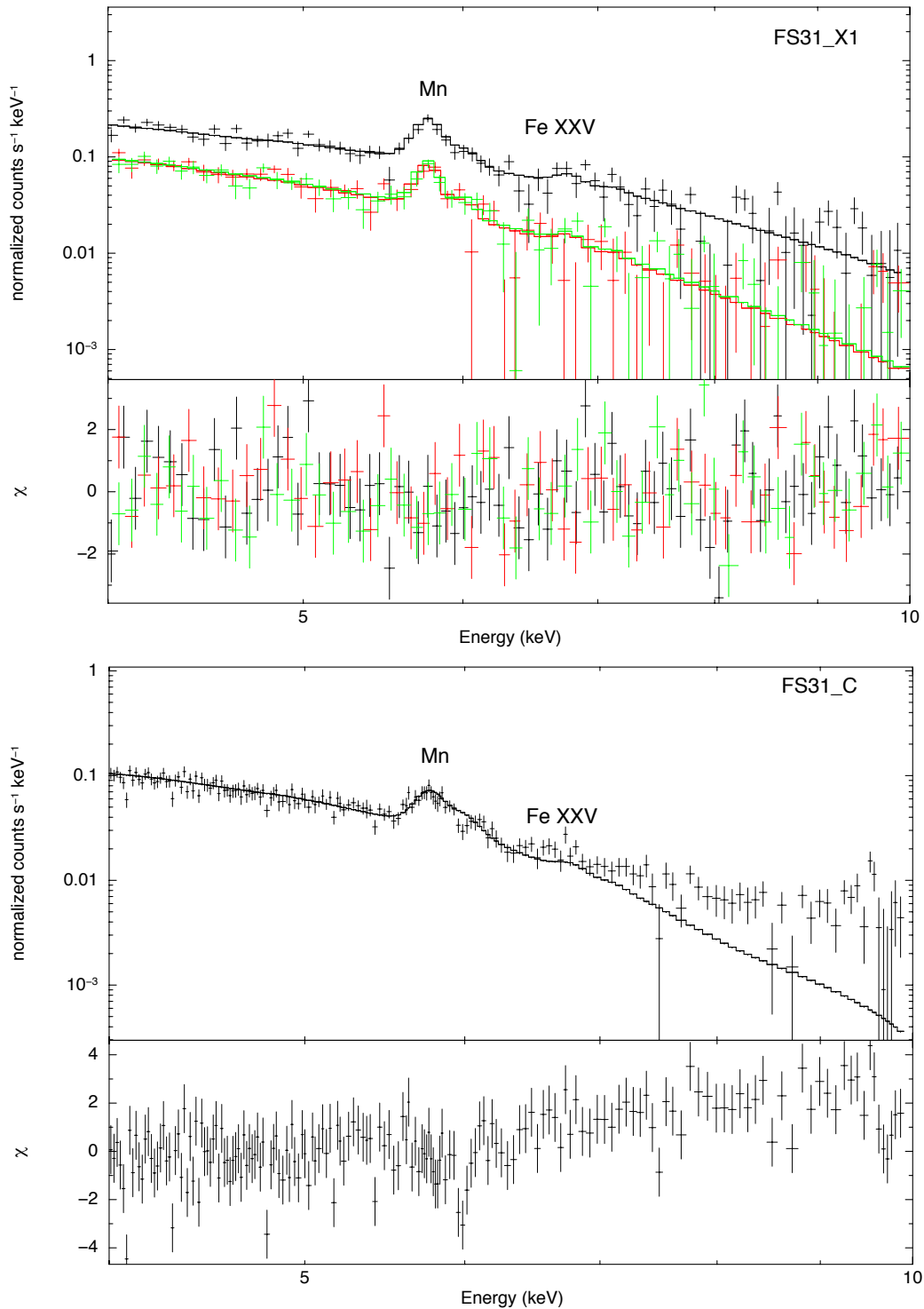


Figura 2.11: Espectro de FS31_{X1} (arriba) y FS31_C (abajo) en el rango de 4-10 keV. Se presenta mayor emisión de la línea de Mn K α a 5.8 keV, y aproximadamente a 6.7 keV se aprecia la línea de Fe XXV K α . Ver Tabla 2.7.

Tabla 2.7: Líneas de emisión dentro la banda de energía entre 1-10 keV.

Line	Energy (keV)
Si $K\alpha$	1.74
S $K\alpha$	2.31
Ar $K\alpha$	2.96
Ca $K\alpha$	3.69
Cr $K\alpha$	5.41
Mn $K\alpha$	5.89
Fe $K\alpha$	6.40 ± 0.01
Ni $K\alpha$	7.42 ± 0.04
Fe $K\beta$	7.03 ± 0.02
Fe XXV $K\alpha$	6.7

Fuente: W.Xu et al. (2015).

brillante es al menos 2 mag ($\Delta m_{12} \geq 2$ mag) dentro del medio radio de virial, con luminosidades en rayos-X mayores a 10^{42} erg s $^{-1}$, mientras que en la definición dada por Dariush et al. (2010) los sistemas fósiles presentan una diferencia de magnitud entre la galaxia más brillante y la cuarta más brillante $\Delta m_{14} \geq 2.5$ mag. De este estudio Zarattini et al. (2014) considera sistema fósil a aquellos sistemas que cumplieran al menos una de estas dos condiciones, encontraron que RX J1720.1+2638 es un sistema no fósil y Abell 267 es un sistema fósil. En la Figura 2.12 mostramos una imagen de ambos sistemas en la banda (0.5-7 keV).

En la Tabla 2.8 podemos observar las propiedades globales de los sistemas con mayor señal a ruido analizados en este trabajo. Donde FS2 corresponde a Abell 267 y FS31 corresponde a RX J1720.1+2638 de acuerdo al catálogo de Santos et al. (2007), en las columnas 5 y 6 tenemos las diferencias de magnitud entre la primera galaxia más brillante y la segunda más brillante así como entre la primera y la cuarta más brillantes respectivamente, estos resultados nos indican que FS2 es un sistema fósil y FS31 es un sistema no fósil ya que no cumple ninguno de los dos criterios de diferencia de magnitud, en la columna 10 encontramos la velocidad de dispersión del sistema, podemos observar que ambos tienen velocidades similares ($\sigma_v \approx 1263$ km s $^{-1}$ para FS2 así como $\sigma_v \approx 1064$ km s $^{-1}$ para FS31). Con esta información acerca de ambos sistemas, entonces podemos lograr una buena comparación entre un sistema fósil y uno no-fósil con propiedades muy similares.

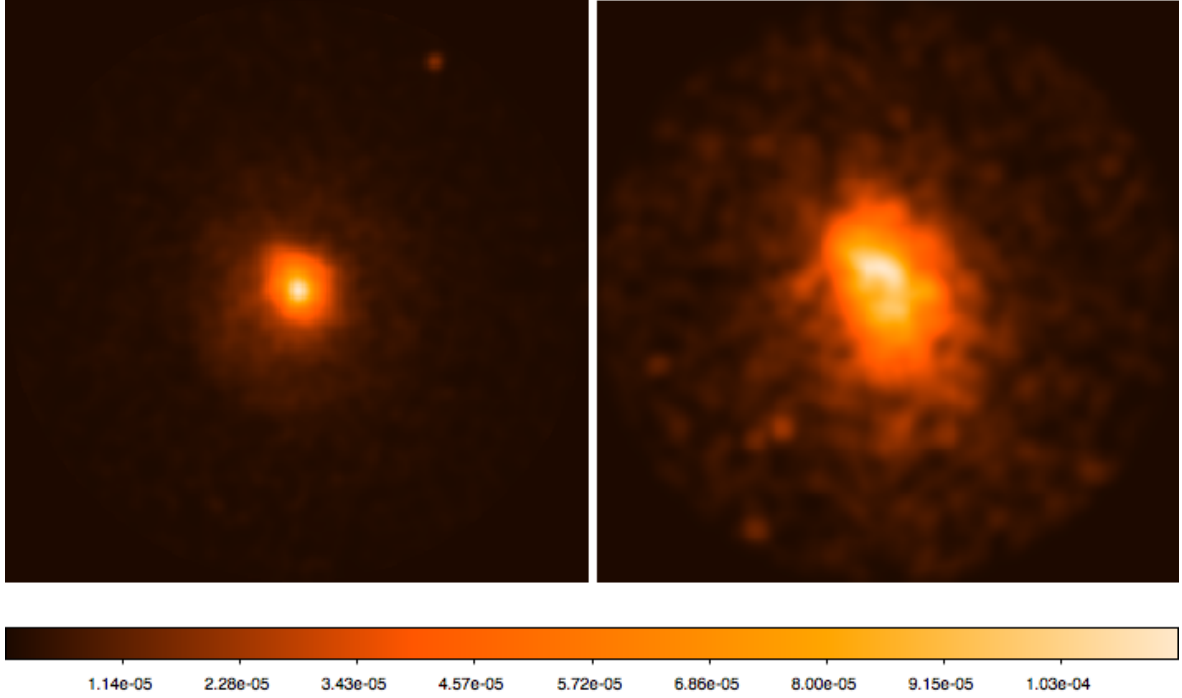


Figura 2.12: Imágenes suavizadas en la banda (0.5-7 keV) de RX J1720.1+2638 (izquierda) para la observación OBS-ID=1453 y Abell 267 (derecha) para la observación OBS-ID=1448 ambas de *Chandra*.

Tabla 2.8: Propiedades globales para los sistemas con mayor señal a ruido de la muestra a analizar.

ID	RA (J2000) (hh:mm:ss)	Dec (J2000) (° :':")	z	Δm_{12} (mag)	Δm_{14} (mag)	R_{200} (Mpc)	N_{vel} (# Gal)	N_{memb} (# Gal)	σ_v km s ⁻¹	M_v (M_\odot)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
FS2	01:52:42.0	+01:00:25.6	0.230	> 2.12±0.33	> 2.28±0.33	1.85	111(65)	42	1263	1.87E+15
FS31	17:20:10.0	+26:37:32.1	0.159	> 1.04±0.25	> 1.40±0.23	2.02	132(89)	80	1064	1.46E+15

Notas. Columna (1): identificador de sistema según Santos et al. (2007), en negritas sistema fósil; Col. (2): ascensión recta de BGG; Col. (3): declinación de BGG; Col. (4): redshift de BGG; Col. (5): diferencia de magnitud entre las dos galaxias más brillantes; Col. (6): diferencia de magnitud entre la primera y la cuarta galaxias más brillantes; Col. (7) estimación del radio de virial calculado a partir de L_X ; Col. (8): número de velocidades disponibles dentro de R_{200} . El número de nuevas velocidades provenientes de sus observaciones se muestra en paréntesis; Col. (9): número de miembros confirmados espectroscópicamente; Col. (10): velocidad de dispersión del sistema; Col. (11): masa del sistema dentro de $0.5R_{200}$. Fuente Zarattini et al. (2014).

Tabla 2.9: Observaciones disponibles en *XMM-Newton* para RX J1720.1+2638 y Abell 267

Objeto	OBS-ID	Tiempo de Exposición (ks)			S/N	Cuentas en la fuente
		PN	MOS1	MOS2		
RX J1720.1+2638	0500670201*	23	28	29	308.34	124581.61
RX J1720.1+2638	0500670301	19.5	24	24	306.23	108645.2
RX J1720.1+2638	0500670401	14	18	19	252.1	76759.2
Abell 267	0084230401*	11.7	26	12.6	124.9	21562.8

* Observación inicialmente analizada.

Tabla 2.10: Observaciones disponibles en *Chandra* para RX J1720.1+2638 y Abell 267

Objeto	OBS-ID	Tiempo de Exposición (ks)	S/N	Cuentas en la fuente
Abell 267	1448	7.9	65.9	7140
Abell 267	3580	19.89	29.98	4766
RX J1720.1+2638	1453	7.79	117.74	15851
RX J1720.1+2638	3224	23.82	188.86	38680
RX J1720.1+2638	4361	25.67	207.87	46031

Tabla 2.11: Información general de RX J1720.1+2638 y Abell 267

Objeto	z	R.A. (J2000)	DEC. (J2000)	Distancia Angular (Mpc)	N_H ($\times 10^{20}$ cm^{-2})	Tiempo de Exposición (ks)	Escala Espacial (kpc arcsec^{-1})
RX J1720.1+2638	0.159	17 20 09.6	+26 37 35	565.9	3.6	23.4	2.732
Abell 267	0.23	01 52 41.96	+01 00 25.6	757.9	2.75	12.7	3.674

N_H el valor de la absorción Galáctica promedio indicado en las densidades columnares de hidrógeno en el LAB Survey (Kalberla et al. 2005).

2.4.1. Perfiles Espectrales

Se analizaron todos los datos disponibles en *XMM-Newton* y *Chandra* con la finalidad de obtener la mayor muestra de información para lograr realizar una buena comparación entre ambos sistemas (FS2 y FS31). En las Tablas 2.9 y 2.10 presentamos las observaciones disponibles para *XMM-Newton* y *Chandra* respectivamente, así como algunas características como lo son tiempo de exposición, señal a ruido y cuentas totales de la fuente. Trabajamos con todas las observaciones a la par, la reducción de los datos de las observaciones de *XMM-Newton* se realizaron con el software Science Analysis System (**SAS**, por sus siglas en inglés) v12.5.0 y los archivos de calibración actualizados a noviembre del 2014. Para las observaciones de *Chandra* la reducción de datos se realizó con el software Chandra Interactive Analysis of Observations (**CIAO**, por sus siglas en inglés) v4.7 con los archivos de calibración v4.6.7 actualizados a diciembre del 2014. El análisis espectral se realizó con el paquete de modelado y ajuste de **CIAO** llamado **SHERPA** v1 actualizada a diciembre del 2014, para todos los espectros obtenidos previamente. Con los datos de *Chandra* nos fue posible lograr una combinación de los espectros para mejorar la señal a ruido de las observaciones, por medio del comando `combine_spectra` el cual combina multiples espectros así como su fondo, los archivos **ARF** (por sus siglas en inglés, *Auxiliary Response File*), que contienen datos del área efectiva así como la eficiencia de los instrumentos, y **RMF** (por sus siglas en inglés, *Redistribution Matrix File*), este tipo de archivo asocia a cada canal la energía del fotón correspondiente.

Con la finalidad de determinar los mejores modelos de ajuste para cada uno de los sistemas fósiles y no-fósiles realizamos varias combinaciones variando la energía así como el modelo de plasma caliente. Los rangos de energía que usamos fueron: 0.5-7 keV, 0.3-10 keV y de 0.5-10 keV. Los modelos de plasma calientes a comparar son:

1: *apec* (por sus siglas en inglés, *Astrophysical Plasma Emission Code*; Smith et al. 2001). Este modelo usa la base de datos ATOMDB (por sus siglas en inglés, *atomic data for astrophysicists*), *apec* es un modelo espectral para un plasma que se encuentra bajo la suposición de equilibrio de ionización colisional.

2: *mekal* (Mewe-Kaastra-Liedahl). Espectro para emisión de gas caliente basado en los modelos calculados por Mewe et al. (1985, 1986) y Kaastra (1992) con aproximaciones para Fe L

realizados por Liedahl et al. (1995). El modelo incluye líneas de emisión de varios elementos. Contiene un parámetro de cambio el cual indica cuando se calculará el modelo espectral para cada temperatura o cuando lo hará por medio de una interpolación a partir de una tabla precalculada.

3: *raymond-smith* (Raymond, J.C., & Smith, B.W., 1977). Es un modelo de emisión para un gas caliente. Fue creado para el modelado de un plasma térmico ópticamente delgado en equilibrio coronal. Incluye líneas de emisión de varios elementos. Este modelo interpola sobre un campo de espectros a diferentes temperaturas. Este campo es espaciado logarítmicamente con 80 temperaturas dentro de un rango de 0.008 a 80 keV.

Realizamos varias pruebas con los datos, haciendo combinaciones entre los rangos de energía y los modelos arriba mencionados para cada uno de los sistemas. Por ejemplo, combinamos el modelo *apec* con los tres diferentes rangos de energía 0.5-7 keV, 0.3-10 keV y de 0.5-10 keV, lo mismo para *mekal* y para *raymond-smith*. De los resultados arrojados determinamos que el mejor ajuste espectral para nuestros datos se encontraba con el modelo *apec* a un rango de energía 0.5-10 keV (una descripción más detallada, así como tablas y gráficos de los resultados se presentan en el Anexo B). Este análisis espectral se realizó con XSPEC v12.7.0. de *XMM-Newton*. Encontramos diferencias entre ellos de no más de 1σ en cuanto a los valores de temperatura, abundancia de metalicidad, igualmente en la estadística χ^2 , al ver que no eran estadísticamente diferentes, determinamos guiarnos por los valores de χ^2_ν en cada ajuste. En donde encontramos que para el modelo *wabs*apec* los ajustes eran mejores en menos de 1σ entre los tres modelos.

Después de determinar que modelo y rango de energía nos daban mejores resultados en el análisis espectral, procedimos a comparar el software que nos ofrece tanto *XMM-Newton* y *Chandra*. Para lo cual, realizamos los ajustes con *SHERPA* v.1 para *CIAO* v4.7 de *Chandra* usando el mismo modelo y rango de energía antes descritos *apec* dentro de 0.5-10 keV. A partir de los resultados obtenidos, encontramos que *SHERPA* ajusta mejor los datos en aproximadamente 2σ .

Finalmente, se ajustaron los espectros con un modelo simple *apec* combinándolo con un modelo de absorción, la densidad columnar de hidrógeno neutro se fijó al valor Galáctico correspondiente a cada sistema (ver Tabla 2.11), los parámetros libres son la temperatura, abundancia de metales y la normalización. Se realizaron pruebas para la inclusión de una componente de

absorción neutra interna para cada anillo pero en ningún caso se obtuvo una mejora del ajuste estadísticamente significativa. Para conocer a detalle el comportamiento de la temperatura y la abundancia de metalicidad de cada sistema, realizamos un análisis radial para ambos sistemas, el cual se describe a continuación.

Perfil de Temperatura

Se realizó un perfil radial para ambos sistemas, RX J1720.1+2638 y Abell 267, con el objetivo de conocer a detalle el comportamiento del ICM en las partes más internas de cada sistema. Con ello nos fue posible obtener la temperatura a lo largo del cúmulo lo que nos permite saber si alguno de estos dos sistemas cuenta con núcleo frío o no. Se espera que los sistemas fósiles sean sistemas relajados que no han sufrido ninguna fusión mayor desde su formación en épocas tempranas se cree entonces que el ICM dentro del sistema se esté enfriando, de lo contrario, si la temperatura en las regiones centrales de ICM no disminuye (al orden de 3-4 keV) entonces podría existir algún proceso de calentamiento en estas regiones, probablemente actividad el AGN de la galaxia central.

El perfil radial para RX J1720.1+2638 se realizó con el objetivo de conocer el comportamiento de la temperatura en las regiones más internas del sistema, de acuerdo con Zarattini et al. (2014) este es un sistema no fósil. Así mismo ha sido descrito como un sistema relajado en toda su morfología con un núcleo central muy brillante (Owers et al. 2009). Con datos de *Chandra* en 2001, Mazzotta et al., encontraron la presencia de un frente frío⁹ sin la presencia de alguna fusión mayor, así como el gas central del sistema con temperaturas de $kT \sim 5$ keV rodeado por un gas mucho más caliente en las regiones externas con temperaturas de $kT \sim 10$ keV, probablemente debido a la presencia de un núcleo frío.

Para el perfil radial de RX J1720.1+2638, se tuvo en cuenta que la emisión global de este sistema se produce dentro de un radio de 410 kpc como se describió previamente en la Sección §2.3.2. Este radio se dividió en 11 anillos circulares con un promedio de 12000 cuentas centrados en la máxima emisión de la fuente de rayos-X. El número de cuentas se escogió teniendo suficiente señal a ruido en cada anillo para realizar la determinación de los parámetros con mayor exactitud como son la temperatura y la abundancia de metalicidad.

⁹Un frente frío se presenta cuando existe una variación en la temperatura en los bordes del frente de choque. En un lado del frente de choque (el lado menos brillante) se presenta una temperatura muy alta en comparación con la temperatura en la parte de atrás del frente de choque (el lado más brillante) producido probablemente por el movimiento relativo de una nube de gas.

Se realizó el análisis de los datos en rayos-X para obtener el espectro de cada anillo, el mismo análisis fue realizado para todas las observaciones de *XMM-Newton* y *Chandra* utilizando sus propias herramientas como son SAS y CIAO respectivamente. El detalle de los pasos que se siguieron para la obtención de los espectros se describe en el Anexo A. El ajuste para cada espectro se realizó usando el modelo *wabs*apex* fijando la absorción al valor galáctico según lo indicado en la Tabla 2.11, ya que se probó absorción intrínseca siendo esta compatible con cero, dejamos como parámetros libres la temperatura, la abundancia y la normalización. Al realizar el ajuste para cada uno de los espectros se obtienen los datos proyectados, por lo cual realizamos la deproyección de todos los anillos partiendo del más externo hacia el más interno para así obtener los parámetros deproyectado como se describe en la Sección §2.2.3.

Los resultados obtenidos para la temperatura y la abundancia se pueden ver en la Tabla 2.12 para RX J1720.1+2638 usando la observación con mayor señal a ruido, en este caso de *XMM-Newton* OBS-ID: 0500670201 (de aquí en adelante OBS-ID: 201). Para comparación, se presentan los resultados para la temperatura y la abundancia de los datos analizados de las observaciones OBS-ID: 0500670301 y OBS-ID: 0500670401 (de aquí en adelante OBS-ID: 301 y OBS-ID: 401) de *XMM-Newton* en las Tablas 2.13 y 2.14 respectivamente. Con respecto a los datos de las observaciones de *Chandra* presentamos, en la Tabla 2.15, los resultados, para la combinación de los espectros de las tres observaciones disponibles, de RX J1720.1+2638 como se indicó en la Sección §2.4.1. Como podemos observar los ajustes con la deproyección son ligeramente mejores, por lo que podemos decir que la emisión en cada anillo se puede representar perfectamente por un modelo de emisión térmica. Presentamos una gráfica del perfil de temperatura proyectada y deproyectada en la Figura 2.13 para la OBS-ID: 201 en donde podemos apreciar, que existe una caída de temperatura del medio intracúmulo hacia el centro del cúmulo que va en promedio desde $kT \approx 8.0$ keV en los anillos externos a $kT \approx 4.2$ keV en los anillos internos. Lo que puede ser la presencia de un núcleo frío en las regiones centrales del cúmulo.

Para comparación, en la parte superior de las Figuras 2.14 y Figura 2.15, tenemos los resultados obtenidos para el perfil radial de temperatura utilizando los datos analizados a partir de las tres observaciones disponibles (OBS-ID:201, OBS-ID:301 y OBS-ID:401) en *XMM-Newton* para RX J1720.1+2638, así como los resultados para la temperatura de los espectros combinados de las tres observaciones disponibles (OBS-ID: 1453, OBS-ID: 3224 y OBS-ID:4361) de *Chandra*. Podemos observar que los resultados para ambos telescopios son compatibles dentro

Tabla 2.12: Perfiles de Temperatura y Absorción para RX J1720.1+2638 OBS-ID =201

Anillo	r (kpc)	Proyectado				Deproyectado			
		kT (keV)	Abundancia (solar)	χ^2	dof	kT (keV)	Abundancia (solar)	χ^2	dof
1	0-27	4.28 ^{+0.08} _{-0.12}	0.40 ^{+0.04} _{-0.04}	0.91	213	4.0 ^{+0.2} _{-0.2}	0.37 ^{+0.09} _{-0.09}	0.91	213
2	27-41	4.52 ^{+0.13} _{-0.13}	0.43 ^{+0.05} _{-0.05}	0.78	208	4.1 ^{+0.2} _{-0.2}	0.39 ^{+0.12} _{-0.11}	0.77	208
3	41-55	4.73 ^{+0.13} _{-0.13}	0.48 ^{+0.05} _{-0.05}	1.10	213	3.8 ^{+0.2} _{-0.2}	0.54 ^{+0.11} _{-0.10}	1.09	213
4	55-71	5.09 ^{+0.13} _{-0.13}	0.40 ^{+0.05} _{-0.04}	0.90	227	6.1 ^{+0.5} _{-0.5}	0.39 ^{+0.13} _{-0.13}	1.13	227
5	71-89	5.46 ^{+0.19} _{-0.16}	0.43 ^{+0.05} _{-0.05}	0.77	226	5.4 ^{+0.5} _{-0.3}	0.82 ^{+0.19} _{-0.17}	0.91	226
6	89-109	5.8 ^{+0.2} _{-0.2}	0.24 ^{+0.05} _{-0.05}	0.73	227	5.4 ^{+0.7} _{-0.4}	0.23 ^{+0.12} _{-0.12}	0.73	227
7	109-140	6.0 ^{+0.2} _{-0.2}	0.27 ^{+0.04} _{-0.05}	0.80	255	5.8 ^{+0.4} _{-0.4}	0.22 ^{+0.9} _{-0.9}	0.80	255
8	140-177	6.5 ^{+0.2} _{-0.2}	0.25 ^{+0.02} _{-0.02}	0.79	265	5.9 ^{+0.4} _{-0.4}	0.32 ^{+0.10} _{-0.09}	0.81	265
9	177-225	6.6 ^{+0.3} _{-0.2}	0.30 ^{+0.06} _{-0.06}	0.74	273	5.8 ^{+0.5} _{-0.5}	0.40 ^{+0.12} _{-0.12}	0.75	273
10	225-273	7.3 ^{+0.5} _{-0.5}	0.19 ^{+0.08} _{-0.08}	0.62	260	6.7 ^{+0.9} _{-0.7}	<0.15	0.63	260
11	273-410	8.0 ^{+0.7} _{-0.6}	0.32 ^{+0.12} _{-0.12}	0.60	348	8.0 ^{+0.7} _{-0.6}	0.32 ^{+0.12} _{-0.12}	0.60	348

Tabla 2.13: Perfiles de Temperatura y Absorción para RX J1720.1+2638 OBS-ID =301

Anillo	r (kpc)	Proyectado				Deproyectado			
		kT (keV)	Abundancia (solar)	χ^2	dof	kT (keV)	Abundancia (solar)	χ^2	dof
1	0-27	4.41 ^{+0.13} _{-0.14}	0.46 ^{+0.05} _{-0.05}	0.77	197	4.0 ^{+0.3} _{-0.3}	0.42 ^{+0.14} _{-0.12}	0.76	197
2	27-41	4.57 ^{+0.13} _{-0.13}	0.48 ^{+0.05} _{-0.05}	0.69	191	4.1 ^{+0.3} _{-0.3}	0.64 ^{+0.17} _{-0.15}	0.68	191
3	41-55	4.88 ^{+0.14} _{-0.14}	0.40 ^{+0.05} _{-0.05}	0.81	200	4.6 ^{+0.4} _{-0.3}	0.37 ^{+0.13} _{-0.12}	0.81	200
4	55-71	5.06 ^{+0.13} _{-0.13}	0.40 ^{+0.05} _{-0.05}	0.75	211	4.5 ^{+0.3} _{-0.3}	0.50 ^{+0.12} _{-0.11}	0.75	211
5	71-89	5.41 ^{+0.18} _{-0.15}	0.34 ^{+0.05} _{-0.05}	0.77	208	5.6 ^{+0.5} _{-0.4}	0.25 ^{+0.12} _{-0.11}	0.77	208
6	89-109	5.48 ^{+0.21} _{-0.18}	0.33 ^{+0.05} _{-0.05}	0.69	203	4.2 ^{+0.3} _{-0.3}	0.49 ^{+0.14} _{-0.13}	0.71	203
7	109-140	6.3 ^{+0.2} _{-0.2}	0.36 ^{+0.05} _{-0.05}	0.77	237	6.4 ^{+0.5} _{-0.4}	0.35 ^{+0.12} _{-0.11}	0.77	237
8	140-177	6.3 ^{+0.2} _{-0.2}	0.35 ^{+0.05} _{-0.05}	0.82	241	6.1 ^{+0.4} _{-0.4}	0.47 ^{+0.11} _{-0.10}	0.82	241
9	177-225	6.5 ^{+0.2} _{-0.2}	0.23 ^{+0.05} _{-0.05}	0.73	239	6.4 ^{+0.5} _{-0.5}	0.18 ^{+0.10} _{-0.10}	0.73	239
10	225-273	6.7 ^{+0.4} _{-0.3}	0.29 ^{+0.07} _{-0.07}	0.93	213	6.1 ^{+0.6} _{-0.6}	0.25 ^{+0.13} _{-0.13}	0.93	216
11	273-410	7.4 ^{+0.5} _{-0.5}	0.32 ^{+0.09} _{-0.09}	0.66	304	7.4 ^{+0.5} _{-0.5}	0.32 ^{+0.09} _{-0.09}	0.66	304

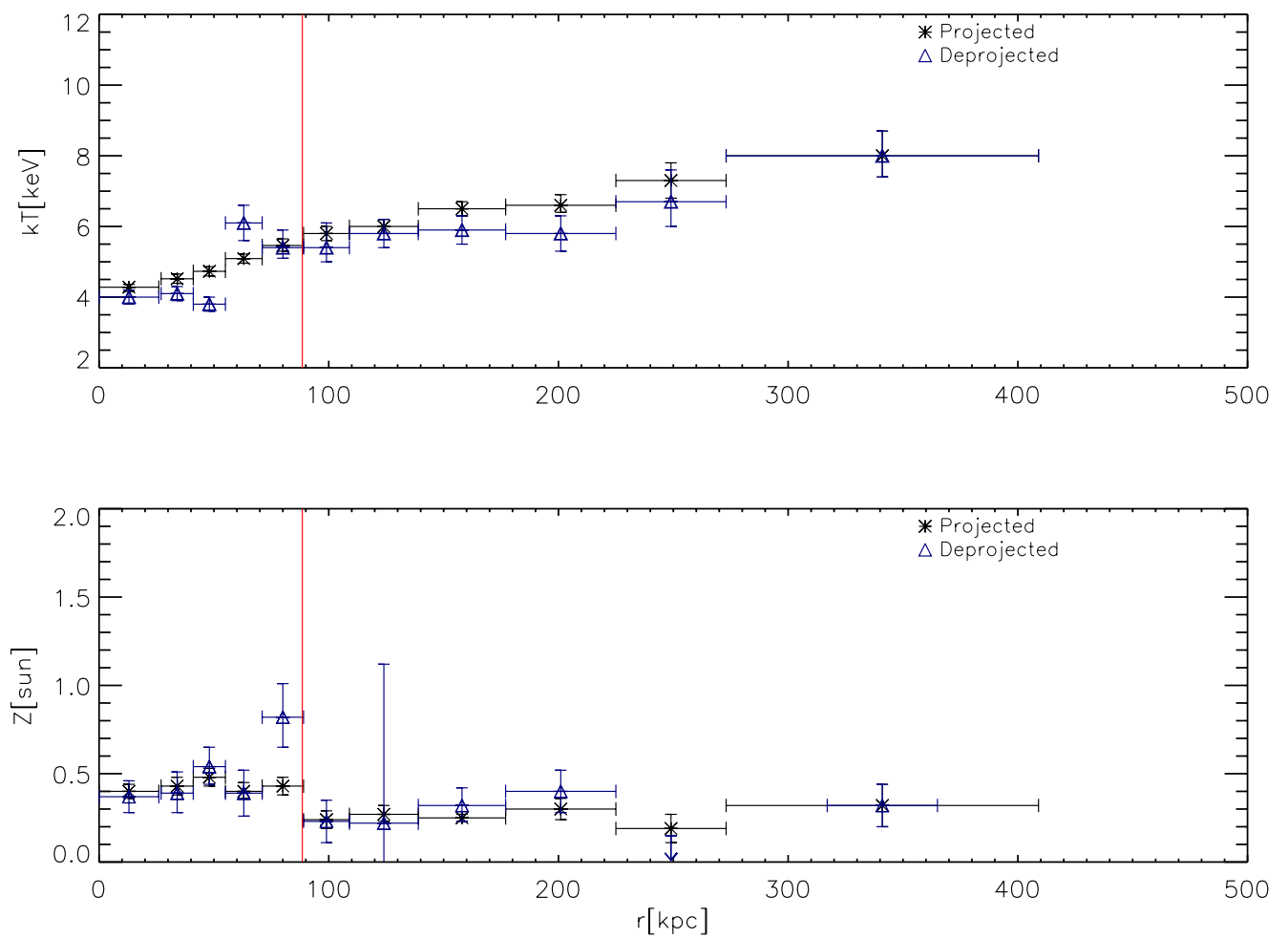


Figura 2.13: Perfil de Temperatura (arriba) y Perfil de Abundancia (abajo) para RX J1720.1+2638 para la observación OBS-ID:201 de *XMM-Newton*. La línea vertical roja indica $0.05R_{200}$, en este punto los perfiles de temperatura de cúmulos con núcleos fríos presentan incrementos abruptos (Burns et al. 2008).

Tabla 2.14: Perfiles de Temperatura y Absorción para RX J1720.1+2638 OBS-ID =401.

Anillo	r (kpc)	Proyectado				Deproyectado			
		kT (keV)	Abundancia (solar)	χ^2	dof	kT (keV)	Abundancia (solar)	χ^2	dof
1	0-27	4.42 ^{+0.16} _{-0.15}	0.50 ^{+0.3} _{-0.2}	0.88	163	4.1 ^{+0.5} _{-0.5}	0.5 ^{+0.3} _{-0.2}	0.88	163
2	27-41	4.53 ^{+0.16} _{-0.16}	0.49 ^{+0.07} _{-0.06}	0.69	168	4.0 ^{+0.3} _{-0.3}	0.56 ^{+0.20} _{-0.17}	0.68	168
3	41-55	5.01 ^{+0.17} _{-0.17}	0.41 ^{+0.06} _{-0.06}	0.92	179	4.2 ^{+0.5} _{-0.3}	0.49 ^{+0.15} _{-0.14}	0.92	179
4	55-71	4.88 ^{+0.15} _{-0.15}	0.39 ^{+0.05} _{-0.05}	0.99	189	5.4 ^{+0.6} _{-0.4}	0.38 ^{+0.16} _{-0.15}	1.04	189
5	71-89	5.48 ^{+0.22} _{-0.17}	0.40 ^{+0.06} _{-0.06}	1.00	189	5.4 ^{+0.5} _{-0.4}	0.35 ^{+0.15} _{-0.14}	0.64	189
6	89-109	5.5 ^{+0.2} _{-0.2}	0.42 ^{+0.07} _{-0.07}	0.75	179	5.3 ^{+0.5} _{-0.4}	0.58 ^{+0.17} _{-0.16}	0.88	179
7	109-140	5.9 ^{+0.2} _{-0.2}	0.32 ^{+0.06} _{-0.06}	0.75	204	5.2 ^{+0.4} _{-0.4}	0.24 ^{+0.12} _{-0.11}	0.77	204
8	140-177	6.6 ^{+0.2} _{-0.2}	0.36 ^{+0.07} _{-0.06}	0.69	216	6.4 ^{+0.5} _{-0.5}	0.57 ^{+0.16} _{-0.15}	0.71	216
9	177-225	6.5 ^{+0.3} _{-0.3}	0.32 ^{+0.07} _{-0.07}	0.73	219	6.0 ^{+0.5} _{-0.5}	0.32 ^{+0.13} _{-0.12}	0.72	219
10	225-273	6.8 ^{+0.5} _{-0.4}	0.33 ^{+0.10} _{-0.09}	0.80	198	6.8 ^{+0.7} _{-1.0}	0.27 ^{+0.19} _{-0.18}	0.80	198
11	273-410	6.8 ^{+0.7} _{-0.4}	0.38 ^{+0.12} _{-0.11}	0.61	277	6.8 ^{+0.7} _{-0.4}	0.38 ^{+0.12} _{-0.11}	0.61	277

Tabla 2.15: Perfiles de Temperatura y Absorción para RX J1720.1+2638 observaciones combinadas de *Chandra*.

Anillo	r (kpc)	Proyectado				Deproyectado			
		kT (keV)	Abundancia (solar)	χ^2	dof	kT (keV)	Abundancia (solar)	χ^2	dof
1	0-27	5.4 ^{+0.4} _{-0.4}	< 0.10	1.27	196	5.3 ^{+0.4} _{-0.4}	< 0.04	1.26	196
2	27-41	5.5 ^{+0.3} _{-0.3}	0.09 ^{+0.04} _{-0.04}	1.01	169	4.5 ^{+0.6} _{-0.6}	< 0.22	1.01	169
3	41-55	6.7 ^{+0.7} _{-0.7}	< 0.08	1.03	163	5.8 _{unbounded}	0.07 _{unbounded}	1.03	163
4	55-71	7.8 ^{+0.6} _{-0.6}	< 0.04	0.74	161	8.1 ^{+1.1} _{-1.1}	< 0.11	0.73	161
5	71-89	7.8 ^{+0.6} _{-0.6}	< 0.04	0.88	153	6.0 ^{+1.3} _{-1.3}	< 0.02	0.88	153
6	89-109	8.9 ^{+1.3} _{-1.3}	< 0.10	0.91	154	8.3 ^{+1.6} _{-1.6}	< 0.07	0.92	154
7	109-140	8.8 ^{+0.7} _{-0.7}	0.20 ^{+0.09} _{-0.09}	0.76	186	8.7 ^{+1.2} _{-1.2}	0.32 ^{+0.2} _{-0.2}	0.76	186
8	140-177	9.5 ^{+0.8} _{-0.8}	< 0.09	0.89	188	7.9 ^{+1.3} _{-1.3}	< 0.02	0.90	188
9	177-225	10.5 ^{+1.1} _{-1.1}	0.31 ^{+0.14} _{-0.14}	0.84	180	12.9 ^{+4.3} _{-4.3}	0.48 ^{+0.37} _{-0.37}	0.84	180
10	225-273	9.3 ^{+1.2} _{-1.2}	0.23 ^{+0.14} _{-0.14}	0.71	160	8.5 ^{+2.6} _{-2.6}	< 0.6	0.71	160
11	273-410	9.8 ^{+1.1} _{-1.1}	0.47 ^{+0.15} _{-0.15}	0.65	254	9.8 ^{+1.1} _{-1.1}	0.47 ^{+0.15} _{-0.15}	0.65	254

de los errores, mostrando la probable presencia de un núcleo frío, ya que se tiene una caída abrupta de la temperatura en aproximadamente 100 kpc cayendo de ≈ 7 keV hasta 4 keV. Burns et al. (2008) indica que los perfiles de temperatura de cúmulos con núcleos fríos presentan incrementos abruptos $\approx 0.05R_{200}$, después su comportamiento es casi constante dentro de una región comprendida entre $\approx 0.05R_{200}$ a $\approx 0.3R_{200}$. Para obtener el valor de R_{200} usamos la aproximación $0.1R_{200} \approx 0.18R_{500}$ dada por Zhang et al. (2007), entonces para RX J1720.1+2638, $0.05R_{200} \approx 88.5$ kpc, $0.3R_{200} \approx 531$ kpc el cual va más allá de nuestro análisis. Observamos entonces que para RX J1720.1+2638 en la Figura 2.13 y en la Figura 2.14, la vertical indica $0.05R_{200}$ donde encontramos el aumento de temperatura hacia las afueras del sistema para todos los datos analizados.

Abell 267 cuenta con la mayor emisión en rayos-X dentro de un radio de 660 kpc como lo describimos en la Sección § 2.3.2, el cual dividimos en 6 anillos concéntricos para obtener su perfil radial. Cada anillo cuenta con al menos 4000 cuentas, lo que nos asegura suficiente señal a ruido para la obtención de los parámetros como son la temperatura y la absorción. El análisis de los datos en rayos -X tanto para las observaciones disponibles (OBS-ID: 401) de *XMM-Newton* así como las observaciones (OBS-ID:1458 y OBS-ID:3580) de *Chandra* se realizaron de la misma manera que para RX J1720.1+2638, como se describió previamente en esta Sección, realizamos la combinación de espectros obtenidos a partir de las dos observaciones de *Chandra* según lo descrito en la Sección §2.4.1. Igualmente se realizó la deproyección de los seis anillos siguiendo el método descrito en la Sección §2.2.3.

Los resultados de temperatura para Abell 267, tanto proyectadas y deproyectadas, con los datos de las observaciones de *XMM-Newton*, se presentan en la Figura 2.18 así como en la Tabla 2.16, para comparación, en la Tabla 2.17 presentamos los resultados del perfil radial de la temperatura en la columna 3 para los resultados proyectados y en la columna 7 para los deproyectados obtenidos a partir de los espectros combinados de las observaciones (OBS-ID:1458 y OBS-ID:3580) de *Chandra*. Los ajustes a cada espectro de cada anillo, se realizaron con el modelo *wabs*apec* fijando la absorción al valor galáctico (ver Tabla 2.11), dejando como parámetros libres la temperatura, la abundancia y la normalización según se describe en el Anexo A. Un gráfico del perfil de temperatura para la observación con mayor señal a ruido se presenta en la parte superior de la Figura 2.16, que corresponde a la OBS-ID:401 de *XMM-Newton*, podemos ver que la temperatura del medio intracúmulo se mantiene prácticamente constante a lo largo del cúmulo con una temperatura promedio de ≈ 6.0 keV.

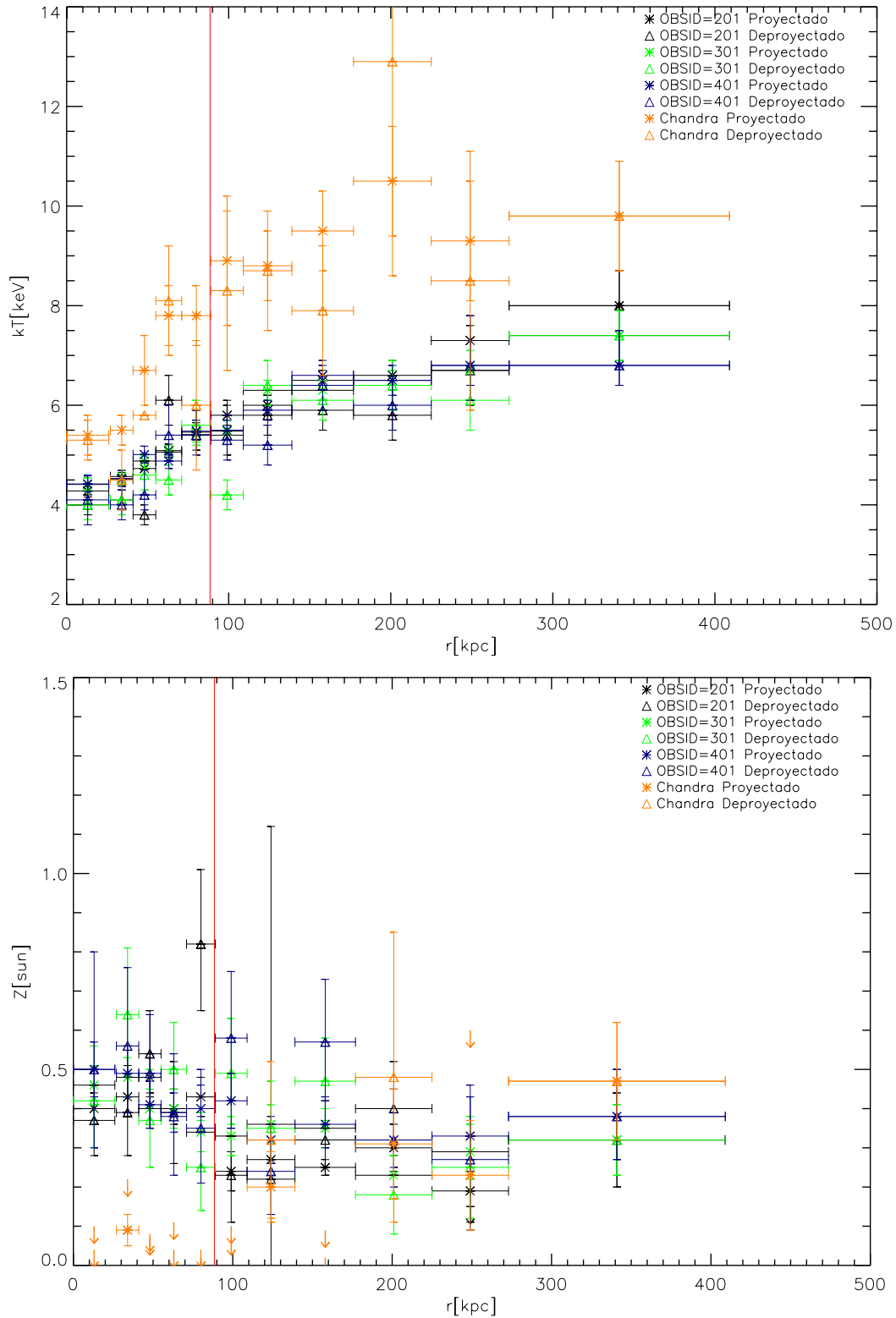


Figura 2.14: Perfil de temperatura (arriba) y abundancia(abajo) de RX J1720.1+2638. Comparación entre las observaciones OBS-ID:201, OBS-ID:301, OBS-ID: 401 de *XMM-Newton* y la combinación de las observaciones (OBS-ID:1453, OBS-ID:3224 y OBS-ID:4361) *Chandra*. La línea vertical roja indica $0.05R_{200}$. Burns et al. (2008) indica que los perfiles de temperatura de cúmulos con núcleos fríos presentan incrementos abruptos $\approx 0.05R_{200}$, después su comportamiento es casi constante.

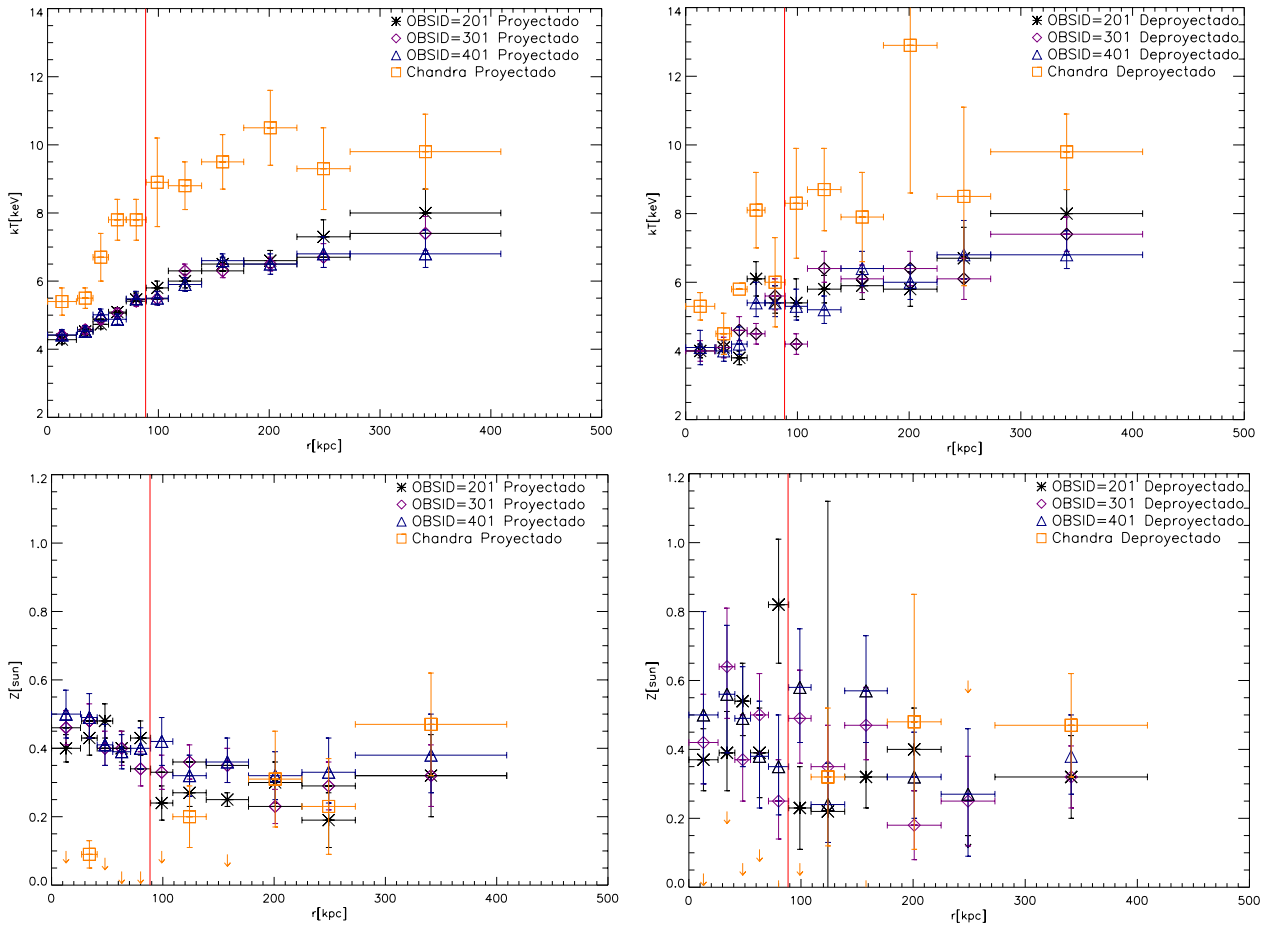


Figura 2.15: Perfil de temperatura (arriba) y abundancia (abajo) de RX J1720.1+2638. Comparación entre las observaciones OBS-ID:201, OBS-ID:301, OBS-ID: 401 de *XMM-Newton* y la combinación de las observaciones (OBS-ID:1453, OBS-ID:3224 y OBS-ID:4361) *Chandra*. Valores Proyectados lado izquierdo, valores deproyectados lado derecho. La línea vertical roja indica $0.05R_{200}$. Burns et al. (2008) indica que los perfiles de temperatura de cúmulos con núcleos fríos presentan incrementos abruptos $\approx 0.05R_{200}$, después su comportamiento es casi constante.

De acuerdo con lo descrito por Burns et al. (2008), para Abell 267 a radios mayores que $0.05R_{200} \approx 70$ kpc, debiera presentar un incremento abrupto en la temperatura y de ahí seguir constante hasta $0.3R_{200} \approx 417$ kpc (en donde $0.1R_{200} \approx 0.18R_{500}$, Zhang et al. 2007). Sin embargo, en el anillo más central se observa un incremento en la temperatura llegando hasta casi los 10 keV, con respecto a la temperatura promedio de los demás anillos en donde se puede apreciar una temperatura casi constante de alrededor 5.5 keV.

Perfil de Abundancia de Metalicidad

El perfil de abundancias Z nos proporciona información de la metalicidad del sistema a lo largo de la región con mayor emisión en rayos-X. Para conocer la metalicidad del cúmulo, se obtiene el perfil de abundancias, el cual nos va a ayudar a determinar la metalicidad promedio de cada región del cúmulo para poder saber las variaciones de ésta con los cambios de temperatura. Este parámetro se obtuvo a partir del ajuste de los espectros de cada sistema, usando XSPEC y Sherpa para los datos de *XMM-Newton* y *Chandra* respectivamente. Los ajustes para cada elemento de la muestra se realizaron con un modelo simple de plasmas calientes en conjunto con el parámetro de absorción ($wabs*apec$) como se describió en la Sección §2.4.1, para ambos sistemas. En la parte inferior de la Figura 2.13 se presentan los resultados de la OBS-ID:201 de RX J1720.1+2638 para la abundancia de metalicidad, el cual se encuentra en general un perfil plano para la región más central, con gradiente alrededor del anillo 5. Si lo comparamos con la gráfica de la parte superior en donde tenemos la temperatura podemos ver que al parecer coincide con el punto donde se encuentra la caída de la temperatura, después de ese punto hacia las regiones más centrales se aprecia una disminución en la abundancia llegando a tener un comportamiento casi constante, dentro de los errores, aunque con una abundancia un poco mayor que en las partes externas del sistema (los objetos con una temperatura central que tiende a caer, presentan altas metalicidades en el centro; Lovisari et al. 2013), probablemente debido al proceso de formación de la galaxia central eyectando gas al medio intracúmulo, perfiles de este tipo se han observado en Virgo/M87 por Bohringer et al. (2001). Para comparación en las Figuras 2.14 y 2.15 en la parte inferior tenemos gráficos con los resultados para la abundancia de metales de todas las observaciones para RX J1720.1+2638, el comportamiento del perfil, en general es el mismo, dentro de los errores tenemos un perfil plano con un ligero incremento en la parte central del sistema. Sin embargo, los datos de *Chandra* nos proporcionaron valores con

Tabla 2.16: Perfiles de Temperatura y Absorción para Abell 267 OBS-ID =401

Anillo	r (kpc)	Proyectado				Deproyectado			
		kT (keV)	Abundancia (solar)	χ^2	dof	kT (keV)	Abundancia (solar)	χ^2	dof
1	0-73	$6.5^{+0.5}_{-0.4}$	$0.17^{+0.09}_{-0.09}$	0.74	114	$9.0^{+4.0}_{-2.0}$	<0.40	0.73	114
2	73-110	$6.1^{+0.4}_{-0.4}$	$0.22^{+0.11}_{-0.11}$	0.59	107	$5.9^{+1.3}_{-1.1}$	<0.30	0.59	107
3	110-147	$6.0^{+0.4}_{-0.4}$	$0.31^{+0.11}_{-0.11}$	0.75	109	$6.3^{+1.4}_{-1.0}$	$0.5^{+0.3}_{-0.3}$	0.75	109
4	147-220	$5.8^{+0.4}_{-0.4}$	$0.20^{+0.07}_{-0.07}$	0.70	147	$5.9^{+0.6}_{-0.6}$	$0.20^{+0.13}_{-0.12}$	0.70	147
5	220-331	$5.8^{+0.4}_{-0.4}$	$0.20^{+0.08}_{-0.07}$	0.83	157	$5.7^{+0.6}_{-0.6}$	$0.20^{+0.12}_{-0.11}$	0.83	157
6	331-660	$6.1^{+0.5}_{-0.5}$	$0.22^{+0.10}_{-0.09}$	0.84	257	$6.1^{+0.5}_{-0.5}$	$0.22^{+0.10}_{-0.09}$	0.89	257

Tabla 2.17: Perfiles de Temperatura y Absorción para Abell 267 observaciones combinadas de *Chandra*

Anillo	r (kpc)	Proyectado				Deproyectado			
		kT (keV)	Abundancia (solar)	χ^2	dof	kT (keV)	Abundancia (solar)	χ^2	dof
1	0-73	$7.1^{+1.4}_{-1.0}$	$0.24^{+0.22}_{-0.20}$	0.80	68	$9.8^{+6.0}_{-3.0}$	< 1.1	1.03	70
2	73-110	$5.7^{+1.0}_{-0.8}$	$0.25^{+0.22}_{-0.20}$	0.85	63	$4.3^{+1.1}_{-0.9}$	< 0.6	0.99	63
3	110-147	$7.8^{+2.1}_{-1.4}$	$0.33^{+0.27}_{-0.26}$	0.72	65	$13.0^{+25.0}_{-5.0}$	< 2.0	0.86	65
4	147-220	$5.25^{+0.94}_{-0.59}$	$0.16^{+0.14}_{-0.13}$	1.01	101	$4.9^{+1.1}_{-0.8}$	< 0.2	1.01	98
5	220-331	$6.3^{+1.1}_{-0.9}$	$0.54^{+0.29}_{-0.25}$	0.99	99	$6.3^{+1.8}_{-1.1}$	$0.5^{+0.4}_{-0.3}$	0.99	96
6	331-660	$7.6^{+2.4}_{-1.6}$	$0.48^{+0.42}_{-0.35}$	1.39	205	$7.6^{+2.4}_{-1.6}$	$0.48^{+0.42}_{-0.35}$	1.39	205

límites superiores sin poder estimar los errores, los valores son mucho menores que para las otras observaciones, por lo tanto, estos resultados los consideramos no confiables. Probablemente de deba a la combinación de los espectros finales de las dos observaciones disponibles para este satélite. Todos los resultados se encuentran tabulados en la Tabla 2.12 a la Tabla 2.15.

El perfil radial para la abundancia de metales de Abell 267 presenta un comportamiento plano casi constante, dentro de los errores, como podemos ver en la Figura 2.16 (parte inferior) al ser ambos perfiles tan planos (temperatura y abundancia de metales) sugiere la presencia de fusiones mayores de galaxias en el centro del sistema o actividad en el AGN central. Con motivo de realizar una comparación entre nuestros propios resultados en la Figura 2.17 y en la Figura 2.18 en la parte inferior, presentamos un gráfico con los resultados para la abundancia

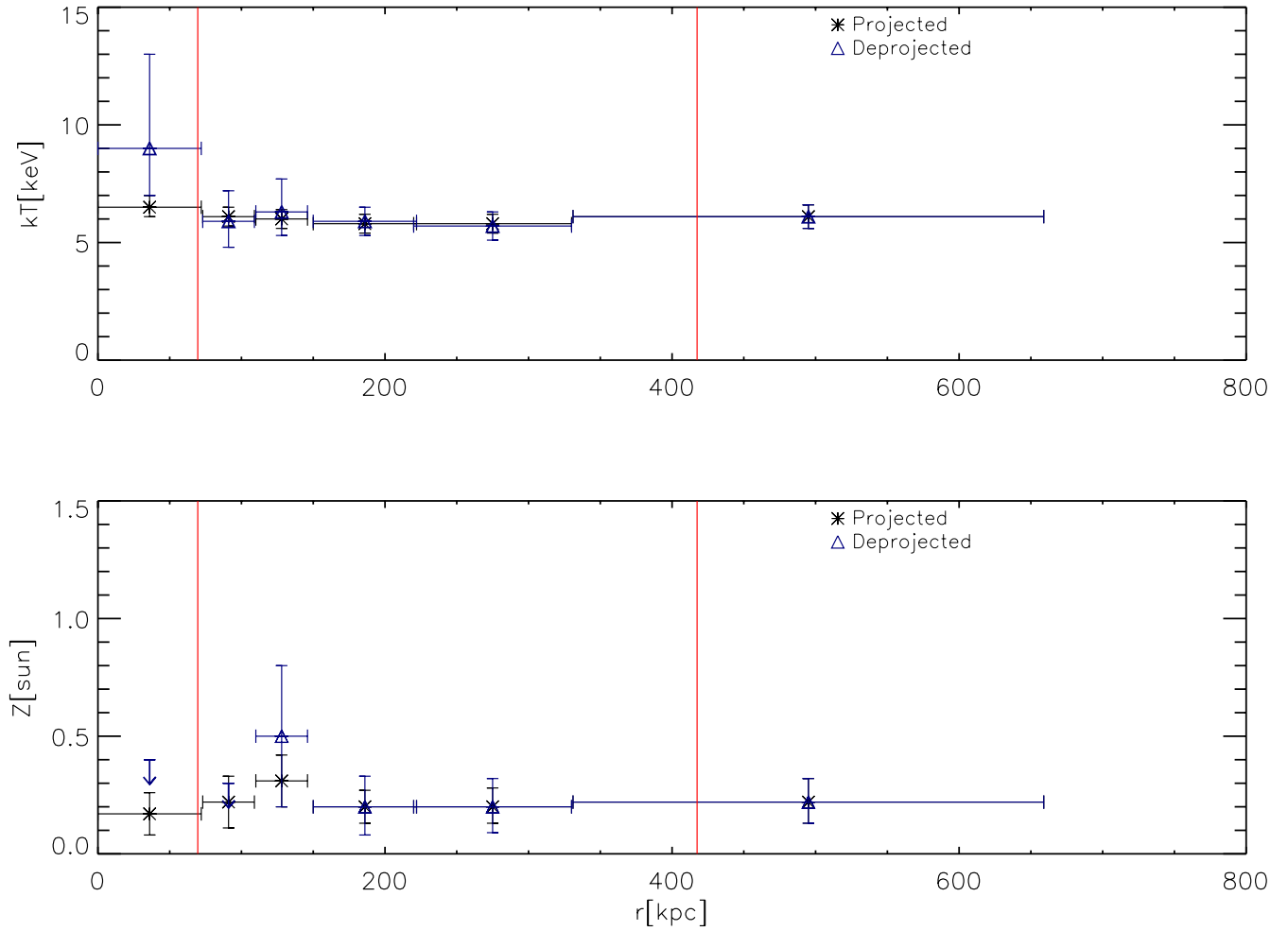


Figura 2.16: Perfil de Temperatura (arriba) y Perfil de Abundancia (abajo) de Abell 267 para la OBS-ID: 401 de *XMM-Newton*. Las líneas verticales rojas indican el rango entre $\approx 0.05R_{200}$ a $\approx 0.3R_{200}$. Burns et al. (2008) indica que los perfiles de temperatura de cúmulos con núcleos fríos presentan incrementos abruptos $\approx 0.05R_{200}$, después su comportamiento es casi constante dentro de una región comprendida entre $\approx 0.05R_{200}$ a $\approx 0.3R_{200}$.

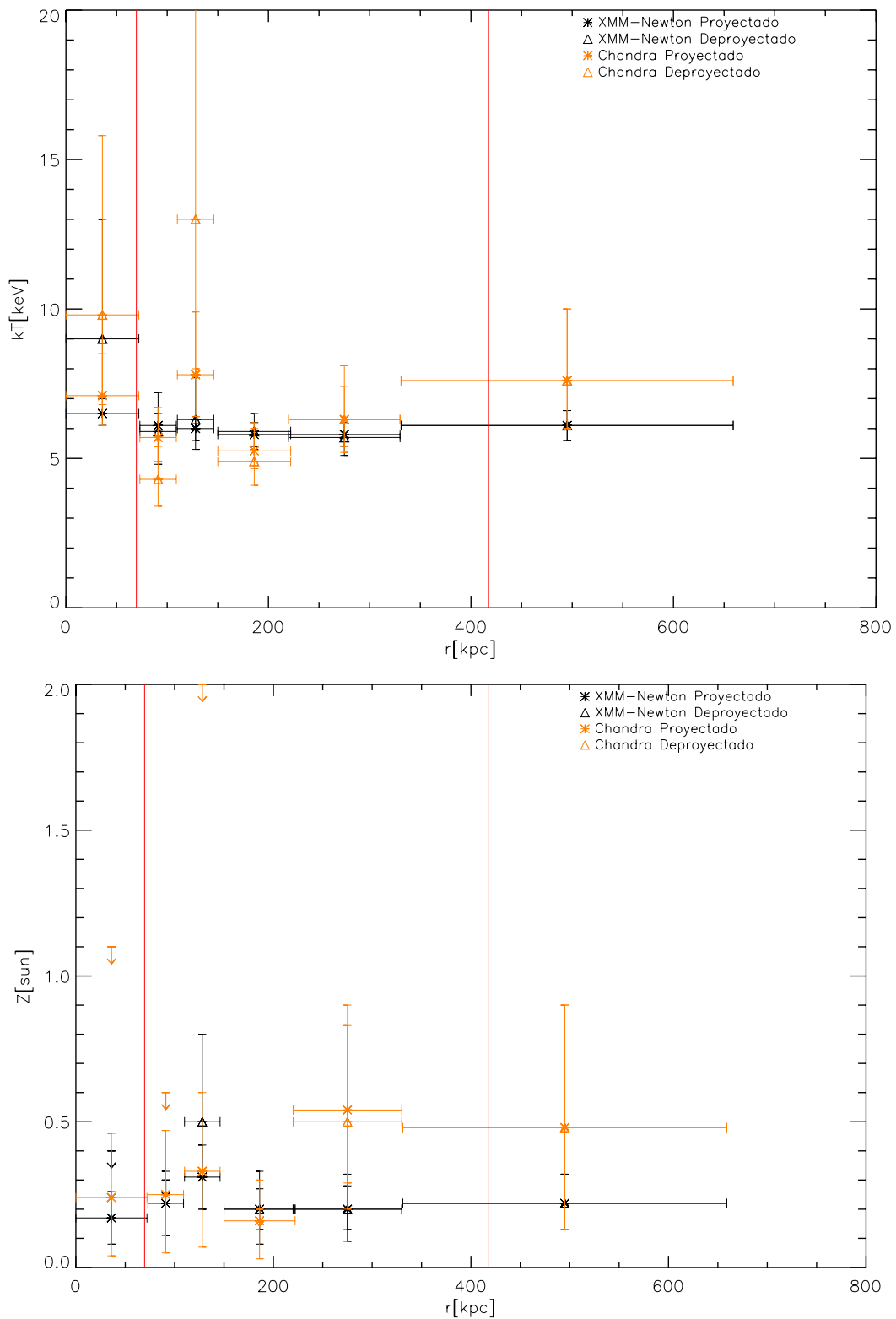


Figura 2.17: Perfil de temperatura (arriba) y abundancia(abajo) de Abell 267. Comparación entre los resultados obtenidos de las observaciones OBS-ID:401 de *XMM-Newton* y la combinación de las observaciones (OBS-ID:1458 y OBS-ID:3580) de *Chandra*. Las líneas verticales rojas indican el rango entre $\approx 0.05R_{200}$ a $\approx 0.3R_{200}$. Burns et al. (2008) indica que los perfiles de temperatura de cúmulos con núcleos fríos presentan incrementos abruptos $\approx 0.05R_{200}$, después su comportamiento es casi constante dentro de una región comprendida entre $\approx 0.05R_{200}$ a $\approx 0.3R_{200}$.

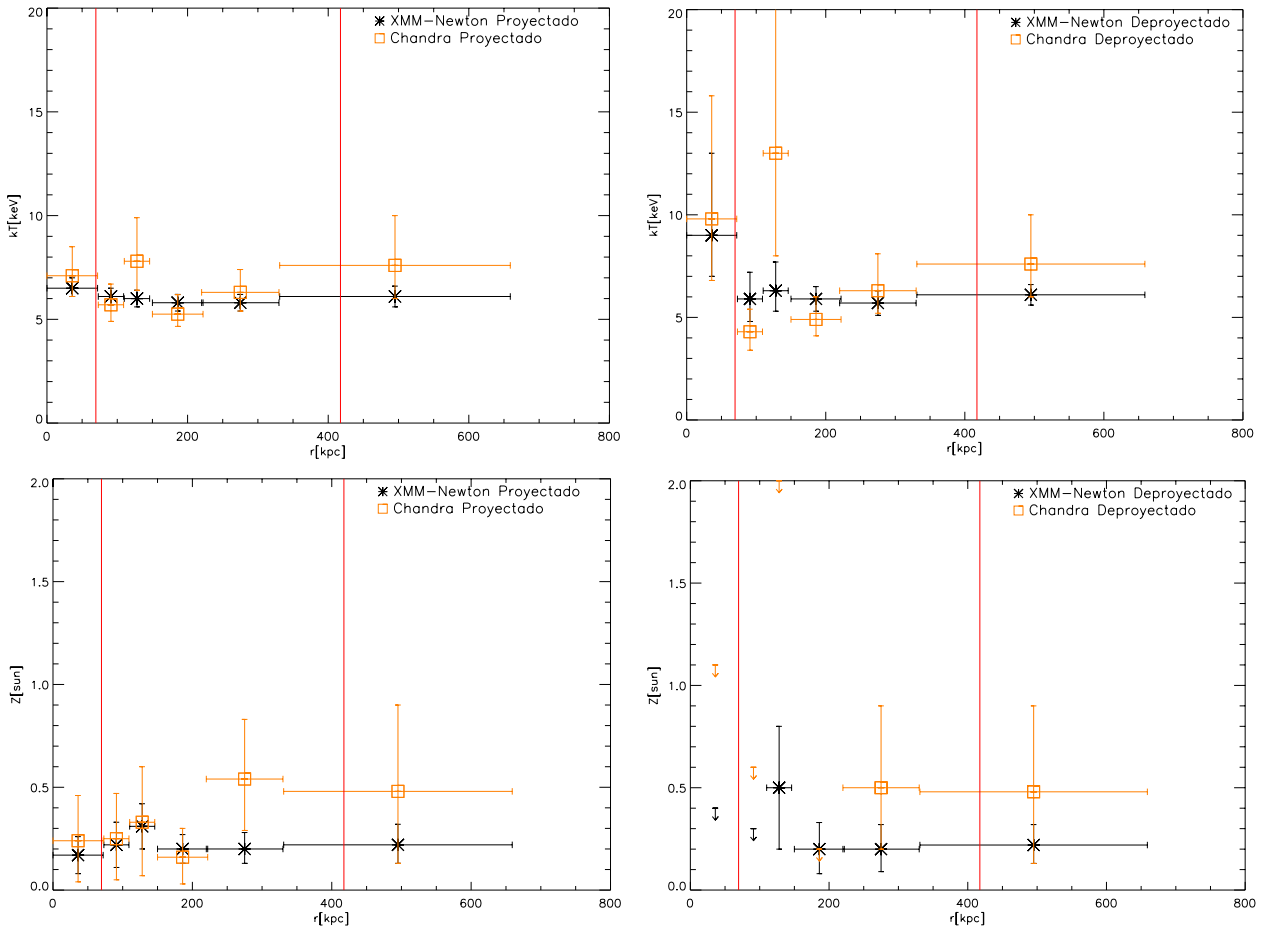


Figura 2.18: Perfil de temperatura (arriba) y abundancia (abajo) de Abell 267. Comparación entre los resultados obtenidos de las observaciones OBS-ID:401 de *XMM-Newton* y la combinación de las observaciones (OBS-ID:1458 y OBS-ID:3580) de *Chandra*. Valores proyectados lado izquierdo, valores deproyectados lado derecho. Las líneas verticales rojas indican el rango entre $\approx 0.05R_{200}$ a $\approx 0.3R_{200}$. Burns et al. (2008) indica que los perfiles de temperatura de cúmulos con núcleos fríos presentan incrementos abruptos $\approx 0.05R_{200}$, después su comportamiento es casi constante dentro de una región comprendida entre $\approx 0.05R_{200}$ a $\approx 0.3R_{200}$.

de metales obtenida a partir de los ajustes para los espectros. Como podemos apreciar, los datos de *Chandra* presentan límites superiores en los anillos centrales sin llegar a coincidir con los datos de *XMM-Newton*, sucediendo al contrario para las regiones más externas en donde los resultados son consistentes entre ambas observaciones, dentro de los errores. En la Figura 2.18 se encuentran los gráficos de los valores proyectados y deproyectados por separado para poder realizar comparación entre los mismos. Los resultados se encuentran tabulados en la Tabla 2.16 y en la Tabla 2.17.

De Grandi & Molendi (2001) indicaron que los cúmulos NCC presentan perfiles de abundancia planos comparados con los gradientes que se han visto en los cúmulos CC. Johnson et al. (2011) con una muestra de 28 grupos de galaxias usando datos de *XMM-Newton* realiza un estudio acerca de los perfiles de abundancia en grupos de galaxias con CC y NCC, encontrando que los grupos que siguen un perfil de temperatura CC presentan un gradiente en abundancia hacia el centro del grupo, mientras que los NCC parecen tener un perfil un poco más plano.

Perfil de Densidad

El perfil de densidad electrónica nos proporciona información detallada sobre la dependencia del ICM con respecto a los cambios de temperatura y la distancia dentro de la zona de mayor emisión en rayos-X.

Basándonos en la definición de la normalización de un modelo de emisión térmica, es posible determinar la densidad electrónica del ICM. Por lo tanto, se obtuvo un perfil de densidad electrónica deproyectada para cada uno de los anillos usando la definición de normalización para el modelo *apec* en *XSPEC* que es proporcional a la medida de emisión (ver Sección §2.2.3). Supusimos que la densidad del gas caliente tiene un valor para el volumen dado de cada anillo concéntrico. Entonces, suponiendo simetría esférica, ajustamos el perfil de densidad a un β -model (Cavaliere & Fusco Fermiano 1976, 1978) apropiado bajo suposiciones de sistemas virializados y relajados. Este ajuste nos permitió determinar la densidad central promedio de cada sistema r_0 , el radio del núcleo n_0 , así como el índice β , descrito en la Sección §2.2.3.

La densidad electrónica del cúmulo RX J1720.1+2638 fue calculada a partir de los valores de la normalización deproyectada del modelo ($wabs*apec$) ajustado al espectro en rayos-X en cada uno de los 10 anillos. Con estos datos se ajustó la densidad a la parte externa del sistema (aproximadamente a partir de 80 kpc) debido al incremento en densidad electrónica en las

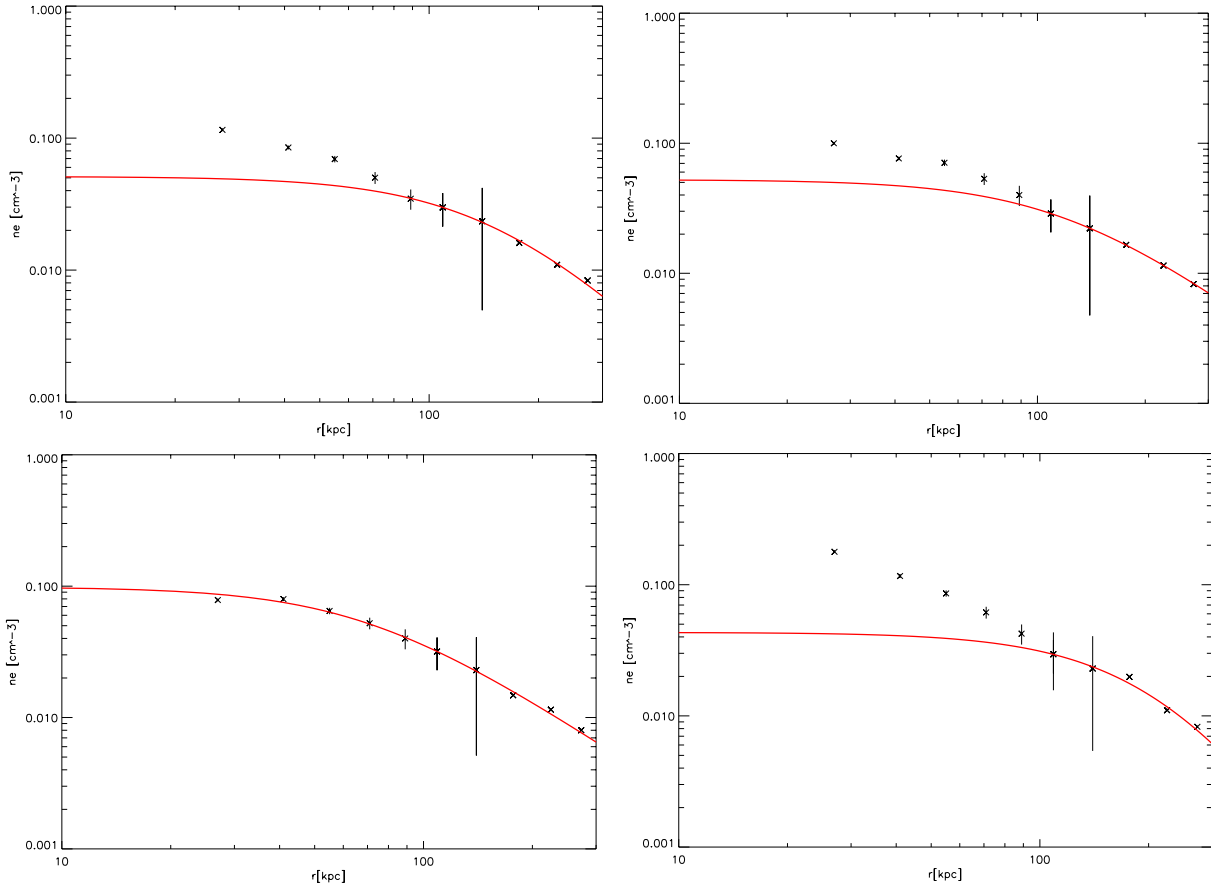


Figura 2.19: Ajuste a un β -modelo de la densidad electrónica, el mejor ajuste en línea roja de RX J1720.1+2638, arriba: izquierda OBS-ID: 201, derecha OBS-ID: 301; abajo: izquierda OBS-ID: 401, derecha observación combinada de *Chandra*.

partes centrales lo cual es típico de sistemas que presentan núcleos fríos. Entonces ajustando la densidad electrónica con el β -modelo logramos conocer la densidad central promedio del sistema, así como el radio del núcleo tabulados en la Tabla 2.18, el mejor ajuste se presenta en la gráfica de la Figura 2.19, para cada una de las observaciones de RX J1720.+2638, los errores fueron calculados a través de la desviación estándar.

El mismo procedimiento se siguió para Abell 267, se obtuvo la densidad electrónica deproyectada para posteriormente ajustarla a un β -modelo en los 5 anillos en que hemos dividido nuestro objeto. Obteniendo los valores tabulados en la Tabla 2.18, el mejor ajuste se muestra en la figura 2.20.

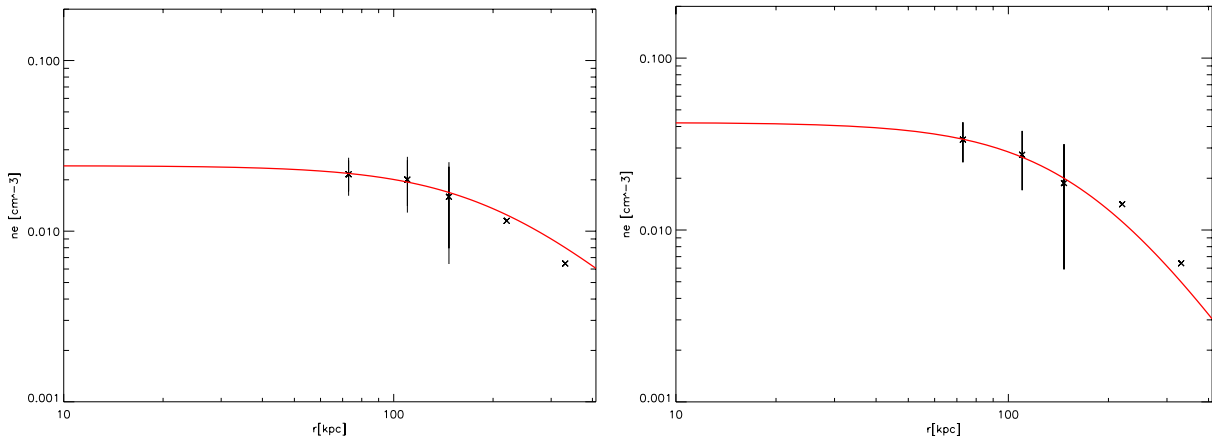


Figura 2.20: Ajuste a un beta model de la densidad electrónica, el mejor ajuste en línea roja de Abell 267, izquierda OBS-ID: 401, derecha observación combinada de *Chandra*.

Perfil de Masa

El perfil de masa del sistema se obtiene a partir del resultado de la densidad electrónica, suponiendo equilibrio hidrostático, distribución esférica, una temperatura constante del gas intracúmulo, aplicando un modelo de ajuste NFW (Navarro et al. 1995) a la distribución de la densidad del medio ρ_m , como se describe en la Sección §2.2.3. Escalando el radio de escala $r_s = R_s$, al radio donde la densidad crítica del Universo es 500 veces tenemos R_{500} , entonces haciendo la extrapolación para M_{500} obtenemos la masa del sistema.

El perfil de masa promedio para RX J1720.1+2638 se realizó tomando en cuenta los diez anillos centrales del cúmulo. Suponiendo equilibrio hidrostático encontramos la masa total del sistema con la temperatura y la densidad obtenidas del ajuste espectral de rayos-X, también se consideró una temperatura isoterma de 4.7 keV combinándola con la densidad obtenida con el β -model y con la densidad resultante del ajuste espectral. El perfil de masa promedio se ajustó a un modelo NFW los errores fueron calculados por desviación estandar, el mejor ajuste se presenta en la Figura 2.21.

Para Abell 267 se obtuvo la masa total considerando una temperatura isoterma de 5.2 keV combinándola con la densidad obtenida con el β -model, así como con la densidad del ajuste espectral, con la densidad resultante del β -model y por último combinado la densidad y la temperatura del ajuste espectral. El mejor ajuste se presenta en la Figura 2.22. Los resultados de ambos sistemas se encuentran tabulados en la Tabla 2.18.

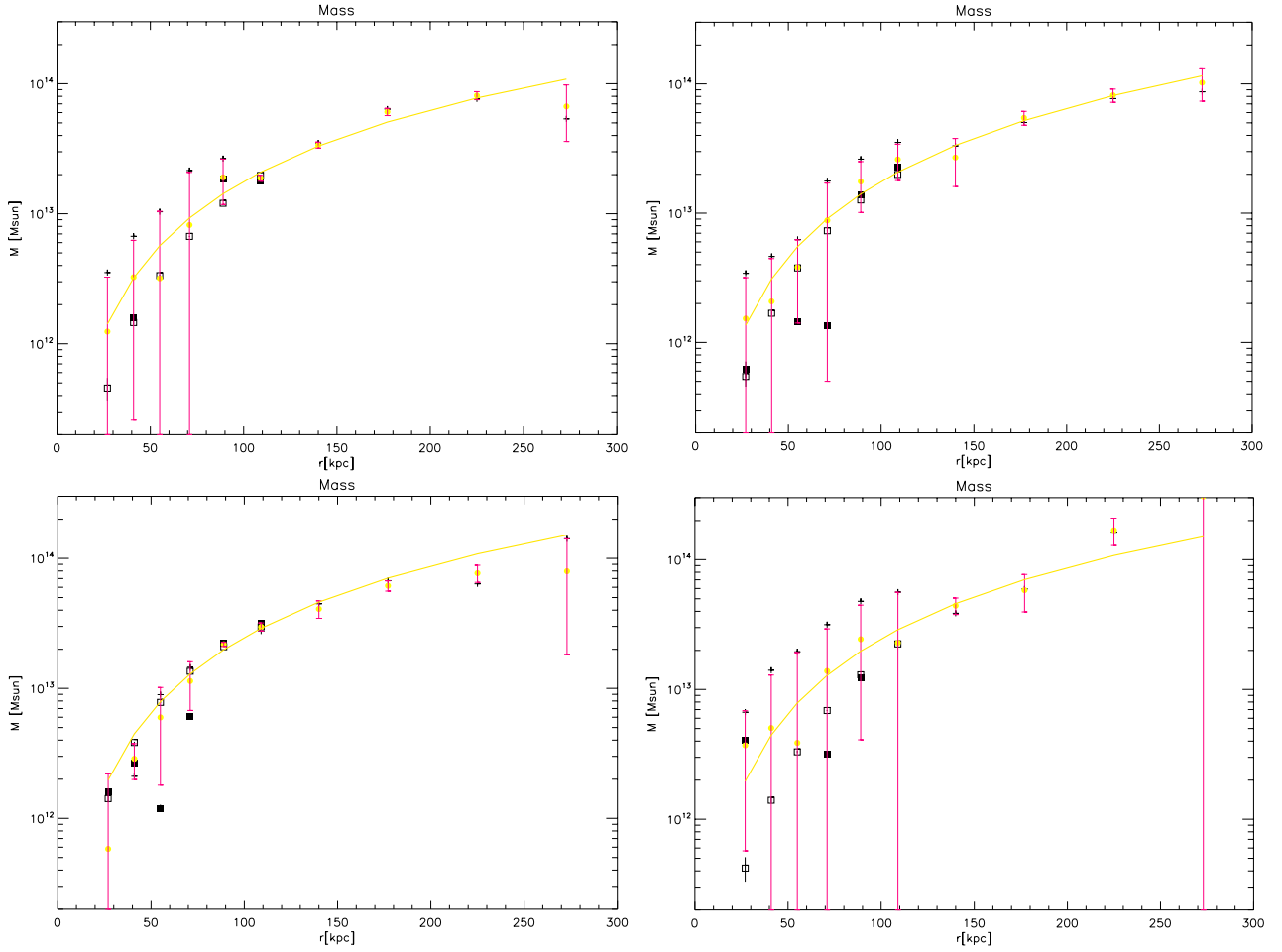


Figura 2.21: Ajuste a un modelo NFW para la masa del sistema, el mejor ajuste en línea roja de RX J1720.1+2638, arriba: izquierda OBS-ID: 201, derecha OBS-ID: 301; abajo: izquierda OBS-ID: 401, derecha observación combinada de *Chandra*.

Tabla 2.18: Resultados globales para RX J1720.1+2638 y Abell 267

Nombre	OBS-ID	n_0 (cm^{-3})	r_0 (kpc)	β	R_{500} (Mpc)	M_{500} ($\times 10^{15} M_{\odot}$)
RX J1720.1+2638	201	0.05	155.5	0.89	0.92 ± 0.54	0.7 ± 0.3
RX J1720.1+2638	301	0.05	123.0	0.69	1.12 ± 0.57	1.2 ± 0.4
RX J1720.1+2638	401	0.09	70.0	0.61	1.08 ± 0.55	1.2 ± 0.5
RX J1720.1+2638	Chandra	0.04	243.6	1.41	1.65 ± 0.57	1.2 ± 0.5
Abell 267	401	0.24	201.8	0.56	2.58 ± 0.47	5.5 ± 0.2
Abell 267	Chandra	0.04	176.23	0.94	2.2 ± 0.4	4.3 ± 0.3

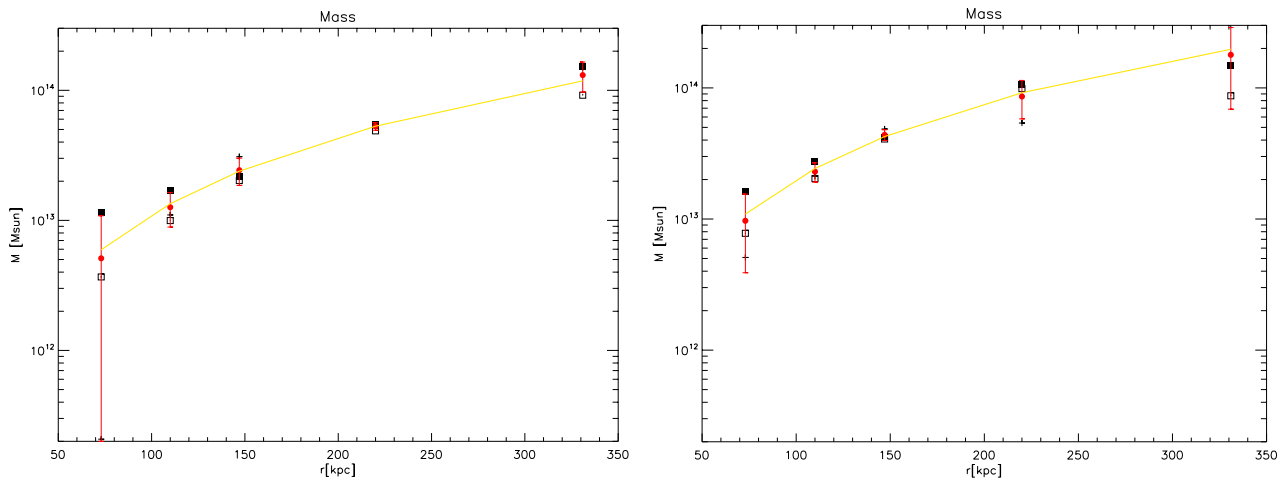


Figura 2.22: Ajuste a un modelo NFW para la masa del sistema, el mejor ajuste en línea roja de Abell 267, izquierda OBS-ID: 401, derecha observación combinada de *Chandra*.

Discusión

Los sistemas fósiles de galaxias se clasifican como sistemas caracterizados con una diferencia de magnitud absoluta en la banda- r , entre la galaxia más brillante y la segunda galaxia más brillante, de $\Delta m_{12} \geq 2$ mag y localizada dentro del medio radio de virial ($0.5r_{vir}$), considerando r_{vir} en R_{200} (Jones et al. 2003). Estos sistemas presentan L_X elevadas típicamente, imponiendo como condición, mayor a 10^{42} erg s $^{-1}$.

Basado en esta definición Santos et al. (2007) realizó un catálogo de 34 sistemas fósiles. Estos sistemas fueron reclasificados según su naturaleza fósil por Zarattini et al. (2014). Se consideró un nuevo criterio más refinado para la clasificación como sistema fósil: un sistema fósil es aquél que satisface alguno de los dos criterios ya sea el de Jones et al. (2003) y Dariush et al. (2010), en donde $\Delta_{12} \geq 2$ mag y $\Delta_{14} \geq 2.5$ mag respectivamente. Como resultado sólo 15 sistemas, de los 34 candidatos, permanecieron con la clasificación de sistema fósil.

Esta tesis está enfocada en la emisión en rayos-X de sistemas con observaciones públicas en *XMM-Newton* y *Chandra*. Además, los sistemas observados con *Suzaku* fueron analizados por Kundert et al. (2015). Por lo tanto con este conjunto de datos podremos incrementar nuestro entendimiento de los FSs así como determinar las propiedades generales en rayos-X de los sistemas fósiles. En particular se estudiará, en los casos que los datos lo permitan, la presencia de núcleos fríos, así como los procesos de calentamiento de los núcleos centrales en casos de no encontrarse núcleos fríos y el perfil de metalicidad para así poder arrojar luz sobre los mecanismos físicos que dominan en la formación y evolución de este tipo de objetos.

Para conocer las características de los sistemas fósiles y no-fósiles realizamos un estudio sistemático a 8 objetos (FS1, FS2, FS5, FS6, FS9, FS11, FS20 y FS31) seleccionados de la muestra de los sistemas fósiles en Santos et al. (2007), los cuales cuentan con observaciones públicas en rayos-X en *XMM-Newton* y *Chandra*. A partir de los resultados obtenidos por Zarattini et al. (2014) en la muestra analizada en este trabajo, los sistemas fósiles confirmados

son FS2 y FS20 y los sistemas no-fósiles confirmados son FS1, FS5, FS6, FS9, FS11 y FS31.

Cabe mencionar que esta reclasificación se llevó a cabo durante la realización de este trabajo de tesis, con lo cual el número total de sistemas fósiles se vió disminuido drásticamente. Con los datos de rayos-X disponibles actualmente de la muestra de grupos fósiles de Santos et al. (2007) no es posible sacar conclusiones sobre la naturaleza de los sistemas fósiles. Es por ello que somos conscientes de que las conclusiones sobre la naturaleza fósil tiene poco sustento estadístico (basados únicamente en dos grupos fósiles). Sin embargo, el trabajo es aún importante ya que destaca las propiedades en rayos-X de una muestra homogénea de objetos. Así mismo, nos brindó la oportunidad de hacer una comparación entre dos sistemas con características muy similares: FS2 (Abell 267) y FS31 (RX J1720.1+2638) ($\sigma_v \approx 1263 \text{ km s}^{-1}$ para Abell 267 y $\sigma_v \approx 1064 \text{ km s}^{-1}$ para RX J1720.1+2638, Zarattini et al., 2014). Es precisamente la calidad de los datos y la profundidad de su análisis que nos permite sacar interesantes conclusiones en cuanto a las propiedades de sistemas fósiles y no-fósiles.

2.5. Resultados globales

Como primer objetivo del trabajo realizamos el análisis en rayos-X para una muestra de 8 candidatos a sistemas fósiles con la finalidad de obtener sus propiedades globales como la temperatura y la abundancia de los elementos. Utilizamos observaciones de *XMM-Newton*, combinando los tres detectores EPIC-PN, MOS1 y MOS2, así como las observaciones disponibles con *Chandra*. La reducción de datos se realizó con el sistema SAS y CIAO para los datos de *XMM-Newton* y *Chandra* respectivamente.

El ajuste de los datos para obtener las propiedades globales de cada sistema se realizó con la herramienta XSPEC en un rango de energía de 0.5-10 keV. Se utilizaron tres modelos *wabs*apec* para modelar el ICM, *wabs*powerlaw* para modelar el AGN y *wabs*(apec+powerlaw)* para describir la contribución del ICM y del AGN, esto con la finalidad de determinar las propiedades de los procesos físicos que dominan la emisión de cada sistema.

Igualmente obtuvimos el flujo y la luminosidad no absorbida en rayos-X para cada sistema en dos bandas de energía que describen los rayos-X blandos (0.5-2 keV) y los rayos-X duros (2-10 keV) presentados en la Tabla 2.19.

De los parámetros globales obtenidos en los ajustes, pudimos derivar R_{500} y M_{500} . Para este

propósito utilizamos las relaciones de escala $R_{500} - T_X$ ¹⁰ y $M_{500} - T_X$ ¹¹ descritas en Arnaud et al. (2005), siendo T_X la temperatura global en rayos-X para el sistema a estudiar.

Sin embargo, antes de comentar los resultados generales de la muestra analizada, presento a continuación algunos comentarios particulares del análisis de cada objeto.

2.5.1. Análisis individualizado de sistemas fósiles en rayos-X

En esta sección presentaré los resultados globales de cada sistema analizado en esta tesis que está enfocada en la emisión en rayos-X de sistemas con observaciones públicas en *XMM-Newton* y *Chandra*. Kundert et al. (2015) analiza 10 sistemas fósiles que cuentan con observaciones en rayos-X realizadas con *Suzaku*. Determina parámetros globales como temperatura y luminosidad en rayos-X, apoyándose en estos datos estima M_{500} . Concluye que las relaciones de escala en sistemas fósiles son consistentes con aquellas usadas para los grupos o cúmulos normales, indicando que los sistemas fósiles presentan propiedades globales en rayos-X similares a aquellos sistemas normales comparables en masa. Por otro lado, Girardi et al. (2014) realiza un estudio a 28 sistemas candidatos a fósiles (Zarattini et al 2015). Estudia en particular la relación a escala entre luminosidades óptica y en rayos-X, compara sus resultados con una muestra de 102 sistemas de galaxias de RASS-SDSS. Encuentra que los sistemas fósiles no son estadísticamente diferentes de los sistemas normales. Todos estos sistemas pertenecen al catálogo realizado por Santos et al. (2007) de acuerdo a la definición observacional dada por Jones et al. (2003). Por lo tanto con este conjunto de datos podremos incrementar nuestro entendimiento de los FSs así como determinar las propiedades generales en rayos-X de los sistemas fósiles.

A continuación la descripción de los resultados globales de la emisión en rayos-X, obtenidos para cada candidato a sistema fósil estudiado en esta tesis.

FS1 Este sistema pertenece al MAssive Cluster Survey (MACS, Ebeling et al. 2001), re-clasificado como sistema no-fósil por Zarattini et al (2014). Ajustando el espectro global en

¹⁰La relación de escala $R_\delta = B_\delta h_{70}^{-1} E(z)^{-1} (kT/5keV)^\beta$ donde $\delta = 2500, 1000, 500, 200$, $h_{70} = H_0/(70kms^{-1}Mpc^{-1})$ y $E(z)=H_z/H_0 = (\Omega_m(1+z)^3 + \Omega_k(1+z)^2\Omega_\Lambda)^{1/2}$. Para sistemas con temperaturas mayores a 3.5 keV, el valor para $B_{500} = 1129 \pm 17$ kpc y $\beta = 0.50 \pm 0.05$, para temperaturas mayores a 2 keV el valor de $B_{500} = 1104 \pm 13$ kpc y $\beta = 0.57 \pm 0.02$ (Arnaud et al. 2005).

¹¹De manera general, la relación de escala $M_\delta = A_\delta h_{70}^{-1} E(z)^{-1} (kT/5keV)^\alpha$ donde $\delta = 2500, 1000, 500, 200$, $h_{70} = H_0/(70kms^{-1}Mpc^{-1})$ y $E(z)=H_z/H_0 = (\Omega_m(1+z)^3 + \Omega_k(1+z)^2\Omega_\Lambda)^{1/2}$. Para sistemas con temperaturas mayores a 3.5 keV, el valor para $A_{500} = 4.10 \pm 0.19 \times 10^{14} M_\odot$ y $\alpha = 1.49 \pm 0.15$ para temperaturas mayores a 2 keV el valor para $A_{500} = 3.84 \pm 0.14 \times 10^{14} M_\odot$ y $\alpha = 1.71 \pm 0.09$ (Arnaud et al. 2005).

rayos-X, encontramos que el modelo que mejor define este sistema, es *wabs*apec*, de acuerdo a la $\chi^2_\nu = 0.94$, esto nos indica que el sistema está dominado por procesos térmicos. Obtuvimos sus parámetros globales como temperatura con un valor de 5.0 ± 0.4 keV y abundancia de metales con un valor de 0.20 ± 0.10 con respecto a la solar. Al incluir absorción intrínseca en nuestro modelo original, medimos un valor para ésta cercano a cero de $0.05^{+0.06}_{-0.05} \times 10^{22}$ cm⁻². La luminosidad no absorbida en rayos-X presentó un valor de $L_X(0.5 - 2keV) = 3.0 \pm 0.10 \times 10^{44}$ erg s⁻¹ así como $R_{500} = 0.90 \pm 0.014$ Mpc. Ambos valores consistentes con $L_X(0.1 - 2.4keV) = 4.87 \times 10^{44}$ erg s⁻¹ y $R_{500} = 1.08$ Mpc, presentados en Girardi et al. (2014), en donde, con una muestra de 28 candidatos a sistemas fósiles pertenecientes al catálogo de Santos et al. (2007), estudia las relaciones de escala entre luminosidades óptica y en rayos-X. De acuerdo a la curva de luz de este sistema, no vemos variabilidad en el mismo (ver Figura 2.7). En su espectro encontramos una fuerte línea de emisión aproximadamente en 5 keV relacionada con Cr como se puede apreciar en la Figura 2.10.

FS2. Sistema fósil clasificado por Zarattini et al. (2014). Para este sistema el modelo de mejor ajuste a la estadística χ^2_ν en su espectro global en rayos-X, se presentó con el modelo *wabs*(apec+zpowerlaw)* para los datos de *XMM-Newton*, encontrando lo mismo que para los datos de *Chandra*. Se aplicó una componente de absorción intrínseca *zwabs* al modelo de mejor ajuste. Sin embargo, encontramos que no es estadísticamente viable ya que el valor de N_H intrínseca es compatible a cero y el ajuste no mejora. Analizando el espectro de *XMM-Newton*, el cual podemos ver en la Figura 2.9, encontramos una línea de emisión muy marcada cercana a los 5.4 keV (5.41 keV Cr $K\alpha$) lo que nos indica la presencia de un proceso térmico (principalmente emisión bremsstrahlung), aunque los dos modelos son muy parecidos y razonables, nos inclinamos por esta última razón al modelo *wabs*apec*. Para los datos de *Chandra* no se logra apreciar alguna línea de emisión en el espectro probablemente por la resolución de estos datos ya que se tiene menor señal a ruido. Notamos un valor del índice del *zpowerlaw* fuera del rango, $\Gamma = 1.5 - 2.5$, medido en diferentes muestras de AGNs (Nandra & Pounds 1994; Reeves & Turner 2000; Piconcelli et al. 2005; Ishibashi & Courvoisier 2010). Por otro lado, presenta una abundancia de metales en torno a 20 con relación a la solar lo cual no es un valor típico de cúmulos y grupos de galaxias. En lo que respecta a la luminosidad en rayos-X encontramos que $L_X(0.5 - 2keV) = 3.00 \pm 0.02 \times 10^{44}$ erg s⁻¹ y $R_{500} = 1.12^{+0.005}_{-0.03}$ Mpc consistente con los valores de $L_X(0.1 - 2.4keV) = 5.21 \times 10^{44}$ erg s⁻¹ y $R_{500} = 1.19$ Mpc presentado por

Girardi et al. (2014). La masa M_{500} dentro de sus errores entre $4 - 5 \times 10^{14} M_{\odot}$ (ver Tabla 2.20), comparable con la calculada por Ettori (2013) de $M_{500} = 5.7 \pm 0.6 \times 10^{14} M_{\odot}$. No detectamos variabilidad en el sistema en ninguna de las observaciones estudiadas (ver Figura 2.7).

FS5. Se trata de un sistema no-fósil (Zarattini et al. 2014). Los mejores ajustes a la estadística χ^2_{ν} del espectro global en rayos-X los obtuvimos con dos modelos: $wabs^*apec$ y $wabs^*(apec+powerlaw)$, ambos fueron aplicados a los datos de *XMM-Newton* y *Chandra*. Al realizar el `f-test` a estos modelos, obtuvimos un porcentaje de 84 y 29 para los datos de *XMM-Newton* y *Chandra* respectivamente, por lo tanto, no es estadísticamente significativo el adicionar una componente extra al modelo. Se adicionó la componente de absorción intrínseca al cúmulo $zwabs$ al modelo $wabs^*apec$, compatible con cero, por lo tanto, no son diferentes desde un punto de vista estadístico. Entonces para ambas observaciones el mejor modelo que describe al sistema es $wabs^*apec$, indicándonos que este sistema está dominado por procesos térmicos. La luminosidad no absorbida en el rango de 0.5-2 keV es aproximadamente $4.01^{+0.06}_{-0.08} \times 10^{44}$ erg s⁻¹ con un flujo de $2.01^{+0.03}_{-0.04} \times 10^{12}$ erg cm⁻² s⁻¹ en el mismo rango de energía para ambas observaciones, lo cual difiere con los datos de Girardi et al. (2014) que presenta una luminosidad en rayos-X de $1.02 \times 10^{45} h_{70}^{-2}$ erg s⁻¹ en un rango de energía de 0.1-2.4 keV. Probablemente esta diferencia se deba a la resolución de los datos estudiados ya que ella usa datos de ROSAT X-Ray All Sky Survey para obtener L_X . El valor obtenido para $R_{500} = 1.28 \pm 0.05$ Mpc es muy parecido a aquel encontrado por Girardi et al. (2014) de 1.35 Mpc. La masa M_{500} dentro de sus errores entre $8 - 11.5 \times 10^{14} M_{\odot}$ (ver Tabla 2.20). En la observación de *Chandra*, detectamos una gran variabilidad en este sistema, lo cual será objeto de otro estudio.

FS6. Se trata de un sistema no-fósil (Zarattini et al. 2014). Para este sistema se obtuvo el mejor valor para la χ^2_{ν} en el modelo $wabs^*(apec+powerlaw)$. Al adicionar la componente de absorción intrínseca encontramos que el valor de dicha componente es compatible con cero, además de que el `f-test` entre ambos modelos nos da un porcentaje de 92.02, entonces no es viable desde el punto de vista estadístico agregar una componente extra al modelo. En el espectro presentado en la Figura 2.9, encontramos al parecer una línea de emisión en 1 keV y en 5-6 keV lo que nos indica la presencia de procesos térmicos. En cuanto a luminosidad en el rango de energía de (0.5-2 keV) presenta una $L_X = 2.02^{+0.06}_{-0.03} \times 10^{42}$ erg s⁻¹ con un flujo de $f_X = 2.0^{+0.03}_{-0.04} \times 10^{12}$ erg cm⁻² s⁻¹, la luminosidad es compatible con los valores obtenidos por Girardi

Tabla 2.19: Luminosidad y flujo de los sistemas fósiles.

ID	Energía keV	L_X $\times 10^{44}$ erg s $^{-1}$	f_X $\times 10^{12}$ erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$
FS1 _C	0.5-2	3.0±0.10	0.90±0.03
	2-10	5.7 ^{+0.3} _{-0.2}	1.10 ^{+0.05} _{-0.04}
FS2 _X	0.5-2	3.00 ±0.02	2.15 ±0.02
	2-10	5.85 ^{+0.11} _{-0.08}	3.55 ^{+0.07} _{-0.05}
FS2 _C	0.5-2	1.30 ^{+0.05} _{-0.04}	1.00 ^{+0.04} _{-0.02}
	2-10	2.00 ^{+0.20} _{-0.09}	1.20 ^{+0.12} _{-0.05}
FS5 _X	0.5-2	4.0 ^{+0.06} _{-0.08}	1.90 ^{+0.03} _{-0.04}
	2-10	9.0 ^{+0.3} _{-0.4}	4.00 ^{+0.11} _{-0.20}
FS5 _C	0.5-2	4.30 ^{+0.05} _{-0.06}	2.10 ^{+0.02} _{-0.03}
	2-10	0.12 ^{+0.20} _{-0.30}	5.0 ±0.10
FS6 _X	0.5-2	0.022 ^{+0.0003} _{-0.0006}	0.317 ^{+0.003} _{-0.008}
	2-10	0.0045 ±0.0002	0.060 ^{+0.003} _{-0.002}
FS9 _C	0.5-2	0.60 ^{+0.07} _{-0.05}	1.70 ^{+0.20} _{-0.15}
	2-10	1.05 ^{+0.13} _{-0.09}	2.5 ^{+0.3} _{-0.2}
FS11 _C	0.5-2	0.43 ^{+0.03} _{-0.02}	0.420 ^{+0.03} _{-0.02}
	2-10	1.32 ^{+0.09} _{-0.10}	1.21 ±0.09
FS20 _{X1}	0.5-2	0.045 ^{+0.001} _{-0.002}	0.210 ^{+0.005} _{-0.009}
	2-10	0.025 ^{+0.001} _{-0.002}	0.106 ^{+0.006} _{-0.009}
FS20 _{X2}	0.5-2	0.045 ^{+0.001} _{-0.002}	0.205 ^{+0.006} _{-0.008}
	2-10	0.022 ±0.002	0.085 ^{+0.006} _{-0.008}
FS20 _C	0.5-2	0.05 ^{+0.01} _{-0.02}	0.20 ^{+0.05} _{-0.09}
	2-10	0.050 ^{+0.006} _{-0.030}	0.212 ^{+0.02} _{-0.012}
FS31 _{X1}	0.5-2	4.00 ±0.02	6.20 ±0.03
	2-10	7.85 ^{+0.06} _{-0.09}	11.00 ^{+0.08} _{-0.13}
FS31 _{X2}	0.5-2	3.95 ±0.02	6.30 ^{+0.03} _{-0.02}
	2-10	7.89 ±0.05	11.04 ±0.07
FS31 _{X3}	0.5-2	4.00 ^{+0.012} _{-0.02}	6.20 ^{+0.02} _{-0.03}
	2-10	7.85 ^{+0.07} _{-0.06}	10.98 ^{+0.09} _{-0.08}
FS31 _C	0.5-2	3.70 ±0.02	5.90 ^{+0.09} _{-0.08}
	2-10	8.07 ^{+0.05} _{-0.10}	11.45 ±0.02

L_X es la luminosidad en rayos-X no absorbida.

En negritas los sistemas fósiles (Zarattini et al. 2014).

_X sistema analizado con datos de *XMM-Newton*

_{X_n} sistema analizado con datos de *XMM-Newton*,

más de una observación disponible (consultar Tabla 2.3).

_C sistema analizado con datos de *Chandra*.

et al. (2014), L_X (0.1-2.4) keV = 0.66×10^{43} erg s⁻¹. Para este sistema obtuvimos $R_{500} = 0.48 \pm 0.02$ Mpc y $M_{500} = 0.30 \pm 0.05 \times 10^{14} M_\odot$, comparables a los encontrados por Girardi et al. (2014) de 0.48 Mpc para R_{500} y $5.18 \times 10^{13} M_\odot$ para la masa del sistema dentro de $0.5R_{200}$ calculada por Zarattini et al. (2014). No se detectó variabilidad en este sistema.

FS9 es un sistema no-fósil (Zarattini et al. 2014). En este sistema se obtuvo el mejor ajuste a la estadística χ_ν^2 , para el modelo *wabs*apec* lo que nos estaría diciendo que el sistema está dominado en rayos-X por emisión térmica bremsstrahlung. Al adicionar el parámetro libre de absorción intrínseca al cúmulo y aplicar el *ftest*, *wabs*apec*, no encontramos mejoría significativa en la estadística χ_ν^2 , así como la absorción es muy cercana a cero. Por lo tanto, el mejor modelo que describe al sistema es *wabs*apec*. Este sistema fue analizado por Kundert et al. (2014), en el cual analiza 10 sistemas fósiles del catálogo de Santos et al. (2007), con observaciones en rayos-X realizadas con *Suzaku*. Para esos sistemas determina parámetros globales como temperaturas, flujos y luminosidad, usando relaciones de escala calcula M_{500} para cada uno de estos sistemas. Diferimos con el modelo de mejor ajuste que ahí presentan ya que indican que es un sistema dominado por un AGN, por lo tanto, el modelo de mejor ajuste a la estadística χ_ν^2 , sería *wabs*powerlaw*. De acuerdo, a nuestros resultados el modelo *wabs*powerlaw* es el de peor ajuste a la estadística χ_ν^2 . Probablemente esta diferencia se deba a la resolución de los datos ya que es de las observaciones más cortas con 1.73 ks de tiempo de exposición, una señal a ruido de 25.4 así como 736 cuentas en la fuente. El flujo y luminosidad en rayos-X en el rango de energía de (0.5-2 keV) se presentan en la Tabla 2.19 donde $L_X = 0.6_{-0.07}^{+0.05} \times 10^{44}$ erg s⁻¹, con $R_{500} = 1.06 \pm 0.02$ Mpc compatibles con los valores obtenidos por Girardi et al. (2014) de L_X (0.1-2.4) keV = 1.98×10^{44} erg s⁻¹ así como $R_{500} = 1.01$ Mpc. Finalmente, $M_{500} = 4.0 \pm 0.2 \times 10^{14} M_\odot$, comparable con $M(0.5R_{200}) = 2.42 \times 10^{14} M_\odot$ calculada por Zarattini et al. (2014) como se muestra en la Tabla 2.20. En este sistema no detectamos variabilidad.

FS11. Se trata de un sistema no-fósil según la clasificación realizada por Zarattini et al. (2014). El mejor modelo de ajuste a la estadística χ_ν^2 es el *wabs*zpowerlaw*, le agregamos la componente de absorción intrínseca el es compatible a cero, por lo tanto, no es estadísticamente viable agregar una componente extra. En particular este sistema está dominado por un AGN. Encontramos el flujo y luminosidad en rayos-X en el rango de energía de (0.5-2 keV) listados en la Tabla 2.19. La luminosidad de $L_X = 0.43_{-0.02}^{+0.03} \times 10^{44}$ erg s⁻¹ presenta un valor

Tabla 2.20: Valores de R_{500} y M_{500} para cada sistema.

ID	R_{500} Mpc	M_{500} $\times 10^{14} M_{\odot}$
FS1 _C	0.90±0.014	3.5±0.15
FS1(a)	1.08	–
FS2 _X	1.12 ^{+0.03} _{-0.005}	5.04 ^{+0.4} _{-0.07}
FS2 _C	1.01±0.015	4.0±0.2
FS2(a)	1.19	18.7
FS5 _X	1.28±0.05	8.0±0.10
FS5 _C	1.45±0.08	11.5±2.0
FS5(a)	1.35	30.6
FS6	0.48±0.02	0.30±0.05
FS6(a)	0.48	0.5
FS9 _C	1.06 ±0.02	4.0±0.2
FS9(a)	1.01	2.42
FS20 _{X1}	0.6 ±0.2	0.80 ±0.09
FS20 _C	0.6 ±0.2	0.80 ±0.09
FS20(a)	0.49	1.63
FS31 _{X1}	1.15 ^{+0.02} _{-0.010}	5.0±0.40
FS31 _{X2}	1.15 ^{+0.02} _{-0.010}	5.0±0.40
FS31 _{X3}	1.15 ^{+0.02} _{-0.010}	5.0±0.40
FS31 _C	1.20±0.04	6.3±0.6
FS31(a)	1.31	14.6

R_{500} y M_{500} calculados de las relaciones de escala de Arnaud et al.(2005) para temperaturas $T > 2\text{keV}$ y $T > 3.5\text{keV}$.

En negritas los sistemas fósiles (Zarattini et al. 2014).

_X sistema analizado con datos de *XMM-Newton*

_{X_n} sistema analizado con datos de *XMM-Newton*,

más de una observación disponible (consultar Tabla 2.3).

_C sistema analizado con datos de *Chandra*.

(a) valores de R_{500} presentados por Girardi et al (2014) y masa calculada para $M(0.5R_{200})$ por Zarattini et al. (2014).

cercano al encontrado por Girardi et al. (2014) de L_X (0.1-2.4) keV $= 1.21 \times 10^{44}$ erg s⁻¹. Para el parámetro de la temperatura obtuvimos un valor de 23 keV con el modelo *wabs*appec*, lo cual no es un valor típico de cúmulos y grupos de galaxias. No se detectó variabilidad en este sistema.

FS20. Se trata de un sistema fósil reclasificado por Zarattini et al. (2014). Este sistema cuenta con dos observaciones en *XMM-Newton* y una en *Chandra*. Los mejores ajustes se presentaron con el modelo *wabs*(appec*zpowerlaw)*. Sin embargo, encontramos que el modelo *wabs*appec* es el siguiente con mejor ajuste, además de que el sistema presenta líneas de emisión entre 1-2 keV (Si, Al, Mg y Na) así como en el rango de 5-6 keV (Cr y Mn), con lo cual descartamos la ley de potencias. Se agregó la componente de absorción intrínseca, del cual obtuvimos un valor cercano a cero, ambos modelos son muy parecidos en cuanto a los valores de los parámetros como la temperatura y la absorción de metales así como en los errores, incluso en la estadística χ^2_ν , por lo tanto no son diferentes desde el punto de vista estadístico, concluimos entonces que este sistema está dominado por procesos puramente térmicos. La luminosidad en rayos-X en el rango de energía de (0.5-2 keV) de aproximadamente $L_X = 5 \times 10^{42}$ erg s⁻¹ para todas las observaciones, compatible con el presentado en Girardi et al. (2014) de $L_X = 8 \times 10^{42}$ erg s⁻¹.

Los valores de R_{500} y M_{500} solo fueron posibles obtenerlos para *FS20_{X1}* y para *FS20_C* mediante las relaciones de escala de Arnaud et al. (2005), ya que dichas relaciones aplican para valores de temperatura mayores a 2 keV. Encontramos que los valores de $R_{500} = 0.6 \pm 0.2$ Mpc son compatibles con el descrito por Girardi et al. (2014) de 0.49 Mpc. Para $M_{500} \approx 0.80 \times 10^{14} M_\odot$, comparable con $M(0.5R_{200}) = 1.63 \times 10^{14} M_\odot$ calculada por Zarattini et al. (2014) como se muestra en la Tabla 2.20. Es un sistema con muy poca variabilidad, dentro de los errores se mantiene constante, sin embargo, se presenta una caída de los datos a cero al final de la observación.

FS31. Se trata de un sistema no-fósil (Zarattini et al. 2014). Cuenta con tres observaciones en *XMM-Newton* y una en *Chandra*. Analizando los espectros de las cuatro observaciones, detectamos una fuerte línea de emisión aproximadamente en 5.8 keV la cual corresponde a Mn K(α)¹² y otra un poco menos fuerte en casi 6.7 keV para Fe XXV K(α) lo cual podemos apreciarlo en la Figura 2.11. Esta presencia de líneas de emisión nos indica de manera más

¹²La presencia de líneas de emisión K(α) de elementos neutros como Si, S, Mn y Ni. Al parecer se deben a la fluorescencia de la presencia de las líneas de especies neutras como la línea Fe 6.4 keV (W.Xu et al. 2015).

clara procesos térmicos dentro del sistema. Por lo tanto, para todas las observaciones de este sistema el modelo que mejor lo describe es el *wabs*apec* al cual se le agregó la componente de absorción intrínseca como parámetro libre en todas las observaciones. Concluyendo, los dos modelos (*wabs*apec* y *wabs*zwabs*apec*) representan un buen ajuste de los datos y, el nivel de los errores es el mismo, aplicamos el **f-test** entre estos modelos obteniendo un valor menor al 99.99 %, por lo tanto, no son diferentes desde un punto de vista estadístico. Entonces consideramos que este sistema está enteramente dominado por emisión térmica.

No detectamos variabilidad, en general los datos de las curvas de luz se mantienen constantes dentro de los errores. Encontramos una luminosidad en rayos-X en el rango de energía de (0.5-2 keV) de $L_X = 4.0 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ en promedio para todas las observaciones, así como un R_{500} promedio de 1.15 Mpc, compatibles con los valores obtenidos por Girardi et al. (2014) de 1.31 Mpc (ver Tabla 2.20).

2.5.2. Comentarios finales de los resultados globales.

Presentamos un estudio detallado de las propiedades en rayos-X de 8 sistemas candidatos a sistemas fósiles. Para investigar como las propiedades en rayos-X de los sistemas fósiles y los sistemas no-fósiles son diferentes entre sí, determinamos las propiedades globales en rayos-X de sistemas fósiles y no-fósiles con observaciones públicas en *XMM-Newton* y *Chandra*. Con estos datos nos fue posible obtener los parámetros globales en rayos-X como temperatura, abundancia de metales, flujo y luminosidad. Encontramos que 7 de 8 de los objetos de la muestra analizada en esta tesis están dominados por emisión térmica bremsstrahlung. Esta muestra de 7 objetos presentan temperaturas de $1.2 \leq T_X \leq 11 \text{ keV}$ con una temperatura promedio de 5 keV, abundancia de metales promedio de $0.35 Z_\odot$, dentro del rango $0.17 \leq Z \leq 0.6 Z_\odot$. El flujo promedio $f_X(0.5-2 \text{ keV}) = 2.5 \times 10^{12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ dentro del rango $0.20 \leq f_X(0.5 - 2 \text{ keV}) \leq 6.30 \times 10^{12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ y $f_X(2-10 \text{ keV}) = 4.5 \times 10^{12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ en el rango de $0.06 \leq f_X(2 - 10 \text{ keV}) \leq 11.45 \times 10^{12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$, así como luminosidades en los siguientes rangos de $0.022 \leq L_X(0.5 - 2 \text{ keV}) \leq 4.30 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ siendo el promedio $2.2 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ y $0.0045 \leq L_X(2 - 10 \text{ keV}) \leq 9.0 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ con un promedio de $4 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$. Para R_{500} presentan un mínimo de 0.48 Mpc y un máximo en 1.45 Mpc con promedio de 1.0 Mpc, mientras que para M_{500} se tiene un rango de $0.3-11.5 \times 10^{14} M_\odot$, presentando el valor promedio

Tabla 2.21: Valores promedio de los parámetros globales de sistemas fósiles.

Parámetro	mínimo	máximo	media
T_X [keV]	1.2	11	5
Z [Z_\odot]	0.17	0.6	0.35
$f_X(0.5-2 \text{ keV})$ [$10^{12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$]	0.20	6.30	2.5
$f_X(2-10 \text{ keV})$ [$10^{12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$]	0.06	11.45	4.5
$L_X(0.5-2 \text{ keV})$ [$10^{44} \text{ erg s}^{-1}$]	0.022	4.3	2.2
$L_X(2-10 \text{ keV})$ [$10^{44} \text{ erg s}^{-1}$]	0.0045	9.0	4.0
R_{500} [Mpc]	0.48	1.45	1.0
M_{500} [$\times 10^{14} M_\odot$]	0.3	11.5	4.5

en $4.5 \times 10^{14} M_\odot$. Todos estos valores se encuentran en la Tabla 2.21.

Como podemos observar en la Figura 2.10, para FS11 no se detectan líneas de emisión en el espectro de este sistema que nos indiquen la presencia de emisión térmica bremsstrahlung. FS11 es el único sistema que presentó un mejor ajuste a la estadística χ^2_ν con el modelo *wabs*zpowerlaw*, lo cual determina que se trata de un sistema dominado por un AGN. La luminosidad $L_X = 0.43^{+0.03}_{-0.02} \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ presenta un valor cercano al encontrado por Girardi et al. (2014) de $L_X(0.1-2.4 \text{ keV}) = 1.21 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$.

Encontramos dos sistemas con emisión extendida FS2 y FS31. En general, en la muestra no se detectó variabilidad considerable en los sistemas, exceptuando a FS5, el cual presenta una gran variabilidad, que será objeto de otro estudio.

Combinamos nuestra muestra de sistemas fósiles y no-fósiles con aquellos utilizados por Kundert et al. (2015), que también pertenecen al catálogo de sistemas fósiles de Santos et al. (2007). Con ello, obtuvimos una muestra de 18 sistemas analizados en rayos-X con observaciones en *XMM-Newton*, *Chandra* y *Suzaku*. Sin embargo, de acuerdo a los resultados obtenidos por Kundert et al. (2015), seis sistemas están dominados por emisión térmica bremsstrahlung, a los cuales aplica las relaciones de escala de Arnaud et al. (2015) para calcular R_{500} y M_{500} . Con los valores de temperatura globales presentados en la Tabla 2.6, estimamos la masa dentro de R_{500} para los sistemas que conforman nuestra muestra, usando la relación de escala $M_{500} - T_X$ de Arnaud et al. (2005).

Esta muestra de 13 objetos analizados en rayos-X, para los cuales se ha calculado M_{500} se compararon con los resultados obtenidos para cúmulos y grupos normales, presentados por

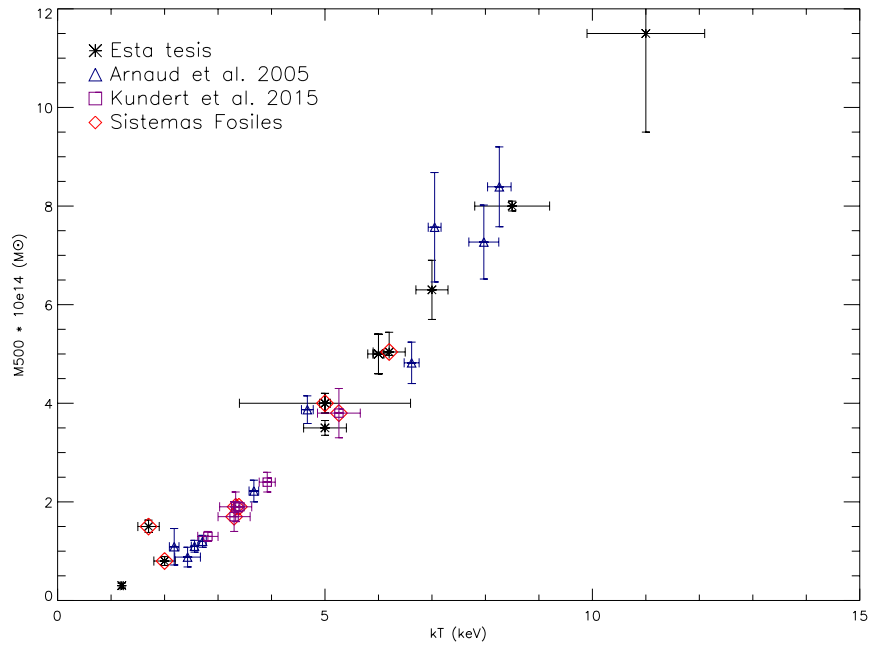


Figura 2.23: Comparación de los resultados obtenidos de la relación de escala $M_{500} - T_X$ para los sistemas fósiles estudiados en esta tesis (están representados los resultados para todas las observaciones disponibles de cada sistema) con los de Arnaud et al (2005) y Kundert et al (2015).

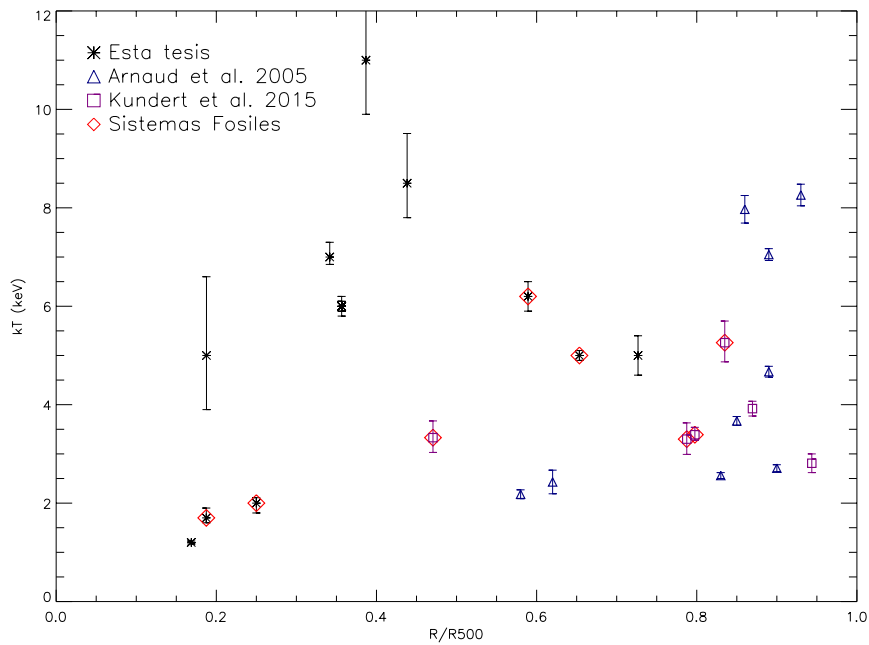


Figura 2.24: Comparación de los resultados obtenidos para la temperatura para los sistemas fósiles estudiados en esta tesis (están representados los resultados para todas las observaciones disponibles de cada sistema) con los de Arnaud et al (2005) y Kundert et al (2015).

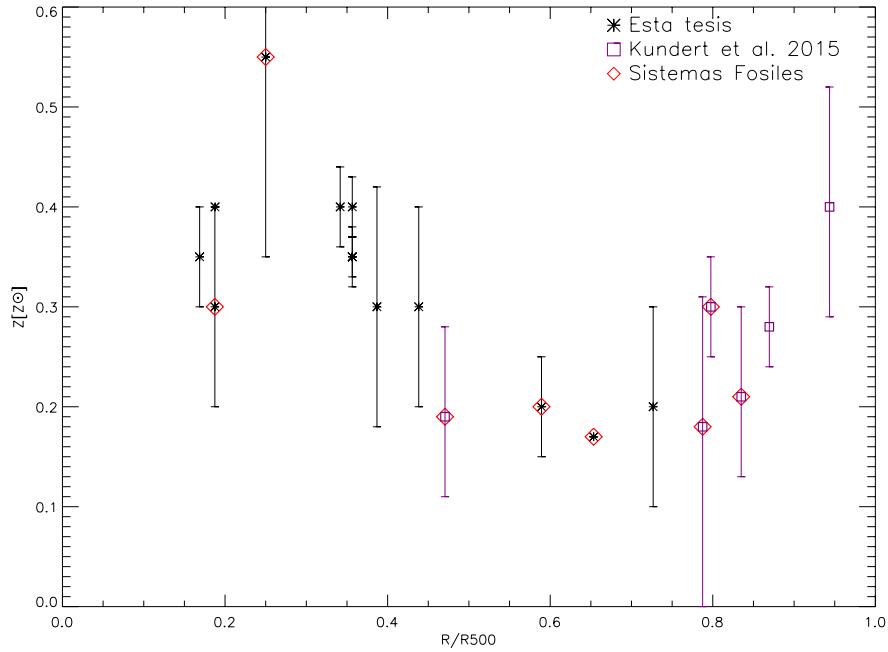


Figura 2.25: Comparación de los resultados obtenidos para la abundancia de metales para los sistemas fósiles estudiados en esta tesis (están representados los resultados para todas las observaciones disponibles de cada sistema) y por Kundert et al (2015).

Arnaud et al. (2005) usando las mismas relaciones de escala descritas en dicho artículo para $M_{500} - T_X$. Encontramos que los sistemas fósiles presentan masas consistentes con las de los cúmulos normales ($M_{500} \geq 10^{14} M_{\odot}$) dentro de sus errores, tal y como se puede apreciar en la Figura 2.23.

Realizamos una comparación entre los valores de temperatura calculados para los sistemas estudiados en esta tesis, con los resultados obtenidos por Kundert et al. (2015) y Arnaud et al. (2005) para cúmulos y grupos normales. R/R_{500} representa el radio al cual se ha medido la temperatura, siendo en su mayoría el radio de máxima emisión de rayos-X escalado a R_{500} . Encontramos que la mayoría de los valores son compatibles entre sí dentro de sus errores, como se muestra en la Figura 2.24. Detectamos dos valores de temperatura mayores a 8 keV, los cuales son resultado del análisis realizado a FS5, como se ha mencionado anteriormente, este sistema será objeto de otro estudio. Los valores de menor temperatura pertenecen a FS20 (asterisco encerrado en diamante por ser sistema fósil) y a FS6 probablemente se deba a la baja señal a ruido que presentan. Como podemos observar, los sistemas fósiles se encuentran dentro de los rangos de 2- 8 keV aproximadamente en donde coinciden con los grupos y cúmulos normales

estudiados por Arnaud et al. (2005). Con respecto a la abundancia de metales representada en la Figura 2.25 detectamos un perfil en general constante dentro de los errores tanto para los sistemas fósiles como para los no fósiles estudiados en esta tesis y por Kundert et al (2015). R/R_{500} representa el radio al cual se ha medido Z , siendo en su mayoría el radio de máxima emisión de rayos-X escalado a R_{500} .

Nuestro trabajo indica que en escalas globales, los sistemas fósiles no son diferentes a los sistemas no-fósiles. De acuerdo con Girardi et al. (2014) quienes no se presentan diferencias significativas entre sistemas fósiles y sistemas normales de galaxias en cuanto a la relación de escala $L_{opt} - L_X$. Según los resultados obtenidos de la comparación realizada a 28 sistemas del catálogo de Santos et al. (2007) de los cuales 12 se han confirmado como sistemas fósiles (Zarattini et al. 2014) con una muestra de 102 sistemas normales de galaxias dentro del rango de redshift $0 < z < 0.5$ proveniente RASS-SDSS (Popesso et al. 2004). Igualmente con los resultados obtenidos por Kundert et al. (2015) usando datos de *Suzaku* para sistemas del catálogo de Santos et al. (2007) y combinándolos con sistemas normales de galaxias de la literatura, encuentran que las relaciones de escala entre ambos sistemas son consistentes entre sí. Sin embargo, nuestras conclusiones no van de la mano con las encontradas por Proctor et al. (2011) y Khosroshahi et al. (2007) quienes encontraron diferencias entre los sistemas fósiles y los sistemas normales de galaxias en las relaciones de escala ópticas así como en rayos-X.

2.6. Análisis en rayos-X para Abell 267 y RX J1720.1+2638.

RX J1720.1+2638 es un sistema reclasificado como sistema no-fósil (Zarattini et al. 2014) a $z=0.159$. Es un cúmulo con luminosidad en rayos-X de $L_X(0.1-2.4 \text{ keV}) = 6.66 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$, presenta emisión en $H\alpha$ (J.P. Stott et al. 2007), la cual se origina de los procesos de formación estelar atribuida a flujos de enfriamiento, en este proceso el gas del medio intracúmulo enfría el gas del centro lo que puede desencadenar la formación estelar y por lo tanto generar la línea de emisión $H\alpha$, la cual se encuentra en la longitud de onda 656.281 nm (Fabian 1994). Se ha determinado su masa a partir de la relación masa-luminosidad en rayos-X (Mantz et al. 2010) en $M_{200} = 1.1 \pm 0.2 \times 10^{15} \text{ M}_{\odot}$ (Lidman et al. 2012). En 2012, Harrison et al., realiza un estudio con datos en rayos-X provenientes del XMM Cluster Survey (XCS, por sus siglas en inglés) y datos ópticos de Sloan Digital Sky Survey (SDSS, por sus siglas en inglés) con una muestra de 17 FSs a un $z < 0.25$, en el cual clasifica a este sistema como sistema fósil ya que

el criterio de diferencia de magnitud entre la galaxia más brillante y la cuarta más brillante se encuentra casi a 2.5 mag (2.4 ± 0.03), calcula $R_{200} = 1.54 \pm 0.01$ Mpc, $T_X = 5.53 \pm 0.04$ y $L_X = 21.58^{+23.45}_{-7.85} \times 10^{44} h_{70}^{-2} \text{erg s}^{-1}$, con una velocidad de dispersión de 768 km s^{-1} basado en 31 galaxias. Con datos en rayos-X de *Chandra*, Mazzotta et al. (2001) realiza un perfil radial de temperatura para este sistema, encuentra la presencia de dos componentes: una región isoterma central con temperatura de $\approx 3\text{-}4$ keV, rodeada de una región mucho más caliente con $T \approx 10$ keV. Se ha detectado que sistemas no-fósiles presentan núcleos fríos (Khosroshahi et al. 2004; Harrison et al. 2012).

Abell 267 es un sistema fósil (Zarattini et al. 2014) a un redshift de 0.23. Es un sistema no relajado con una densidad electrónica central de $n_{e0} = 0.93 \pm 0.5 \times 10^{-2} \text{ cm}^{-3}$ dentro de un radio $r_c = 35.98^{+2.70}_{-2.61}$ arcsec y un índice $\beta = 0.64^{+0.02}_{-0.03}$, con una temperatura promedio de $5.08^{+0.91}_{-0.86}$ (Landry et al. 2012). Usando datos de *XMM-Newton*, Andersson et al. (2009) encontraron los parámetros globales de este sistema la temperatura la estimaron en $T = 6.67^{+0.38}_{-0.37}$ keV, así como la abundancia con respecto a la solar $Z = 0.34^{+0.07}_{-0.06}$. No presenta núcleo frío y tiene una masa total $M_{500} = 5.70 \pm 0.60 \times 10^{14} M_{\odot}$ (Ettori, 2013). FS2 según la clasificación de Santos et al. 2007, es un sistema relajado, con el centro dominado por una galaxia gigante cD (Dahle et al. 2002).

Gracias a la alta señal a ruido que presentan Abell 267 y RX J1720.1+2638, pudimos analizar su perfil radial. Este perfil radial de cada sistema nos ayuda a determinar el comportamiento del ICM a lo largo de la región con mayor emisión en rayos-X.

Como resultado del perfil de temperatura de RX J1720.1+2638 observamos una caída hacia las regiones centrales ($\approx 4\text{keV}$), lo que describe la presencia de un núcleo frío en el centro del sistema. En la Figura 2.14 y en la Figura 2.15 podemos observar la comparación entre las tres observaciones de *XMM-Newton* y la combinación de las observaciones de *Chandra*. Burns et al. (2008) indica que los perfiles de temperatura de cúmulos con núcleos fríos presentan incrementos abruptos $\approx 0.05R_{200}$, después su comportamiento es casi constante dentro de una región comprendida entre $\approx 0.05R_{200}$ a $\approx 0.3R_{200}$. Para obtener el valor de R_{200} usamos la aproximación $0.1R_{200} \approx 0.18R_{500}$ dada por Zhang et al. (2007), entonces para RX J1720.1+2638, $0.05R_{200} \approx 88.5$ kpc, y $0.3R_{200} \approx 531$ kpc el cual va más allá de nuestro análisis. Podemos observar entonces que para RX J1720.1+2638, la vertical roja indica $0.05R_{200}$ donde observamos el aumento de temperatura hacia las afueras del sistema para todos los datos analizados. Esto va de acuerdo con la suposición de que los sistemas fósiles son sistemas viejos, relajados que han

permitido la formación de núcleos fríos debido a la ausencia de fusiones mayores que podrían disiparlos (Khosroshahi et al. 2006).

Se detecta un gradiente en abundancia de metales en los bordes de la región central cayendo hacia la parte más interna. Este gradiente coincide el punto en donde empezamos a tener la disminución en la temperatura (Figura 2.14). Hacia las regiones más centrales se aprecia una disminución en la abundancia llegando a tener un comportamiento casi constante, dentro de los errores. Encontramos una abundancia un poco mayor que hacia las afueras del sistema¹³, probablemente debido al proceso de formación de la galaxia central eyectando gas al medio intracúmulo, perfiles de este tipo se han observado en Virgo/M87 por Bohringer et al. (2001).

El resultado del perfil radial de temperatura de Abell 267, nos arroja un perfil con tendencia a ser plano casi constante, dentro de sus errores. En la Figura 2.17 presentamos el perfil de temperatura y abundancia de metales obtenidos a partir del análisis en rayos-X de los datos de *XMM-Newton* y *Chandra*. Podemos ver que la temperatura del medio intracúmulo se mantiene prácticamente constante a lo largo del cúmulo con una temperatura promedio de ≈ 6.0 keV. De acuerdo con lo descrito por Burns et al. (2008), para Abell 267 a radios mayores que $0.05R_{200} \approx 70$ kpc, debiera presentar un incremento abrupto en la temperatura y de ahí seguir constante hasta $0.3R_{200} \approx 417$ kpc (en donde $0.1R_{200} \approx 0.18R_{500}$, Zhang et al. 2007). Sin embargo, en el anillo más central se observa un incremento en la temperatura llegando hasta casi los 10 keV, con respecto a la temperatura promedio de los demás anillos en donde se puede apreciar una temperatura casi constante de alrededor 5.5 keV.

Abell 267, no presenta núcleo frío ni gradiente en su perfil de metalicidad, lo que va en contra de lo esperado para grupos fósiles, esto lleva a suponer que ha sufrido algún proceso durante su etapa evolutiva que disipó en núcleo frío (Khosroshahi et al. 2006). Algunas posibles explicaciones para sistemas fósiles sin núcleo frío es la presencia de fusiones mayores entre galaxias o a un AGN activo en el centro de la galaxia, resultado compatible la carencia de núcleo frío presentado por Zhang et al. (2007).

En los cúmulos que no presentan núcleos fríos los perfiles de abundancia tienden a ser planos comparados con los gradientes que se han visto en los cúmulos con núcleos fríos (De Grandi & Molendi, 2001). Por otro lado, Johnson et al. (2011) con una muestra de 28 grupos de galaxias usando datos de *XMM-Newton* realizan un estudio acerca de los perfiles de abundancia

¹³Los objetos con una temperatura central que tiende a caer, presentan altas metales en el centro; Lovisari et al. 2013.

en grupos de galaxias con CC y NCC, encontrando que los grupos que siguen un perfil de temperatura de CC presentan un gradiente en abundancia hacia el centro del grupo, mientras que los NCC parecen tener un perfil un poco más plano.

Basándonos en la definición de la normalización de un modelo de emisión térmica, es posible determinar la densidad electrónica del ICM, la cual nos proporciona información detallada sobre la dependencia del ICM con respecto a los cambios de temperatura y la distancia dentro de la zona de mayor emisión en rayos-X.

La densidad electrónica de los cúmulos RX J1720.1+2638 y Abell 267, fue calculada a partir de los valores de la normalización deproyectada del modelo *wabs*apec* ajustado al espectro en rayos-X en cada uno de los anillos. Entonces ajustando la densidad electrónica a un β -model (Cavaliere & Fusco Fermiano 1976, 1978) logramos conocer la densidad central promedio del sistema, así como el radio del núcleo tabulados en la Tabla 2.22, para cada una de las observaciones de ambos sistemas.

Para RX J1720.1+2638 los resultados de los parámetros de densidad electrónica ($n_0 \approx 0.05 \text{ cm}^{-3}$), el radio central ($r_0 \approx 70\text{-}155 \text{ kpc}$) así como el índice beta ($\beta \approx 0.61\text{-}0.89$) son consistentes entre las observaciones OBS-ID:201, OBS-ID:301 y OBS-ID: 401 de *XMM-Newton*. Sin embargo, para los datos de *Chandra* los resultados varían para $r_0 \approx 243.6 \text{ kpc}$ y $\beta \approx 1.41$, probablemente debido a los grandes errores en las mediciones de la temperatura de los valores deproyectados.

En cuanto a Abell 267, los resultados obtenidos para densidad electrónica ($n_0 \approx 0.24 \text{ cm}^{-3}$), el radio central ($r_0 \approx 201.8 \text{ kpc}$) así como el índice beta ($\beta \approx 0.56$) correspondientes a la OBS-ID:401 de *XMM-Newton* son compatibles con los encontrados para los datos de *Chandra* ($n_0 \approx 0.04 \text{ cm}^{-3}$, $r_0 \approx 176.23 \text{ kpc}$ y $\beta \approx 0.94$).

Se calculó la masa total del sistema a partir de las mediciones, de temperatura y densidad electrónica, obtenidas del análisis espectral deproyectado en rayos-X. El perfil de masa promedio se ajustó por medio a un modelo NFW (Navarro et al. 1995), considerando equilibrio hidrostático. Los errores se calcularon por desviación estándar, el resultado para la masa a R_{500} de ambos sistemas nos arrojó valores de $M_{500} > \times 10^{14} M_{\odot}$, los cuales se muestran en la Tabla 2.22, de acuerdo a lo encontrado por Zhang et al (2007).

Encontramos que RX J1720.1+2638 presenta un rango de $0.92 \leq R_{500} \leq 1.65 \text{ Mpc}$ dado entre las observaciones de *XMM-Newton* y *Chandra*, compatible con el encontrado por Girardi et al. (2014) para R_{500} de $\approx 1.31 \text{ Mpc}$. La masa dentro de R_{500} , obtenida a partir de estos

resultados nos arroja un rango de $0.7 \leq M_{500} \leq 1.2 \times 10^{15} M_{\odot}$ compatible con aquella calculada por Zarattini et al. (2014), dentro de $0.5R_{200}$ de $\approx 1.46 \times 10^{15} M_{\odot}$.

Para Abell 267, calculamos $2.2 \leq R_{500} \leq 2.58$ Mpc comparable con $R_{500} \approx 1.19$ Mpc obtenido por Girardi et al. (2014). Mientras que la masa presenta un rango de $4.3 \leq M_{500} \leq 5.5 \times 10^{15} M_{\odot}$ compatible con $M(0.5R_{200})$ de $1.87 \times 10^{15} M_{\odot}$ obtenido por Zarattini et al. (2014).

Finalmente, esta comparación entre sistemas fósiles y no-fósiles con características similares, vienen a poner en evidencia que no todas las suposiciones, como que son sistemas relajados, sin fusiones mayores recientes, con núcleos fríos debidos a la inactividad dentro del sistema son aplicables para todos los sistemas fósiles.

Tabla 2.22: Resultados globales para RX J1720.1+2638 y Abell 267

Nombre	OBS-ID	n_0 (cm^{-3})	r_0 (kpc)	β	R_{500} (Mpc)	M_{500} ($\times 10^{15} M_{\odot}$)
RX J1720.1+2638	201	0.05	155.5	0.89	0.92 ± 0.54	0.7 ± 0.3
RX J1720.1+2638	301	0.05	123.0	0.69	1.12 ± 0.57	1.2 ± 0.4
RX J1720.1+2638	401	0.09	70.0	0.61	1.08 ± 0.55	1.2 ± 0.5
RX J1720.1+2638	Chandra	0.04	243.6	1.41	1.65 ± 0.57	1.2 ± 0.5
Abell 267	401	0.24	201.8	0.56	2.58 ± 0.47	5.5 ± 0.2
Abell 267	Chandra	0.04	176.23	0.94	2.2 ± 0.4	4.3 ± 0.3

Conclusiones

En este trabajo presentamos un estudio detallado de las propiedades en rayos-X de 8 candidatos a sistemas fósiles con observaciones en *XMM-Newton* y *Chandra* pertenecientes al catálogo realizado por Santos et al. (2007). Estos datos observacionales se utilizaron para obtener los parámetros físicos globales de la temperatura, la abundancia de metales, el flujo y la luminosidad y además con los cuales nos fue posible estimar la densidad electrónica así como la masa de estos sistemas. Durante la realización de este trabajo, estos sistemas fueron reclasificados por su naturaleza fósil por Zarattini et al. (2014) quedando como sistemas fósiles solo 2 de la muestra, debido a ello no fue posible obtener alguna conclusión estadística para los sistemas fósiles.

Combinamos nuestros resultados con los obtenidos por Kundert et al. (2015) quien analiza 10 candidatos a sistemas fósiles también extraídos del catálogo Santos et al. (2007) con observaciones realizadas con el satélite *Suzaku*. Kundert et al. (2015) encontraron que 6 sistemas están dominados por emisión térmica bremsstrahlung. De estos 6 sistemas 4 de ellos son sistemas fósiles confirmados por Zarattini et al. (2015). Mientras que la muestra estudiada en esta tesis, detectamos que 7 de estos objetos están dominados principalmente por emisión térmica bremsstrahlung y 1 de ellos dominado por un AGN. Dentro de estos 7 sistemas se encuentran los 2 confirmados como sistemas fósiles por Zarattini et al. (2015). Lo que nos da un total de 6 sistemas fósiles y 7 sistemas no-fósiles confirmados que están dominados por emisión térmica bremsstrahlung.

La muestra de 7 objetos estudiada en esta tesis, presentan temperaturas de $1.2 \leq T_X \leq 11$ keV con una temperatura promedio de 5 keV, abundancia de metales promedio de $0.35 Z_\odot$, dentro del rango $0.17 \leq Z \leq 0.6 Z_\odot$. El flujo promedio $f_X(0.5-2 \text{ keV}) = 2.5 \times 10^{12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ dentro del rango $0.20 \leq f_X(0.5 - 2 \text{ keV}) \leq 6.30 \times 10^{12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ y $f_X(2-10 \text{ keV}) = 4.5 \times 10^{12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ en el $0.06 \leq f_X(2 - 10 \text{ keV}) \leq 11.45 \times 10^{12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$, así como

luminosidades en los siguientes rangos de $0.022 \leq L_X(0.5 - 2keV) \leq 4.30 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ siendo el promedio $2.3 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ y $0.0045 \leq L_X(2 - 10keV) \leq 9.0 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ con un promedio de $4 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$. Comparables con los obtenidos por Kundert et al. (2015).

Encontramos que en cuanto a la temperatura y abundancia de metales los resultados son compatibles entre ambas muestras, dentro de los errores. Como era de esperarse, no detectamos diferencias entre las propiedades globales de los sistemas fósiles y sistemas no-fósiles. Sin embargo, es necesario contar con observaciones con suficiente señal a ruido, para realizar un estudio más a fondo de cada uno de estos sistemas, como por ejemplo, perfiles radiales de temperatura y abundancia de metales.

Graficando $M_{500} - T_X$ de los resultados de la muestra de esta tesis, Kundert et al. (2015) y la muestra de cúmulos de galaxias normales analizada en Arnaud et al. (2005), encontramos que los sistemas fósiles presentan masas consistentes con las de los cúmulos normales dentro de sus errores ($M_{500} \geq 10^{14} M_\odot$; Zhang et al. 2007). Realizamos una comparación entre los valores de temperatura y abundancia de metales calculados para los sistemas estudiados en esta tesis, con los resultados obtenidos por Kundert et al. (2015). Encontramos que tanto para la temperatura como para la abundancia de metales los valores son compatibles entre sí dentro de sus errores. Por lo tanto, los sistemas fósiles y no-fósiles no son significativamente diferentes al menos en las relaciones $M_{500} - T_X$. Detectamos dos valores de temperatura mayores a 10 keV, los cuales son resultado del análisis realizado a FS5, como se ha mencionado anteriormente, este sistema presenta una variabilidad importante, sin embargo, será objeto de otro estudio.

Analizamos los dos sistemas con mayor señal a ruido de la muestra (FS2 sistema fósil y FS31 sistema no-fósil), con observaciones en *XMM-Newton* y *Chandra*. Así mismo, pudimos hacer una interesante comparación entre ellos: ambos comparten propiedades cinemáticas muy similares ($\sigma_v \approx 1263 \text{ km s}^{-1}$ para Abell 267 y $\sigma_v \approx 1064 \text{ km s}^{-1}$ para RX J1720.1+2638, Zarattini et al., 2014) y masa similares ($M_{500} \approx 10^{15} M_\odot$). Realizamos un perfil radial a cada uno para determinar el comportamiento del ICM a lo largo de la región con mayor emisión en rayos-X. Detectamos que FS2, sistema fósil, presenta un perfil radial de temperatura y abundancia de metales casi constante, mientras que FS31, sistema no-fósil, presenta una caída de la temperatura y un gradiente de abundancia de metales hacia las regiones centrales del sistema lo cual nos dá evidencia de un núcleo frío. De acuerdo a Khosroshahi et al. (2007), los sistemas fósiles presentan una morfología en rayos-X relajada lo que indica la ausencia de fusiones mayores recientes, por lo que se esperaría enfriamiento del ICM central (Miraghaei et al. 2014). La falta

de núcleo frío en sistema fósil FS2 está en completo desacuerdo con lo esperado para un sistema viejo sin perturbaciones (característica de un sistema fósil), el cual pudo haberse destruído por fusiones recientes mayores, mezclando el gas del ICM (Johnson et al. 2011), como por ejemplo, fusiones mayores recientes o a la presencia de un AGN activo. Se ha encontrado que para los sistemas con núcleos fríos los perfiles de abundancia de elementos son en general planos comparados con aquellos sistemas con núcleos fríos.

Igualmente encontramos que FS31 presenta un gradiente de abundancia de metales en el medio intracúmulo, mientras que para FS2 el perfil radial de abundancia de metales se mantiene casi constante. Se ha encontrado que para los sistemas con núcleos fríos los perfiles de abundancia de elementos en general son planos comparados con aquellos sistemas con núcleos fríos lo cual sugiere la presencia de algún proceso que esté afectando la distribución del gas (Johnson et al. 2011), como por ejemplo, fusiones mayores recientes o a la presencia de un AGN activo.

Por lo tanto, las propiedades de ambos sistemas no van de acuerdo con aquellas esperadas: para los sistemas fósiles la presencia de núcleos fríos, sistemas relajados, sin perturbaciones, como hemos descrito anteriormente FS2 no cumple estas características. FS31 al ser un sistemas no-fósil presenta núcleo frío, sin embargo, tampoco es un sistema relajado ya que se ha reportado evidencia de fusiones mayores. Los resultados obtenidos para ambos objetos son inesperados por su naturaleza y el escenario actual de que los sistemas fósiles son sistemas relajados como resultado de fusiones mayores no es aplicable a todos los sistemas fósiles, como es el caso de FS2. Este resultado indica que la selección de los objetos mediante un simple gap de magnitudes no garantiza la selección de sistemas dinámicamente evolucionados.

Encontramos que a escalas globales los sistemas fósiles no son significativamente diferentes a los sistemas no-fósiles. Sin embargo, debido a que nuestra muestra es pequeña se requiere un estudio con una muestra más grande de sistemas fósiles para indicar con mayor certeza las diferencias entre ambos sistemas.

CAPITULO 3

Artículos

X-ray emission from RX J1720.1+2638 and Abell 267: A comparison between a fossil and a non-fossil system

E. Jiménez-Bailón^{1,*}, M. Lozada-Muñoz¹, and J.A.L. Aguerri^{2,3}

¹ Instituto de Astronomía Apdo. 70-264, Cd. Universitaria, México DF 04510, México

² Instituto de Astrofísica de Canarias c/ Vía Láctea, s/n E38205 La Laguna, Tenerife, Spain

³ Departamento de Astrofísica Universidad de La Laguna E-38205 La Laguna, Tenerife, Spain

Received 2012 Aug 25, accepted 2013 Feb 1

Published online 2013 May 2

Key words galaxies: clusters: individual (RX J1720.1+2638, Abell 267) – X-rays: galaxies: clusters

We present the XMM-Newton X-ray analysis of RX J1720.1+2638 and Abell 267, a non-fossil and a fossil system, respectively. The whole spectrum of both objects can be explained by thermal emission. The luminosities found for RX J1720.1+2638 and Abell 267 in the 2–10 keV band are $6.20_{-0.02}^{+0.04} \times 10^{44}$ and $3.90_{-0.11}^{+0.10} \times 10^{44}$ erg s⁻¹, respectively. The radial profiles show a cool core nature for the non-fossil system RX J1720.1+2638, while Abell 267 shows a constant behaviour of temperature with radius. Metallicity profiles have also been produced, but no evidence of any gradient was detected due to the large uncertainties in the determination of this parameter. Finally, density and mass profiles were also produced allowing to derive M_{500} for RX J1720.1+2638 and Abell 267. The masses obtained are high, in the range of $(5-7) \times 10^{14} M_{\odot}$. The X-ray properties obtained for both systems are not always in good agreement with what is expected: cool cores are expected for fossil systems, as Abell 267, considering them as and relaxed systems. However, the decrement of the temperature in Abell 267 could start at lower radii. Also the presence of a recent merger in Abell 267, already suggested in the literature, could have increased the central temperature. The non-fossil system RX J1720.1+2638 actually exhibits a cool core profile, but also evidence of a recent merger has been reported.

© 2013 WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA, Weinheim

1 Introduction

Fossil systems (Harrison et al. 2012) are systems of galaxies dominated by a single and isolated massive elliptical galaxy. The classification as a fossil system requires a gap in the R-band magnitude of two or more for the two brightest galaxy in half of the viral radius and extended X-ray emission, $L \geq 1 \times 10^{42} h_{50}^{-2}$ erg s⁻¹ (Jones et al. 2003). The current theory suggests that these objects collapsed in the early Universe with enough time to be able to merge the more massive galaxies (Jones et al. 2003; Khosroshahi et al. 2004; Khosroshahi et al. 2007) and that are the most undisrupted systems of galaxies. This scenario is supported by both observational studies (Harrison et al. 2012; Jones et al. 2003; Khosroshahi et al. 2004; Khosroshahi et al. 2007) and cosmological simulations (D’Onghia et al. 2005; von Benda-Beckmann et al. 2008). Alternatively, other studies show that these systems actually present a deficit of L_{*} galaxies (Aguerre et al. 2011; Mendes de Oliveira et al. 2006; Mulchaey & Zabludoff 1999). According to both observations and simulations, there is therefore no clear scenario for the physical origin of fossils. Here, we present the EPIC XMM-Newton data analysis of the two clusters RX J1720.1+2638 and Abell 267 selected from Santos et al. (2007) and classified as fossil systems of galaxies. A detailed analysis of optical data (Aguerre, private communi-

cation) showed that RX J1720.1+2638 cannot be classified as a fossil system according to its optical photometric and spectroscopic properties. However the general properties of both systems (i.e. $\sigma \sim 1100$ km s⁻¹ for both systems, Girardi et al. 2013, in preparation) are very similar and therefore this study consists of a good comparison between a fossil and a non-fossil system.

2 Data reduction and analysis

The XMM-Newton observations of RX J1720.1+2638 (ObsID: 0500670201) and Abell 267 (ObsID: 0084230401) were processed using SAS v11.0 and using the most updated calibration files available in November 2011. Event lists from EPIC detectors were filtered to ignore periods of high background flaring following Piconcelli et al. (2004). The net exposures for RX J1720.1+2638 and Abell 267 are 23.4 and 12.7 ks, respectively. Background spectra were extracted from blank sky event files, provided by the XMM-Newton EPIC Background Blank Sky team (Carter & Read 2007). The blank sky event files were requested using the same criteria of the observations (filter, mode). Source and background spectra, along with associated response matrices and ancillary response files were obtained with SAS. We simultaneously fitted the pn and MOS spectra using Xspec v12.7.1. The spectral analysis was performed in the 0.3–8 keV band with a Hubble constant of 70 km s⁻¹ Mpc⁻¹ and

* Corresponding author: elena@astro.unam.mx

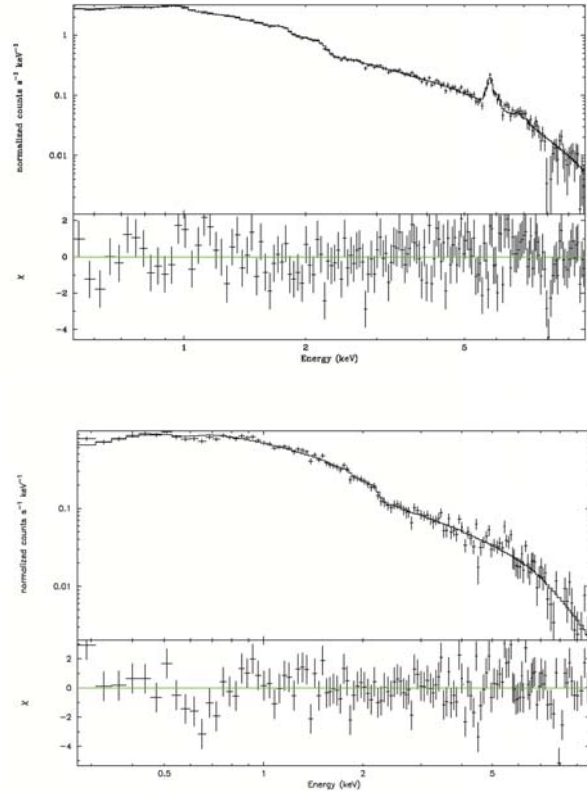
Table 1 Values of the parameters for best fit deprojected models and goodness of fit for all annuli spectra extracted in RX J1720.1+2638 and Abell 267.

RX J1720.1+2638					Abell 267				
Radius (kpc)	kT (keV)	Z (Z_{\odot})	χ^2_{ν}	D.O.F.	Radius (kpc)	kT (keV)	Z (Z_{\odot})	χ^2_{ν}	D.O.F.
0–27	4.08 ± 0.18	$0.52^{+0.10}_{-0.09}$	1.24	230	0–73	$6.8^{+1.3}_{-0.4}$	0.4 ± 0.3	1.20	130
27–54	4.46 ± 0.15	$0.58^{+0.09}_{-0.08}$	1.30	274	73–110	$6.2^{+1.5}_{-1.1}$	≤ 0.4	0.91	126
54–82	$4.7^{+0.4}_{-0.2}$	0.50 ± 0.11	1.32	270	110–147	$5.8^{+1.2}_{-0.4}$	$0.4^{+0.4}_{-0.3}$	1.00	124
82–110	5.4 ± 0.4	0.41 ± 0.14	1.22	264	147–220	5.4 ± 0.6	$0.30^{+0.19}_{-0.17}$	1.23	163
110–137	$5.8^{+0.5}_{-0.4}$	$0.31^{+0.13}_{-0.13}$	1.18	252	220–331	6.7 ± 0.7	0.33 ± 0.16	1.16	183
137–191	6.4 ± 0.4	0.31 ± 0.09	1.07	308					
191–273	6.7 ± 0.5	0.25 ± 0.10	1.13	332					
273–410	$7.4^{+0.8}_{-0.6}$	$0.34^{+0.14}_{-0.13}$	1.03	368					

$\Omega_M = 0.3$ and $\Omega_{\Delta} = 0.7$. The redshift of the objects are 0.159 and 0.231 for RX J1720.1+2638 and Abell 267, respectively. These values correspond to a distance of $D_A = 565.9$ Mpc and $1'' = 2.732$ kpc and $D_A = 757.9$ Mpc and $1'' = 3.674$ kpc for RX J1720.1+2638 and Abell 267, respectively. Galactic absorption has been taken into account for both objects: $N_H = 3.6 \times 10^{20}$ cm $^{-2}$ for RX J1720.1+2638 and $N_H = 2.75 \times 10^{20}$ cm $^{-2}$ Abell 267 (Kalberla et al. 2005). In order to be able to perform χ^2 technique to find the best fit model to our spectra, we grouped them in order to have at least 25 counts per channel.

The bulk of the emission of RX J1720.1+2638 and Abell 267 extends to radii of $100''$ (275 kpc) and $90''$ (330 kpc), respectively. The spectra extracted to investigate the whole emission of the clusters can be explained by a thermal emission in both cases. The RX J1720.1+2638 global emission was properly fitted with a double MEKAL model with temperatures of $kT_{\text{high}} = 6.8^{+0.5}_{-1.3}$ keV and $kT_{\text{low}} = 2.3^{+0.8}_{-0.3}$ keV and metallicities of $0.46^{+0.07}_{-0.05}$ and $0.25^{+0.17}_{-0.08}$ solar times, respectively. The goodness of the fit was $\chi^2/\text{dof} = 484/397$. The absorbed fluxes measured in the 0.5–2 (2–10) keV bands were $5.22 \pm 0.02(8.56^{+0.06}_{-0.03}) \times 10^{-12}$ erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ and the corresponding unabsorbed luminosities were $3.97 \pm 0.02(6.20^{+0.04}_{-0.02}) \times 10^{44}$ erg s $^{-1}$.

The higher temperature component accounts for 70 % of the bulk of the soft emission and up to 90 % goes to hard emission. Abell 267 spectrum was satisfactorily fitted with two thermal components, $kT_{\text{high}} = 11^{+10}_{-8}$ keV and $kT_{\text{low}} = 1.4 \pm 0.3$ keV and associated metallicities of $Z_{\text{high}} \leq 0.3$ and $Z_{\text{low}} = 0.05 \pm 0.4$ times the solar metallicity. The goodness of the fit was $\chi^2/\text{dof} = 416/292$. The absorbed fluxes measured in the 0.5–2 (2–10) keV bands were $1.40 \pm 0.02(2.44^{+0.06}_{-0.10}) \times 10^{-12}$ erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ and the corresponding unabsorbed luminosities were $2.27 \pm 0.03(3.90^{+0.10}_{-0.11}) \times 10^{44}$ erg s $^{-1}$. The higher temperature component accounts for 70 % of the bulk of the soft emission and up to 95 % of the hard emission. No absorption above the Galactic value has been found for any of the two spectra. Figure 1 shows the observed spectra, the

**Fig. 1** PN spectra, best fit model and residuals for the whole emission of RX J1720.1+2638 (top) and Abell 267 (bottom).

best fit model, and the residuals for RX J1720.1+2638 and Abell 267.

The signal-to-noise of the data allows a radial spectral analysis for both sources. We therefore extracted the spectra for annular regions from the highest emission peak to the maximum extension radius. In order to be able to perform a spectral analysis with enough signal-to-noise to derive well-defined parameters, we extracted annular regions with at least 2000 counts, after background sub-

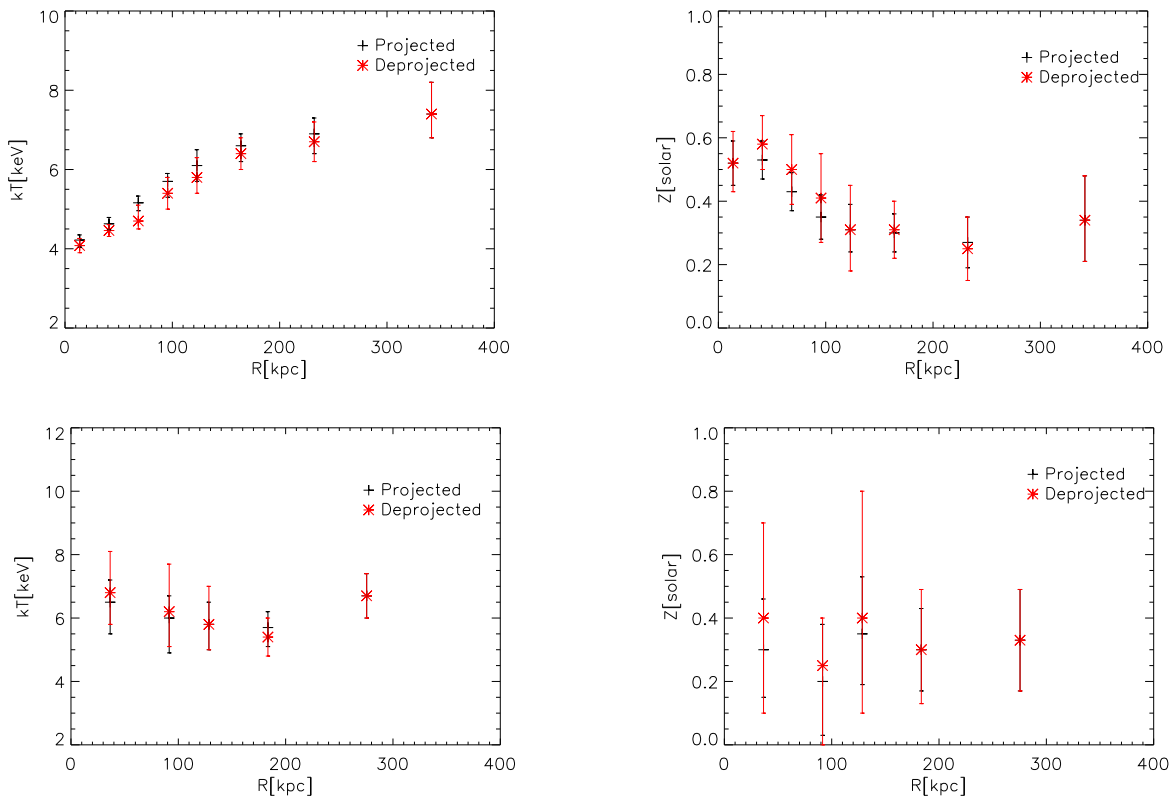


Fig. 2 Projected (+) and deprojected (*) temperature profile and metallicity of RX J1720.1+2638 (*top*) and Abell 267 (*bottom*).

traction for Abell 267: five annuli have been extracted. For RX J1720.1+2638, we extracted the same annuli as in Mazzotta et al. (2001) in which the authors analysed Chandra data (obsid 1453) to allow comparison. Table 1 shows for both sources the inner and outer radius of the annuli extracted and the parameters of the fitted model, ZWABS·MEKAL for Abell 267 and ZWABS·RAYMOND-SMITH (for comparison with Mazzotta et al. 2001 work). In order to obtain the properties of the sources in a 3D space from the 2D spectrum projected, we use the deprojection technique known as *onion peeling* (Ettori et al. 2002). Goodness of the fits are also shown in Table 1. Using these values, we obtained temperature and metallicity profiles for each source in order to investigate the presence of a cool core and/or a metallicity gradient. In this sense, we found that while in Abell 267 the temperature remains constant at all radii, the temperature decreases to the centre of cluster RX J1720.1+2638, as it can be seen in Fig. 2 (left panel).

Unfortunately, the accuracy on the determination of the metallicities is poor and therefore nothing can be said about the radial behaviour of this quantity (see Fig. 2, right panel). However, a subtle increment towards the inner radii can be appreciated in the metallicity profile of RX J1720.1+2638. The deprojected temperatures found for RX J1720.1+2638 are compatible with those found by Mazzotta et al. (2001) from the *Chandra* observation (ObsId 1453) only for annuli 1 to 5. For the last three annuli, the temperatures found by Mazzotta et al. (2001) are higher by 2–3 keV. We re-

analysed the *Chandra* data following the standard method for extended sources of this observation and another available in the archive, obsid. 4361. We find deprojected temperatures lower but compatible with those of Mazzotta et al. (2001) for all annuli. In particular, XMM-*Newton* deprojected temperatures are fully compatible with those obtained from *Chandra* observation 4361, except for the last point. We inspected the XMM-*Newton* spectrum of this last annulus and we noticed a very large background emission above 2 keV which we suspect is responsible of mimicking the measured low temperature. We therefore decided to remove in the following the last point from our further analysis.

Based on the definition of the normalisation of the thermal emission model, it is possible to determine the electron density of the media. Therefore, a density profile has also been constructed for both sources. Figure 3 shows the obtained density profiles for RX J1720.1+2638 and Abell 267. Assuming spherical symmetry, we fitted a β -model to the density profile. The fit allowed us to determine the mean central density and the radius of the nucleus: $n_0 = 0.05 \text{ cm}^{-3}$, $r_0 = 175 \text{ kpc}$ and $\beta = 0.84$ for RX J1720.1+2638 and $n_0 = 0.043 \text{ cm}^{-3}$, $r_0 = 80 \text{ kpc}$ and $\beta = 0.38$ for Abell 267.

It is also possible to derive the mass profile of the systems by assuming hydrostatic equilibrium, a spherical mass distribution, constant temperature of the intracluster gas, and a NFW (Navarro et al. 1995) profile for the distribution

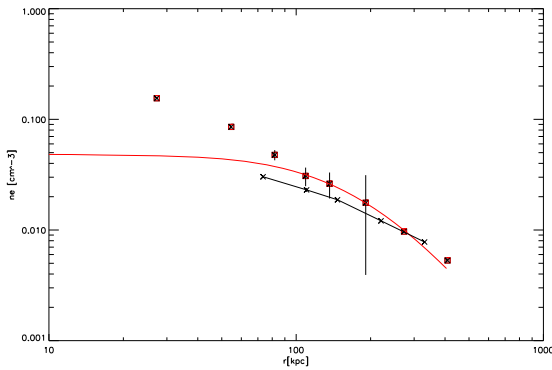


Fig. 3 Electron density profile and fitted β -model for Abell 267 (black) and RX J1720.1+2638 (red).

of the density ρ_m of the media. In particular, we derived for RX J1720.1+2638 and Abell 267 the values of M_{500} and r_{500} . We obtained $M_{500} = (7 \pm 2) \times 10^{14} M_\odot$ and $r_{500} = 900 \pm 4100$ kpc for the first and for Abell 267, we found that $M_{500} = (4.7 \pm 1.8) \times 10^{14} M_\odot$ and $r_{500} = 780 \pm 400$ kpc.

The mass of Abell 267 found is compatible with the value reported in Zhang et al. (2008) within 2σ . We have also used the M - T relationships in Chen et al. (2007) and Finoguenov et al. (2001) to derive the masses of the systems. For Abell 267 the calculated M_{500} range (7–9) $\times 10^{14} M_\odot$ is fully compatible with what was found using the NFW profile. For RX J1720.1+2638, excluding the cool core annuli, assuming to be from 1–4, and the last annulus, we obtain masses varying in the range of (6–8) $\times 10^{14} M_\odot$, in good agreement with the results from the NFW profile.

3 Results and conclusions

Here in this work, we analysed the EPIC XMM-Newton data of the fossil system Abell 267 and the non-fossil system RX J1720.1+2638. Firstly, global X-ray properties have been derived for both systems. The integrated spectra of both sources can be explained by pure thermal emission with mean temperatures of ~ 5 –6 keV for both sources. This values are typical of massive clusters of galaxies. Metallicities range from 0.1 to $0.5Z_\odot$, also compatible with what was found by Balestra et al. (2007) for a sample of 56 clusters at these distances observed with *Chandra*. The luminosities found for RX J1720.1+2638 and Abell 267 in the 2–10 keV band are $6.20^{+0.04}_{-0.02} \times 10^{44}$ and $3.90^{+0.10}_{-0.11} \times 10^{44}$ erg s $^{-1}$, respectively. Fossil systems show an excess in X-ray luminosity of about one order of magnitude compared to non-fossil systems for a given total optical luminosity (Jones et al. 2003; Khosroshahi et al. 2007; see also Harrison et al. 2012). The observed R -band magnitudes for RX J1720.1+2638 and Abell 267 are very similar, -24.3 and -24.9 , respectively. According to this result, we would expect a higher X-ray luminosity for Abell 267 than for RX J1720.1+2638 but interestingly the measured values are of the same order of magnitude. Moreover, the luminosi-

ties of the two clusters scale with their mass as expected. A relatively boosted luminosity of Abell 267, due to its cooling flow (e.g. Chen et al. 2007) is not found by our analysis.

Radial profiles of the temperature and metallicity were also calculated for both sources. The non-fossil system, RX J1720.1+2638, shows a decrement in temperature for inner radius, visible below $0.1r_{200}$ ($\sim 0.18r_{500}$ calculated to be at around 160 kpc). This value is in good agreement with what was found for a sample of 15 nearby clusters observed with XMM-Newton (Pratt et al. 2007). A similar decrement was found by Mazzotta et al. (2001) using *Chandra* data.

For Abell 267, the temperature remains constant within the errors for all radii. In this sense, and assuming the theory in which fossil systems are considered as the end product of galaxy merging, then no recent merger could have occurred (on average, only one galaxy has been accreted since $z \sim 1$, von Benda-Beckman et al. 2007). This, in term, translates to an absence of any heating source to prevent the decrement in temperature at inner regions of the fossil system. Due to this relaxed nature of fossil systems, the presence of cool cores is expected. However, the non-detection of a cool core in Abell 267 could be due to several causes. One possibility is that for some reason, the decrement in temperature for fossil systems begins at lower radii than in normal clusters, i.e. $\leq 0.1r_{200}$. Unfortunately, this possibility could not be tested due to the limited signal-to-noise of our data. Another possibility is that the core of the system is being heated. One alternative is that the source of heating is an AGN. However, no evidence of any hidden AGN was detected. One other possibility is that the heating could be due to a recent major merger. Zhang et al. (2008) stated that Abell 267 has actually a disrupted morphology.

Mazzotta et al. (2001) also suggest the presence of a merger in RX J1720.1+2638, which supports the non-fossil nature of this system. We also produced the electron density and mass profiles for both systems. The derived values of M_{500} are of the order of (5–8) $\times 10^{14} M_\odot$. Proctor et al. (2011) found that fossil systems have masses comparable to those of clusters, and Harrison et al. (2012) showed that the brightest galaxy of fossils are among the most massive galaxies in the Universe. However, even taking into account these considerations the values found for the masses of the systems are very high. Moreover, both sources present evidence of a recent merger, and therefore our assumption of spherical symmetry could be introducing uncertainties in the mass determinations.

In summary, we presented the results on the analysis of two clusters: RX J1720.1+2638 classified as a non-fossil system with the presence a cool core but interestingly with evidence of a recent merger; and the fossil system Abell 267 with no evidence of cool core. The results obtained for both objects are therefore unexpected for their nature and an evidence that the current scenario for fossil systems as relaxed systems, end products of galaxy mergers is not directly applicable to all fossil systems, as it is the well-studied case of Abell 267.

Acknowledgements. E. Jiménez-Bailón and M. Lozada acknowledge financial support from CONACYT grant 129204.

References

- Aguerri, J.A.L., Girardi, M., Boschin, W., et al. 2011, *A&A*, 527, A143
- Balestra, I., Tozzi, P., Etori, S., et al. 2007, *A&A*, 462, 429
- Carter, J.A., & Read, A.M. 2007, *A&A*, 464, 1155
- Chen, Y., Reiprich, T.H., Böhringer, H., Ikebe, Y., & Zhang, Y.-Y. 2007, *A&A*, 466, 805
- D’Onghia, E., Sommer-Larsen, J., Romeo, A.D., et al. 2005, *ApJ*, 630, L109
- Etori, S., Fabian, A. C., Allen, S. W., & Johnstone, R. M. 2002, *MNRAS*, 331, 635
- Finoguenov, A., Reiprich, T.H., & Böhringer, H. 2001, *A&A*, 368, 749
- Girardi, M. et al. 2013, in prep.
- Harrison, C.D., Miller, C.J., Richards, J.W., et al. 2012, *ApJ*, 752, 12
- Jones, L.R., Ponman, T.J., Horton, A., et al. 2003, *MNRAS*, 343, 267
- Kalberla, P.M.W., Burton, W. B., Hartmann, D., et al. 2005, *A&AS*, 440, 775
- Khosroshahi, H.G., Raychaudhury, S., Ponman, T.J., Miles, T.A., & Forbes, D.A. 2004, *MNRAS*, 349, 527
- Khosroshahi, H.G., Ponman, T.J., & Jones, L.R. 2007, *MNRAS*, 377, 595
- Mazzotta, P., Markevitch, M., Vikhlinin, A., et al. 2001, *ApJ*, 555, 205
- Mendes de Oliveira, C.L., Cypriano, E.S., & Sodré, L., Jr. 2006, *AJ*, 131, 158
- Mulchaey, J.S., & Zabludoff, A.I. 1999, *ApJ*, 514, 133
- Navarro, J.F., Frenk, C.S., White, S.D.M. 1995, *MNRAS*, 275, 720
- Piconcelli, E., Jimenez-Bailon, E., Guainazzi, M., et al. *MNRAS*, 351, 161
- Pratt, G.W., Böhringer, H., Croston, J.H., et al. 2007, *A&A*, 461, 71
- Proctor, R.N., Mendes de Oliveira, C., Dupke, R., et al. 2011, *MNRAS*, 418, 2054
- Santos, W.A., Mendes de Oliveira, C., Sodré, Laerte, Jr. 2007, *AJ*, 134, 1551
- von Benda-Beckmann, A., D’Onghia, E., Gottl ober, S., et al. 2008, *MNRAS*, 386, 2345
- Zhang, Y.-Y., Finoguenov, A., Böhringer, H., et al. 2008, *A&A*, 482, 451

Fossil group origins

IV. Characterization of the sample and observational properties of fossil systems

S. Zarattini^{1,2,3}, R. Barrena^{1,2}, M. Girardi^{4,5}, N. Castro-Rodríguez^{1,2}, W. Boschin⁶, J. A. L. Aguerri^{1,2}, J. Méndez-Abreu^{1,2,18}, R. Sánchez-Janssen⁷, C. Catalán-Torrecilla⁸, E. M. Corsini^{3,9}, C. del Burgo¹⁰, E. D’Onghia^{11,12}, N. Herrera-Ruiz¹³, J. Iglesias-Páramo^{14,15}, E. Jiménez Bailón¹⁶, M. Lozada Muoz¹⁶, N. Napolitano¹⁷, and J. M. Vilchez¹⁴

¹ Instituto de Astrofísica de Canarias, calle vía Láctea s/n, 38205 La Laguna, Tenerife, Spain
e-mail: stefano@iac.es

² Universidad de La Laguna, Dept. Astrofísica, 38206 La Laguna, Tenerife, Spain

³ Dipartimento di Fisica e Astronomia “G. Galilei”, Università degli Studi di Padova, vicolo dell’Osservatorio 3, 35122 Padova, Italy

⁴ Dipartimento di Fisica-Sezione Astronomia, Università degli Studi di Trieste, via Tiepolo 11, 34143 Trieste, Italy

⁵ INAF – Osservatorio Astronomico di Trieste, via Tiepolo 11, 34143 Trieste, Italy

⁶ Fundación Galileo Galilei – INAF, Rambla José Ana Fernández Pérez 7, 38712 Breña Baja, La Palma, Spain

⁷ NRC Herzberg Institute of Astrophysics, 5071 West Saanich Road, Victoria V9E 2E7, Canada

⁸ Departamento de Astrofísica y CC. de la Atmósfera, Universidad Complutense de Madrid, 28040 Madrid, Spain

⁹ INAF – Osservatorio Astronomico di Padova, vicolo dell’Osservatorio 5, 35122 Padova, Italy

¹⁰ Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica, Luis Enrique Erro 1, Sta. Ma. Tonantzintla, Puebla, México

¹¹ Astronomy Department, University of Wisconsin, 475 Charter St., Madison WI 53706, USA

¹² Alfred P. Sloan Fellow

¹³ Astronomisches Institut der Universität Bochum, Universitätsstr. 150, 44801 Bochum, Germany

¹⁴ Instituto de Astrofísica de Andalucía – C.S.I.C., 18008 Granada, Spain

¹⁵ Centro Astronómico Hispano Alemán, C/ Jesús Durbán Remón 2-2. 04004 Almería, Spain

¹⁶ Instituto de Astronomía Apdo. 70-264, Cd. Universitaria, México DF 04510 México

¹⁷ INAF – Osservatorio Astronomico di Capodimonte, Salita Moiariello 16, 80131 Napoli, Italy

¹⁸ School of Physics and Astronomy, University of St Andrews, North Haugh, St Andrews KY16 9SS, UK

Received 28 December 2013 / Accepted 26 February 2014

ABSTRACT

Context. Virialized halos grow by the accretion of smaller ones in the cold dark matter scenario. The rate of accretion depends on the different properties of the host halo. Those halos for which this accretion rate was very fast and efficient resulted in systems dominated by a central galaxy surrounded by smaller galaxies that were at least two magnitudes fainter. These galaxy systems are called fossil systems, and they can be the fossil relics of ancient galaxy structures.

Aims. We started an extensive observational program to characterize a sample of 34 fossil group candidates spanning a broad range of physical properties.

Methods. Deep *r*-band images were obtained with the 2.5-m *Isaac Newton* Telescope and Nordic Optic Telescope. Optical spectroscopic observations were performed at the 3.5-m Telescopio Nazionale *Galileo* for ~1200 galaxies. This new dataset was completed with Sloan Digital Sky Survey Data Release 7 archival data to obtain robust cluster membership and global properties of each fossil group candidate. For each system, we recomputed the magnitude gaps between the two brightest galaxies (Δm_{12}) and the first and fourth ranked galaxies (Δm_{14}) within $0.5 R_{200}$. We consider fossil systems to be those with $\Delta m_{12} \geq 2$ mag or $\Delta m_{14} \geq 2.5$ mag within the errors.

Results. We find that 15 candidates turned out to be fossil systems. Their observational properties agree with those of non-fossil systems. Both follow the same correlations, but the fossil systems are always extreme cases. In particular, they host the brightest central galaxies, and the fraction of total galaxy light enclosed in the brightest group galaxy is larger in fossil than in non-fossil systems. Finally, we confirm the existence of genuine fossil clusters.

Conclusions. Combining our results with others in the literature, we favor the merging scenario in which fossil systems formed from mergers of *L** galaxies. The large magnitude gap is a consequence of the extreme merger ratio within fossil systems and therefore it is an evolutionary effect. Moreover, we suggest that at least one fossil group candidate in our sample could represent a transitional fossil stage. This system could have been a fossil in the past, but not now owing to the recent accretion of another group of galaxies.

Key words. galaxies: formation – galaxies: groups: general – galaxies: clusters: general – galaxies: elliptical and lenticular, cD – galaxies: evolution – galaxies: distances and redshifts

1. Introduction

Fossil systems are group- or cluster-sized objects whose luminosity is dominated by a very massive central galaxy (Mendes de Oliveira et al. 2006; Cypriano et al. 2006). In the current cold dark matter (CDM) scenario, these objects formed hierarchically at an early epoch of the Universe and then slowly evolved until the present day. That is why they are called *fossils*.

The study of this particular kind of object started two decades ago, when Ponman et al. (1994) suggested that RX-J1340.6+4018 was probably the remains of an ancient group of galaxies. Later, Jones et al. (2003) gave the first observational definition of fossil groups (FGs) as systems characterized by a magnitude gap larger than 2 mag in the r -band between the two brightest galaxies of the system within half the virial radius. Moreover, the central galaxy should be surrounded by a diffuse X-ray halo, with a luminosity of at least $L_X > 10^{42} h_{50}^{-2} \text{ erg s}^{-1}$, with the aim of excluding bright isolated galaxies.

Many optical and X-ray observational properties of FGs have been studied, but always on small samples or individual systems. These properties can be grouped in (i) properties of the intracluster hot component; (ii) properties of the galaxy population; and (iii) properties of the brightest group galaxy (hereafter BGG). Referring to the hot gas component, fossil and non-fossil systems generally show a similar L_X-T_X relation (see Khosroshahi et al. 2007; Harrison et al. 2012). Differences in scaling relations that combine both optical and X-ray properties were detected. In particular, some authors found different relations in optical vs. X-ray luminosity ($L_{\text{opt}}-L_X$), X-ray luminosity vs. velocity dispersion of the clusters galaxies ($L_X-\sigma_v$), and X-ray temperature vs. velocity dispersion ($T_X-\sigma_v$). In these works, for any given L_{opt} , FGs are more luminous and hotter in the X-rays than normal groups or clusters. These differences were interpreted as a deficit formation of L^* galaxies in FGs (see Proctor et al. 2011). In contrast, other authors such as Voevodkin et al. (2010) and Harrison et al. (2012) did not find any different relation between X-ray and optical quantities for FGs and normal groups and clusters. They claimed that the previous differences were due to observational biases in the selection of FGs or inhomogeneity between the FGs and the comparison sample. In addition, high signal-to-noise ratio (S/N) and high resolution X-ray observations of fossil systems seem to confirm that fossil systems are formed inside high centrally concentrated dark matter (DM) halos (Sun et al. 2004; Khosroshahi et al. 2006), with large mass-to-light ratios, which could indicate an early formation. Nevertheless, most of the fossil systems do not show cooling cores (but see also Démoclès et al. 2010) as normal clusters, suggesting that strong heating mechanisms, such as AGN feedback or cluster mergers, could heat the central regions of their DM halos (Sun et al. 2004; Khosroshahi et al. 2004, 2006; Mendes de Oliveira et al. 2009).

The galaxy luminosity function (hereafter LF) is a powerful tool for studying the galaxy population in clusters. In the past, several works investigated the galaxy LF in fossil systems. They found that the LF of these objects are well fitted by single Schechter function, but there is a large variety of values in the faint-end slope (α) of the LFs of FGs. In particular, the values of α measured goes from -1.6 to -0.6 (see Cypriano et al. 2006; Khosroshahi et al. 2006; Mendes de Oliveira et al. 2006, 2009; Zibetti et al. 2009; Aguerri et al. 2011; Lieder et al. 2013). Unfortunately, all these studies were performed on single FGs or very small samples, and a systematic study of LFs of statistically meaningful samples of FGs remains to be done.

The brightest central galaxies of fossil systems are among the most massive and luminous galaxies known in the Universe.

In fact, the luminosity and the fraction of light contained in the BGGs correlate with the magnitude gap (Harrison et al. 2012). Some observations (Khosroshahi et al. 2006) show that these objects are different from both isolated elliptical galaxies and central galaxies in non-fossil clusters in the sense that they have disky isophotes in the center and their luminosity correlates with velocity dispersion, while other authors (La Barbera et al. 2009; Méndez-Abreu et al. 2012) found no differences in isophotal shapes between fossil and non-fossil central galaxies. In Méndez-Abreu et al. (2012) we analyzed deep K -band images of 20 BGGs in fossil and non-fossil systems and showed that these galaxies follow the tilted fundamental plane of normal ellipticals (see Bernardi et al. 2011). This suggests that BGGs are dynamically relaxed systems that suffer dissipational mergers during their formation. On the other hand, they depart from both Faber-Jackson and luminosity-size relations. In particular, BGGs have larger effective radii and smaller velocity dispersions than those predicted by these relations. We infer that BGGs grew throughout dissipational mergers in an early stage of their evolution and then assembled the bulk of their mass through subsequent dry mergers. Nevertheless, stellar population studies of BGGs in fossil systems suggest that their age, metallicity, and α -enhancement are similar to those of bright ellipticals field galaxies (see La Barbera et al. 2009; Eigenthaler & Zeilinger 2013).

In numerical simulations, FGs are found to be a particular case of structure formation. They are supposed to be located in highly concentrated DM halos, so that they can assemble half of their DM mass at $z > 1$. Then, the FGs grow via minor mergers alone, and only accrete about one galaxy from $z \approx 1$ down to the present time, while regular groups accrete about three galaxies in the same range of time (von Benda-Beckmann et al. 2008). Dariush et al. (2007) show that the mass assembled at any redshift is higher in fossil than in non-fossil systems. This means that the formation time is, on average, shorter for FGs than for regular systems (D’Onghia et al. 2005; von Benda-Beckmann et al. 2008), leaving FGs enough time to merge L^* galaxies in one very massive central object. In fact, simulations predict that the timescale for merging via dynamical friction is inversely proportional to the mass of the galaxy, thus favoring the merging of larger objects, so dynamical friction would be responsible for the lack of L^* galaxies that is reflected in the requested magnitude gap of the observational definition. Moreover, to enhance the high efficiency in the merging process, FGs should have particular dynamical properties, such as the location of massive satellites on orbits with low angular momentum (see Sommer-Larsen 2006). A combination of high mass satellite and low angular momentum orbits thus boosts the efficiency of the merging process (Boylan-Kolchin et al. 2008). Recently, Lidman et al. (2013) have demonstrated that the growth of the BCGs since $z \sim 1$ is mainly due to major mergers, suggesting that this could be the dominant mechanism in accreting the mass of central galaxies in clusters, thus indirectly supporting the merging scenario for fossil systems, which would differ from regular clusters only for the early time formation.

Nevertheless, the evolutionary picture in which FGs became fossils in the early Universe and then evolved undisturbed is not the only proposed scenario. In the framework of the merging scenario Díaz-Giménez et al. (2008) suggest that first-ranked galaxies in fossil systems have the last major merger later than non-fossil ones. This means that the formation of large magnitude gaps as those in current fossil systems is a long-term process. In addition, von Benda-Beckmann et al. (2008) predict that being a fossil could be a transitional status for some systems. Thus, some

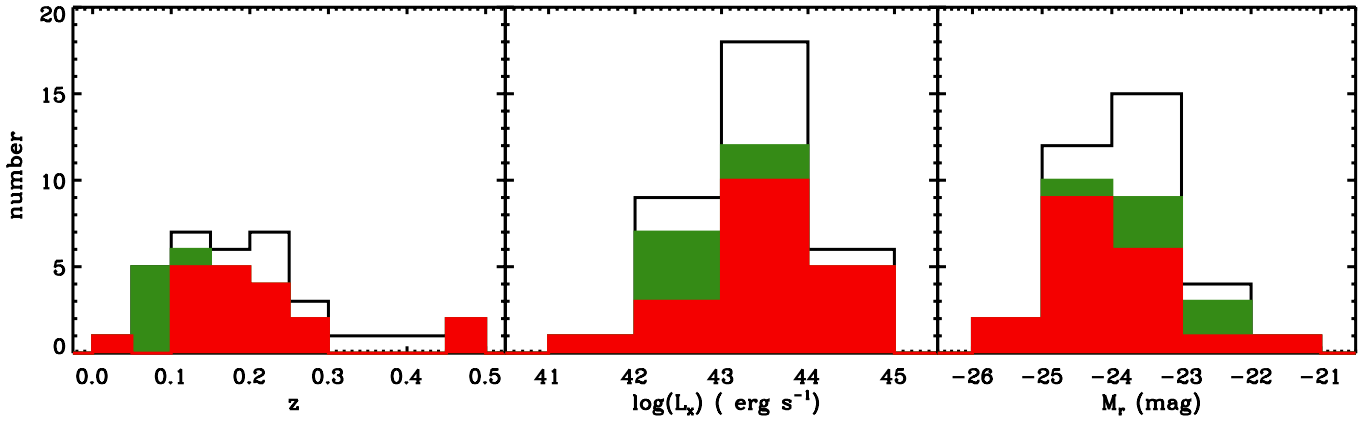


Fig. 1. Distribution of redshifts (*left panel*), X-ray luminosities (*central panel*), and absolute magnitudes of the BGGs (*right panel*) for the sample of 34 FG candidates by Santos et al. (2007) (black line) and for our subsample of 25 FG candidates either with our own (red line) or with SDSS spectroscopy (green line).

fossil systems have become non-fossil ones in recent epochs owing to accretion of nearby galaxy groups.

An alternative formation scenario in which the magnitude gap of the systems appears at the beginning of the formation process can also explain the reported observational properties. This is the so-called monolithic scenario, in which fossil systems formed with a top heavy LF. In this scenario, the magnitude gap is due to a primordial deficient formation of L^* galaxies (Mulchaey & Zabludoff 1999).

All the observational results presented in the literature are limited by how few FGs are known in the literature. A more general study of fossil systems is needed in order to distinguish between these two formation scenarios. For this reason, we started an extensive observational program called fossil group origins (FOGO), aimed at carrying out a large, systematic, and multi-wavelength study of a sample of 34 FGs candidates identified by Santos et al. (2007). The specific goals of the program include mass and dynamics of FGs, properties of their galaxy populations, formation of the central galaxies and their connection with the intragroup medium, properties of the extended diffuse light, and agreement with old and new simulations. The details of the project are summarized in the first paper of the series (Aguerre et al. 2011). The structural properties of the BGGs in fossil and non-fossil systems were shown in the second paper (Méndez-Abreu et al. 2012). The L_X-L_{opt} relations of fossil and normal systems are analyzed in Girardi et al. (2014), the third paper. This is the fourth paper in the series, and it is devoted to characterizing the sample. In particular, we recomputed the magnitude gaps of the systems by using new spectroscopic redshift measurements. These new data provide robust cluster membership and global properties for the systems. Only 15 out of 34 turned out to be fossil systems according to the standard definition (see Jones et al. 2003). We have also analyzed the relations between central galaxies in FGs and non-FGs and other quantities such as magnitude gaps and velocity dispersion of the host halo. FGs follow the same relations as non-FGs, but they are extreme cases.

The paper is organized as follows. The description of the sample is given in Sect. 2. The available dataset is shown in Sect. 3. Radial velocity determination is presented in Sect. 4. The results are given in Sect. 5. Sections 6 and 7 report the discussion and conclusions of the paper, respectively. Unless otherwise stated, we give errors at the 68% confidence level. Throughout this paper, we use $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_\Lambda = 0.7$, and $\Omega_M = 0.3$.

2. Description of the sample

The FOGO sample is based on the Santos et al. (2007) FG candidates selected from the Sloan Digital Sky Survey Data Release 5 (SDSS DR5, Adelman-McCarthy et al. 2007). Santos et al. (2007) selected 112,510 galaxies brighter than $r = 19$ in the luminous red galaxy catalog (LRG, Eisenstein et al. 2001). A cross-match with the Rosat All Sky Survey catalog (RASS, Voges et al. 1999) was performed to look for a diffuse X-ray halo of at least $10^{42} \text{ erg s}^{-1}$ and closer than $0.5 h_{70}^{-1} \text{ Mpc}$ to satisfy the magnitude gap $\Delta m_{12} \geq 2$ between the two brightest galaxies of the group. The final catalog comprises 34 FG candidates with some unique characteristics: the sample spans the last 5 Gyr of galaxy evolution ($0 \leq z \leq 0.5$), it has a wide range of X-ray luminosities and therefore masses, and the absolute magnitude of the central BGG covers a wide range ($-25.3 \leq M_r \leq -21.3$).

In this work we present analysis of the 34 systems of the sample of Santos et al. (2007). For each system we were able to compute new Δm_{12} and Δm_{14} gaps by combining our deep r -band images with photometric data from the SDSS DR7. We measured the line-of-sight (LOS) velocity dispersion for those systems with at least ten members within R_{200}^1 . This subsample is formed by 24 groups with redshift obtained mainly from our own spectroscopy (~ 1200 new velocities, see Sect. 3.2). In Fig. 1 we show the distribution of redshifts, X-ray luminosities, and absolute magnitude of the 34 BGGs of the sample by Santos et al. (2007) and of our subsample of 24 objects plus FGS28, for which only one member galaxy is found within R_{200} . The Kolmogorov-Smirnov test confirms that our subsample of 25 and the whole sample of 34 FG candidates by Santos et al. (2007) come from the same parent distribution.

Hereafter, we identify each system using the notation FGS + ID, where ID is the identifying number in Table 1 of Santos et al. (2007).

3. The data

3.1. Photometric data

Deep images for 22 of the FG candidates were obtained using the 2.5-m Nordic Optical Telescope (NOT) at the Roque de

¹ The radius R_δ is the radius of a sphere with mass over density δ times the critical density at the redshift of the galaxy system.

los Muchachos Observatory (ORM, La Palma, Spain) in the period between 2008–2011. We used the Andalucía Faint Object Spectrograph and Camera (ALFOSC) in imaging mode with SDSS *r*-band filter. The detector was a CCD of 2048×2048 pixels with a plate scale of $0''.19 \text{ pixel}^{-1}$. For ten more candidates, images in the same band were taken at the 2.5-m *Isaac Newton* Telescope (INT) at the ORM in the same period using the Wide Field Camera (WFC). It consists of four 2000×4000 CCDs with a scale of $0''.33 \text{ pixel}^{-1}$. All the images were obtained under photometric conditions, and the mean value of the seeing FWHM was $1''.0$. Only FGS27 and FGS33 were observed under bad seeing conditions. Their final combined images had a seeing $FWHM \geq 2''.0$ and therefore they were replaced with SDSS images. For FGS09 and FGS26, it was impossible to obtain deep images due to a very bright star located close to their BGGs. SDSS photometric images were also used for these two systems.

Data reduction was performed using standard IRAF² routines, correcting for bias and flat field. In most of the cases, after these corrections, we detected some residual light. To achieve the best possible flat field correction, we obtained a super-flat field using a combination of the scientific images. Then we corrected the scientific images once again with such a new super-flat field (see [Aguerri et al. 2011](#), for details). The images were combined and calibrated using SDSS data of the unsaturated stars available in the field of view. The typical root mean square (rms) error of the calibration is 0.08 mag.

3.2. Spectroscopic data

We used the SDSS DR6 ([Adelman-McCarthy et al. 2008](#)) photometric redshifts (z_{phot}) to select reliable targets for multi-object spectroscopy (MOS). For each FG candidate we downloaded a catalog with all galaxies brighter than $m_r = 22$ within a radius of 30 arcmin around each BGG. The m_r value represents the completeness limit of the photometric catalog of the SDSS, and the selected radius is larger than a virial radius for all our FG candidates. Then, we considered as possible targets only galaxies with photometric redshift within the range of $\Delta z_{\text{phot}} \pm 0.15$ from the spectroscopic redshift of the BGG. This value was chosen because the typical error on photometric redshift in the SDSS DR6 is about 0.1. Finally, we visually selected the targets trying to maximize the number of slits per mask. We also put 60 slits on galaxies with spectroscopic redshift in the SDSS DR6 for a comparison. We observed a total of 51 masks with on average 30 slits per mask. We obtained 1227 spectra with a $S/N \geq 5$, which is enough to measure the LOS velocity of the galaxies.

MOS observations were performed under the International Time Program (ITP) of the ORM in the period between 2008 and 2010. Additional observations were done under one Italian and two Spanish Time Allocation Committee (TAC) runs between 2008 and 2012. The data were taken at the 3.5-m Telescopio Nazionale *Galileo* (TNG) using Device Optimized for the Low RESolution (DOLORES) in the MOS mode. The instrument has a CCD of 2048×2048 pixels with a pixel size of $13.5 \mu\text{m}$ and a $0''.252 \text{ pixel}^{-1}$ scale. We used the LR-B Grism with a dispersion of 187 \AA mm^{-1} , together with $1''.6$ slits. This led to a final resolution of $R = 365$ in the wavelength range 3000–8430 \AA . The typical exposure time was of 3×1800 s per mask, and the mean FWHM of the seeing was $1''.0$.

We performed the data reduction using standard IRAF procedures. We did not correct for bias and flat field because the uncorrected spectra turn out to be less noisy than the corrected ones. In particular, the measured LOS velocities are the same in both the corrected and uncorrected spectra, but the uncertainties are greater when the bias and flat field corrections are applied. The cosmic ray correction was performed during the combining process of the different exposures we obtained for each mask. The sky was evaluated by measuring the median value in the outer regions of each spectrum. To perform the wavelength calibration, we used two different lamps (Ne+He and Ne+Hg) to have arc lines in both the red and blue parts of the spectrum. The typical uncertainty of the wavelength calibration was $<0.1 \text{ \AA}$ (rms). Finally, we corrected for the instrumental distortions by measuring the [OI] $\lambda 5577 \text{ \AA}$ sky line. This is crucial since we divided each mask exposure into individual exposures of 1800 s, sometimes taken on different days or runs. The mean error associated to the instrumental distortions is 0.85 \AA (which corresponds to 45 km s^{-1}), but it can be as large as 8 \AA (450 km s^{-1}). We corrected all the measured LOS velocities to take the systematic error due to the instrumental distortions into account.

4. Redshift catalog

4.1. Line of sight velocity measurement

The LOS velocities were measured using the cross-correlation technique ([Tonry & Davis 1979](#)) implemented in the IRAF task XCSAO of the package RVSAO³. For each spectrum the task performs a cross-correlation with six templates ([Kennicutt 1992](#)), corresponding to different types of galaxies (E, S0, Sa, Sb, Sc, Irr). The template with the highest S/N value of the cross-correlation peak was chosen. In addition, we visually inspected all the spectra to verify the velocity determination. In most of the cases, the LOS velocity was obtained from the absorption lines. Nevertheless, in some spectra with low S/N (especially for faint objects with $m_r > 20.5$), the emission lines were measured with the IRAF task EMSAO to obtain the LOS velocity. In Fig. 2 the absorption lines are detectable in the five brightest objects but not in the faintest one. The latter is actually the only galaxy with $m_r > 21$ for which we measured the LOS velocity. The nominal uncertainties given by the cross-correlation algorithm are known to be smaller than the true ones (see, [Malumuth et al. 1992](#); [Bardelli et al. 1994](#); [Ellingson & Yee 1994](#); [Quintana et al. 2000](#)). The uncertainties obtained through the RVSAO procedure were multiplied by a factor 2, following previous analyses ([Barrena et al. 2009](#), and references therein) on data acquired with the same instrumental setup and with comparable quality or our own. Moreover, to be conservative, we assumed the largest between the formal uncertainty and 100 km s^{-1} for the LOS velocities measured with the EMSAO procedure. We adopted the weighted mean of the different determinations and the corresponding error for the galaxies with repeated measurements. The rms of this difference for 48 galaxies is 107 km s^{-1} .

4.2. Additional line of sight velocities

To have the most LOS velocities for the 34 FG candidates, we added all available redshifts within R_{200} from the SDSS-DR7. Figure 3 shows the comparison between ours and the SDSS LOS velocity measures for the 60 galaxies for which both values are available. The rms of the difference between the two values

² IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatories, which are operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.

³ RVSAO was developed at the Smithsonian Astrophysical Observatory Telescope Data Center.

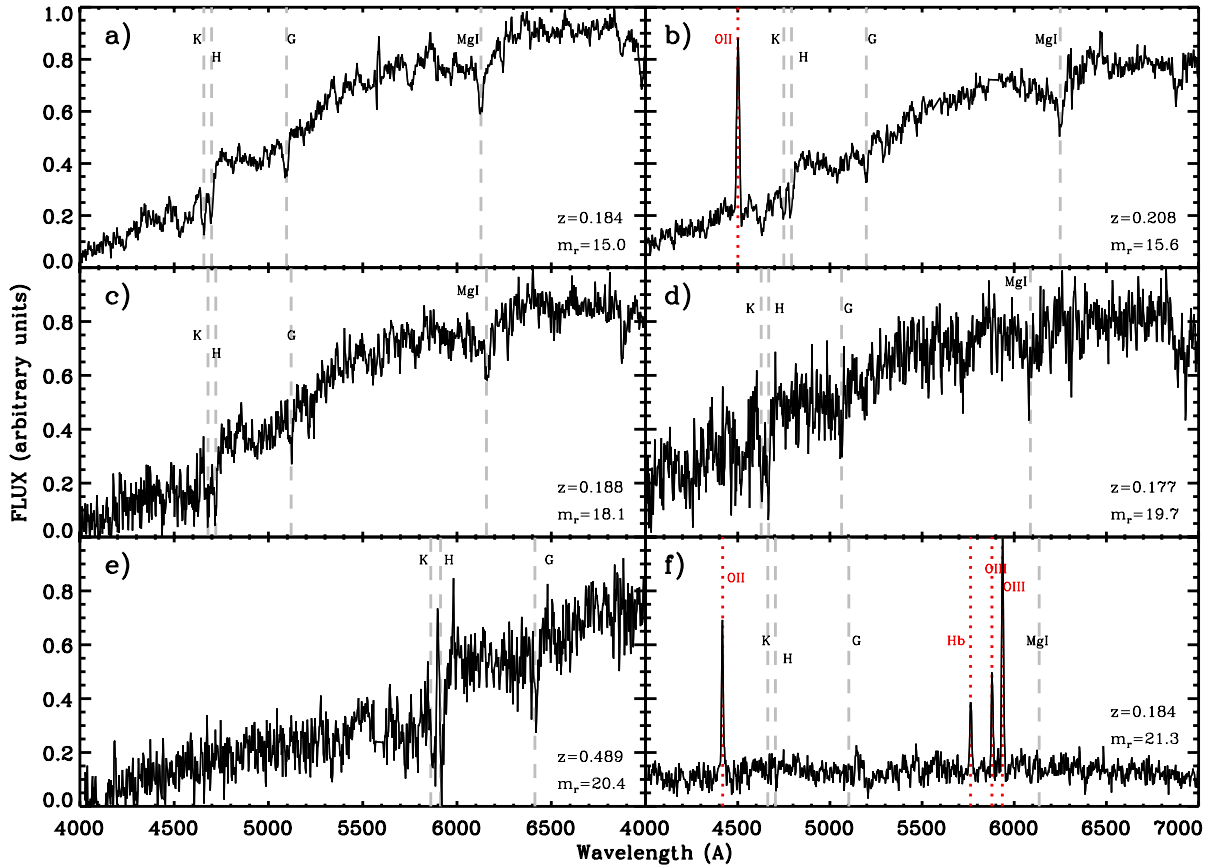


Fig. 2. Examples of spectra with decreasing S/N (from panel a) to panel f) from our dataset. The main absorption and emission lines are marked with dashed gray and dotted red lines, respectively.

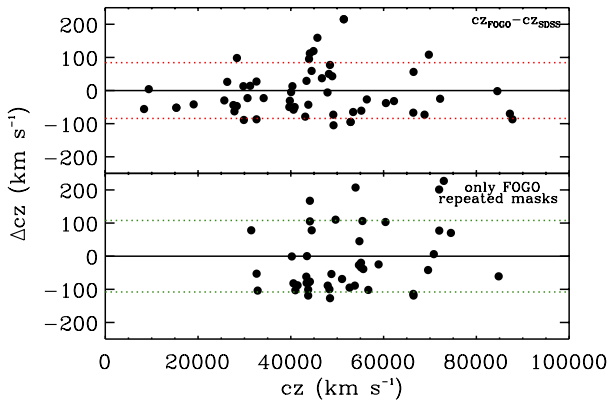


Fig. 3. Differences in LOS velocity for galaxies with both FOGO and SDSS measurements (*top panel*) and for galaxies with repeated FOGO measurements (*bottom panel*). Dotted lines represent the 1σ scatter of the data.

is 84 km s^{-1} , which is consistent with the results of Sect. 4.1. Finally, for FGS05 we added the LOS velocities given by Girardi et al. (2006) and obtained with the same instrumental setup and data analysis.

4.3. Spectroscopic completeness

The completeness of the spectroscopic sample is a crucial parameter since it is used in the derivation of several quantities, such as the spectroscopic luminosity function. For each magnitude bin, we defined our completeness as the ratio between the number of galaxies of the 25 FG candidates for which we were

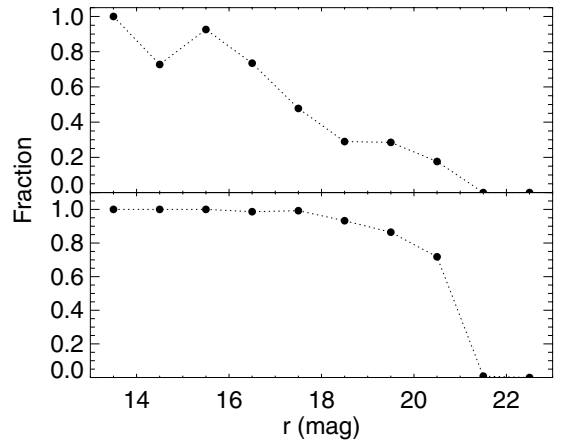


Fig. 4. Spectroscopic completeness of the 25 FG candidates with either FOGO or SDSS spectroscopy (*top panel*) and success rate of the 18 FG candidates with FOGO spectroscopy only (*bottom panel*) as a function of r -band magnitude.

able to obtain a redshift (N_z) from either the FOGO or SDSS spectroscopy and the number of targets ($N_{z_{\text{phot}}}$, see Sect. 3.2):

$$C = \frac{N_z}{N_{z_{\text{phot}}}}. \quad (1)$$

In Fig. 4 we show our completeness as a function of the r -band magnitude. Our sample is more than 70% complete down to $m_r = 17$ and more than 50% complete at $m_r = 18$.

In a similar way, for each magnitude bin, we defined the success rate as the ratio between the number of galaxies of the

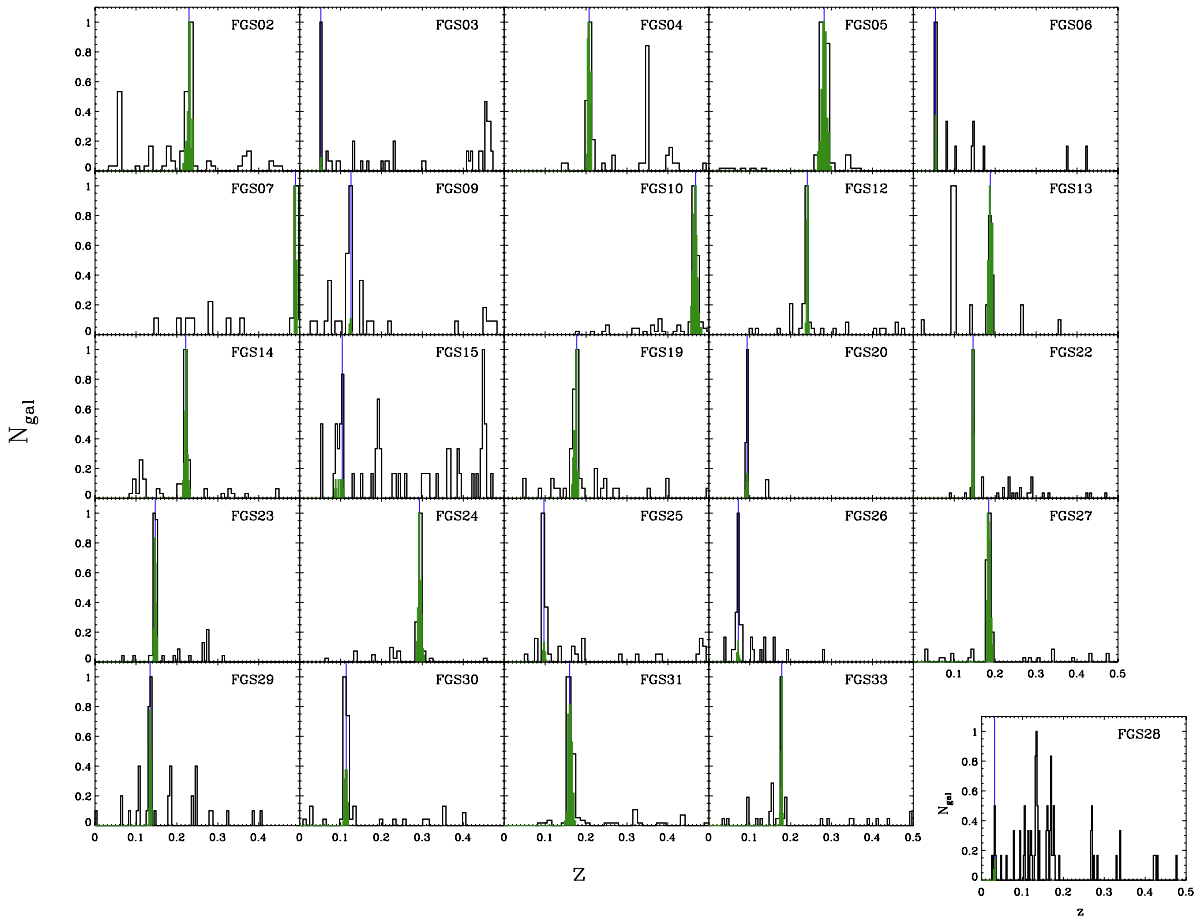


Fig. 5. Identification of the members of the 25 FG candidates in the redshift space. For each system we show all the galaxies in the field of view (black histogram), as well as the galaxies identified as members using the DEDICA procedure (green histogram) associated to the BGG (blue line). The peculiar case of FGS28 is shown separately.

18 FG candidates for which we are able to measure a redshift with our own spectroscopy ($N_{z_{\text{our}}}$) and the total number of observed galaxies (N_{obs}):

$$SR = \frac{N_{z_{\text{our}}}}{N_{\text{obs}}} \quad (2)$$

Figure 4 also shows the success rate as a function of the r -band magnitude. We have a success rate over 75% for objects with $m_r < 21$. The success rate decreases abruptly at $m_r > 21$. Thus, we conclude that the adopted combination of instrumental setup and exposure time is effective for measuring the redshift of galaxies with $m_r \leq 21$.

5. Results

5.1. System membership

Both the identification of systems and the membership of individual galaxies were obtained using a two-step procedure applied to the galaxies in the region within R_{200} . First, we used DEDICA (Pisani 1996, 1993), which is an adaptive kernel procedure that works under the assumption that a cluster corresponds to a local maximum in the density of galaxies. Then, we adopted the likelihood ratio test (Materne 1979) to assign a membership probability to each single galaxy relative to an identified cluster.

According to the DEDICA procedure, each FG candidate was detected as a very significant peak (at a confidence level $>99\%$) at the redshift corresponding to that of the BGG. Only

FGS14, FGS23, and FGS26 were detected as two close peaks (with $\Delta v < 1500 \text{ km s}^{-1}$ in the rest frame). For each FG candidate, the redshift of the BGG, the redshift distribution of the galaxies, and the redshift peak associated to the BGG are shown in Fig. 5. Some structures are isolated (e.g., FGS20), while others present clear foreground (e.g., FGS07) or background (e.g., FGS15) contamination. The corresponding members were then identified using the distance–velocity diagram (Fig. 6), which consists in the so-called “shifting gapper” method (Fadda et al. 1996; Girardi et al. 1996). This procedure rejects galaxies within a fixed distance bin that are too far in velocity from the main body of the system. The distance bin is shifted outward to R_{200} . The procedure was then iterated until the number of cluster members converged to a stable value. Following Fadda et al. (1996), we used a velocity gap of 1000 km s^{-1} in the cluster rest frame and a distance bin of 0.6 Mpc (or large enough to include 10 galaxies). In the case of FGS02 we slightly modified the gap value (1100 km s^{-1}) to be more conservative and to avoid the rejection of a few galaxies at the edge of the system. For all the systems, our own spectroscopic data extend to at least $0.5 R_{200}$, except for FGS28, FGS30, and FGS31 for which we covered $0.4 R_{200}$. The membership efficiency, defined as the fraction of confirmed members with respect to the observed targets, turns out to be 59%.

FGS15 seems to be a peculiar case within the subsample of 25 FG candidates. It has only 13 members spanning a wide range in velocity between one another (up to 6000 km s^{-1}). Thus, it is not clear if either this system is very massive or it is part of a

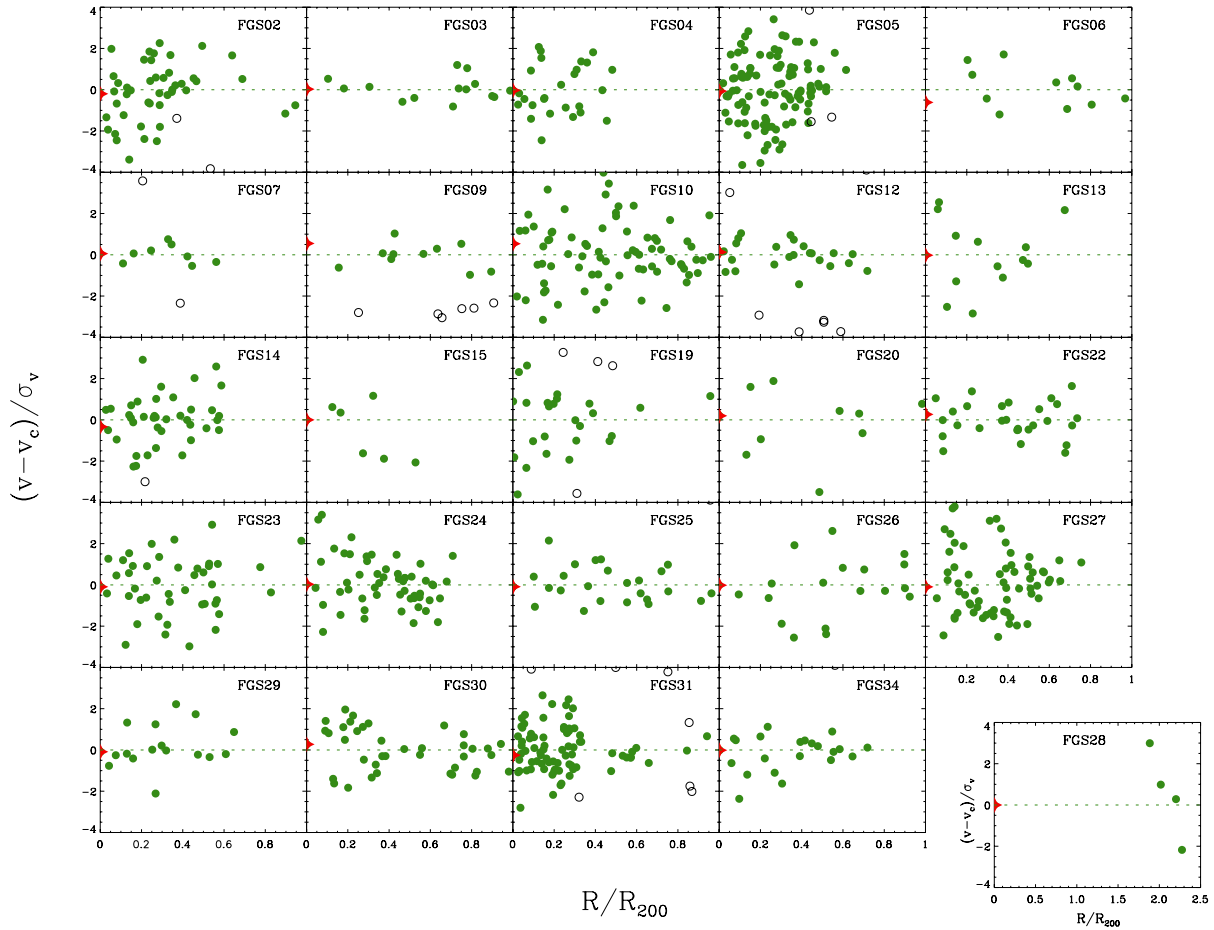


Fig. 6. Velocity–position diagram of the sample of FG candidates. Green filled and black open circles mark the member and non-member galaxies, respectively. The red star indicates the BGG. The peculiar case of FGS28 is shown apart.

larger structure, such as a filament. Another system with peculiar properties is FGS28. It is the smallest group of the Santos et al. (2007) sample. It has the faintest BGG and the lowest X-ray luminosity, and it seems much more an isolated giant elliptical galaxy than a group of galaxies. The peak associated to the BGG in the velocity histogram (Fig. 5) is not significant, and we found only four (possible) members that are at a distance about $2 R_{200}$ of the group. We argue that this BGG is actually a large and isolated galaxy that is embedded in a high density environment owing to the presence of another cluster in the same region. For both FGS28 and FGS15, we used the membership only for calculating the magnitude gaps, but not for estimating the LOS velocity dispersion and mass.

5.2. Cluster global properties

In Table 1 we present the general properties for each system of the Santos et al. (2007) sample. We estimated R_{200} from L_X , which is available for each of the 34 FG candidates from the RASS Catalogs. We decided to recalculate L_X because of the discrepancies between the values reported by Santos et al. (2007) and other measurements available in the literature for some well studied clusters of their sample (e.g., A267 and A697, see Böhringer et al. 2000, after the adequate cosmology and band conversions). For each FG candidate, we took the counts from the RASS Bright Source Catalog (RASS-BSC, Voges et al. 1999) into account or, alternatively, from the RASS Faint Source

Catalog (RASS-FSC, Voges et al. 2000) in the broad band 0.1–2.4 keV. We used the total Galactic column density (N_H) as taken from the NASA’s HEASARC N_H tool⁴ and the redshift z as listed by Santos et al. (2007). We used an iterative procedure based on PIMMS⁵ (Mukai 1993). Details of the procedure are available in Girardi et al. (2014).

With our new L_X estimates, we were able to calculate R_{500} using the relation proposed by Böhringer et al. (2007, see their Eq. (2) for details):

$$R_{500} = 0.753 \text{ Mpc } h_{100}^{-0.544} E(z)^{-1} L_{X,44}^{0.228} \quad (3)$$

where $E(z) = h(z)/h_0$ and $L_{X,44}$ is the X-ray luminosity in units of $h_{70}^{-2} 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ in the 0.1–0.24 keV band. We calculated $R_{200} = 1.516 \times R_{500}$ as prescribed by Arnaud et al. (2005).

We computed the mean LOS velocity dispersion σ_v by using the bi-weight estimator of the ROSTAT package (Beers et al. 1990) for systems with more than ten members. For the remaining systems, we computed σ_v using the bi-weight estimator and shifting gapper. We applied both the cosmological correction and standard correction for velocity uncertainties (Danese et al. 1980). By assuming sphericity and dynamical

⁴ <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/Tools/w3nh/w3nh.pl>
⁵ ftp://legacy.gsfc.nasa.gov/software/tools/pimms4_3.tar.gz

Table 1. Global properties of our sample.

Name	RA (J2000) (hh:mm:ss)	Dec (J2000) (°:′:″)	z	Δm_{12} (mag)	Δm_{14} (mag)	R_{200} (Mpc)	N_{vel} (# Gal)	N_{memb} (# Gal)	σ_v (km s ⁻¹)	M_v (M_{\odot})
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
FGS01	01:50:21.3	-10:05:30.5	0.365	$>1.41 \pm 0.23$	$>1.61 \pm 0.19$	1.71	–	–	–	–
FGS02*	01:52:42.0	+01:00:25.6	0.230	$>2.12 \pm 0.33$	$>2.28 \pm 0.33$	1.85	111(65)	42	1263	1.87E+15
FGS03*	07:52:44.2	+45:56:57.4	0.052	2.09 ± 0.06	2.55 ± 0.08	0.96	89 (0)	16	259	4.20E+13
FGS04	08:07:30.8	+34:00:41.6	0.208	$>1.65 \pm 0.27$	$>2.04 \pm 0.25$	1.44	65 (64)	28	852	6.67E+14
FGS05	08:42:57.6	+36:21:59.3	0.282	1.12 ± 0.07	$>1.85 \pm 0.07$	2.11	134 (82)	108	1516	3.06E+15
FGS06	08:44:56.6	+42:58:35.7	0.054	0.20 ± 0.12	2.11 ± 0.17	0.72	21 (0)	12	330	5.18E+13
FGS07	09:03:03.2	+27:39:29.4	0, 489	1.32 ± 0.33	1.96 ± 0.35	1.68	28 (27)	11	926	8.94E+14
FGS08*	09:48:29.0	+49:55:06.7	0, 409	$>2.12 \pm 0.16$	$>2.17 \pm 0.14$	1.29	–	–	–	–
FGS09	10:43:02.6	+00:54:18.3	0, 125	0.40 ± 0.30	$>0.68 \pm 0.31$	1.55	58 (0)	11	493	2.42E+14
FGS10**	10:54:52.0	+55:21:12.5	0, 468	2.12 ± 0.33	2.24 ± 0.29	1.43	116 (115)	78	969	8.32E+14
FGS11	11:14:39.8	+40:37:35.2	0, 202	$>0.62 \pm 0.11$	$>1.03 \pm 0.06$	1.34	47 (0)	0	–	–
FGS12	11:21:55.3	+10:49:23.2	0, 240	1.61 ± 0.19	$>2.00 \pm 0.20$	1.34	54 (53)	24	378	1.22E+14
FGS13	11:41:28.3	+05:58:29.5	0, 188	1.23 ± 0.27	$>1.80 \pm 0.27$	1.19	40 (39)	14	937	6.70E+14
FGS14*	11:46:47.6	+09:52:28.2	0, 221	1.96 ± 0.29	2.43 ± 0.35	1.45	78 (77)	40	774	5.55E+14
FGS15 ^a	11:48:03.8	+56:54:25.6	0, 105	1.83 ± 0.09	2.27 ± 0.05	0.98	63 (50)	13	–	–
FGS16	11:49:15.0	+48:11:04.9	0, 283	$>0.98 \pm 0.33$	$>1.13 \pm 0.32$	1.45	–	–	–	–
FGS17*	12:47:42.1	+41:31:37.7	0, 155	1.96 ± 0.55	$>2.7 \pm 0.23$	0.87	–	–	–	–
FGS18	13:00:09.4	+44:43:01.3	0, 233	$>1.41 \pm 0.27$	$>1.72 \pm 0.29$	1.17	–	–	–	–
FGS19	13:35:60.0	-03:31:29.2	0, 177	1.35 ± 0.23	1.97 ± 0.28	1.37	57 (43)	25	978	8.35E+14
FGS20*	14:10:04.2	+41:45:20.9	0, 094	2.17 ± 0.15	$>2.46 \pm 0.14$	0.74	12 (0)	10	578	1.63E+14
FGS21	14:45:16.9	+00:39:34.3	0, 306	$<0.00 \pm 0.19$	$>0.84 \pm 0.26$	1.53	–	–	–	–
FGS22	14:53:59.0	+48:24:17.1	0, 146	1.49 ± 0.14	2.28 ± 0.14	0.87	60 (57)	29	323	5.92E+13
FGS23*	15:29:46.3	+44:08:04.2	0, 148	1.87 ± 0.18	$>2.64 \pm 0.14$	1.02	63 (60)	45	659	2.86E+14
FGS24	15:33:44.1	+03:36:57.5	0, 293	0.33 ± 0.15	1.08 ± 0.20	1.49	73 (69)	55	780	5.75E+14
FGS25	15:39:50.8	+30:43:04.0	0, 097	1.12 ± 0.22	1.68 ± 0.29	1.50	70 (0)	25	645	4.04E+14
FGS26*	15:48:55.9	+08:50:44.4	0, 072	1.18 ± 0.20	$>3.22 \pm 0.19$	0.90	38 (0)	20	675	2.67E+14
FGS27*	16:14:31.1	+26:43:50.4	0, 184	1.61 ± 0.22	2.64 ± 0.21	1.26	94 (88)	66	910	6.69E+14
FGS28 ^{a,d}	16:37:20.5	+41:11:20.3	0, 032	$>3.28 \pm 0.07$	$>3.68 \pm 0.08$	0.47	76 (27)	1	–	–
FGS29*	16:47:02.1	+38:50:04.3	0, 135	1.81 ± 0.21	2.55 ± 0.22	0.89	46 (42)	18	408	9.66E+13
FGS30*	17:18:11.9	+56:39:56.1	0, 114	1.84 ± 0.14	2.08 ± 0.14	1.47	63 (28)	39	765	5.57E+14
FGS31	17:20:10.0	+26:37:32.1	0, 159	$>1.04 \pm 0.25$	$>1.40 \pm 0.23$	2.02	132 (89)	80	1064	1.46E+15
FGS32*	17:28:52.2	+55:16:40.8	0, 148	$>1.28 \pm 0.26$	$>2.48 \pm 0.16$	0.78	–	–	–	–
FGS33	22:56:30.0	-00:32:10.8	0, 224	$>1.11 \pm 0.14$	$>1.15 \pm 0.13$	1.24	–	–	–	–
FGS34*	23:58:15.1	+15:05:43.6	0, 178	1.82 ± 0.28	$>3.09 \pm 0.36$	1.00	52 (47)	22	360	8.36E+13

Notes. Column (1): system number as in Santos et al. (2007); Col. (2): right ascension of the BGG; Col. (3): declination of the BGG; Col. (4): redshift of the BGG; Col. (5): gap in magnitude between the two brightest member galaxies; Col. (6): gap in magnitude between the brightest and the fourth brightest member galaxies; Col. (7): estimation of the virial radius of the system derived from L_X ; Col. (8): number of velocities available within R_{200} . The number of new velocities from our own observations is given in parenthesis; Col. (9): number of spectroscopically confirmed members; Col. (10): velocity dispersion of the system; Col. (11): mass of the system within $0.5 R_{200}$, from Eq. (4). (*) Fossil system according to our definition. (**) For homogeneity, we recomputed the gaps for this system that we analyzed in Aguerri et al. (2011). In particular, we used $0.5 R_{200}$ and only three different magnitudes to calculate Δm_{12} and Δm_{14} . (d) System with not reliable membership determination for which we did not compute σ_v and M_v .

equilibrium and also that galaxy distribution traces mass distribution, we followed Girardi et al. (1998) and Girardi & Mezzetti (2001) to compute the virial mass as

$$M_v = \frac{3\pi}{2G} \sigma_v R_{pv} - \text{SPT}, \quad (4)$$

where SPT is the surface pressure term correction (The & White 1986), while R_{pv} is two times the projected mean harmonic radius. We could not compute R_{pv} by using data of observed galaxies since our z data do not cover the whole R_{200} region. Therefore, we used an alternative estimate that is valid for a typical galaxy distribution in clusters (see Eq. (13) of Girardi et al. 1998). We assumed 20% for the SPT correction, as obtained by combining data on many clusters and valid at a radius around R_{200} (Carlberg et al. 1997; Girardi et al. 1998).

5.3. L_X – σ_v relation

Once we obtained the luminosity in X-ray and velocity dispersion of the galaxies, we were able to evaluate the L_X – σ_v relation. This relation is connected with the formation of the cluster. In fact, theoretical predictions based on purely gravitational collapse lead to $L_X \propto \sigma_v^4$. There are several observational studies of this relation, the majority of them finding values between 4 and 5.3 for the slope (Quintana & Melnick 1982; Edge & Stewart 1991; Mulchaey & Zabludoff 1998; Borgani et al. 1999; Xue & Wu 2000; Mahdavi & Geller 2001; Girardi & Mezzetti 2001; Ortiz-Gil et al. 2004; Hilton et al. 2005). In Fig. 7 we show the distribution and best fit to our data. We found a slope consistent within the errors to the theoretical predictions. We derived the best-fit L_X – σ_v relation using the FITEXY algorithm

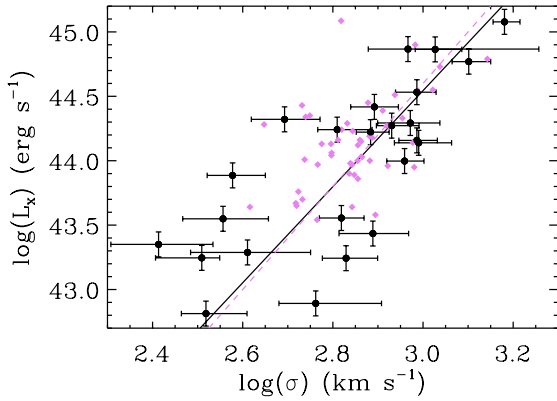


Fig. 7. L_X – σ_v relation for the FG candidates for which we were able to determine a velocity dispersion. The black circles represent our data and violet diamonds are taken from Cava et al. (2009) for comparison. The solid black line is our best fit and the dashed violet line is the best fit from Cava et al. (2009).

in IDL⁶ which account for measurements uncertainties in both variables. The ROSTAT package gave us the uncertainties in the velocity dispersion measurements, while for the X-ray luminosity we used the counts uncertainties listed by RASS-BCS/FSC and computed the relative error. The same relative error was assumed for L_X , and we found a median value of $\sigma_{L_X} \sim 25\%$. Our best-fitting relation is

$$\log(L_X) = (33.35 \pm 0.73) + (3.72 \pm 0.26) \log(\sigma_v). \quad (5)$$

This relation is shown in Fig. 7 together with the L_X – σ_v relation for the WINGS nearby cluster sample (Fasano et al. 2006; Cava et al. 2009). The two relations are in good agreement with one another.

5.4. Fossilness determination

A fossil system is defined as having a large gap in magnitude in the r -band between the two brightest members of the system, namely larger than two magnitudes within $0.5 R_{200}$. We calculated the distance from the BGG and magnitude for each galaxy to verify the fossilness criterium of our sample. In this way, we obtained a diagram (such as that shown in Fig. 8) that allowed us to constrain the main properties of the system, such as the magnitude gap, virial radius, cluster membership, and magnitude of the BGG.

The magnitudes of the galaxies were obtained from SDSS-DR7 and our own photometry (see Sect. 3.1). We used the extinction-corrected Petrosian and model r -band magnitudes for all the objects in the SDSS-DR7 database. In addition, we have our own photometry for 30 out of 34 galaxy systems. Our photometry only covers the central regions of the clusters but it is about two magnitudes deeper in the r -band (see Fig. 8). We ran SExtractor (Bertin & Arnouts 1996) on our images to obtain the r -band MAG-BEST⁷ magnitude.

Determining the magnitude of the BGGs is not straightforward. In SExtractor a successful deblending strongly depends

⁶ Interactive Data Language is distributed by ITT Visual Information Solution. It is available from <http://www.ittvis.com/>

⁷ MAG-BEST is an aperture magnitude, that enclosed the total light of the galaxy. It usually coincides with MAG-AUTO, which is the best total magnitude provided for galaxies by SExtractor. The latter provides MAG-ISOCOR instead of MAG-AUTO if the galaxy is at least 10% contaminated by another object.

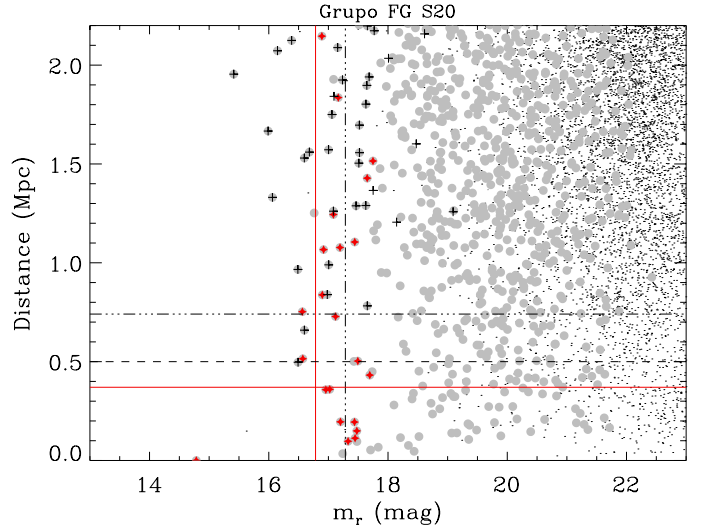


Fig. 8. Magnitude–distance diagram for the group FGS20. The distance from the BGG is given as a function of the magnitude for each galaxy. The black points represent all the galaxies within the FoV, gray circles are the target galaxies (see Sect. 3.2 for details), red stars represent the spectroscopically confirmed members, and black crosses are the spectroscopically confirmed non-members. The horizontal solid red line corresponds to $0.5 R_{200}$, the dash-dotted black line marks R_{200} , and the dashed black line represents 0.5 Mpc, which is the limit used by Santos et al. (2007) to define the fossilness of the group. The solid red and dash-dotted vertical lines indicate the 2-mag and 2.5-mag gaps from the BGG, which determine the fossilness of the group following the criteria by Jones et al. (2003) and Dariush et al. (2010), respectively.

on both the angular size of the BGG and the number of its close satellites. To circumvent this problem, we recomputed the magnitude of the BGGs using an ad hoc procedure on our images. In particular, we modeled the light of the BGGs by masking its close satellites. The model was done in IRAF by using the `bmodel` task, which adopts the isophotal fit of the galaxy provided by `ellipse` as input (Jedrzejewski 1987). The magnitude of the BGGs was computed using these uncontaminated models. Besides this, the modeled light of the BGGs was subtracted from the original images, and the magnitudes of all other galaxies were obtained by running SExtractor in the resulting images. SDSS photometry suffers from both deblending and overestimation of sky levels near bright galaxies (Blanton et al. 2011).

The final magnitude of each galaxy was obtained by averaging the available magnitudes to have a more realistic estimate of the uncertainty. This was computed as the rms of the available magnitudes. Table 1 presents the value of the gap between the two brightest (Δm_{12}) and the first and fourth ranked galaxies (Δm_{14}) within $0.5 R_{200}$ for each system. Some gaps are marked as lower limits because our spectroscopy failed to determine a redshift for some “bright” target galaxy (see Sect. 4.3 for details). For this reason we were not able to assign membership to these objects.

According to Jones et al. (2003) and Dariush et al. (2010), a system is a fossil if $\Delta m_{12} \geq 2.0$ or $\Delta m_{14} \geq 2.5$ mag, respectively. We considered as fossil systems those that satisfy at least one of the previous criteria taking the errors in the magnitude gaps determination into account. More explicitly, a system is a fossil if $\Delta m_{12} + \epsilon_{12} \geq 2.0$ or $\Delta m_{14} + \epsilon_{14} \geq 2.5$, where ϵ_{12} and ϵ_{14} are the 1σ uncertainties in the magnitude gaps. In Table 1 we highlighted the 15 systems that follow the previous criteria. The two methods find 12 and 13 fossil systems, even though

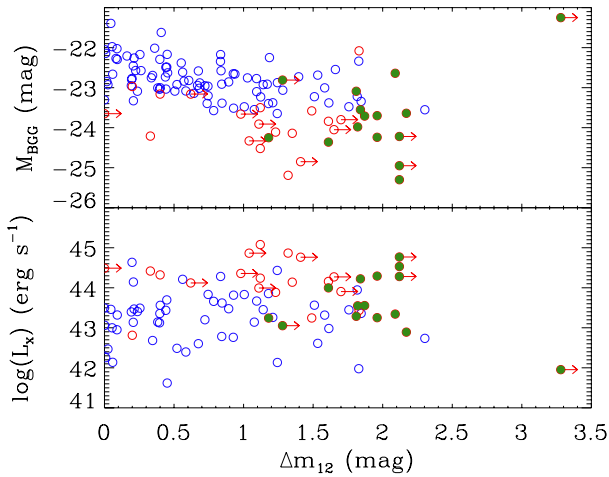


Fig. 9. Absolute r -band magnitude of the BGG (*top panel*) and X-ray luminosity of the system (*bottom panel*) as a function of the gap in magnitude between the two brightest galaxies of the systems studied in this paper (open red circles) and in [Aguerri et al. \(2007\)](#), (open blue circles). The green filled circles are the genuine fossil systems. The points with a right arrow are those systems for which the magnitude gap is a lower limit.

[Dariush et al. \(2010\)](#) claim that their method is expected to find 50% more fossil systems than [Jones et al. \(2003\)](#).

The fossil definitions take not only the magnitude gaps but also the virial radius of the system into account. Thus, uncertainties in the R_{200} determination reflect in uncertainties in the fossil classification. Therefore, we computed the variation in the number of fossil systems considering a 25% uncertainty in R_{200} in agreement with [Girardi et al. \(2014\)](#). The number of fossil systems is 15^{+8}_{-4} . The upper limit gives the number of fossil systems for a 25% smaller R_{200} . Similarly, the lower limit corresponds to the number of fossil systems for a 25% larger R_{200} .

5.5. Correlations with the magnitude gaps

In [Fig. 9](#) we show Δm_{12} as a function of both the absolute r -band magnitude of the BGG (M_{BGG}) and X-ray luminosity of the system. Our FG candidates mainly show $\Delta m_{12} > 1$. To have more clusters in the range $0 < \Delta m_{12} < 1$, we included the sample of nearby ($z < 0.1$) galaxy clusters from [Aguerri et al. \(2007\)](#). Their Δm_{12} was obtained from spectroscopically confirmed members within $0.5 R_{200}$ once we applied the same evolutionary and K corrections that we used for the [Santos et al. \(2007\)](#) sample. For both relations we computed the Spearman correlation coefficients. We found a strong correlation (significance $> 3\sigma$) between Δm_{12} and M_{BGG} . On average, the larger Δm_{12} , the brighter the central objects. The M_{BGG} and Δm_{12} correlation is somewhat expected in the classical scenario of the formation of fossil systems, in which the central galaxy has grown by merging with nearby L^* galaxies. A similar correlation was also observed for central galaxies in other cluster samples (see [Ascaso et al. 2011](#), and references therein). In contrast, the relationship between $\log(L_X)$ and Δm_{12} is weaker (significance $< 2\sigma$).

We also analyzed the fraction of total optical luminosity contained within the central galaxy ($L_{\text{BGG}}/L_{\text{tot}}$) as a function of the magnitude gaps Δm_{12} and Δm_{14} . In this case, the total luminosity L_{tot} represents the sum of the luminosities of all the galaxies with $|(g-r) - (g-r)_{\text{BGG}}| \leq 0.2$, $M_r \leq -20.0$, and within $0.5 R_{200}$. We limited this analysis to systems with $z \leq 0.25$ because we were

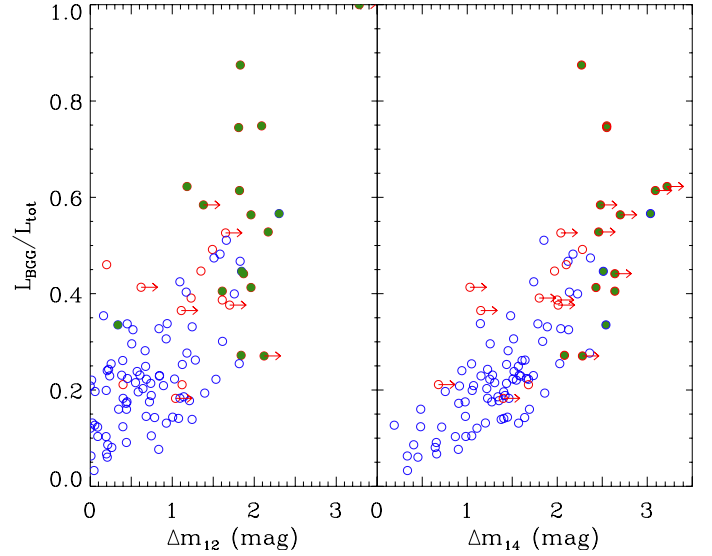


Fig. 10. Fraction of light of the BGG as function of Δm_{12} and Δm_{14} for the systems studied in this paper (open red circles) and in [Aguerri et al. \(2007\)](#), (open blue circles) with $z \leq 0.25$. The filled green circles represent the genuine fossil systems. The points with a right arrow are those systems for which the magnitude gap is a lower limit.

unable to reach $M_r = -20.0$ for more distant systems. [Figure 10](#) shows a clear correlation (Spearman test significance $> 3\sigma$) between $L_{\text{BGG}}/L_{\text{tot}}$ and the two magnitude gaps. Fossil systems are, on average, those objects with a larger fraction of light in the BGG. Nevertheless, they are characterized by a wide range of $L_{\text{BGG}}/L_{\text{tot}}$ values ($0.25 < L_{\text{BGG}}/L_{\text{tot}} < 0.75$). Most of the systems with $L_{\text{BGG}}/L_{\text{tot}} > 0.5$ are fossil ones. Similar relations were also found in other fossil samples (see [Harrison et al. 2012](#)), and recently [Shen et al. \(2014\)](#) have suggested that the growth in mass of the BGGs is directly correlated with Δm_{12} and that this correlation is needed to justify the BGGs over luminosity.

Fossil systems always represent extreme cases in the correlations. However, [Figs. 9 and 10](#) indicate that not all the properties of the clusters depend on Δm_{12} .

5.6. Correlation with the velocity dispersion

In [Fig. 11](#) we show the correlation between the fraction of light enclosed in the BGG ($L_{\text{BGG}}/L_{\text{tot}}$) as a function of the LOS velocity dispersion σ_v of the cluster for the same sample of [Fig. 9](#). This is a well known correlation that was originally reported by [Lin & Mohr \(2004\)](#). They argue that this correlation, together with the correlation between the luminosity of the BGGs and the mass of the system, indicates that BGGs grow by merging galaxies. In addition, they claim that the decrease in the BGG luminosity fraction with cluster mass indicates that the rate of luminosity growth of the BGGs is slower than the rate at which clusters acquire galaxies from the field.

[Figure 11](#) clearly shows that fossil systems delineate the upper envelope of the expected trend of the $L_{\text{BGG}}/L_{\text{tot}} - \sigma_v$ relation of non-fossil systems, so for a given velocity dispersion (or mass), fossil systems have a larger fraction of light enclosed in the BGG. Following [Lin & Mohr](#), we infer that the growth rate of BGGs in fossil systems is greater than that of BGGs in non-fossil systems. Non-fossil systems that are located in the upper envelope of [Fig. 11](#) have either large gaps in magnitude or gaps calculated only as lower limits. The former are systems dominated by the BGG, which are classified as non-fossil systems

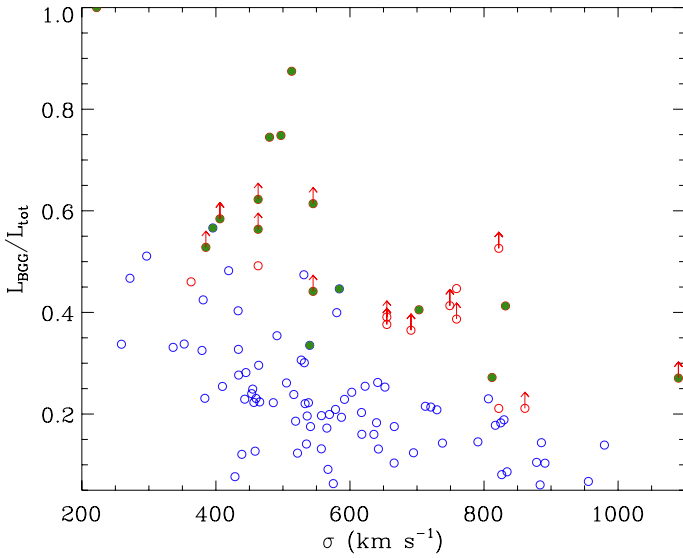


Fig. 11. Fraction of light of the BGG as function of the LOS velocity dispersion (mass) of the system. The symbols and colors are the same as in Fig. 10. Upward arrows indicate those systems for which the magnitude gaps (and thus the $L_{\text{BGG}}/L_{\text{tot}}$) represent lower limits.

only due to the arbitrariness of the fossilness criteria. The latter are expected to be genuine fossil systems, but for which further investigation is needed to constrain Δm_{12} and Δm_{14} .

6. Discussion

6.1. Differences with Santos et al. (2007)

We carefully analyzed the sample of FG candidates presented by Santos et al. (2007). As they claim, the number of fossil systems depends critically on the parameters adopted for measuring the magnitude gaps. It is thus very important to highlight the differences between theirs and our methodologies. First of all, Santos et al. (2007) used a fixed radius to look for the second brightest galaxies, namely 0.5 Mpc, whereas we were able to compute the virial radius for each cluster from its X-ray luminosity. The value of $0.5 R_{200}$ that we obtained for the Santos et al. (2007) candidates varies between 0.29 Mpc and 1.02 Mpc, with a mean value of 0.63 Mpc. This means that, on average, the radius within which we looked for the second brightest galaxies is larger than the one adopted in Santos et al. (2007). Therefore, we expect that not all the candidates proposed by Santos et al. (2007) are genuine fossil systems.

Moreover, the procedure for defining cluster membership adopted by Santos et al. (2007) suffers from three main problems. First, only a few spectroscopic redshifts were available in the SDSS-DR5 for the 34 FG candidates. Second, Santos et al. (2007) considered all the galaxies with the spectroscopic redshift in the range $z_c \pm \Delta z$ as members, where z_c is the cluster redshift and $\Delta z = 0.002$. It is worth noting that Δz was fixed for all the clusters, and did not take the differences in velocity dispersion (or mass) between the systems into account. Third, Santos et al. (2007) also considered as cluster members the galaxies without the spectroscopic redshift but with a photometric redshift in the range $z_c \pm 0.035$. This photometric redshift window is too small to deal with the typical errors of 0.1 expected for SDSS-DR5 photometric redshifts. In addition, they only considered galaxies with errors smaller than 0.1 in the photometric redshift.

In contrast, we were able to obtain a number of spectroscopic velocities good enough to compute the LOS velocity dispersion

of the systems and to accurately define the cluster membership. In particular, for 25 out of 34 systems, the cluster membership was obtained using a two-step method of member selection that works both in the redshift space and projected space phase. This method is much more robust than the simple z -cut proposed by Santos et al. (2007). Moreover, our photometric redshift criterion for membership adopts a much larger window of $z_c \pm 0.15$. For all these reasons, it is not surprising that only half of the systems proposed by Santos et al. (2007) as FG candidates turned out to be genuine fossil systems according to our criteria. Finally, it is important to notice that there are 12 systems in the sample that are not fossils but the magnitude gaps we calculated for them are only lower limits. This means that, in principle, there could be other genuine fossil systems in the sample, which could be identified by completing the spectroscopic survey.

6.2. Formation scenarios for fossil systems

There are two models that are mainly used in the literature to explain the formation scenarios for fossil systems. The first and widely accepted one (D’Onghia et al. 2005; Sommer-Larsen 2006; von Benda-Beckmann et al. 2008; Dariush et al. 2010, among others) is that fossil systems were assembled at a higher redshift than regular clusters and, due to particularly favorable conditions, they had enough time to merge L^* galaxies in a single giant BGG. This process results in the observed gap in magnitude that is a consequence of the system evolution. The second scenario (Mulchaey & Zabludoff 1999) suggests that the BGG was created in a single monolithic collapse and that the gap in magnitude is present from the beginning. The two formation processes are called the *merging* and the *failed group* scenario, respectively.

The observational properties of our systems are the following:

- Fossil systems are observed at any LOS velocity dispersion (mass) of the host DM halo (Table 1). Indeed, we have both fossil groups and fossil clusters.
- Systems with larger Δm_{12} have brighter BGGs (Fig. 9, top panel).
- Systems with larger Δm_{12} or Δm_{14} have a greater fraction of total galaxy light contained within the BGG (Fig. 10).
- Fossil systems follow the same $L_{\text{BGG}}/L_{\text{tot}}-\sigma_v$ relation of non-fossil systems. However, fossil systems are extreme cases of this relation and show higher $L_{\text{BGG}}/L_{\text{tot}}$ for a fixed LOS velocity dispersion (Fig. 11).
- Fossil systems verify the same $L_X-\sigma_v$ relation as non-fossil systems.

All these facts can be interpreted in the terms of the merging scenario: the fossil systems are the result of massive merger episodes in the early Universe because their galaxies follow more low angular momentum orbits than galaxies in non-fossil systems. In this case, the observed magnitude gap is an indication of the evolutionary state of the system. Thus, the systems with larger magnitude gaps are expected to have brighter central galaxies and a greater fraction of light enclosed in their BGGs. The growth of the BGG in fossil systems is stronger than in non-fossil ones, but it is expected to follow the same rules of normal clusters (see Lin & Mohr 2004).

The properties we observed in fossil systems can also be explained by the failed group scenario. Nevertheless, there are other properties that seem to disfavor this scenario. For example, the monolithic formation of elliptical galaxies predicts strong metallicity gradients, whereas the stellar population gradients

are erased by mergers. In this context, [Eigenthaler & Zeilinger \(2013\)](#) find flat age and metallicity gradients for a sample of central galaxies in fossil systems, which are not compatible with the failed group scenario. Moreover, the bend observed at high masses in the scaling relations of early-type galaxies also suggests that fossil systems were formed by mergers (see [Bernardi et al. 2011](#)). In particular, for the BGGs of our 34 FG candidates, a two-phase merger scenario was proposed to explain their scaling relations. Indeed, [Méndez-Abreu et al. \(2012\)](#) claim that these objects went through dissipational mergers in an early stage of their evolution and assembled the bulk of their mass through subsequent dry mergers. This process seems similar to the one proposed by [Díaz-Giménez et al. \(2008\)](#), in which the BGGs in fossil systems have undergone their last major merger later than in non-fossil systems.

6.3. Transitional fossil systems

The correlation between the gap in magnitude and absolute magnitude of the BGG suggests that the scenario that suggests the existence of transitional fossil systems ([von Benda-Beckmann et al. 2008](#)) cannot be applied to those systems with the brightest BGGs. In fact, the probability that two systems with such a bright central galaxy would merge is negligible. For this reason, we expect that current fossil systems hosting the most luminous BGGs will be fossils forever. Nevertheless, the [von Benda-Beckmann et al. \(2008\)](#) scenario could explain the case of FGS06. The BGG has a magnitude of $M_r = -22.88$, whereas the second ranked one, located at $\sim 0.4 R_{200}$, has $M_r = -22.68$. These magnitude values are typical of central galaxies in groups and clusters (see Fig. 9). The third, fourth, and fifth ranked galaxies have magnitudes of $M_r = -21.19$, -20.77 , and -20.18 , respectively. Moreover, FGS06 is the only non-fossil system in our sample with an abrupt change in its magnitude gap if the second ranked galaxy was not considered. In fact, the median value of the magnitude gap change for non-fossil systems in our sample is 0.2 ± 0.2 mag, whereas FGS06 would suffer a 1.6 mag change. For these reasons, we suggest that FGS06 could be a good candidate for a transitional fossil systems such as those described by [von Benda-Beckmann et al. \(2008\)](#).

7. Conclusions

We characterized the sample of 34 FG candidates proposed by [Santos et al. \(2007\)](#) by using a unique collection of new optical photometric and spectroscopic data. This dataset was completed with SDSS-DR7 archival data. This large collection of radial velocities provided robust cluster membership and global cluster properties for a subsample of 25 systems that have not been available before.

The fossilness determination of the 34 FG candidates was revisited. In particular, the magnitudes of the galaxies in each system were obtained by averaging three different magnitudes: Petrosian and model magnitudes from SDSS-DR7 and MAG-BEST SExtractor magnitude from our data. This was done because the magnitude of the BGGs can be affected by close satellites both in the SDSS and SExtractor analyses. Therefore, we computed new magnitude gaps (Δm_{12} and Δm_{14}) within $0.5 R_{200}$ for each system. The systems with $\Delta m_{12} \geq 2$ or $\Delta m_{14} \geq 2.5$ mag within the errors were classified as fossils. By applying this criterion, the total number of fossil systems in the sample is 15^{+8}_{-4} . The uncertainties in the total number of fossil systems reflect the uncertainties in the R_{200} determination.

Moreover, there are 12 systems for which one or both the magnitude gaps are lower limits. For these systems, a more extended spectroscopic survey is needed in order to define their fossilness.

We derived the main observational properties of the fossil systems in our sample. The fossil systems span a wide range of masses, and we can confirm the existence of genuine fossil clusters in our sample. In particular, five fossil systems have LOS velocity dispersions $\sigma_v > 700 \text{ km s}^{-1}$, from both the L_X luminosity and “shifting gapper” procedure. Clear correlations were found between the magnitude gaps and luminosity of the BGGs. In particular, the systems with larger Δm_{12} have brighter BGGs, and the systems with larger Δm_{12} or Δm_{14} have a larger fraction of the total galaxy light in the BGGs. The fossil systems also follow the same $L_{\text{BGG}}/L_{\text{tot}} - \sigma_v$ relation of non-fossil systems. Nevertheless, they are extreme cases in the studied relations. In particular, the fossil systems have brighter BGGs than normal systems for any given LOS velocity dispersion (mass).

All these properties can be explained by the two mainly accepted proposed scenarios for the formation of fossil structures so are not conclusive in this sense. Nevertheless, we suggest that fossil systems with very bright central galaxies are not transitional phases of regular clusters and groups because, if this was the case, we should find systems with small gaps but very bright and massive central galaxies. These systems are not observed because the probability that two systems with such a bright BGG would merge is negligible. On the contrary, the systems with fainter BGGs possibly experienced a transitional fossil stage, which ended by merging with another galaxy system. This could be the case of FGS06.

The FOGO project will continue in the near future by analyzing other observational properties of fossil systems. In a forthcoming paper, we will focus on the LFs of fossil and normal systems. This analysis will be crucial for understanding the formation and evolution of these galaxy aggregations, because the LFs of fossil systems in the merging scenario are expected to lack L^* galaxies. In contrast, the failed group formation scenario expects to find differences between fossil and normal systems in both the bright and faint ends of the LFs.

Acknowledgements. We would like to thank the anonymous referee for useful comments that helped us improve the paper. This work was partially funded by the Spanish MICINN (grant AYA2010-21887-C04-04), and the local Canarian Government (grant ProID20100140). This article is based on observations made with the *Isaac Newton* Telescope, Nordic Optical Telescope, and Telescope Nazionale *Galileo* operated on the island of La Palma by the Isaac Newton Group, the Nordic Optical Telescope Scientific Association, and the Fundación Galileo Galilei of the INAF (Istituto Nazionale di Astrofisica), respectively, in the Spanish Observatorio del Roque de los Muchachos of the Instituto de Astrofísica de Canarias. E.D. gratefully acknowledges support from the Alfred P. Sloan Foundation. M.G. acknowledges financial support from the MIUR PRIN/2010–2011 (J91J12000450001). E.M.C. is supported by Padua University (grants 60A02-1283/10,5052/11, 4807/12). J.I.P. and J.V.M. acknowledge financial support from the Spanish MINECO under grant AYA2010-21887-C04-01, and from Junta de Andalucía Excellence Project PEX2011-FQM7058. J.M.A. acknowledges support from the European Research Council Starting Grant (SEDMorph; P.I. V. Wild).

References

- Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., Allam, S. S., et al. 2007, *ApJS*, 172, 634
- Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., Allam, S. S., et al. 2008, *ApJS*, 175, 297
- Aguerri, J. A. L., Sánchez-Janssen, R., & Muñoz-Tuñón, C. 2007, *A&A*, 471, 17
- Aguerri, J. A. L., Girardi, M., Boschin, W., et al. 2011, *A&A*, 527, A143
- Arnaud, M., Pointecouteau, E., & Pratt, G. W. 2005, *A&A*, 441, 893
- Ascaso, B., Aguerri, J. A. L., Varela, J., et al. 2011, *ApJ*, 726, 69

- Bardelli, S., Zucca, E., Vettolani, G., et al. 1994, *MNRAS*, 267, 665
- Barrena, R., Girardi, M., Boschín, W., & Dasí, M. 2009, *A&A*, 503, 357
- Beers, T. C., Flynn, K., & Gebhardt, K. 1990, *AJ*, 100, 32
- Bernardi, M., Roche, N., Shankar, F., & Sheth, R. K. 2011, *MNRAS*, 412, 684
- Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, *A&AS*, 117, 393
- Blanton, M. R., Kazin, E., Muna, D., Weaver, B. A., & Price-Whelan, A. 2011, *AJ*, 142, 31
- Böhringer, H., Voges, W., Huchra, J. P., et al. 2000, *ApJS*, 129, 435
- Böhringer, H., Schuecker, P., Pratt, G. W., et al. 2007, *A&A*, 469, 363
- Borgani, S., Girardi, M., Carlberg, R. G., Yee, H. K. C., & Ellingson, E. 1999, *ApJ*, 527, 561
- Boylan-Kolchin, M., Ma, C.-P., & Quataert, E. 2008, *MNRAS*, 383, 93
- Carlberg, R. G., Yee, H. K. C., & Ellingson, E. 1997, *ApJ*, 478, 462
- Cava, A., Bettoni, D., Poggianti, B. M., et al. 2009, *A&A*, 495, 707
- Cypriano, E. S., Mendes de Oliveira, C. L., & Sodré, L., Jr. 2006, *AJ*, 132, 514
- D'Onghia, E., Sommer-Larsen, J., Romeo, A. D., et al. 2005, *ApJ*, 630, L109
- Danese, L., de Zotti, G., & di Tullio, G. 1980, *A&A*, 82, 322
- Dariush, A., Khosroshahi, H. G., Ponman, T. J., et al. 2007, *MNRAS*, 382, 433
- Dariush, A. A., Raychaudhury, S., Ponman, T. J., et al. 2010, *MNRAS*, 405, 1873
- Díaz-Giménez, E., Muriel, H., & Mendes de Oliveira, C. 2008, *A&A*, 490, 965
- Démoclès, J., Pratt, G. W., Pierini, D., et al. 2010, *A&A*, 517, A52
- Edge, A. C., & Stewart, G. C. 1991, *MNRAS*, 252, 414
- Eigenthaler, P., & Zeilinger, W. W. 2013, *A&A*, 553, A99
- Eisenstein, D. J., Annis, J., Gunn, J. E., et al. 2001, *AJ*, 122, 2267
- Ellingson, E., & Yee, H. K. C. 1994, *ApJS*, 92, 33
- Fadda, D., Girardi, M., Giuricin, G., Mardirossian, F., & Mezzetti, M. 1996, *ApJ*, 473, 670
- Fasano, G., Marmo, C., Varela, J., et al. 2006, *A&A*, 445, 805
- Girardi, M., & Mezzetti, M. 2001, *ApJ*, 548, 79
- Girardi, M., Fadda, D., Giuricin, G., et al. 1996, *ApJ*, 457, 61
- Girardi, M., Giuricin, G., Mardirossian, F., Mezzetti, M., & Boschin, W. 1998, *ApJ*, 505, 74
- Girardi, M., Boschin, W., & Barrena, R. 2006, *A&A*, 455, 45
- Girardi, M., Aguerri, J. A. L., De Grandis, S., et al. 2014, *A&A*, 565, A115
- Harrison, C. D., Miller, C. J., Richards, J. W., et al. 2012, *ApJ*, 752, 12
- Hilton, M., Collins, C., De Propriis, R., et al. 2005, *MNRAS*, 363, 661
- Jedrzejewski, R. I. 1987, *MNRAS*, 226, 747
- Jones, L. R., Ponman, T. J., Horton, A., et al. 2003, *MNRAS*, 343, 627
- Kennicutt, R. C., Jr. 1992, *ApJS*, 79, 255
- Khosroshahi, H. G., Jones, L. R., & Ponman, T. J. 2004, *MNRAS*, 349, 1240
- Khosroshahi, H. G., Maughan, B. J., Ponman, T. J., & Jones, L. R. 2006, *MNRAS*, 369, 1211
- Khosroshahi, H. G., Ponman, T. J., & Jones, L. R. 2007, *MNRAS*, 377, 595
- La Barbera, F., de Carvalho, R. R., de la Rosa, I. G., et al. 2009, *AJ*, 137, 3942
- Lidman, C., Iacobuta, G., Bauer, A. E., et al. 2013, *MNRAS*, 433, 825
- Lieder, S., Mieske, S., Sánchez-Janssen, R., et al. 2013, *A&A*, 559, A76
- Lin, Y.-T., & Mohr, J. J. 2004, *ApJ*, 617, 879
- Mahdavi, A., & Geller, M. J. 2001, *ApJ*, 554, L129
- Malumuth, E. M., Kriss, G. A., Dixon, W. V. D., Ferguson, H. C., & Ritchie, C. 1992, *AJ*, 104, 495
- Materne, J. 1979, *A&A*, 74, 235
- Mendes de Oliveira, C. L., Cypriano, E. S., & Sodré, L., Jr. 2006, *AJ*, 131, 158
- Mendes de Oliveira, C. L., Cypriano, E. S., Dupke, R. A., & Sodré, L., Jr. 2009, *AJ*, 138, 502
- Méndez-Abreu, J., Aguerri, J. A. L., Barrena, R., et al. 2012, *A&A*, 537, A25
- Mukai, K. 1993, *Legacy*, 3, 21
- Mulchaey, J. S., & Zabludoff, A. I. 1998, *ApJ*, 496, 73
- Mulchaey, J. S., & Zabludoff, A. I. 1999, *ApJ*, 514, 133
- Ortiz-Gil, A., Guzzo, L., Schuecker, P., Böhringer, H., & Collins, C. A. 2004, *MNRAS*, 348, 325
- Pisani, A. 1996, *MNRAS*, 278, 697
- Ponman, T. J., Allan, D. J., Jones, L. R., et al. 1994, *Nature*, 369, 462
- Proctor, R. N., de Oliveira, C. M., Dupke, R., et al. 2011, *MNRAS*, 418, 2054
- Quintana, H., & Melnick, J. 1982, *AJ*, 87, 972
- Quintana, H., Carrasco, E. R., & Reisenegger, A. 2000, *AJ*, 120, 511
- Santos, W. A., Mendes de Oliveira, C., & Sodré, L., Jr. 2007, *AJ*, 134, 1551
- Shen, S., Yang, X., Mo, H., van den Bosch, F., & More, S. 2014, *ApJ*, 782, 23
- Sommer-Larsen, J. 2006, *MNRAS*, 369, 958
- Sun, M., Forman, W., Vikhlinin, A., et al. 2004, *ApJ*, 612, 805
- The, L. S., & White, S. D. M. 1986, *AJ*, 92, 1248
- Tonry, J., & Davis, M. 1979, *AJ*, 84, 1511
- Voevodkin, A., Borozdin, K., Heitmann, K., et al. 2010, *ApJ*, 708, 1376
- Voges, W., Aschenbach, B., Boller, T., et al. 1999, *A&A*, 349, 389
- Voges, W., Aschenbach, B., Boller, T., et al. 2000, *IAU Circ.*, 7432, 1
- von Benda-Beckmann, A. M., D'Onghia, E., Gottlöber, S., et al. 2008, *MNRAS*, 386, 2345
- Xue, Y.-J., & Wu, X.-P. 2000, *ApJ*, 538, 65
- Zibetti, S., Pierini, D., & Pratt, G. W. 2009, *MNRAS*, 392, 525

Fossil group origins – VI. Global X-ray scaling relations of fossil galaxy clusters

A. Kundert^{1*}, F. Gastaldello², E. D’Onghia^{1†}, M. Girardi^{3,4}, J. A. L. Aguerri^{5,6}, R. Barrena^{5,6}, E. M. Corsini^{7,8}, S. De Grandi⁹, E. Jiménez-Bailón¹⁰, M. Lozada-Muñoz¹⁰, J. Méndez-Abreu¹¹, R. Sánchez-Janssen¹², E. Wilcots¹, and S. Zarattini^{5,6,7}

¹ Department of Astronomy, University of Wisconsin-Madison, 475 N. Charter St., Madison, WI 53706, USA

² INAF – IASF Milano, via E. Bassini 15, I-20133 Milano, Italy

³ Dipartimento di Fisica-Sezione Astronomia, Università degli Studi di Trieste, via Tiepolo 11, I-34143, Trieste, Italy

⁴ INAF – Osservatorio Astronomico di Trieste, via Tiepolo 11, I-34143, Trieste, Italy

⁵ Instituto de Astrofísica de Canarias, C/ Vía Láctea s/n, E-38200 La Laguna, Tenerife, Spain

⁶ Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, E-38205 La Laguna, Tenerife, Spain

⁷ Dipartimento di Fisica e Astronomia ‘G. Galilei’, Università di Padova, vicolo dell’Osservatorio 3, I-35122 Padova, Italy

⁸ INAF – Osservatorio Astronomico di Padova, vicolo dell’Osservatorio 5, I-35122 Padova, Italy

⁹ INAF – Osservatorio Astronomico di Brera, via E. Bianchi 46, I-23807 Merate, Italy

¹⁰ Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México, Apartado Postal 70-264, 04510-México DF, Mexico

¹¹ School of Physics and Astronomy, University of St Andrews, North Haugh, St Andrews, KY16 9SS, UK

¹² NRC Herzberg Institute of Astrophysics, 5071 West Saanich Road, Victoria, BC, V9E 2E7, Canada

Accepted 2015 August 12. Received 2015 July 15; in original form 2015 March 16

ABSTRACT

We present the first pointed X-ray observations of 10 candidate fossil galaxy groups and clusters. With these *Suzaku* observations, we determine global temperatures and bolometric X-ray luminosities of the intracluster medium (ICM) out to r_{500} for six systems in our sample. The remaining four systems show signs of significant contamination from non-ICM sources. For the six objects with successfully determined r_{500} properties, we measure global temperatures in the range $2.8 \leq T_X \leq 5.3$ keV, bolometric X-ray luminosities of $0.8 \times 10^{44} \leq L_{X,\text{bol}} \leq 7.7 \times 10^{44}$ erg s⁻¹, and estimate masses, as derived from T_X , of $M_{500} \gtrsim 10^{14} M_\odot$. Fossil cluster scaling relations are constructed for a sample that combines our *Suzaku* observed fossils with fossils in the literature. Using measurements of global X-ray luminosity, temperature, optical luminosity, and velocity dispersion, scaling relations for the fossil sample are then compared with a control sample of non-fossil systems. We find the fits of our fossil cluster scaling relations are consistent with the relations for normal groups and clusters, indicating fossil clusters have global ICM X-ray properties similar to those of comparable mass non-fossil systems.

Key words: X-rays: galaxies: clusters - galaxies: clusters: general - galaxies: groups: general

1 INTRODUCTION

Fossil galaxy systems are group and cluster mass objects characterized by extended, relaxed X-ray isophotes and an extreme magnitude gap in the bright end of the optical luminosity function of their member galaxies. Typically, fos-

sils are identified with the criteria of a halo luminosity of $L_{X,\text{bol}} \geq 0.5 \times 10^{42}$ erg s⁻¹ and a first ranked galaxy more than 2 *R*-band magnitudes brighter than the second brightest galaxy within half the virial radius (Jones et al. 2003). Fossil systems comprise 8-20 per cent of groups and clusters in the same X-ray luminosity regime (Jones et al. 2003), and thus determining the origin of the features characterizing these systems is important for understanding the nature

* E-mail: kundert@astro.wisc.edu

† Alfred P. Sloan Fellow

and evolution of a significant fraction galaxy groups and clusters.

The features of fossil systems seem to fulfil theoretical predictions that the Milky Way luminosity (L^*) galaxies in a group will merge into a central bright elliptical in less than a Hubble time, but the time-scale for the cooling and collapse of the hot gas halo is longer (Barnes 1989; Ponman & Bertram 1993). Indeed the first fossil group discovered, RX J1340.6+4018 (Ponman et al. 1994), appeared as a solitary bright elliptical located in the centre of a group-sized X-ray luminous halo. It was thought the central galaxy of this group was the final merger remnant of the former group galaxies, and hence this object was named a ‘fossil group’. Since then, deeper observations have found this system to consist of galaxies other than the bright central galaxy (BCG; Jones et al. 2000) and as a result the magnitude gap criterion of fossils has been established. The motivation for this criterion is that over time, an increasingly growing difference between the two brightest galaxies will form as a result of the merging of the most massive galaxies into a single bright central elliptical if no infall occurs. This formation scenario is well suited for group mass fossils where the velocity dispersion is low and the dynamical friction time-scale is short.

A number of objects meeting the fossil criteria have also been observed in the cluster mass regime as well (Cypriano et al. 2006; Khosroshahi et al. 2006; Voevodkin et al. 2010; Aguerri et al. 2011; Harrison et al. 2012). It is possible fossil clusters may form as the result of two systems merging, where one group has had its bright galaxies merge due to dynamical friction, and the other has comparatively fainter galaxies (Harrison et al. 2012). Should merging occur between systems with similarly bright galaxies, any previously existing magnitude gaps may become filled in. Therefore, meeting the fossil criteria may only be a transitory phase in the evolution of a group or cluster (von Benda-Beckmann et al. 2008; Dariush et al. 2010).

Numerical and hydrodynamic simulations indicate the large magnitude gaps characterizing fossil groups and clusters are associated with an early formation time: fossil systems have been found to assemble more of their total dynamical mass than non-fossil systems at every redshift (Dariush et al. 2007), where half the dynamical mass is assembled by $z \gtrsim 1$ (D’Onghia et al. 2005). Evidence that fossils have formed and evolved in a different manner than normal groups and clusters should then manifest in differences in their respective properties.

The bright central galaxy which dominates the optical output of fossil systems has a number of unique characteristics, although whether this demonstrates a clearly distinct formation scenario from non-fossil BCGs is still uncertain. The BCGs of fossils are more massive in both the stellar component and in total than the central ellipticals in non-fossil systems of the same halo mass (Harrison et al. 2012). Méndez-Abreu et al. (2012) find fossil BCGs are consistent with the Fundamental Plane of non-fossil BCGs, but show lower velocity dispersions and higher effective radii when compared to non-fossil intermediate-mass elliptical BCGs of the same K_s -band luminosity. These results suggest the fossil BCG has experienced a merger history of early gas-rich dissipational mergers, followed by gas-poor dissipationless mergers later.

On the global scale, the scaling relations of fossil systems remain a point of contention due to limited data and inhomogeneities between studies. Khosroshahi et al. (2007, hereafter KPJ07) performed a comprehensive analysis of a sample of group mass fossil systems and found their sample fell on the same L_X-T_X relation as non-fossils. However, the fossil groups were found to have offset L_X and T_X for a given optical luminosity L_{opt} or velocity dispersion σ_v when compared to normal groups, which was interpreted as an excess in the X-ray properties of fossil systems for their mass. In a comparable study, Proctor et al. (2011) found similar deviations between fossils and non-fossils. This offset, however, was interpreted as fossils being underluminous in the optical which is supported by their large mass-to-light ratios. These features would not result from galaxy-galaxy merging in systems with normal luminosity functions, and thus this analysis calls into question the formation scenario commonly attributed to generating the characteristic large magnitude gap of fossil systems. Later studies, such as Harrison et al. (2012) and Girardi et al. (2014, hereafter G14), find no difference in the L_X-L_{opt} relation of fossil systems and non-fossils. Even so, most recently Khosroshahi et al. (2014) present a sample of groups, one of which qualifies as a fossil, that lies above the L_X-L_{opt} relation of non-fossil systems, reopening the debate on fossil system scaling relations.

In this paper we have undertaken an X-ray study of 10 candidate fossil systems, never previously studied with detailed pointed observations in the X-ray regime. Using *Suzaku* data, we present the first measurements of intra-cluster medium (ICM) temperatures, bolometric X-ray luminosities, and estimates of the M_{500} masses of our systems. This work comprises the sixth instalment of the Fossil Group Origins (FOGO) series. The FOGO project is a multiwavelength study of the Santos et al. (2007) candidate fossil system catalogue. In FOGO I (Aguerre et al. 2011), the FOGO project is described in detail and the specific goals of the collaboration are outlined. FOGO II (Méndez-Abreu et al. 2012) presents a study of the BCG scaling relations of fossil systems and the implications for the BCG merger history. Global optical luminosities of our FOGO sample are measured in FOGO III (G14) and used to construct the global L_X-L_{opt} relation which reveals no difference between the fossil and non-fossil fits. Deep r -band observations and an extensive spectroscopic database were used to redetermine the magnitude gaps of the FOGO sample and reclassify our fossil candidate catalogue in FOGO IV (Zarattini et al. 2014, hereafter Z14). In FOGO V (Zarattini et al. 2015), the correlation of the size of the magnitude gap and the shape of the luminosity function is investigated. In this work (FOGO VI) we advance the characterization of the X-ray properties of fossil systems and constrain the global scaling relations of these objects.

The details and observations of our *Suzaku* sample are described in Sections 2 and 3. A discussion on how non-ICM sources may contribute to the observed emission of our systems follows in Section 4. Tests to determine the contribution of these non-ICM sources are presented in Sections 5 and 6. Measurements of the global ICM properties of the thermally dominated subset of our sample are recorded in Section 7. Global scaling relations and their implications are presented in Section 8. For our analysis, we assume a Λ CDM cosmology with a Hubble parameter $H_0=70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$,

a dark energy density parameter of $\Omega_\Lambda=0.7$, and a matter density parameter $\Omega_M=0.3$.

2 THE SAMPLE

Our sample of 10 observed galaxy groups and clusters was selected from the Santos et al. (2007, hereafter S07) catalogue of candidate fossil systems. The S07 catalogue was assembled by first identifying luminous $r < 19$ mag red galaxies in the luminous red galaxy (LRG) catalogue (Eisenstein et al. 2001), and selecting only those galaxies associated with extended X-ray emission in the *ROSAT* All-Sky Survey (RASS). Sloan Digital Sky Survey (SDSS) Data Release 5 was then used to spatially identify companion galaxies to these bright galaxies. Group or cluster membership was assigned to galaxies identified within a radius of $0.5 h_{70}^{-1}$ Mpc from one of the bright LRGs and with a redshift consistent with that of the LRG. While spectroscopic redshifts were used when available, galaxy membership was primarily determined using photometric redshifts. Groups and clusters with more than a 2 r -band magnitude difference between the brightest and second brightest member galaxies within the fixed $0.5 h_{70}^{-1}$ Mpc system radius were then selected, and those with an early-type BCG were identified as fossils.

Z14 observed the S07 fossil candidate list with the Nordic Optical Telescope, the Isaac Newton Telescope, and the Telescopio Nazionale Galileo to obtain deeper r -band images and spectroscopic redshifts for candidate group members allowing for improved system membership. Additionally, the search radius for galaxy system members was extended to the virial radius of the system as calculated from the RASS X-ray luminosity. The Z14 study confirms 15 targets out of 34 S07 candidates are fossil galaxy systems. According to this characterization, our sample contains five confirmed fossil systems and five non-confirmed or rejected fossil systems (see Table 1).

3 OBSERVATIONS AND DATA REDUCTION

The 10 systems in our sample were observed with the *Suzaku* X-ray telescope between 2012 May and October (Table 1). Our analysis uses the data from *Suzaku*'s three X-ray Imaging Spectrometers (XIS) sensitive to the 0.5–10 keV band. Our single-pointing observations were taken with a normal clocking mode, and an editing mode of 3×3 or 5×5 which were combined when both were available. The stacked XIS0+XIS1+XIS3 raw count images of the sample are shown in Fig. 1.

The analysis of our study was conducted using the HEASOFT version 6.15 software library with the calibration database CALDB XIS update version 20140520. Spectra were extracted using XSELECT version 2.4c and fit using XSPEC version 12.8.1g. The event files were reprocessed using `aepipeline` with the CALDB XIS update 20140203 using the default settings with an additional criterion of $COR > 6$. In our spectral analysis, emission from the ^{55}Fe calibration sources, located in the corners of each XIS detector, was removed. Additionally, the XIS0 damaged pixel columns caused by micro-meteorites were masked.

A Redistribution Matrix File (RMF) was created for all

spectral extraction regions with `xisrmfgen`. For each RMF, two Ancillary Response Files (ARFs) were created with `xissimarfgen`, one to be convolved with the background spectral model, and the other to be convolved with the source model following the method of Ishisaki et al. (2007). Background ARFs were created out to a radius of 20 arcmin using a uniform emission source mode. For the source ARFs, an image of the stacked XIS field-of-view (FOV) was used to model the emission.

4 TREATMENT OF NON-ICM EMISSION

High fidelity measurements of the ICM temperature and luminosity require careful consideration of non-ICM sources of emission during our analysis.

4.1 Background and foreground sources

The standard *Suzaku* XIS background consists of a non-X-ray particle background (NXB; Tawa et al. 2008), the cosmic X-ray background (CXB; Fabian & Barcons 1992), and foreground Galactic emission from the Local Hot Bubble (LHB) and the Milky Way Halo (MWH; Kuntz & Snowden 2000).

The contribution of the NXB for each object was assessed using the night earth database within 150 days of the observation using the FTOOL `xisnxbgen` (Tawa et al. 2008). Our XIS1 observations were taken in a charge injection mode of $CI = 6$ keV which increases the NXB. Accordingly, the `nxbsci6` calibration file was used as input for XIS1 to counteract this.

The contribution of the galactic foreground to a XIS spectrum is well described by two thermal plasma models: `APECLHB+(WABS × APECMWH)` where $z_{\text{LHB}} = z_{\text{MWH}} = 0$, $Z_{\text{LHB}} = Z_{\text{MWH}} = 1 Z_\odot$, and $kT_{\text{LHB}} = 0.1$ keV (Kuntz & Snowden 2000). The CXB was modelled by an absorbed power-law: `WABS × POWERLAWCXB` with $\Gamma = 1.412$ (Kushino et al. 2002). During spectral analyses, the summed background and foreground model: `APECLHB+WABS(APECMWH+POWERLAWCXB)` was convolved with the uniform emission ARF.

4.2 Solar wind charge exchange

The interaction of ions in the solar wind with neutral atoms in the heliosphere and in Earth's atmosphere can produce $E < 1$ keV photons in the X-ray regime (Cravens 2000; Fujimoto et al. 2007). To check for contamination from solar wind charge exchange (SWCX), proton flux light curves with a sampling frequency of 90 s were obtained from the NASA WIND-SWE database over the time span of each observation. The intensity of proton flux has been found to be related to the strength of geocoronal SWCX contaminating photons, where flux levels above 4×10^8 protons $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ commonly indicate potentially significant contamination to X-ray spectra from charge exchange (Yoshino et al. 2009). Following Fujimoto et al. (2007), 2700 s were added to the time points in the WIND-SWE light curve to account for the travel time between the WIND satellite, located at the L1 point, and Earth, where the geocoronal SWCX emission is produced.

Table 1. Summary of observations.

Object	Sequence number	RA	Dec.	Start date	Exposure [ks]	Type [†]
FGS03	807052010	07:52:44.2	+45:56:57.4	2012 Oct 28 18:39:14	14.3	F
FGS04	807053010	08:07:30.8	+34:00:41.6	2012 May 06 16:24:20	10.1	NC
FGS09	807050010	10:43:02.6	+00:54:18.3	2012 May 30 05:18:38	9.9	NC
FGS14	807055010	11:46:47.6	+09:52:28.2	2012 May 29 17:06:08	12.4	F
FGS15	807057010	11:48:03.8	+56:54:25.6	2012 May 26 17:58:41	13.6	NF
FGS24	807058010	15:33:44.1	+03:36:57.5	2012 Jul 28 08:10:10	13.2	NF
FGS25	807049010	15:39:50.8	+30:43:04.0	2012 Jul 28 18:06:02	10.6	NF
FGS26	807054010	15:48:55.9	+08:50:44.4	2012 Jul 29 02:05:54	8.6	F
FGS27	807056010	16:14:31.1	+26:43:50.4	2012 Aug 05 07:14:36	10.6	F
FGS30	807051010	17:18:11.9	+56:39:56.1	2012 May 02 11:43:31	14.0	F

[†] The fossil status column contains the Z14 updated fossil characterizations of the S07 catalogue. In the fossil status column, ‘F’ is a confirmed fossil, ‘NF’ is a rejected fossil, and ‘NC’ is not confirmed as either a fossil or non-fossil according to Z14 and remains a fossil candidate.

Much of the FGS24 observation occurs during an elevated period of proton flux; however, the light curve of FGS24 displays no significant duration flares. Furthermore, as a check, we have performed our spectral analysis on the time windows where the proton flux was less than $4 \times 10^8 \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ and found the results were consistent with the spectral analysis of the full baseline. We therefore consider the effects of SWCX to be small and have recorded the results of the analysis of the full observation in the main text and include the FGS24 light curve and shortened exposure time analysis in Appendix A.

4.3 Point source contamination

Our *Suzaku* observations are the first pointed X-ray observations of the objects in our sample. Consequently we must assess point source contamination primarily relying on the *Suzaku* data alone. Visual inspection of the XIS images (Fig. 1) reveal two obvious point sources in the FGS15 FOV which we are able to exclude in our analysis using circular regions of radius 2.5 arcmin. Additionally, FGS03 and FGS09 show diffraction spikes from a strong point-like sources near the peak of the X-ray emission. However, the large 2 arcmin half-power diameter (HPD) of the *Suzaku* X-ray Telescope (XRT; Serlemitsos et al. 2007) inhibits the exclusion of these sources and the robust identification of other point sources.

Optical and radio studies of the objects in our sample have found a number of active galactic nuclei (AGN) in spatial proximity to our galaxy systems. Especially concerning are the radio-loud AGN, located near the projected location of the BCGs, found in 7 out of the 10 objects in our sample (Hess et al. 2012). To determine if these radio-loud AGN, and other optical and radio AGN in the FOV, are significant contributors to the source emission in the X-ray regime, we perform image (Section 5) and spectral (Section 6) analyses. In the 0.5–10 keV range of the XIS, the strength of AGN emission increases towards the harder energies of the spectrum. As a result, the harder photons from an AGN may falsely boost the measured temperature of the ICM if only a thermal model is used to fit the spectrum. Assessing AGN contribution is therefore a crucial step in determining the properties of the ICM.

4.4 Implementation of RASS data

Because most of our objects extend over the entire single *Suzaku* pointing, a local *Suzaku* background region is not consistently available to assess the background contamination in our source regions. To aid in constraining the LHB, MWH, and CXB, we employ RASS background spectra sensitive to the 0.1–2.4 keV X-ray regime. RASS spectra were obtained through the High Energy Astrophysics Science Archive Research Center (HEASARC) X-ray background tool ¹ in an annulus of inner radius 0.5 degrees and outer radius 1 degree centred on each of our sources. The size of this annulus is sufficient to minimize contamination from the source itself where the largest r_{500} radius found for an object in our sample only extends to ~ 20 per cent of the inner radius of the annular RASS background region.

5 IMAGE ANALYSIS

5.1 Determination of the source aperture for the spectral analysis region

The region of our initial spectral analysis for each object was established to encircle where the emission from the source dominates the emission from the background, enabling the parameters describing the source spectrum to be determined in a high signal-to-noise ratio (S/N) region. We determine this source region using vignetting and exposure corrected images of the source as well as simulated images of the background estimated from RASS spectra.

For each *Suzaku* pointing, an exposure map was created with `xisexpmapgen` and a flat-field using `xissim`. The flat-field was simulated over the XIS 0.5–10 keV energy range at a monochromatic photon energy of 1 keV for a uniform sky out to 20 arcmin.

An image of the NXB particle background for each pointing was produced with `xisnxbgen` over the same energy range. This image was estimated from night Earth observations within 150 days of the *Suzaku* observation date. The NXB image was uniformly corrected by dividing the count rates by the exposure time.

Emission from the CXB, LHB, and MWH was estimated from RASS background spectra.

¹ <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/Tools/xraybg/xraybg.pl>

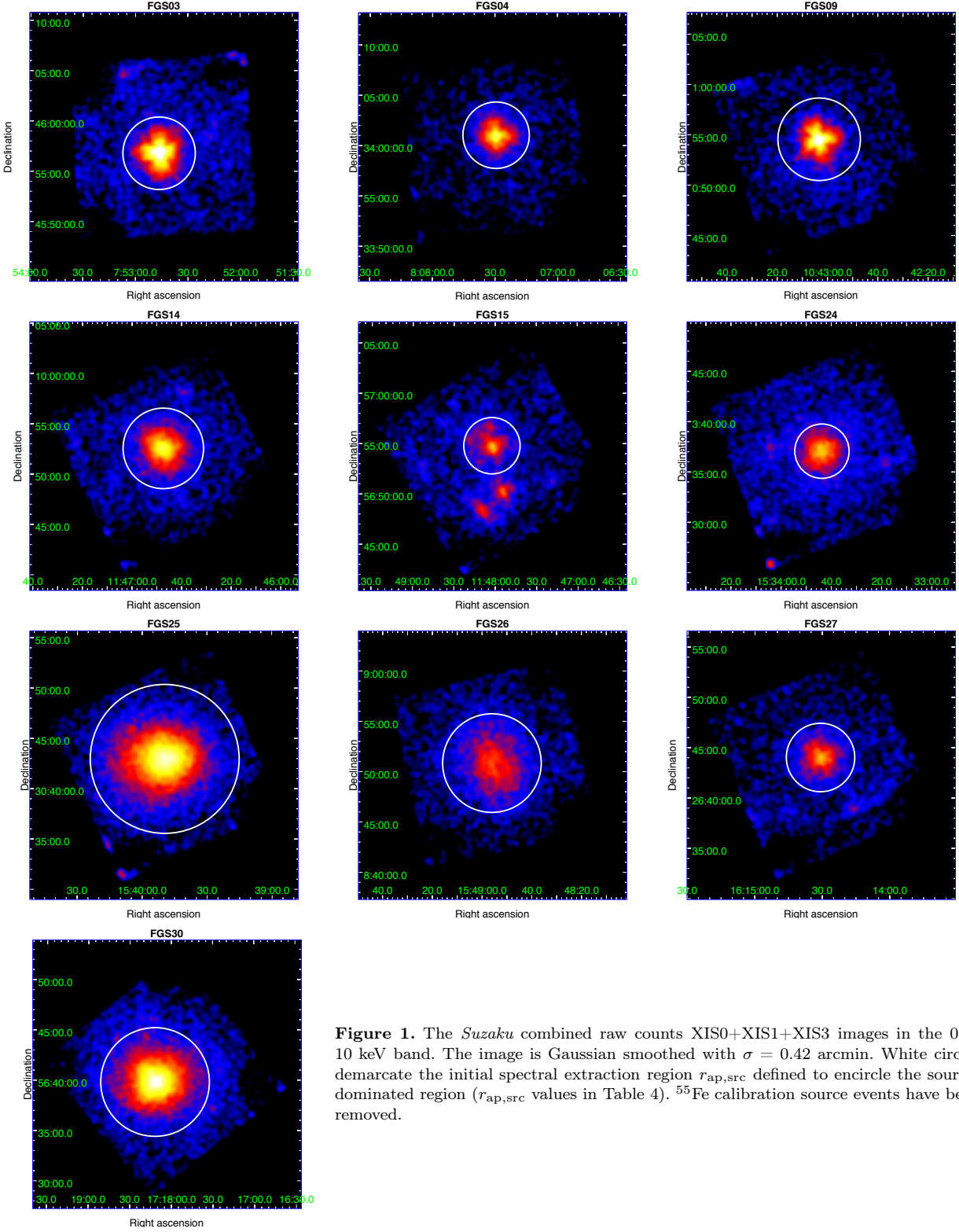


Figure 1. The *Suzaku* combined raw counts XIS0+XIS1+XIS3 images in the 0.5–10 keV band. The image is Gaussian smoothed with $\sigma = 0.42$ arcmin. White circles demarcate the initial spectral extraction region $r_{\text{ap,src}}$ defined to encircle the source-dominated region ($r_{\text{ap,src}}$ values in Table 4). ^{55}Fe calibration source events have been removed.

These spectra were fit with the background model: $\text{APECLHB} + \text{WABS}(\text{APECMWH} + \text{POWERLAW}_{\text{CXB}})$. Because the RASS background spectrum consists of only 7 data points, only the normalizations of the three background components were allowed to vary; the other parameters were fixed

at the standard literature values as described in Section 4.1. The *ROSAT* PSPC response matrix provided by the background tool was implemented for the fit. In calculating the background photon flux in the *Suzaku* XIS 0.5–10 keV energy range, the XSPEC `dummysp` command was used to

Table 2. General information.

FGS ^a	Coordinates of Peak X-ray ^b		z^c	n_{H}^d [10^{20}cm^{-2}]
	RA	Dec.		
03*	07:52:46.48	+45:56:48.40	0.052	5.06
04	08:07:29.47	+34:01:02.95	0.208	4.27
09	10:43:03.33	+00:54:33.26	0.125	3.88
14*	11:46:47.37	+09:52:33.38	0.221	2.89
15	11:48:02.43	+56:54:49.57	0.105	0.998
24	15:33:43.74	+03:37:03.74	0.293	3.65
25	15:39:49.57	+30:42:58.40	0.097	2.29
26*	15:48:56.03	+08:50:51.27	0.072	3.14
27*	16:14:30.77	+26:44:02.18	0.184	3.61
30*	17:18:11.79	+56:39:51.33	0.114	2.21

^a [SMS2007] ID

^b Coordinates determined from the stacked XIS0+XIS1+XIS3 raw count image in the 0.5–10 keV band

^c Spectroscopic redshift of the central bright galaxy in the fossil cluster (S07)

^d Weighted average galactic hydrogen column density in the direction of the target (Kalberla et al. 2005)

* Confirmed fossil system

extrapolate beyond the *ROSAT* PSPC sensitivity range of 0.1–2.4 keV.

An image of the estimated CXB+LHB+MWH emission was produced with *xissim* out to a radius of 20 arcmin from the coordinates of the X-ray centre of the systems. The emission was modeled with the best-fitting spectral model and photon flux of the RASS background data. Because of the low count rate of CXB+LHB+MWH photons over the exposure time for each object, the exposure time was increased by a factor of 10, and corrected later, to improve the statistics of the surface brightness profile of the resulting image following the method of Kawaharada et al. (2010).

An image of the source could then be created from the images constructed during this procedure. Because the NXB background is not affected by vignetting, the exposure corrected image of the NXB was subtracted from the exposure corrected image of the XIS detector. The resulting image was then vignetting corrected with the flat-field and the vignetting and exposure corrected image of the CXB+LHB+MWH was subtracted to obtain the estimated vignetting corrected image of source emission.

Surface brightness profiles were created using *ds9* for the vignetting corrected source, NXB, and CXB+LHB+MWH images as shown for example in Fig. 2. The coordinates of peak X-ray emission (Table 2) were used as the centre of the surface brightness profile. The profile was constructed from 20 uniformly spaced circular annuli out to the radius of the largest circle that could be inscribed within the XIS FOV from the centre coordinates. The source and combined background profiles were then averaged for the three XIS detectors and the radius at which the source and background emission are equal was identified. We find that within this radius the source contributes on average ~ 80 per cent of the total counts, with no less than a ~ 70 per cent source contribution for all objects in our sample. It is this radius, the source radius $r_{\text{ap,src}}$, which we have used to define our region of initial source spectral analysis.

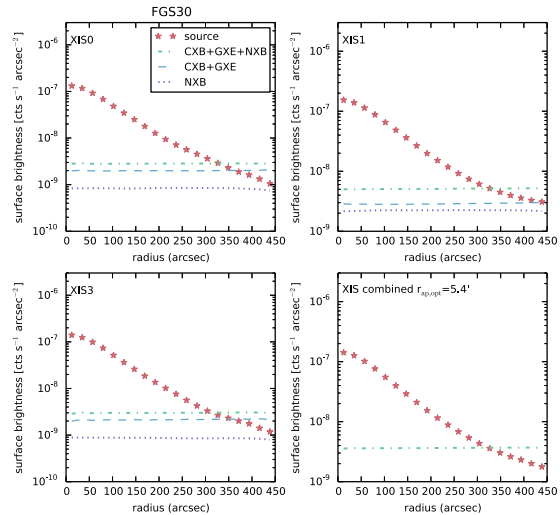


Figure 2. An example of the estimated source and background surface brightness profiles for FGS30. The bottom right-hand panel shows the average source and background profile for the three XIS detectors.

5.2 Surface brightness analysis

Radial surface brightness profiles were constructed for each object using stacked 0.5–10 keV XIS0+XIS1+XIS3 observed images. For the purpose of this profile analysis, we apply an additional satellite attitude correction to the event files used to create the images. *Suzaku* XIS images can contain up to a 1 arcmin position error as a result of a recurrent offset between the XRT optical axis and the satellite attitude (Uchiyama et al. 2008). With the application of a corrected attitude file, the XIS images can thus be sharpened. This correction was performed by generating corrected attitude files with *aeattcor*, and then applying these corrected attitude files to our cleaned event files using *xiscoord*. The new corrected event files are used to produce the images used in our brightness profile analysis, the brightness profiles of which are shown in Fig. 3. The number of annuli for each profile was determined such that each annulus had at minimum 225 counts, which, assuming Poissonian noise, requires the number of counts to be 15 times the error.

The brightness profile of a spherically symmetric and isothermal ICM in hydrostatic equilibrium will follow a β -model (Cavaliere & Fusco-Femiano 1976, 1978). These are appropriate assumptions for virialized and relaxed groups and clusters. Disparity between the data and the single β -model can therefore result from processes such as merger asymmetries, multiple thermal components, and non-thermal emission, for example, as produced by an AGN. Our initial fit of the profiles consists of a β -model plus a background constant:

$$S(r) = S_0(1 + (r/r_c)^2)^{-3\beta+1/2} + k, \quad (1)$$

where S_0 is the central surface brightness, r_c is the core radius, and k is the background surface brightness. In this model, the β -model component was convolved with a radial model of the *Suzaku* XRT PSF (see Appendix B). Fits

Table 3. Best-fitting parameters of the surface brightness profiles.

FGS	β -model + background constant				$\chi^2/\text{d.o.f.}$ (χ_r^2)
	S_0^\dagger [10^{-2}]	r_c [kpc]	β	k^\ddagger [10^{-4}]	
03*	$299.9^{+32.9}_{-27.3}$	14^{+2}_{-2}	$1.00^{+\infty}_{-0.05}$	$89.2^{+1.3}_{-1.3}$	90/27 (3.3)
04	$26.7^{+\infty}_{-5.2}$	48^{+7}_{-2}	$0.64^{+0.02}_{-0.02}$	$6.7^{+0.2}_{-0.2}$	25/15 (1.6)
09	$50.4^{+4.3}_{-4.5}$	38^{+5}_{-5}	$1.00^{+\infty}_{-0.05}$	$19.9^{+0.3}_{-0.3}$	126/22 (5.7)
14*	$8.3^{+2.3}_{-1.4}$	28^{+11}_{-10}	$0.41^{+0.02}_{-0.02}$	$4.3^{+0.6}_{-0.7}$	65/30 (2.2)
15	$28.7^{+\infty}_{-5.8}$	16^{+3}_{-3}	$0.49^{+0.02}_{-0.02}$	$26.3^{+0.7}_{-0.8}$	99/19 (5.2)
24	$2.7^{+0.8}_{-0.5}$	38^{+19}_{-17}	$0.40^{+0.03}_{-0.03}$	$3.9^{+0.4}_{-0.5}$	49/28 (1.8)
25	$34.4^{+2.8}_{-0.4}$	56^{+3}_{-2}	$0.45^{+0.01}_{-0.00}$	$0.0^{+1.4}_{-\infty}$	80/40 (2.0)
26*	$12.7^{+0.9}_{-0.9}$	47^{+2}_{-5}	$0.37^{+0.01}_{-0.00}$	$0.0^{+\infty}_{-\infty}$	23/17 (1.4)
27*	$3.0^{+0.4}_{-0.3}$	88^{+22}_{-20}	$0.55^{+0.06}_{-0.05}$	$9.8^{+0.4}_{-0.4}$	37/21 (1.8)
30*	$80.0^{+16.0}_{-15.7}$	11^{+2}_{-2}	$0.39^{+0.01}_{-0.00}$	$0.4^{+2.5}_{-2.7}$	60/40 (1.5)

† Units of counts $\text{s}^{-1} \text{Mpc}^{-2}$

* Confirmed fossil system

were performed with the Sherpa Python module (Doe et al. 2007).

The returned best-fitting parameters are recorded in Table 3 and the convolved best-fitting model is shown in Fig. 3. We note that FGS03, FGS09, FGS15 have $\chi_r^2 > 3$ indicating the β -model poorly describes the observed emission. For these objects, we test adding to the original model a point-like component consisting of a δ function convolved with the PSF model. This additional point-source component does not offer an improvement in χ_r^2 compared to the original β -model fits. Nevertheless, the emission from these three objects seems to indicate that either the ICM is not relaxed, or there is some significant source of non-ICM emission.

Because the annuli used are smaller than the *Suzaku* XRT PSF and, additionally, discrepancy from a β -model could be attributed to multiple phenomena, we consider the results as merely suggestive and to be used and interpreted in conjunction with our spectral analysis.

6 SPECTRAL ANALYSIS

Our spectral analysis consists of measuring spectral properties within a region of high S/N (Section 6.1) and using these results to classify these objects as thermally dominated or AGN contaminated (Section 6.2). The results of this section will then be used to measure or estimate the global properties of the ICM-dominated systems within r_{500} (Section 7).

6.1 Spectral fitting in the source region

In order to disentangle ICM emission from potential contaminating point source emission, we perform our analysis on the source aperture region where the source emission is more than half of the total emission from the object. By determining this source aperture radius, $r_{\text{ap,src}}$ as described in Section 5.1, we make no assumptions on the type of source emission. Extracting a spectrum from this region therefore improves the spectral analysis of any type of source over the background whether the source is dominated by thermal emission from the ICM or non-thermal emission from an AGN.

The results of our surface brightness profile analysis indicate some objects in our sample may have a strong non-thermal point-like component to the total emission. As a

result, we compare the fit of three source models to our spectra:

- (i) an absorbed thermal plasma model, WABS×APEC, to model the ICM;
- (ii) an absorbed power-law, WABS×POWERLAW, to model an AGN;
- (iii) an absorbed combined thermal and power-law model, WABS(APEC+POWERLAW), to describe contribution from both the ICM and an AGN;

where the WABS absorption component accounts for galactic absorption in all three models.

The background and foreground sources consist of the NXB, LHB, MWH, and CXB. The NXB spectrum was used as the background file for the extracted r_{ap} region to be subtracted directly during the spectral fit. The CXB, LHB, and MWH were accounted for through modelling as described in Section 4.1.

The XIS spectra were grouped with *grppha* such that each bin had a minimum of 25 counts. The binned *Suzaku* XIS0, XIS1, and XIS3 spectra were fit simultaneously with the RASS background spectrum. The *Suzaku* spectra were fit with the source and background model while the RASS spectra were fit only with the background model. The RASS best-fitting parameters were tied to that of the *Suzaku* spectra with a scaling factor to account for the difference in the angular size of the spectral extraction regions. Bad channels were ignored for all spectra. The *Suzaku* XIS0 and XIS3 spectra were fit over 0.7–10 keV (Section 6.1.1), the XIS1 spectra over 0.7–7 keV, and the RASS spectra over the range 0.1–2.4 keV.

In all three models, the neutral hydrogen column density was assigned the weighted average galactic value in the direction of the source (Kalberla et al. 2005). The redshifts of our systems were taken to be the spectroscopic redshifts of the bright central galaxies as determined by S07. During the fit, the column density and redshift were always fixed. The metal abundance Z component of the APEC model was calculated using the abundance tables of Anders & Grevesse (1989). The photon index of the POWERLAW model was constrained to be within $\Gamma = 1.5 - 2.5$ (Ishibashi & Courvoisier 2010). Initially, all other parameters were left free to be fit. However, if during the fit convergence on an APEC or POWERLAW parameter within the physically reasonable limits did not occur or the parameter was returned with infinite error bars, the fit was performed again with that parameter fixed. In all further tables, quantities presented without error bars have been fixed to a reasonable value.

The resulting best-fitting parameters are listed in Table 4 and the best-fitting models to the spectra are shown in Fig. 4. The background parameters resulting from each of the model fits were consistent with each other within 1σ errors.

6.1.1 A soft energy excess

While the XIS is sensitive to photons with energy as low as 0.5 keV, we have excluded the $E < 0.7$ keV energy channels from our spectral analysis. In the majority of our observations, an apparent excess in counts was found in the 0.5–0.7 keV range when compared to the fit of the APEC or POWERLAW models in the $E > 0.7$ keV range.

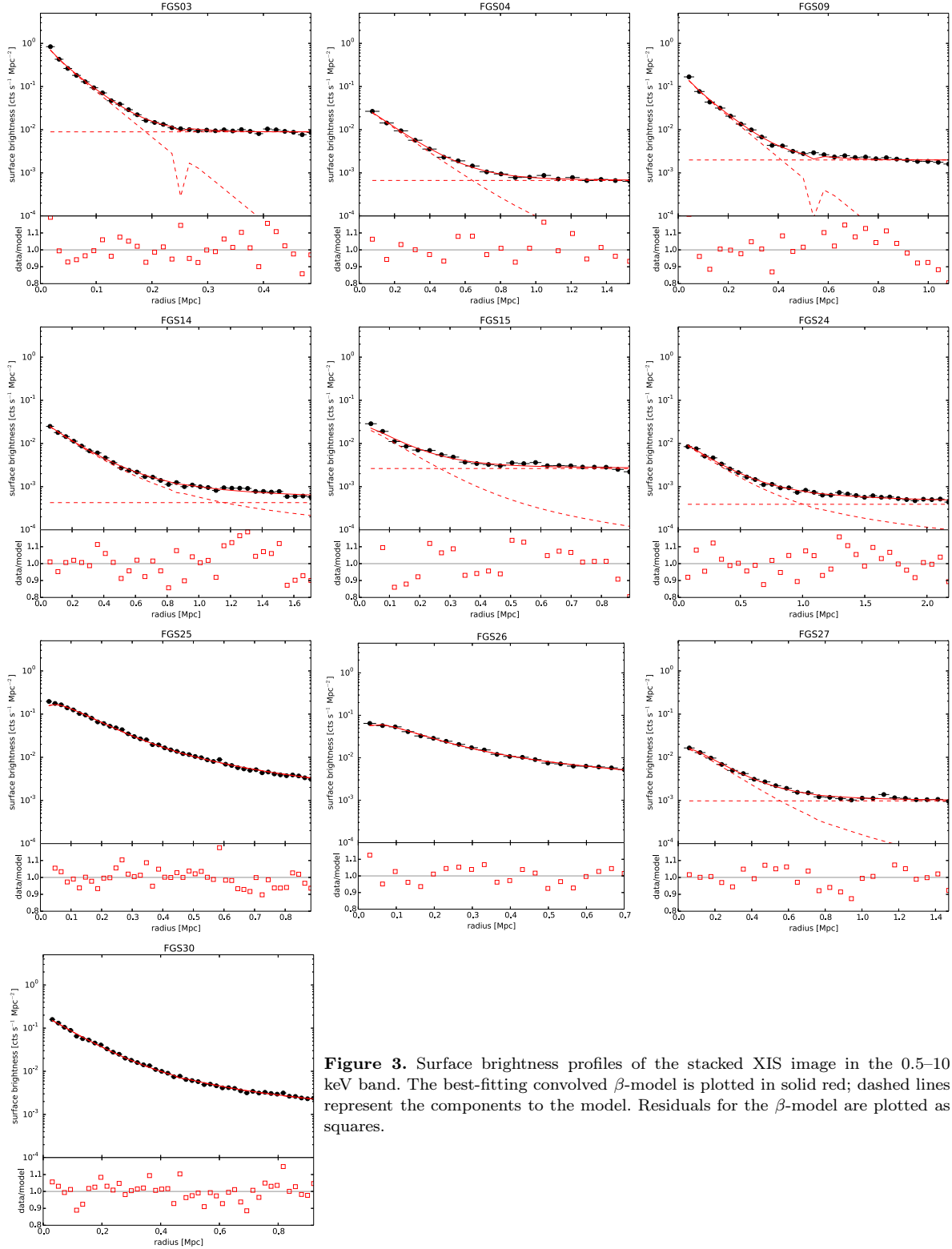


Figure 3. Surface brightness profiles of the stacked XIS image in the 0.5–10 keV band. The best-fitting convolved β -model is plotted in solid red; dashed lines represent the components to the model. Residuals for the β -model are plotted as squares.

Potential origins of this soft excess include a second thermal component in the ICM, an AGN, calibration issues, SWCX, or statistical fluctuations. Adding a second thermal model to the ICM model did not improve the fit. If an AGN were the origin of the excess, removing the softest energies

should not greatly deter detecting the presence of its emission in the spectra because an AGN will contribute most strongly to the harder energies of the spectrum. Calibration issues with proportional removal of flickering pixels from observations of the source and the NXB may also contribute

to energy channels below 0.6 keV. Additionally, it is possible there is some contribution from SWCX in the soft energy regime, although the solar wind proton flux light curves of most of our sample are of a low intensity indicating geocoronal SWCX emission is unlikely to be a significant contaminant (see Section 4.2).

Because the origin of this excess is uncertain and thus cannot be appropriately modelled in the spectra, and furthermore the excess only affects the first few low energy channels in the spectrum, we exclude this softest energy regime from our fits. This has little effect on the returned best-fitting parameters and in general the reduced χ^2 of the fits improves with the exclusion of the soft excess energy channels.

6.2 Comparison and interpretation of the model fits

In comparing the fits of the three models, the APEC+POWERLAW model does not appear to significantly improve the characterization of the spectra over the individual APEC and POWERLAW fits. Indeed in the combined fit, the APEC and POWERLAW components are never simultaneously constrained. As a result, while some APEC+POWERLAW fits return χ_r^2 with values slightly less than that for the less complex fits of APEC or POWERLAW only, we decide to choose the simpler model that has all parameters constrained.

By the χ_r^2 values, the POWERLAW model provides a better fit over the thermal APEC model for FGS03, FGS09, FGS15, and FGS24. We consider these four objects to be dominated by a non-ICM source and with our current observations, we cannot disentangle the ICM and non-ICM emission. Further discussion on these objects is provided in Appendix C.

For the remainder of our analysis, we focus on those objects in our sample with spectra that are best fit by the APEC model and are thus galaxy systems dominated by ICM emission.

7 GLOBAL ICM TEMPERATURES AND LUMINOSITIES

In order to compare the ICM temperatures and luminosities of our fossil systems with those of other groups and clusters, we calculate these properties within the fiducial radius of r_{500} , the radius at which the average enclosed density is 500 times the critical density of the Universe. We calculate r_{500} , and the spectral properties within this radius, using an iterative procedure.

Using the temperature calculated within some aperture, T_{ap} , we calculate r_{500} using the r_{500} - T_X relation of Arnaud et al. (2005):

$$r_{500} = 1.104 h_{70}^{-1} E(z)^{-1} \left(\frac{kT}{5 \text{ keV}} \right)^{0.57} \text{ Mpc}, \quad (2)$$

where $h_{70} = H_0/(70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1})$ and $E(z) = H(z)/H_0 = \sqrt{\Omega_M(1+z)^3 + \Omega_k(1+z)^2 + \Omega_\Lambda}$ (Hogg 1999). This value of r_{500} is used as our next radius of extraction to determine a new T_{ap} , and we continue this process until convergence is reached between r_{500} and the temperature, and

Table 4. Best-fitting spectral parameters in the $r_{\text{ap,src}}$ region.

FGS	$r_{\text{ap,src}}$ [Mpc]	APEC			POWERLAW			APEC+POWERLAW			$\chi^2/\text{d.o.f.} (\chi_r^2)$		
		kT_{APEC} [keV]	Z_{APEC} [Z_\odot]	$\text{norm}_{\text{APEC}}^a$ [10^{-5}]	Γ_{PL}	$\text{norm}_{\text{PL}}^b$ [10^{-4}]	$\chi^2/\text{d.o.f.} (\chi_r^2)$	kT_{APEC} [keV]	Z_{APEC} [Z_\odot]	$\text{norm}_{\text{APEC}}^a$ [10^{-5}]		Γ_{PL}	$\text{norm}_{\text{PL}}^b$ [10^{-4}]
03*	3.6(0.22)	6.71 $^{+0.91}_{-0.47}$	0.14 $^{+0.08}_{-0.14}$	4.8 $^{+0.1}_{-0.1}$	1.72 $^{+0.03}_{-0.03}$	11.9 $^{+0.4}_{-0.4}$	361/352 (1.02)	2	0.3	0.3 $^{+0.3}_{-0.3}$	1.68 $^{+0.07}_{-0.09}$	10.9 $^{+1.3}_{-1.6}$	360/351 (1.02)
04	3.3(0.67)	2.84 $^{+0.18}_{-0.35}$	0.40 $^{+0.12}_{-0.07}$	4.3 $^{+0.3}_{-0.2}$	2.30 $^{+0.06}_{-0.04}$	10.3 $^{+0.4}_{-0.4}$	212/149 (1.43)	2.46 $^{+0.32}_{-0.37}$	0.42 $^{+0.16}_{-0.13}$	3.4 $^{+0.7}_{-0.7}$	1.8	1.7 $^{+1.3}_{-1.3}$	165/147 (1.12)
09	4.1(0.55)	4.73 $^{+0.34}_{-0.34}$	0.13 $^{+0.07}_{-0.13}$	5.8 $^{+0.2}_{-0.2}$	1.94 $^{+0.04}_{-0.04}$	13.6 $^{+0.4}_{-0.4}$	246/266 (0.92)	2	0.3	0.0 $^{+0.6}_{-0.6}$	1.94 $^{+0.04}_{-0.07}$	13.6 $^{+0.4}_{-1.7}$	246/265 (0.93)
14*	4.0(0.86)	5.23 $^{+0.44}_{-0.26}$	0.21 $^{+0.08}_{-0.08}$	4.9 $^{+0.2}_{-0.2}$	1.87 $^{+0.04}_{-0.04}$	9.8 $^{+0.4}_{-0.4}$	262/238 (1.10)	5.23 $^{+0.44}_{-0.45}$	0.21 $^{+0.09}_{-0.08}$	4.9 $^{+0.1}_{-0.1}$	1.8	0.0 $^{+2.1}_{-0.4}$	212/236 (0.90)
15	2.8(0.32)	5.41 $^{+0.80}_{-0.88}$	0.3	2.5 $^{+0.1}_{-0.1}$	1.79 $^{+0.09}_{-0.09}$	6.0 $^{+0.4}_{-0.4}$	63/79 (0.80)	2	0.3	0.0 $^{+0.3}_{-0.3}$	1.8	5.9 $^{+0.8}_{-0.8}$	63/79 (0.80)
24	2.7(0.71)	5.67 $^{+0.88}_{-0.76}$	0.21 $^{+0.15}_{-0.21}$	4.7 $^{+0.3}_{-0.3}$	1.88 $^{+0.07}_{-0.07}$	8.9 $^{+0.5}_{-0.5}$	169/127 (1.33)	4.10 $^{+1.95}_{-1.4}$	0.3	1.7 $^{+1.9}_{-1.4}$	1.8	5.7 $^{+2.6}_{-3.2}$	167/126 (1.33)
25	7.4(0.80)	3.91 $^{+0.14}_{-0.28}$	0.31 $^{+0.04}_{-0.04}$	12.3 $^{+0.3}_{-0.3}$	2.04 $^{+0.02}_{-0.02}$	31.5 $^{+0.6}_{-0.6}$	983/778 (1.26)	3.76 $^{+0.26}_{-0.26}$	0.33 $^{+0.06}_{-0.05}$	11.0 $^{+1.5}_{-1.5}$	1.8	3.0 $^{+3.0}_{-3.0}$	740/776 (0.95)
26*	4.9(0.40)	3.39 $^{+0.28}_{-0.24}$	0.25 $^{+0.10}_{-0.10}$	5.2 $^{+0.3}_{-0.3}$	2.14 $^{+0.06}_{-0.06}$	14.2 $^{+0.6}_{-0.6}$	331/221 (1.50)	3.10 $^{+0.45}_{-0.75}$	0.24 $^{+0.13}_{-0.12}$	4.3 $^{+1.0}_{-1.0}$	1.8	2.3 $^{+3.0}_{-2.3}$	323/219 (1.48)
27*	3.4(0.63)	3.42 $^{+0.28}_{-0.15}$	0.20 $^{+0.10}_{-0.20}$	4.0 $^{+0.3}_{-0.2}$	2.14 $^{+0.09}_{-0.07}$	8.9 $^{+0.5}_{-0.5}$	115/122 (0.94)	3.06 $^{+0.91}_{-0.18}$	0.19 $^{+0.19}_{-0.06}$	3.3 $^{+1.1}_{-1.1}$	1.8	1.6 $^{+1.6}_{-1.6}$	106/120 (0.88)
30*	5.4(0.67)	3.43 $^{+0.11}_{-0.11}$	0.30 $^{+0.05}_{-0.05}$	8.0 $^{+0.2}_{-0.2}$	2.08 $^{+0.03}_{-0.03}$	20.0 $^{+0.4}_{-0.4}$	844/600 (1.41)	3.26 $^{+0.18}_{-0.20}$	0.32 $^{+0.06}_{-0.06}$	7.0 $^{+0.9}_{-0.8}$	1.8	2.2 $^{+1.8}_{-1.8}$	623/598 (1.04)

Note: quantities without errors have been fixed at the listed value

^a $\text{norm}_{\text{APEC}} = \frac{10^{-14}}{4\pi D_A^2(1+z)^2} \int n_e n_H dV \text{ cm}^{-5}$

^b norm_{PL} has units of photons $\text{keV}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ arcmin}^{-2}$ at 1 keV

* Confirmed fossil system

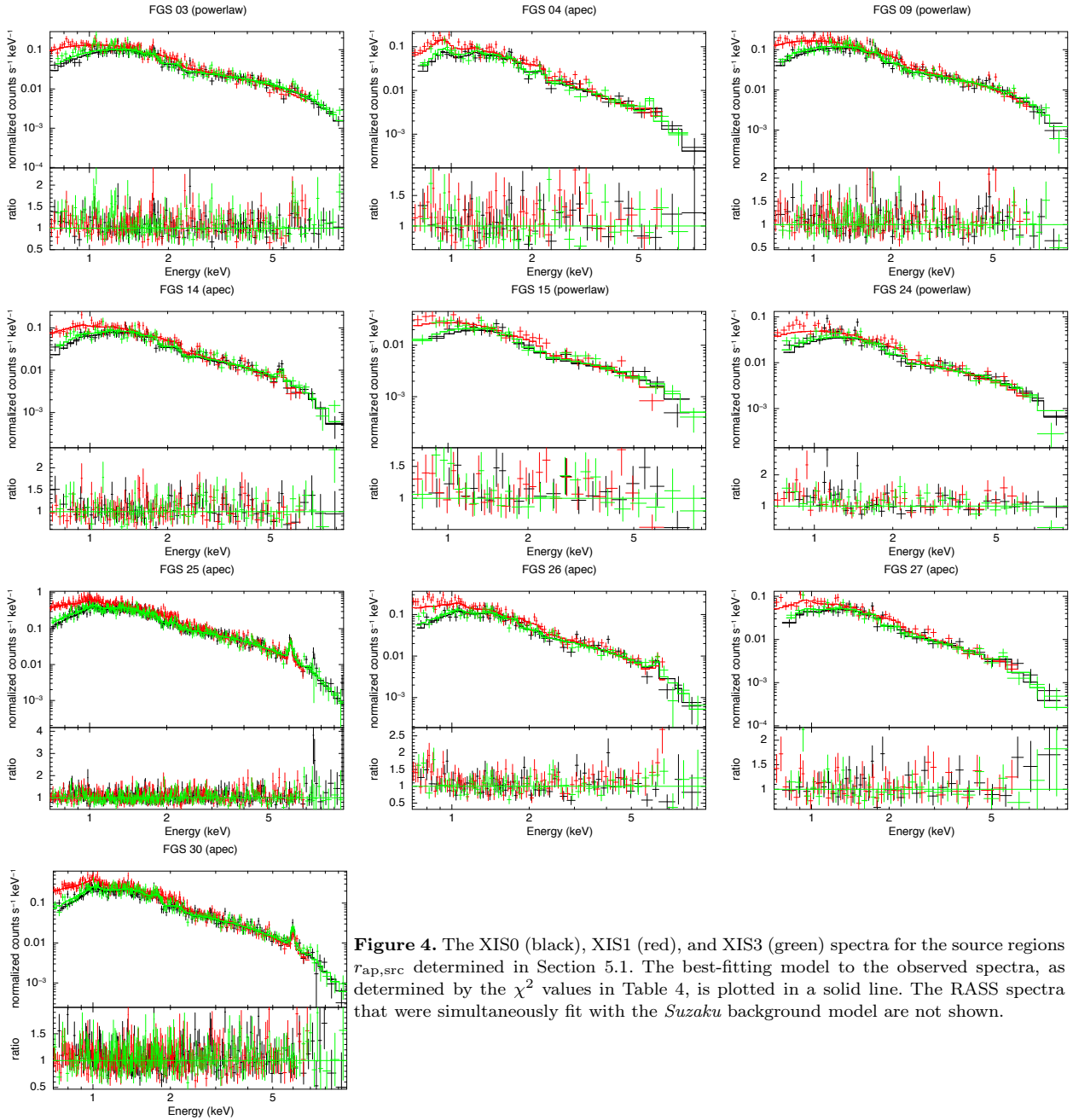


Figure 4. The XIS0 (black), XIS1 (red), and XIS3 (green) spectra for the source regions $r_{\text{ap,src}}$ determined in Section 5.1. The best-fitting model to the observed spectra, as determined by the χ^2 values in Table 4, is plotted in a solid line. The RASS spectra that were simultaneously fit with the *Suzaku* background model are not shown.

thus T_{500} has been determined. This analysis is performed on the subset of our sample that is thermally dominated (Section 6.2). The iterative process is begun with the T_{ap} determined from the APEC only fit as recorded in Table 4.

For two of our objects, FGS25 and FGS26, the final estimation of r_{500} extends beyond the largest aperture radius that can be inscribed within the XIS FOV. However, our estimated r_{500} is very similar to the largest aperture size that was used to extract spectral parameters, where the ratio between the maximum r_{ap} and r_{500} is 0.98 and 0.84 for FGS25 and FGS26, respectively. As a result the T_{ap} values for these two objects should reasonably describe the true global temperature within r_{500} . When considering the luminosity, $L_{X,500}$ is estimated from $L_{X,\text{ap}}$ using a surface

brightness profile model that well describes the ICM emission. By integrating this surface brightness model over area, the conversion factor between $L_{X,500}$ and $L_{X,\text{ap}}$ is calculated using the relation

$$\frac{L_{X,500}}{L_{X,\text{ap}}} = \frac{\int_0^{r_{500}} S(r)r dr}{\int_0^{r_{\text{ap}}} S(r)r dr} \quad (3)$$

where S is an azimuthally averaged radial surface brightness profile. For our surface brightness model, we use the β -model where S_0 , r_c , and β have the values recorded in Table 3.

With the global temperature values listed in Table 5, we estimate the masses within r_{500} for our systems using

the M_{500} – T_X relation of Arnaud et al. (2005):

$$M_{500} = 3.84 \times 10^{14} h_{70}^{-1} E(z)^{-1} \left(\frac{kT}{5\text{keV}} \right)^{1.71} M_{\odot}. \quad (4)$$

We find our thermally dominated objects have masses consistent with clusters ($M_{500} \gtrsim 10^{14} M_{\odot}$).

8 SCALING RELATIONS

We combine our newly measured global $L_{X,\text{bol},500}$ and T_X with previously measured fossil systems properties, to constrain the scaling relations of these objects with the goal of assessing if fossil systems display different scaling relations than those for normal groups and clusters. Our analysis of fossil system scaling relations is distinguished from previous studies through several updates including the fitting of the largest assembled fossil system data set, using recent X-ray and optical data for our control sample of normal groups and clusters, and a substantial effort of homogenizing both the fossil and non-fossil data sets. We furthermore record the best-fitting L_X – L_r relation, and for the first time record the slopes and y -intercepts of the L_X – T_X , L_X – σ_v , T_X – σ_v scaling relation fits for fossil systems.

8.1 Sample assembly, correction, and fitting

We have assembled data from a number of studies to investigate how the global X-ray and optical properties of fossil systems compare to non-fossil groups and clusters. To ensure a reliable comparison, we have made an effort to use quantities determined within the same fiducial radius and defined the same way. For our analysis we use bolometric X-ray luminosities $L_{X,\text{bol}}$, temperatures T_X , and optical SDSS r -band luminosities L_r all calculated within r_{500} , and global velocity dispersions σ_v . While we have removed known fossils from our sample of non-fossil groups and clusters, we do not have information on the magnitude gap between the first and second brightest galaxies in all of the systems making up our control sample. However, the large magnitude gap characterizing fossil systems should be found in only a fraction of $L_{X,\text{bol}} \geq 5 \times 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$ systems (Jones et al. 2003; Milosavljević et al. 2006). Thus, we expect our control sample is contaminated by at most a few unidentified fossil systems.

To assemble our group sample, we use the σ_v of the ‘G-sample’ from Osmond & Ponman (2004). Group T_X values are pulled from Rasmussen & Ponman (2007), Sun et al. (2009), Hudson et al. (2010), Eckmiller et al. (2011), and Lovisari et al. (2015). Lovisari et al. (2015) $L_{X,0.1-2.4\text{keV}}$ are transformed to $L_{X,\text{bol}}$ using the conversion tables of Böhringer et al. (2004).

For the cluster sample, we use the G14 r -band optical luminosities calculated within r_{500} . The corresponding velocity dispersions are taken from Girardi et al. (1998, 2002), Girardi & Mezzetti (2001), Popesso et al. (2007), and Zhang et al. (2011). Bolometric X-ray luminosities within r_{500} and temperatures were sourced from Pratt et al. (2009) and Maughan et al. (2012), and supplemented with additional $L_{X,\text{bol}}$ from Zhang et al. (2011) and T_X from Wu et al. (1999) and Hudson et al. (2010).

Taking our sample of fossil systems observed with

Suzaku, we match the global X-ray properties of the systems in Table 5 with the corresponding L_r from G14 and σ_v from Z14. For the remainder of the Z14 confirmed fossil catalogue, we supplement the $L_{X,\text{bol}}$ from G14. For improved consistency with the L_X of our cluster sample, we approximate X-ray luminosities that more closely resemble those computed using the growth curve analysis (GCA) method (Böhringer et al. 2000) from the G14 luminosities derived from RASS counts (see section 3.3 of G14 for details). These corrected luminosities also show good agreement with the *Suzaku* measured L_X for the sample of objects shared between both the G14 study and ours.

We add to the fossil sample with the X-ray luminosities and temperatures from KPJ07 and Miller et al. (2012), matched with the L_r and σ_v data from Proctor et al. (2011). The KPJ07 $L_{X,\text{bol},200}$ are rescaled to r_{500} using their best-fitting β -model parameters and our luminosity conversion Eq. 3. To ensure consistency with our *Suzaku* sample, the r_{500} of KPJ07 is recalculated from their temperatures using our Eq. 2 and we use this value to estimate $L_{X,\text{bol},500}$. To rescale the $L_{r,200}$ of Proctor et al. (2011) to r_{500} , we assume the light follows the mass, which is a good approximation on the global scale of groups and clusters (Bahcall & Kulier 2014). For a NFW density profile with concentration parameter $c = 5$, $M_{500}/M_{200} = 0.70$ (Navarro et al. 1997). The assumption of $c = 5$ was chosen for agreement with the concentrations of normal clusters of similar temperature and mass (Pointecouteau et al. 2005; Pratt & Arnaud 2005; Vikhlinin et al. 2006; Buote et al. 2007; Ettori et al. 2010) because the typical concentration parameter for fossil systems is poorly characterized. Thus, we can rescale using $L_{\text{opt},500}/L_{\text{opt},200} \propto 0.70$. Here, the correction relation is applied only to the non-BCG light.

We also implement the fossil catalogue of Harrison et al. (2012). We take their $L_{X,\text{bol},200}$ and rescale by assuming a β -model with r_c estimated using the r_c – L_X relation of Böhringer et al. (2000) and $\beta=0.67$, then correcting to $L_{X,\text{bol},500}$ using Eq. 3. The optical luminosities provided are calculated for $r = 0.5r_{200} \sim r_{1000}$. By the reasoning described previously, this luminosity is corrected to $L_{r,500}$ using the relation $M_{500}/M_{1000} \propto 1.3$. Because the magnitudes of the BCG were not recorded, we rescale all of the optical light for these objects. The Harrison et al. (2012) σ_v are also used, and we assign a 0.1 dex error to these values during our fit of the fossil scaling relations.

With the above data sets, we have enough data to assemble and quantitatively compare the L_X – T_X , L_X – σ_v , L_X – L_r , T_X – σ_v scaling relations for a sample of fossils and a control sample of normal groups and clusters. We do not investigate the T_X – L_r relation due to the small subsample of our control population with both T_X and L_r measurements.

We fit the equation

$$\log(Y) = a + b \log(X) \quad (5)$$

to the data using the BCES orthogonal method (Akritas & Bershady 1996) which accounts for measurement errors in the data as well as intrinsic scatter in the fitted relation. We choose to compare the fit of the fossil sample to a combined sample of groups and clusters (G+C) in the same parameter range as the fossil sample. For the fossil system data set we exclude NGC 6482 from KPJ07

Table 5. Global properties of the ICM-dominated subsample.

FGS	r_{ap}/r_{500}	kT_{ap} [keV]	Z_{ap} [Z_{\odot}]	$L_{X,\text{bol,ap}}$ [10^{44} erg s $^{-1}$]	r_{500}	$L_{X,\text{bol},r500}$ [10^{44} erg s $^{-1}$]	M_{500} [$10^{14}M_{\odot}$]
04	1	$2.81^{+0.19}_{-0.19}$	$0.40^{+0.12}_{-0.11}$	$5.03^{+0.19}_{-0.19}$	3.5' (0.71 Mpc)	$5.03^{+0.19}_{-0.19}$	1.3 ± 0.1
14*	1	$5.26^{+0.44}_{-0.39}$	$0.21^{+0.09}_{-0.08}$	$7.71^{+0.29}_{-0.29}$	4.8' (1.03 Mpc)	$7.71^{+0.29}_{-0.29}$	3.8 ± 0.5
25	0.98	$3.92^{+0.15}_{-0.15}$	$0.28^{+0.04}_{-0.04}$	$3.80^{+0.09}_{-0.09}$	8.5' (0.92 Mpc)	$3.84^{+0.09}_{-0.09}$	2.4 ± 0.2
26*	0.84	$3.33^{+0.34}_{-0.30}$	$0.19^{+0.09}_{-0.08}$	$0.70^{+0.04}_{-0.04}$	10.3' (0.85 Mpc)	$0.82^{+0.05}_{-0.05}$	1.9 ± 0.3
27*	1	$3.30^{+0.33}_{-0.31}$	$0.18^{+0.13}_{-0.18}$	$3.38^{+0.16}_{-0.16}$	4.3' (0.80 Mpc)	$3.38^{+0.16}_{-0.16}$	1.7 ± 0.3
30*	1	$3.39^{+0.15}_{-0.11}$	$0.30^{+0.05}_{-0.05}$	$3.06^{+0.06}_{-0.06}$	6.8' (0.84 Mpc)	$3.06^{+0.06}_{-0.06}$	1.9 ± 0.1

Note: $L_{X,\text{bol}}$ is the unabsorbed X-ray luminosity in the 0.1–100 keV energy range

* Confirmed fossil system

and XMMXCS J030659.8+000824.9 from Harrison et al. (2012) as they are clear outliers.

We cross-checked the results obtained with the BCES method with the IDL Astronomy library tool LINMIX_ERR (Kelly 2007), a Bayesian fitting method for linear regression. The plotted scaling relations and BCES fits are shown in Fig. 5 and the best-fitting parameters of the relations are recorded in Table 6. Uncertainties on the BCES best-fitting parameters are estimated using 10,000 bootstrap resamplings. For the LINMIX_ERR fits, the quoted values are the mean and the standard deviation of the posterior distributions for the regression parameters. We investigate changing the pivot point of the fits, i.e. rescaling the X and Y values in Eq. 5 by a constant, but no difference is found in the returned fits.

We find the BCES fits to the fossil sample are consistent within error to the combined groups and clusters fit for each scaling relation investigated in this work. The LINMIX fossil and non-fossil fits are for the most part consistent within 1σ ; the y -intercepts of $L_{X,\text{bol}}-T_X$ and the y -intercepts and slopes of $L_X-\sigma_v$ are consistent within 2σ . These slight discrepancies in the LINMIX fits are most likely due to inhomogeneities in the data or the small sample size of both the fossil and control populations.

The global properties involved in these scaling relations: L_X , T_X , L_{opt} , σ_v , are determined predominantly by the shape and depth of the potential well, and are thus well-documented proxies for the total mass of the system. Additional important effects that determine the X-ray properties of the ICM include the entropy structure (Donahue et al. 2006) and non-gravitational heating and cooling processes, such as can be caused by AGN or mergers. These factors can produce dispersions in scaling relations between X-ray and optical mass proxies. Finding no difference in the scaling relations between fossil and non-fossil groups and clusters thus indicates fossil systems are of similar mass as non-fossils, and on the global scale, the combined effect of mass, ICM entropy, and non-gravitational processes that have occurred in fossil systems are similar to the combined effect of those that have occurred in normal groups and clusters.

8.2 Comparison with previous studies

Our result that fossils share the same L_X-T_X relation as non-fossil groups and clusters is consistent with previous studies (KPJ07; Proctor et al. 2011; Harrison et al. 2012, G14). However, the comparison of optical and X-ray properties of

fossil and non-fossil systems is a contentious issue in the literature.

The L_X-L_r , $L_X-\sigma_v$, $T_X-\sigma_v$ scaling relation fits of our analysis show the relations of fossil systems are consistent within error to normal groups and clusters. This is in good agreement with the findings of Harrison et al. (2012) and G14. G14 recorded the first quantitative values of their fit to the L_X-L_r relation and found no difference between fossil systems ($L_X \propto L_r^{1.8 \pm 0.3}$) and a sample of non-fossil clusters ($L_X \propto L_r^{1.78 \pm 0.08}$). While qualitatively we both find no difference in the L_X-L_r fossil and non-fossil scaling relations, there are some numerical differences in the returned best-fitting parameters of our study and G14.

Our fossil fit of $L_X \propto L_r^{2.33 \pm 0.27}$ is consistent within error to G14, although this is in large part due to the considerable error on both of our slopes. However, our non-fossil fit ($L_X \propto L_r^{2.45 \pm 0.17}$) is not within error of the fit determined by G14. Differences in the slopes of our fits could be due to multiple reasons: (1) we use bolometric L_X in our fits, while G14 uses $L_{X,0.1-2.4\text{keV}}$; (2) our L_X are defined within r_{500} while the fitted G14 L_X represent a total luminosity that has not been defined within a precise radius; (3) we use different fitting methods; (4) we fit our control sample of non-fossils over a different parameter space (i.e., one defined to match our fossil sample).

We check to see if we can return more consistent results with G14 by repeating our analysis of the L_X-L_r relation using $L_{X,0.1-2.4\text{keV}}$ instead of $L_{X,\text{bol}}$ and expanding the fit of our control ‘G+C’ sample to the full parameter space. We find the returned fit to the fossil sample ($L_X \propto L_r^{2.11 \pm 0.26}$) and to the non-fossil sample ($L_X \propto L_r^{1.86 \pm 0.10}$) are both within error of the G14 fits. And again we emphasize that even without the changes made here, although numerically our fits differ from those of G14, the interpretation is the same: fossil systems follow the same L_X-L_r scaling as non-fossil systems, supporting our conclusion that on the global scale, fossil systems have optical and X-ray properties congruent with those of normal groups and clusters.

Accumulation of multiple differences in data and methodology explain the differences in conclusions between our study and those of earlier studies (KPJ07; Proctor et al. 2011) that find discrepancies in the optical and X-ray scaling relations for fossil and non-fossils. We have compared fossil and non-fossil optical luminosities measured from the same photometric catalogue and band, avoiding the need to make approximative luminosity estimates for comparisons between samples. We have also used optical luminosities defined within the same fiducial radius, thus ensuring a more

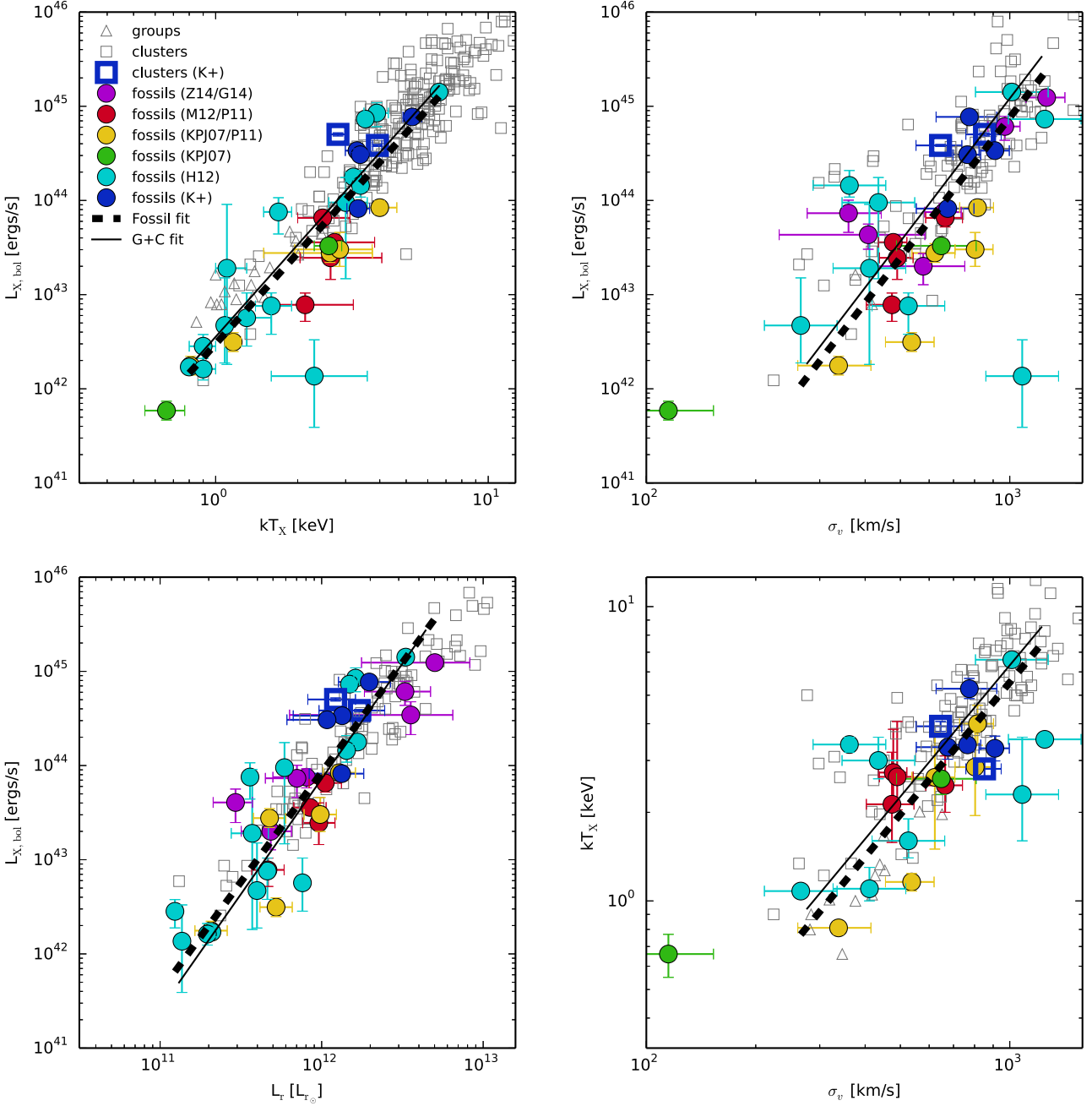


Figure 5. L_X , T_X , L_r , σ_v scaling relations for fossil and non-fossil samples. We abbreviate this current work as K+, Zarattini et al. (2014) as Z14, Girardi et al. (2014) as G14, Miller et al. (2012) as M12, Proctor et al. (2011) as P11, Khosroshahi et al. (2007) as KPJ07, and Harrison et al. (2012) as H12. The plotted lines are the orthogonal BCES fits to the fossil sample (dashed line) and to the sample of groups and clusters (solid line) in the same parameter range as the fossils.

equal comparison between data pulled from multiple catalogues. Additionally, our large sample size of fossils reduces the effect of noise to ensure a more reliable comparison between the fossil and non-fossil samples.

We note, however, that our best-fitting parameters for both the fossil and non-fossil samples have large errors. Thus, a study of fossil scaling relations could be greatly improved in the future by larger and more homogeneous data

sets. Furthermore, our results probe the relations of clusters and high-mass groups, and consequently it is possible differences in the scaling relations exist in the low-mass end (Desjardins et al. 2014; Khosroshahi et al. 2014).

Table 6. Best fits to the scaling relations.

Relation ($Y-X$)	Sample	Fitting Procedure			
		BCES Orthogonal		LINMIX_ERR	
		a	b	a	b
$L_{X,\text{bol}}-T_X$	Fossils	42.48 ± 0.17	3.21 ± 0.44	42.49 ± 0.13	3.39 ± 0.29
	G+C	42.55 ± 0.09	3.25 ± 0.14	42.74 ± 0.07	3.03 ± 0.11
$L_{X,\text{bol}}-\sigma_v$	Fossils	30.05 ± 3.60	4.94 ± 1.29	28.34 ± 3.22	5.51 ± 1.14
	G+C	29.95 ± 1.40	5.05 ± 0.49	33.30 ± 0.96	3.87 ± 0.33
$L_{X,\text{bol}}-L_r$	Fossils	15.98 ± 3.18	2.33 ± 0.27	17.18 ± 2.84	2.23 ± 0.24
	G+C	14.47 ± 2.03	2.45 ± 0.17	17.05 ± 2.73	2.24 ± 0.22
$T_X-\sigma_v$	Fossils	-3.73 ± 2.44	1.49 ± 0.89	-4.59 ± 1.67	1.79 ± 0.59
	G+C	-3.65 ± 0.44	1.48 ± 0.15	-3.92 ± 0.27	1.58 ± 0.09

9 SUMMARY AND CONCLUSIONS

We have presented a detailed study of the X-ray properties of 10 candidate fossil galaxy systems using the first pointed X-ray observations of these objects. In particular, *Suzaku* XIS data have been used to measure their global X-ray temperatures and luminosities and to estimate the masses of these galaxy clusters. We determine 6 of our 10 objects are dominated in the X-ray by thermal bremsstrahlung emission and thus we are able to measure the global temperatures and luminosities of their ICM. This sample of six objects has temperatures of $2.8 \leq T_X \leq 5.3$ keV, luminosities of $0.8 \times 10^{44} \leq L_{X,\text{bol}} \leq 7.7 \times 10^{44}$ erg s⁻¹, and occupies the cluster regime in plotted scaling relations.

Using our newly determined fossil cluster ICM X-ray properties, we combine our fossil sample with fossils in the literature to construct the largest fossil sample yet assembled. This sample is compared with a literature sample of normal groups and clusters, where significant effort has been made to homogenize the global L_X , T_X , L_r , and σ_v data for the fossil and non-fossil samples.

Plotting the L_X-T_X , $L_X-\sigma_v$, L_X-L_r , and $T_X-\sigma_v$ relations shows no difference between the properties of fossils and normal groups and clusters. Furthermore, we provide the first fits to three of these relations which reveals the relations of fossils systems agree within error to the relations of normal groups and clusters. Our work indicates that on the global scale, fossil systems are no different than non-fossil systems. However, the distinguishing large magnitude gap in the bright end of the fossil system luminosity function is still unexplained and thus further studies are necessary to characterize the properties of these objects and understand their nature.

ACKNOWLEDGEMENTS

This research has made use of data obtained from the *Suzaku* satellite, a collaborative mission between the space agencies of Japan (JAXA) and the USA (NASA). We thank the anonymous referee for valuable comments, K. Hamaguchi and K. Pottschmidt at the *Suzaku* Helpdesk for useful advice on multiple aspects of our analysis, and D. Eckert for helpful discussions and for suggesting the flickering pixels issue as an explanation for the excess in the 0.5–0.7 keV range.

Support for this research was provided by NASA Grant No. NNX13AE97G, and by the University of Wisconsin-

Madison Office of the Vice Chancellor for Research and Graduate Education with funding from the Wisconsin Alumni Research Foundation. FG acknowledges the financial contribution from contract PRIN INAF 2012 (‘A unique dataset to address the most compelling open questions about X-ray galaxy clusters’) and the contract ASI INAF NuSTAR I/037/12/0. ED gratefully acknowledges the support of the Alfred P. Sloan Foundation. MG acknowledges funding from MIUR PRIN2010-2011 (J91J12000450001). JALA has been partly funded from MINECO AYA2013-43188-P. EMC is partially supported by Padua University through grants 60A02-4807/12, 60A02-5857/13, 60A02-5833/14, and CPDA133894. JMA acknowledges support from the European Research Council Starting Grant (SEDMorph; PI V. Wild).

REFERENCES

- Aguerri, J. A. L., Girardi, M., Boschin, W., et al. 2011, *A&A*, 527, A143
- Akritis, M. G., & Bershad, M. A. 1996, *ApJ*, 470, 706
- Anders, E., & Grevesse, N. 1989, *Geochim. Cosmochim. Acta*, 53, 197
- Arnaud, M., Pointecouteau, E., & Pratt, G. W. 2005, *A&A*, 441, 893
- Bahcall, N. A., & Kulier, A. 2014, *MNRAS*, 439, 2505
- Barnes, J. E. 1989, *Nature*, 338, 123
- Böhringer, H., Voges, W., Huchra, J. P., et al. 2000, *ApJS*, 129, 435
- Böhringer, H., Schuecker, P., Guzzo, L., et al. 2004, *A&A*, 425, 367
- Buote, D. A., Gastaldello, F., Humphrey, P. J., et al. 2007, *ApJ*, 664, 123
- Cavaliere, A., & Fusco-Femiano, R. 1976, *A&A*, 49, 137
- . 1978, *A&A*, 70, 677
- Cravens, T. E. 2000, *ApJ*, 532, L153
- Cypriano, E. S., Mendes de Oliveira, C. L., & Sodré, Jr., L. 2006, *AJ*, 132, 514
- Dariush, A., Khosroshahi, H. G., Ponman, T. J., et al. 2007, *MNRAS*, 382, 433
- Dariush, A. A., Raychaudhury, S., Ponman, T. J., et al. 2010, *MNRAS*, 405, 1873
- Desjardins, T. D., Gallagher, S. C., Hornschemeier, A. E., et al. 2014, *ApJ*, 790, 132
- Doe, S., Nguyen, D., Stawarz, C., et al. 2007, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 376, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XVI*, ed. R. A. Shaw, F. Hill, & D. J. Bell, 543
- Donahue, M., Horner, D. J., Cavagnolo, K. W., & Voit, G. M. 2006, *ApJ*, 643, 730

- D’Onghia, E., Sommer-Larsen, J., Romeo, A. D., et al. 2005, *ApJ*, 630, L109
- Eckmiller, H. J., Hudson, D. S., & Reiprich, T. H. 2011, *A&A*, 535, A105
- Eisenstein, D. J., Annis, J., Gunn, J. E., et al. 2001, *AJ*, 122, 2267
- Ettori, S., Gastaldello, F., Leccardi, A., et al. 2010, *A&A*, 524, A68
- Fabian, A. C., & Barcons, X. 1992, *ARA&A*, 30, 429
- Fujimoto, R., Mitsuda, K., Mccammon, D., et al. 2007, *PASJ*, 59, 133
- Girardi, M., Giuricin, G., Mardirossian, F., Mezzetti, M., & Boschini, W. 1998, *ApJ*, 505, 74
- Girardi, M., Manzato, P., Mezzetti, M., Giuricin, G., & Limboz, F. 2002, *ApJ*, 569, 720
- Girardi, M., & Mezzetti, M. 2001, *ApJ*, 548, 79
- Girardi, M., Aguerri, J. A. L., De Grandi, S., et al. 2014, *A&A*, 565, A115 (G14)
- Harrison, C. D., Miller, C. J., Richards, J. W., et al. 2012, *ApJ*, 752, 12
- Hess, K. M., Wilcots, E. M., & Hartwick, V. L. 2012, *AJ*, 144, 48
- Hogg, D. W. 1999, preprint (astro-ph/9905116)
- Hudson, D. S., Mittal, R., Reiprich, T. H., et al. 2010, *A&A*, 513, A37
- Ishibashi, W., & Courvoisier, T. J.-L. 2010, *A&A*, 512, A58
- Ishisaki, Y., Maeda, Y., Fujimoto, R., et al. 2007, *PASJ*, 59, 113
- Jones, L. R., Ponman, T. J., & Forbes, D. A. 2000, *MNRAS*, 312, 139
- Jones, L. R., Ponman, T. J., Horton, A., et al. 2003, *MNRAS*, 343, 627
- Kalberla, P. M. W., Burton, W. B., Hartmann, D., et al. 2005, *A&A*, 440, 775
- Kawaharada, M., Okabe, N., Umetsu, K., et al. 2010, *ApJ*, 714, 423
- Kelly, B. C. 2007, *ApJ*, 665, 1489
- Khosroshahi, H. G., Gozaliasl, G., Rasmussen, J., et al. 2014, *MNRAS*, 443, 318
- Khosroshahi, H. G., Maughan, B. J., Ponman, T. J., & Jones, L. R. 2006, *MNRAS*, 369, 1211
- Khosroshahi, H. G., Ponman, T. J., & Jones, L. R. 2007, *MNRAS*, 377, 595 (KPJ07)
- Kuntz, K. D., & Snowden, S. L. 2000, *ApJ*, 543, 195
- Kushino, A., Ishisaki, Y., Morita, U., et al. 2002, *PASJ*, 54, 327
- Lovisari, L., Reiprich, T. H., & Schellenberger, G. 2015, *A&A*, 573, A118
- Massaro, E., Giommi, P., Leto, C., et al. 2009, *A&A*, 495, 691
- Maughan, B. J., Giles, P. A., Randall, S. W., Jones, C., & Forman, W. R. 2012, *MNRAS*, 421, 1583
- Méndez-Abreu, J., Aguerri, J. A. L., Barrena, R., et al. 2012, *A&A*, 537, A25
- Miller, E. D., Rykoff, E. S., Dupke, R. A., et al. 2012, *ApJ*, 747, 94
- Milosavljević, M., Miller, C. J., Furlanetto, S. R., & Cooray, A. 2006, *ApJ*, 637, L9
- Navarro, J. F., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1997, *ApJ*, 490, 493
- Osmond, J. P. F., & Ponman, T. J. 2004, *MNRAS*, 350, 1511
- Pointecouteau, E., Arnaud, M., & Pratt, G. W. 2005, *A&A*, 435, 1
- Ponman, T. J., Allan, D. J., Jones, L. R., et al. 1994, *Nature*, 369, 462
- Ponman, T. J., & Bertram, D. 1993, *Nature*, 363, 51
- Popesso, P., Biviano, A., Böhringer, H., & Romaniello, M. 2007, *A&A*, 464, 451
- Pratt, G. W., & Arnaud, M. 2005, *A&A*, 429, 791
- Pratt, G. W., Croston, J. H., Arnaud, M., & Böhringer, H. 2009, *A&A*, 498, 361
- Proctor, R. N., de Oliveira, C. M., Dupke, R., et al. 2011, *MNRAS*, 418, 2054
- Rasmussen, J., & Ponman, T. J. 2007, *MNRAS*, 380, 1554
- Santos, W. A., Mendes de Oliveira, C., & Sodré, Jr., L. 2007, *AJ*, 134, 1551 (S07)
- Serlemitsos, P. J., Soong, Y., Chan, K.-W., et al. 2007, *PASJ*, 59, 9
- Stern, J., & Laor, A. 2012, *MNRAS*, 423, 600
- Sugizaki, M., Kamae, T., & Maeda, Y. 2009, *PASJ*, 61, 55
- Sun, M., Voit, G. M., Donahue, M., et al. 2009, *ApJ*, 693, 1142
- Tawa, N., Hayashida, K., Nagai, M., et al. 2008, *PASJ*, 60, 11
- Uchiyama, Y., Maeda, Y., Ebara, M., et al. 2008, *PASJ*, 60, 35
- Véron-Cetty, M.-P., & Véron, P. 2010, *A&A*, 518, A10
- Vikhlinin, A., Kravtsov, A., Forman, W., et al. 2006, *ApJ*, 640, 691
- Voevodkin, A., Borozdin, K., Heitmann, K., et al. 2010, *ApJ*, 708, 1376
- von Benda-Beckmann, A. M., D’Onghia, E., Gottlöber, S., et al. 2008, *MNRAS*, 386, 2345
- Wu, X.-P., Xue, Y.-J., & Fang, L.-Z. 1999, *ApJ*, 524, 22
- Yoshino, T., Mitsuda, K., Yamasaki, N. Y., et al. 2009, *PASJ*, 61, 805
- Zarattini, S., Barrena, R., Girardi, M., et al. 2014, *A&A*, 565, A116 (Z14)
- Zarattini, S., Aguerri, J. A. L., Sánchez-Janssen, R., et al. 2015, *A&A*, 581, A16
- Zhang, Y.-Y., Andernach, H., Caretta, C. A., et al. 2011, *A&A*, 526, A105

APPENDIX A: TESTING FGS24 FOR SWCX CONTAMINATION

The NASA WIND-SWE proton flux light curve displays elevated flux levels greater than $4 \times 10^8 \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ during a significant portion of the FGS24 observation (Fig. A1) which indicates SWCX photons may contaminate the lower $E < 1$ keV region of the spectrum (see Section 4.2). To test for evidence of this contamination, we repeat the spectral analysis of Section 6.1 for the time intervals where the flux was less than $4 \times 10^8 \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. These results are recorded in Table A1 and we find these results are consistent within error with those of using the full timespan of the observation (Table 4).

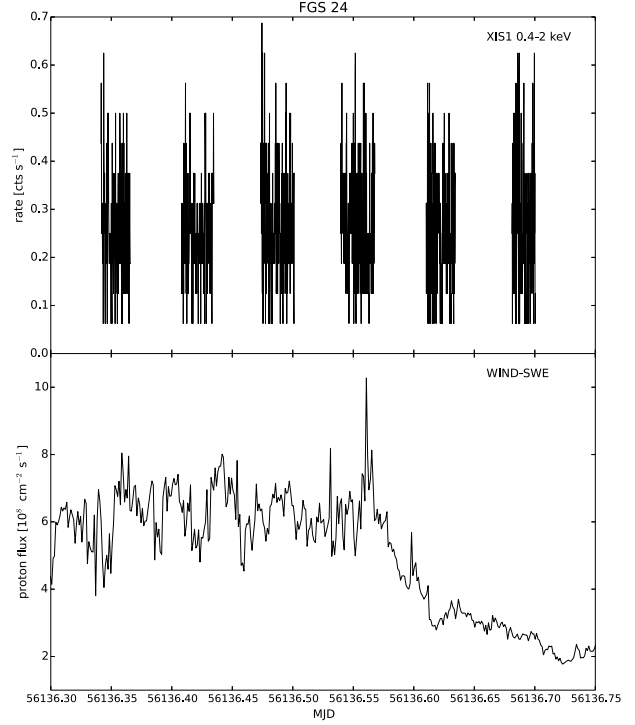
APPENDIX B: CHARACTERIZING THE SUZAKU XRT PSF

We determine a radial model for the *Suzaku* XRT PSF to complete our image analysis in Section 5.2. Our PSF characterization employs archival observations of the X-ray point source SS Cyg observed for an effective 52 ks between 2005 November 18 and 19 (*Suzaku* sequence number 400007010). We clean the SS Cyg event files following the same procedure applied to our *Suzaku* observations (see Section 3).

The PSF is characterized using the radial profile of the stacked XIS0+XIS1+XIS3 image of SS Cyg that has been extracted in the 0.5–10 keV energy range and normalized to 1 (Fig. B1). The average PSF full width at half-maximum (FWHM) is found to be ~ 35 arcsec. Our PSF model consists of the sum of two exponentials, as recommended by Sugizaki et al. (2009), and thus the model fit to the SS Cyg

Table A1. Best fit spectral parameters during a low proton flux time interval for FGS24.

FGS	$r_{\text{ap,src}}$	APEC			POWERLAW			APEC+POWERLAW			$\chi^2/\text{d.o.f} (\chi_r^2)$		
24	2.7 ^a	kT_{appec} [keV]	Z_{appec} [Z_{\odot}]	$\text{norm}_{\text{appec}}^a$ [10^{-3}]	Γ_{PL}	$\text{norm}_{\text{PL}}^b$ [10^{-4}]	$\chi^2/\text{d.o.f} (\chi_r^2)$	kT_{appec} [keV]	Z_{appec} [Z_{\odot}]	$\text{norm}_{\text{appec}}^a$ [10^{-3}]	Γ_{PL}	$\text{norm}_{\text{PL}}^b$ [10^{-4}]	$\chi^2/\text{d.o.f} (\chi_r^2)$
		$4.96^{+1.59}_{-0.91}$	$0.5^{+0.38}_{-0.38}$	$4.4^{+0.6}_{-0.6}$	$1.87^{+0.14}_{-0.13}$	$8.7^{+1.0}_{-1.0}$	67/36 (1.86)	$0.19^{+6.87}_{-0.18}$	0.3	$9.6^{+1102.2}_{-11.9}$	1.8	$8.2^{+0.7}_{-5.0}$	66/35 (1.9)

^a $\text{norm}_{\text{appec}} = \frac{10^{-14}}{4\pi[D_A(1+z)]^2} \int n_e n_H dV \text{cm}^{-5}$ ^b norm_{PL} has units of photons $\text{keV}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{arcmin}^{-2}$ at 1 keV**Figure A1.** Top: the observed XIS1 light curve for FGS24. Bottom: the WIND-SWE proton flux light curve plotted for the same time span. Proton flux has been found to be correlated to SWCX. The elevated proton flux levels during the FGS24 observation may potentially cause significant SWCX contaminating emission.**Table B1.** Best-fitting model to the radial brightness profile of SS Cyg.

Component	Parameter	Value	Units
exp1	A_1	$0.46^{+0.16}_{-0.45}$	$\text{counts arcsec}^{-2}$
	c_1	$-2.5^{+0.01}_{-0.01}$	$10^{-2} \text{arcsec}^{-1}$
	$r_{0,1}$	$0.9^{+115.4}_{-61.6}$	arcsec
exp2	A_2	$0.54^{+2.57}_{-0.54}$	$\text{counts arcsec}^{-2}$
	c_2	$-9.2^{+0.1}_{-0.1}$	$10^{-2} \text{arcsec}^{-1}$
	$r_{0,2}$	$6.0^{+38.9}_{-174.7}$	arcsec
background	k	$9.2^{+0.1}_{-0.1}$	$10^{-4} \text{counts arcsec}^{-2}$
$\chi^2/\text{d.o.f}(\chi_r^2)$		405/53 (7.6)	

brightness profile is:

$$S(r) = A_1 e^{c_1(r-r_{0,1})} + A_2 e^{c_2(r-r_{0,2})} + k, \quad (\text{B1})$$

where the constant k accounts for the background. The best-fitting parameters for this model are recorded in Table B1.**APPENDIX C: NOTES ON THE SAMPLE**

FGS03 is a Z14 verified fossil system. The AGN (2MASX J07524421+4556576) associated with the BCG of this system is both confirmed in the optical (Véron-Cetty & Véron 2010) and radio. The radio emission from this object consists of strong bipolar jets extending 57 arcsec (Hess et al. 2012). This AGN has also been identified as a Type I Seyfert

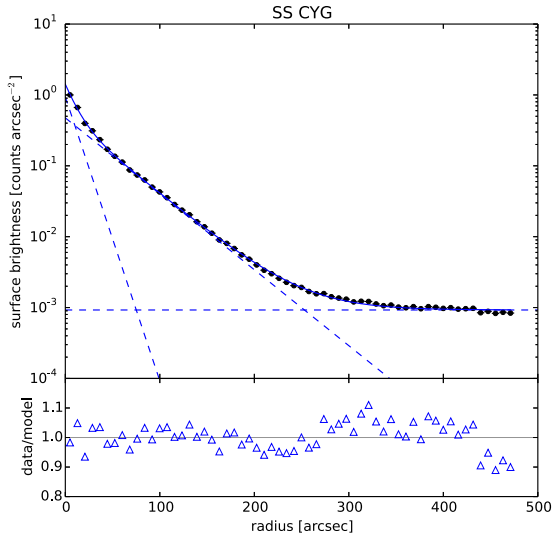


Figure B1. Stacked and normalized XIS0+XIS1+XIS3 radial brightness profile for point-source SS Cyg in the 0.5–10 keV band. The best-fitting model, consisting of the sum of two exponentials and a background constant, is plotted in solid blue. Components of the model are plotted with dashed lines, and residuals are plotted as triangles. Best-fitting parameters for the model are recorded in Table B1.

(Stern & Laor 2012), and appears to dominate the X-ray emission observed from FGS03. The spectrum of this object is better fit by a power-law ($\chi_r^2 = 1.02$) than a thermal model ($\chi_r^2 = 1.17$), and no improvement in the fit occurs when a thermal component is added to the power-law model. Furthermore, our imaging analysis finds a β -model poorly describes the observed surface brightness profile. Z14 find a velocity dispersion of $\sigma_v = 259 \text{ km s}^{-1}$, the smallest dispersion of the S07 catalogue. Such a low velocity dispersion is typically associated with a cool ICM temperature, which would explain why there appears to be very little thermal emission when compared to a very bright AGN.

FGS04 is a fossil candidate and has the coolest measured ICM of our sample ($T_X = 2.81 \text{ keV}$). The BCG of this system contains the blazar NVSS J080730+340042 (Massaro et al. 2009) and in the radio, Hess et al. (2012) find bipolar jets originating from this source. We do not see evidence of contribution from this object in the spectral analysis - the spectrum of FGS04 is fit significantly better by a thermal model than a power-law (compare a χ_r^2 of 1.14 to 1.43).

FGS09 is a fossil candidate system at $z = 0.125$. A background $z = 0.73$ AGN (QSO B1040+0110; RA=10:43:03.84, Dec.=+00:54:20.42) is located 15 arcsec from the peak X-ray coordinates of FGS09. This AGN is confirmed in the optical (Véron-Cetty & Véron 2010) and the radio (Hess et al. 2012) bands. Based on our surface brightness profile and spectral analyses, this AGN is significantly contributing to the observed projected X-ray emission of FGS09. A large reduced chi-squared of $\chi_r^2=5.7$ is found for the β -model fit to the radial brightness profile. And, a power-law model ($\chi_r^2 = 0.92$) fits the spectrum of FGS09 much better than the thermal model ($\chi_r^2 = 1.08$).

FGS14 is a confirmed fossil system and is the largest,

hottest, and most X-ray luminous cluster in our sample, with $r_{500} = 1 \text{ Mpc}$, $T_X = 5.3 \text{ keV}$, and $L_X = 7.7 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$. Hess et al. (2012) detected radio-loud emission from two central sources; however, we did not see evidence of X-ray bright non-thermal emission in our spectral tests.

FGS15 is a rejected fossil candidate (Z14). There are a number of contaminating sources in the XIS FOV of this source. A radio-loud AGN with an asymmetric jet is associated with the BCG of this system (Hess et al. 2012). Within 40 arcsec of the peak system X-ray, the background ($z = 0.45$) quasar [VV2010] J114803.2+565411 has been identified optically and in the radio (Véron-Cetty & Véron 2010; Hess et al. 2012). Of the two visually distinguishable point sources excluded in our analysis, the object closest to the centre of the system is spatially consistent with the QSO [VV2010] J114755.9+564948 at $z = 4.32$ (Véron-Cetty & Véron 2010). The further south removed point source is located at (RA=11:48:08.38, Dec.=+56:48:18.64). The closest known spatial match to this object is the radio source NVSS J114838+565327 located ~ 2 arcmin away. Our surface brightness profile analysis reveals that a β -model ($\chi_r^2=5.2$) poorly fits the observed emission, and additionally the best-fitting spectral model of FGS15 is a power-law. For this object, it is possible multiple AGN are contributing to the observed emission; however, as noted by Z14, FGS15 could also be a filament due to its small number of constituent galaxies with large differences in velocity.

FGS24 is a rejected fossil candidate. No associated AGN were identified in the literature. However, the spectrum of FGS24 is better fit by a power-law than a thermal model (compare a χ_r^2 of 1.33 to 1.38). FGS24 was observed during a period of potentially strong SWCX emission. While we found the best-fitting spectral parameters of the full observation match those of the isolated time interval of low proton flux, it is possible SWCX contamination is occurring even during this interval, obscuring the emission from FGS24.

FGS25 is a non-fossil galaxy cluster (Z14). It is the second hottest cluster in our sample with $T_X = 3.92 \text{ keV}$ and a corresponding estimated mass of $M_{500} = 2.4 \times 10^{14} M_\odot$. Hess et al. (2012) find a radio-loud central point source in this cluster; however, our spectral analysis indicates no point source contribution as the FGS25 spectrum is much better described by a thermal model ($\chi_r^2 = 0.96$) than a power-law model ($\chi_r^2 = 1.26$).

FGS26 is a Z14 confirmed fossil with $T_X = 3.3 \text{ keV}$ and $L_X = 0.8 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$. We find no associated significant non-thermal signatures in the spectrum.

FGS27 is a confirmed fossil with measured global properties of $T_X = 3.3 \text{ keV}$ and $L_X = 3.4 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$. Our spectral analysis does not indicate contribution of significant non-thermal emission.

FGS30 is a confirmed fossil with measured global properties of $T_X = 3.4 \text{ keV}$ and $L_X = 3.06 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$. A radio-loud AGN (2MASX J17181198+5639563) is associated with its bright central galaxy (Hess et al. 2012). The spectrum of FGS30 is better described by the thermal model ($\chi_r^2 = 1.05$) in comparison to the power-law model ($\chi_r^2 = 1.41$).

CAPITULO 4

Trabajo Futuro

1. Para finalizar el trabajo del estudio de las propiedades en rayos-X de los cúmulos RX J1720.1+2638 y Abell 267, lo que tendrá que desarrollarse será lo siguiente:

a) Se realizará el análisis más detallado de la entropía de ambos cúmulos verificando si el perfil de entropía cambia de un grupo fósil a otro no fósil.

b) También se realizará el cálculo del parámetro de concentración del halo c , ya que Wechsler et al. 2002 por medio de simulaciones cosmologicas de 14000 halos, encontró que existen fuertes correlaciones entre la masa del halo, la época de formación y el parámetro de concentración, en el sentido en que halos de baja masa tuvieron una formación temprana y tienen una c alta.

c) Se estudiará a detalle la metalicidad en cada cúmulo, para poder determinar los mecanismos de enriquecimiento y los gradientes de elementos como el Fe.

2. Se realizará un estudio más detallado de los demás sistemas fósiles de la clasificación de Santos et al. (2007) para determinar las relaciones de escala de los sistemas fósiles.

a) Para los sistemas que no se tengan datos disponibles se solicitará tiempo de observación a *XMM-Newton* y *Chandra*.

4. Se estudiará a detalle el sistema no-fósil con la observación en *Chandra* 4217 que es con la que más señal a ruido se cuenta.

3. Finalmente se realizará un artículo del estudio completo de las propiedades globales de los sistemas fósiles.

CAPITULO 5

Anexo A

En este Anexo presentamos las herramientas disponibles para la detección de la emisión en rayos-X en *XMM-Newton*, *Chandra* y *Suzaku*, así como los procedimientos a seguir para la reducción de los datos en rayos-X .

Herramientas para la detección de la emisión en rayos-X

El lanzamiento de los satélites de rayos-X de última generación *Chandra* y *XMM-Newton* supuso una importante revolución en la astronomía observacional de rayos-X. En particular, los espectrógrafos que se encuentran a bordo de ambos satélites, permiten estudiar en gran detalle las condiciones del gas ionizado en los cúmulos de galaxias.

Observatorio de rayos-X de la Nasa, *Chandra*

Chandra está designado a observar rayos-X de las regiones de alta energía del Universo, como los remanentes de explosiones de estrellas. Se puso en órbita el 23 de Julio de 1999, siendo el más sofisticado observatorio de rayos-X en esa época.

El observatorio consta de tres importantes partes:

- El telescopio de rayos-X, donde sus espejos están enfocados a la detección de rayos-X provenientes de objetos celestiales.
- Los instrumentos de ciencia, incluyen una cámara de alta resolución (High Resolution Ca-

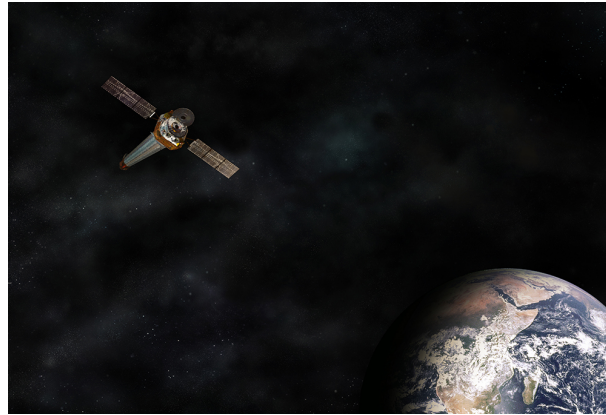


Figura 5.1: Ilustración artística de *Chandra* orbitando la Tierra. La órbita de Chandra tiene la forma de una elipse, le toma más de un tercio del camino a la Luna antes que regresar a su máxima aproximación a la Tierra de 16000 km. El tiempo para completar una órbita es de 64 hrs y 18 minutos. Ilustración: NASA/CXC/D.Berry & M.Weiss

mera, HRC) la cual puede entregar imágenes con una resolución de hasta medio segundo de arco. También lleva una Espectrómetro CCD de Imágenes Avanzado (Advanced CCD Imaging Spectrometer, ACIS) que puede hacer imágenes en rayos-X, y al mismo tiempo, medir la energía de cada de cada fotón de rayos-X entrante. Así mismo se incluyen los espectrómetros de alta resolución el High Energy Transmission Grating Spectrometer (HETGS, por sus siglas en inglés) de rejillas de transmisión de alta energía cubre el rango de 0.4 to 10 keV y el Low Energy Transmission Grating Spectrometer (LETGS, por sus siglas en inglés) de baja energía dentro del rango de 0.08 to 2 keV, pueden medir la energía con una precisión hasta de una parte en mil, que se utilizan en el estudio detallado del espectro de energía, distinguiendo las líneas de emisión de rayos-X. Esto permite conocer la temperatura, ionización y composición química de la fuente de rayos-X.

- La nave espacial, que provee el ambiente necesario para el telescopio y los instrumentos de trabajo.

Chandra tiene una órbita elíptica que lleva a la nave espacial a una altura aproximada de 139,000 km. El tiempo para completar una órbita es de 64 horas 18 minutos. Fue llamado *Chandra* en honor a Subrahmanyan Chandrasekhar (1910-1995), quien obtuvo el premio Nobel para Física en 1983 por sus trabajos teóricos en procesos físicos de la estructura y evolución estelar.



Figura 5.2: Ilustración artística *XMM-Newton* orbitando la Tierra. Ilustración: ESA - D.Ducros.

Observatorio de rayos-X de ESA, *XMM-Newton*

La misión multi-espejos en rayos-X (X-ray Multi-Mirror Mission, XMM-Newton) de la Agencia Espacial Europea (ESA) fue lanzado en 10 de diciembre de 1999. Tiene una órbita elíptica, la cual recorre en 48 hrs. En el apogeo (punto más lejano) a 114000 km de la Tierra, el satélite viaja lentamente. En el perigeo (punto más cercano) a 7000 km pasa por encima de la Tierra a una velocidad mayor a 24000 km h^{-1} .

La nave espacial lleva un grupo de tres cámaras CCD, que comprenden la cámara EPIC: dos de las cámaras son arreglos CCD MOS (por sus siglas en inglés, *Metal Oxide Semi-conductor*), instaladas detrás de los telescopios de rayos-X que están equipados con las rejillas de RGS (por sus siglas en inglés, *Reflection Grating Spectrometers*). Las rejillas desvían casi la mitad del flujo incidente en el telescopio hacia los detectores RGS tal que (teniendo en cuenta oscurecimiento estructurales) alrededor del 44 por ciento del flujo de entrada original, llega a las cámaras de MOS. En el tercer telescopio de rayos-X, el instrumento EPIC en el foco del mismo utiliza un CCD-pn y se conoce como la cámara-pn. La cámara-pn es un arreglo de 12 CCD, la geometría de este CCD se presenta en la Figura 5.3. También contiene un monitor óptico OM (por sus siglas en inglés, *Optical Monitor*) el cual permite realizar observaciones en el óptico y en el ultravioleta (UV), cubriendo un rango de longitud de onda de 180 a 600 nm.

Las cámaras EPIC permiten varios modos para la adquisición de datos:

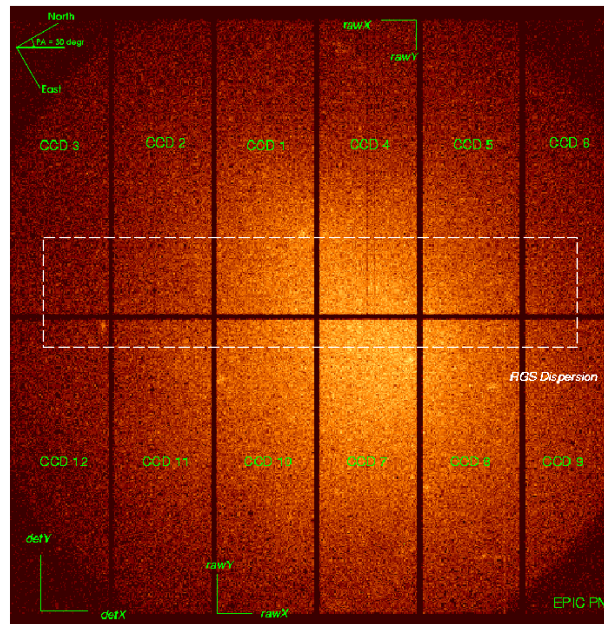


Figura 5.3: Arreglo de la cámara-pn. Se muestra la orientación de RAWX/RAWY así como los ejes DETX/DETY. Los ejes de dispersión RGS son paralelos con las coordenadas físicas. Se muestra las posiciones de cada CCD en el arreglo. En la parte superior izquierda se muestra la orientación del este y norte celestiales suponiendo un ángulo de posición (PA) de 30 grados. Fuente: *XMM-Newton Users Handbook*.

1. Toda la trama y toda la trama extendida (solo aplica para pn). En este modo, se obtienen todos los pixeles de todos los CCD, todo el campo de visión se cubre.

2. Ventana parcial (MOS). En este modo el CCD central de las dos cámaras MOS pueden operar en diferente modo de adquisición de datos. Obtiene datos sólo de una parte del CCD. Para pn se utiliza ventana larga, en el cual se obtienen los datos sólo de la mitad del área de los 12 CCD. Mientras que el modo ventana pequeña se usa una parte del CCD 4 para recolectar datos.

3. Sincronización.

a) MOS + pn. En este modo, las imágenes se realizan en una sola dimensión, a lo largo del eje (RAWX). En la dirección RAWY los datos provenientes de un área predefinida de un CCD son colapsados dentro de un renglón de una dimensión para que se lean a gran velocidad. Dado que las dos cámaras MOS tienen una diferencia de orientación de 90 grados, las imágenes entonces serán perpendiculares entre ellas.

b) pn solamente. En el modo de sincronización la cámara-pn presenta una gran resolución de

0.03 ms. Una característica especial que presenta el modo de sincronización en la cámara-pn es el modo de ráfaga, el cual ofrece una gran resolución (0.007 ms) sin embargo, presenta un ciclo de trabajo muy bajo de 3%.

Cada cámara EPIC esta equipada con 3 filtros:

1. Filtro grueso: Este filtro debe ser usado cuando se espera tener un objetivo muy brillante que pueda degradar la resolución de las cámaras EPIC. Es capaz de suprimir eficazmente la contaminación óptica de todas las fuentes mayores a m_v de 1-4 (MOS) y m_v de -2-1 (pn). El rango depende del tipo espectral.

2. Filtro medio: El bloqueo óptico es aproximadamente de 10^3 , es menos eficiente que el filtro grueso, sin embargo, este filtro es útil para prevenir la contaminación óptica de fuentes puntuales con brillos de $m_v = 6-9$.

3. Filtro delgado: El bloqueo óptico es aproximadamente de 10^5 , es mucho menos eficiente que el filtro grueso y el medio. El uso de este filtro está limitado a fuentes puntuales con magnitudes cerca de las 12 magnitudes más débiles que las correspondientes limitantes del filtro grueso.

Las cámaras EPIC ofrecen la posibilidad de realizar imágenes de observaciones extremadamente sensibles sobre el campo de visión del telescopio (FOV, por sus siglas en inglés *field of view*) de 30 minutos de arco y en el rango de energía de 0.15 a 15 keV con una resolución espectral moderada ($E/\Delta E \sim 20 - 50$) y angular (PSF , 6 segundos de arco $FWHM$). PSF (por sus siglas en inglés, *point spread function*) describe la respuesta de un sistema de imágenes con respecto a una fuente puntual. $FWHM$ (por sus siglas en inglés, *full width at half maximum*) y HEW (por sus siglas en inglés, *half energy width*) nos dan la resolución angular.

Todos los CCDs EPIC operan en el modo de conteo de fotones con un marco de modo fijo, que depende de la frecuencia de la lectura, produciendo listas de eventos, es decir, tablas con una línea de entrada por evento recibido, lista (entre otros) atributos de los eventos tales como posición en que fueron registrados, hora de llegada y sus energías.

XMM-Newton es un telescopio en el cual todos los instrumentos observan simultáneamente,

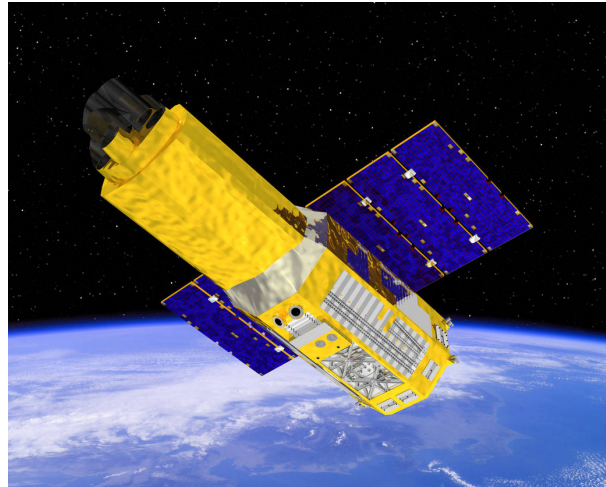


Figura 5.4: Ilustración artística *Suzaku* orbitando la Tierra. Ilustración: ISAS/JAXA.

aunque tiene algunas restricciones, por ejemplo, durante flares solares intensos los instrumentos se apagan. Todos los instrumentos se operan de manera independiente por el observador, sin embargo, se pueden recibir todos los datos científicos de todos los instrumentos durante una observación.

Observatorio de rayos-X *Suzaku*

Suzaku es un observatorio muy poderoso para el estudio de procesos energéticos en el Universo. Está constituido de espectrógrafos muy sensibles que permiten tomar lectura de los procesos de altas energías producidos en las estrellas, remanentes de supernovas, galaxias, cúmulos de galaxias, y los entornos que rodean las estrellas de neutrones y los hoyos negros.

Suzaku formalmente llamado *Astro – E2* es la quinta misión japonesa para la astronomía en rayos-X. Fue desarrollado por el Instituto de ciencia espacial y aeronáutica de Japón y la Agencia de exploración aeroespacial (ISAS/JAXA) en Japón. en colaboración con instituciones estadounidenses (NASA/GSFC, MIT), finalmente fue lanzado el 10 de julio de 2005. Tiene una órbita circular con un apogeo de 568 km, inclinación de 31.9 grados y un período orbital de cerca de 96 minutos.

Suzaku cubre rangos de energía 0.2 - 700 keV con tres instrumentos, los cuales operan simultáneamente:

- a). Cuenta con un espectrógrafo de alta resolución, *XRS* (por sus siglas en inglés, *X-Ray*

Spectrometer), un nuevo dispositivo basado en un microcalorímetro de rayos-X que detecta los fotones térmicos de rayos-X individualmente y mide sus energías con gran precisión y sensibilidad. Actualmente no está en funcionamiento.

b). El espectrógrafo para imágenes en rayos-X, *XIS* (por sus siglas en inglés, *X-Ray Imaging Spectrometer*), comprende cuatro cámaras de rayos-X CCD para tener una mayor sensibilidad en imágenes a lo largo del campo de vista que el XRS. Su rango de energía es de 0.4-12 keV. Son en total 4 XISs, tres iluminados por el frente (FI: con un rango de energía de 0.4-12keV) y uno iluminado por atrás (BI: con un rango de energía de 0.2-12 keV). Los 4 XISs entregan imágenes exactas con un gran campo de vista (aprox 18' x 18') y una resolución espectral moderada de 7.8 ms aproximadamente.

c). Un detector de rayos-X duros *HXD* (por sus siglas en inglés, *Hard X-Ray Detector*), está enfocado principalmente para la espectroscopía de banda ancha hasta la región de rayos gamma, extiende la banda de observación desde 10-600 keV. Tiene una área efectiva de 260 cm² aproximadamente, el campo de visión es de 4.5 x 4.5 grados con una resolución de 61 μ s.

Comparando los tres observatorios de rayos-X.

En esta sección presentamos una comparación básica de las propiedades de los tres observatorios de rayos-X antes mencionados: *XMM-Newton*, *Chandra* y *Suzaku*. En la Tabla 5.1 presentamos las principales características de cada uno de ellos. Una de las principales diferencias entre los observatorios es que en *XMM-Newton* y *Suzaku* todos los instrumentos operan de manera simultánea, mientras que en *Chandra* operan alternadamente.

En especial cada observatorio tiene sus fortalezas:

XMM-Newton

- Gran sensibilidad para emisiones extendidas.
- Espectroscopía de alta resolución (RGS) con espectroscopía de resolución media e imágenes (EPIC) y observaciones en el óptico/UV (OM) simultáneamente.
- Alta sensibilidad (EPIC) a altas energías.

Tabla 5.1: Tabla comparativa entre los telescopios de rayos-X

Observatorio	Espejo PSF FWHM (")	Espejo PSF FWHM (")	Rango de Energía (keV)	Ae a 1 keV (cm ²) ^a	Objetivo Orbital visibilidad (hr)	Energía de Resolución a 1 keV (eV)
<i>Xmm-Newton</i>	6	15	0.15 - 12	4650 ^b	36.7 ^c	4(RGS)
<i>Chandra</i>	1.2 ^d	0.5 ^d	0.1 - 10	555 (ACIS-S)	44.4 ^c	1(HETG)
<i>Suzaku</i>	n.d. ^e	120	0.2 - 600	1760 (XIS)	0.72 ^f	50

a) Espejo del área efectiva.

b) Espejo del área efectiva incluyendo el detector EPIC.

c) Visibilidad orbital fuera de la zona dominada por partículas de radiación.

d) Respuesta espacial de la cámara de alta resolución de *Chandra* (HRC).

e) n.d.: no disponible.

f) Órbita baja con la ocultación terrestre.

- Alta resolución temporal (EPIC).

Chandra

- Los espectrómetros de alta resolución pueden medir energías con una gran precisión (1/1000).
- Enfocado en la obtención de imágenes de alta resolución de la parte relativamente blanda del espectro de rayos-X.

Suzaku

- Enfocado principalmente en espectroscopía desde rayos-X blandos hasta rayos-gamma.
- Para estudios de fuentes difusas en rayos-X blandos con brillo superficial bajo: el bajo fondo, la sensibilidad para los rayos-X blandos, y la respuesta de los CCD XIS BI hacen que *Suzaku* sea una herramienta ideal para la observación de objetivos de este tipo.
- En observaciones que requieran sensibilidad por encima y por debajo de los 10 keV, especialmente si se requieren mediciones de la línea Fe K simultáneamente con el continuo de los rayos-X duros (>10keV).
- En estudios rápidos de variabilidad en escalas de tiempo de 10 ms. La mejor resolución disponible en el XIS es cerca de 7.8ms, mientras que en el HXD es de 61 μ s aproximadamente.

En la siguiente sección presentaremos la reducción de los datos en rayos-X de manera general para los datos obtenidos con los tres observatorios.

Reducción de los datos en rayos-X

Para extraer el espectro de la fuente, del fondo y la curva de luz de una fuente puntual o extendida en rayos-X el tratamiento para los datos de ambos observatorios, en un principio será el siguiente:

- Obtener los archivos de la observación del objeto a estudiar.
- Obtener a partir de los datos crudos los archivos de eventos que son tablas de eventos con respecto al tiempo que contienen los siguientes elementos, número evento, posición del evento, energía del evento, con los que se obtendrá la imagen, la curva de luz y el espectro de la fuente.
- En rayos-X para poder obtener un espectro con magnitudes físicas (ejem. flujo vs. energía) se requiere obtener el archivo de eventos limpio de intervalos de tiempo de actividad de alto fondo. El fondo es por sí mismo muy complicado y está constituido por diferentes componentes, puede ser separado en partículas, fotones y ruido de componentes electrónicos. El fondo de partículas puede ser sub-dividido en contribuciones de protones suaves y eventos inducidos por rayos cósmicos, y el fondo por fotones puede ser sub-dividido en las contribuciones de rayos-X duros y suaves. Se llama alto fondo a los flares de protones solares que emiten a energías $E > 10keV$. Entonces lo que se hace para obtener el filtrado de intervalos de tiempo de actividad de alto fondo es que se extrae un evento, del archivo de eventos se identifican intervalos de partículas de flares en el fondo. El rango de energía seleccionado para generar la curva de luz del fondo incluye sólo eventos hasta 10 keV, debido a que se necesita evitar que se pierda información. Por lo tanto se identifica en la curva de luz los posibles flares, esto es, se tendrá un incremento en las cuentas de varios ordenes de magnitud, lo que se hace generalmente es colocar una línea horizontal tratando de despreciar así los posibles flares, entonces se procede a integrar en los intervalos de tiempo con cuentas, sin embargo, no es posible saber exactamente que realmente son flares o estamos perdiendo información. Por lo que es necesario analizar más a detalle

los datos con los que se cuentan, entonces los eventos se escogieran cuando la relación señal a ruido sea la máxima, esté máximo se tendrá en el momento que señal a ruido como se muestra en la Figura 5.5 presente un cambio en su pendiente a negativa, con lo cual ya tendremos identificado el punto en donde cortaremos los datos y procederemos al análisis.

- Obtener las matrices **ARF** (Ancillary Response File) y **RMF** (Redistribution Matrix File). El archivo **ARF** contiene los datos del área efectiva del telescopio como función de la energía. La matriz **RMF** describe la respuesta del instrumento como función de la energía, se usa para mapear la energía de cada fotón. Los archivos **ARF** y **RMF** se usan para convertir la distribución de energía observada de fotones en una distribución de flujo incidente sobre la energía.
- Reagrupar el espectro de forma que cada intervalo tenga un número suficiente de cuentas para poder realizar la estadística χ^2 en el ajuste con modelos aplicables a los espectros. Utilizando un procedimiento para agrupar canales espectrales.
- Finalmente se ajusta el espectro a un modelo térmico con el cual obtendremos los parámetros globales de la fuente como son la temperatura, la absorción de metales. Usando el software dedicado **Xspec** o **Sherpa**, procediendo al análisis de los datos en rayos-X (ver sección §2.2).

Lo descrito anteriormente se aplica para fuentes puntuales y extendidas, sin embargo, para una fuente extendida el manejo de datos requiere que se tengan en cuenta algunas consideraciones, como por ejemplo al extraer el fondo.

Al realizar el análisis espectral en rayos-X, es fundamental extraer el fondo ya que este es muy elevado en rayos-X. El fondo debe extraerse cerca de la fuente a estudiar y libre de cualquier fuente. En el caso de las fuentes extendidas, es posible que su tamaño sea tal que dentro del campo de visión de la observación no sea posible obtener una región de fondo con las características necesarias. Esto conlleva a la necesidad de obtener los archivos de eventos de fondo de cielo blanco (Blank Sky Event List) los cuales se construyen usando una superposición de observaciones puntuales que han sido procesadas con **SAS**. Cada archivo se convierte en parte

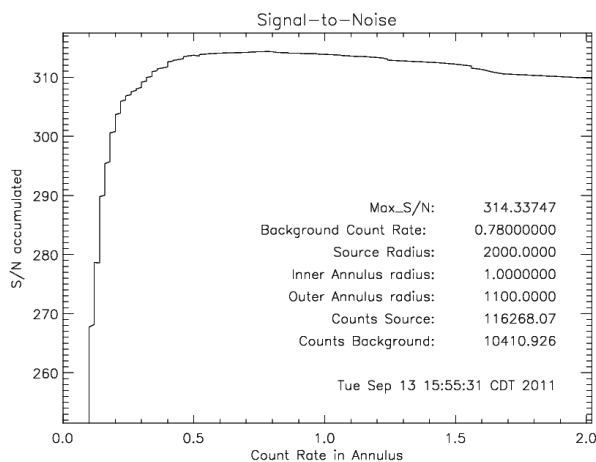


Figura 5.5: En esta gráfica se presenta las cuentas vs S/N de RX J1720.1+2638, nos indica la máxima señal/ruido y el count rate en donde se encuentra ubicado éste máximo, las cuentas de la fuente y las cuentas del background. Se deben desechar todos los eventos con mayor tasa de cuentas que 0.78 que es el punto donde empieza a disminuir la señal a ruido.

específica del tipo de instrumento y modo de filtrado a los cuales se les ha removido la fuente así como la selección de flares.

De acuerdo con esto, analizamos los datos de RXJ 1720.1+2638, para determinar si era necesario utilizar los archivos de eventos de fondo de cielo blanco ya que esta fuente está clasificada como fuente extendida. Para este propósito realizamos el análisis en rayos-X usando los archivos de eventos de fondo de cielo blanco (lo cual aplica para fuentes extendidas) así como el fondo de una región cercana a la fuente (esto se aplica en fuentes puntuales), usando los datos para la observación 0500670201(201) de *XMM-Newton*. Los archivos de eventos de fondo de cielo blanco se obtuvieron por medio del grupo *XMM-Newton* EPIC Background Blank Sky, los cuales fueron solicitados usando los mismos criterios de la observación (filtros, modos, etc).

Encontramos que los valores de temperatura proyectados para esta observación usando el método para fuentes puntuales así como el método para fuentes extendidas son compatibles dentro de los errores. De hecho los valores encontrados son muy similares como se puede apreciar en la Figura 5.6. Este análisis se realizó siguiendo el modelo radial de 8 anillos y ajustándolos a un modelo térmico *raymond-smith* según lo descrito en Mazzotta et al. (2001). Se llevó a cabo usando SAS V11.0 con los archivos de calibración actualizados a noviembre de 2011, los ajustes se realizaron con XSPEC v12.7.1, en un rango de energía de 0.3-10 keV. Estas pruebas fueron consecuencia del refereo que se realizó al artículo Jiménez-Baión et al. (2012).

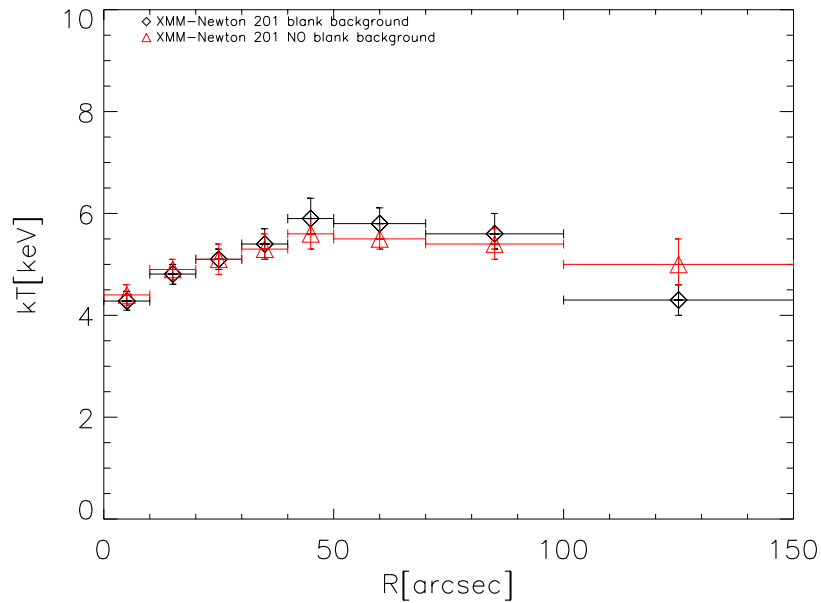


Figura 5.6: Comparación del análisis de datos en rayos-X con procedimiento de fuente puntual o fuente extendida para la observación 0500670201(201) de *XMM-Newton* para RX J1720.1+2638. Siguiendo el modelo de 8 anillos y ajustándolo a un modelo térmico *raymond-smith* según lo descrito en Mazzotta et al. (2001). El rango de energía utilizado de 0.3-10 keV.

Los dos ajustes son buenos y, el nivel de errores es el mismo, por lo tanto no se encuentran diferencias significativas entre ellos (1σ) y, debido a que en estas observaciones para RX J1720.1+2638 es posible encontrar el fondo para el análisis cerca de la fuente y libre de otras fuentes, los análisis subsecuentes para RX J1720.1+2638 se realizarán bajo el tratamiento de fuente puntual no sin modificar el parámetro `extendedsource=yes` al obtener los archivos `ARF` lo cual se usa para la corrección de la energía encerrada en la fuente.

CAPITULO 6

Anexo B

Notas sobre el análisis detallado para RX J1720.1+2638 y Abell 267

RX J1720.1+2638 reclasificado como sistema no-fósil (Zarattini et al. 2014) a $z=0.159$. Es un cúmulo con luminosidad en rayos-X de $L_X(0.1-2.4 \text{ keV}) = 6.66 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$, presenta emisión en $H\alpha$ (J.P.Stott et al. 2007), la cual se origina de los procesos de formación estelar atribuida a flujos de enfriamiento, en este proceso el gas del medio intracúmulo enfría el gas del centro lo que puede desencadenar la formación estelar y por lo tanto generar la línea de emisión $H\alpha$, la cual se encuentra en la longitud de onda 656.281 nm (Fabian 1994). Se ha determinado su masa a partir de la relación masa-luminosidad en rayos-X (Mantz et al. 2010) en $M_{200} = 1.1 \pm 0.2 \times 10^{15} M_{\odot}$ (Lidman et al. 2012). En 2012, Harrison et al., realiza un estudio con datos en rayos-X provenientes del XMM Cluster Survey (XCS, por sus siglas en inglés) y datos ópticos de Sloan Digital Sky Survey (SDSS, por sus siglas en inglés) con una muestra de 17 FSs a un $z < 0.25$, en el cual clasifica a este sistema como sistema fósil ya que el criterio de diferencia de magnitud entre la galaxia más brillante y la cuarta más brillante se encuentra casi a 2.5 mag (2.4 ± 0.03), calcula $R_{200} = 1.54 \pm 0.01 \text{ Mpc}$, $T_X = 5.53 \pm 0.04$ y $L_X = 21.58^{+23.45}_{-7.85} \times 10^{44} h_{70}^{-2} \text{ erg s}^{-1}$, con una velocidad de dispersión de 768 km s^{-1} basado en 31 galaxias. Con datos en rayos-X de *Chandra*, Mazzotta et al. (2001) realiza un perfil radial de temperatura para este sistema, encuentra la presencia de dos componentes: una región isoterma central con temperatura de $\approx 3-4 \text{ keV}$, rodeada de una región mucho más caliente con $T \approx 10 \text{ keV}$. FS31 según la clasificación de Santos et al. 2007, para el preliminar de este cúmulo

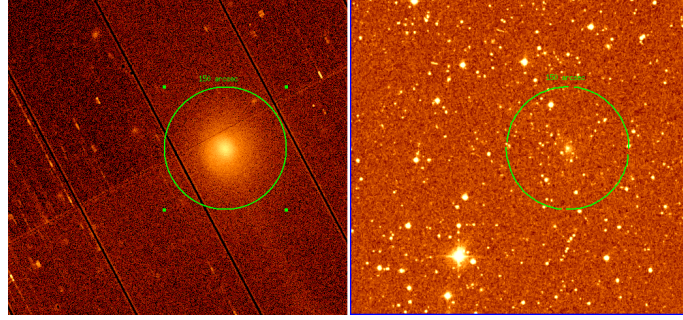


Figura 6.1: Cúmulo RX J1720.1+2638, izquierda imagen en rayos-X obtenida de una observación *XMM-Newton* con un tiempo de exposición de 28.5 ks, derecha imagen en óptico de SDSS con un tiempo de observación de 50 mins, círculo verde indica el radio de 150 arcsec (410 kpc) donde se encuentra la máxima señal a ruido.

se utilizó una observación de *XMM-Newton* con el OBS-ID=0500670201. Considerando las siguientes propiedades globales el redshift $z = 0.159$ (Santos et al. 2007), la distancia angular $D_A = 565.9$ Mpc y $1 \text{ arcsec} = 2.732$ kpc finalmente la absorción debida a la Galaxia, fijando la densidad columnar equivalente de Hidrógeno al valor $N_H = 3.6 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$. En la Figura 6.1 se muestra una imagen de RX J1720.1+2638, en la que podemos apreciar un alto brillo hacia el centro del cúmulo.

Abell 267 es un sistema fósil (Zarattini et al. 2014) a un redshift de 0.23. Es un sistema no relajado con una densidad electrónica central de $n_{e0} = 0.93 \pm 0.5 \times 10^{-2} \text{ cm}^{-3}$ dentro de un radio $r_c = 35.98^{+2.70}_{-2.61}$ arcsec y un índice $\beta = 0.64^{+0.02}_{-0.03}$, con una temperatura promedio de $5.08^{+0.91}_{-0.86}$ (Landry et al. 2012). Usando datos de *XMM-Newton*, Andersson et al. (2009) encontraron los parámetros globales de este sistema la temperatura la estimaron en $T = 6.67^{+0.38}_{-0.37}$, así como la abundancia con respecto a la solar $Z = 0.34^{+0.07}_{-0.06}$. No presenta núcleo frío y tiene una masa total $M_{500} = 5.70 \pm 0.60 \times 10^{14} M_\odot$ (Ettori, 2013). FS2 según la clasificación de Santos et al. 2007, es un sistema relajado, con el centro dominado por una galaxia gigante cD (Dahle et al. 2002). Para el análisis preliminar se utilizaron datos de una observación de *XMM-Newton* con el OBS_ID=0084230401. La absorción debida a la Galaxia con el valor fijo de la densidad columnar equivalente de Hidrógeno en $N_H = 2.75 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ y al $z = 0.23$ (Santos et al. 2007), la distancia angular $D_A = 757.9$ Mpc y $1 \text{ arcsec} = 3.674$ kpc. Se presenta la imagen en rayos-X en contraste con una imagen en óptico de este sistema fósil en la Figura 6.2.

Identificamos nuestra fuente RXJ 1720.1+2638 como una región extendida de 150 arcsec (410 kpc), realizando un barrido a diferentes radios para encontrar el de mayor señal a ruido.

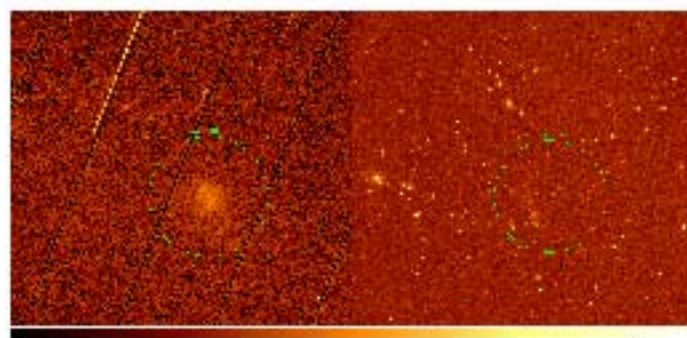


Figura 6.2: Cúmulo Abell 267, izquierda imagen en rayos-X obtenida de una observación de *XMM-Newton* con un tiempo de exposición de 30 ks, derecha imagen en óptico de the National Geographic Society – Palomar Observatory Sky Survey (NGS-POSS) obtenida usando the Oschin Telescope en Palomar con un tiempo de observación de 60 mins, círculo verde indica el radio de 180 arcsec (660 kpc) donde se encuentra la máxima señal a ruido.

Para tratar de entender las características a gran escala del ICM en FS31, obtuvimos el espectro de una región circular con un radio de 150 arcsec (410 kpc). Se ajustó con un modelo simple para temperatura *APEC* junto con un modelo de absorción fijando dicha absorción al valor Galáctico. Un gráfico del ajuste de este modelo al espectro se muestra en la Figura 6.3 izquierda, los parámetros libres son la temperatura, abundancia y la normalización. Se encontró una temperatura promedio de $6.0(\pm 0.13)$ keV, una metalicidad de $0.45(\pm 0.04)$ con respecto a la solar con una $\chi^2/\text{dof}=676/416$.

En lo que corresponde a Abell 267, al realizar el barrido para conocer la región con mayor señal a ruido encontramos que está dentro de un radio de 180 arcsec (660 kpc). Se ajustó con un modelo simple *appec* combinándolo con un modelo de absorción, con la densidad columnar de hidrógeno neutro fija al valor Galáctico, los parámetros libres son la temperatura, abundancia, y la normalización. Obteniendo una temperatura $6.4 (\pm 0.3)$ keV, una abundancia de $0.36 (\pm 0.08)$ con respecto a la solar con una $\chi^2/\text{dof}=541/375$. Se muestra el espectro en la Figura 6.3 del lado derecho.

Para conocer más a detalle los cambios en la temperatura y las abundancias en las regiones centrales de la fuente, el espectro de RX J1720.1+2638 fue extraído en 11 anillos circulares con un promedio de 12000 cuentas (el número de cuentas se escogió teniendo suficiente señal a ruido en cada anillo para realizar la determinación de los parámetros con mayor exactitud como son la temperatura y la absorción) centrados en la máxima emisión de la fuente de rayos-X. Para

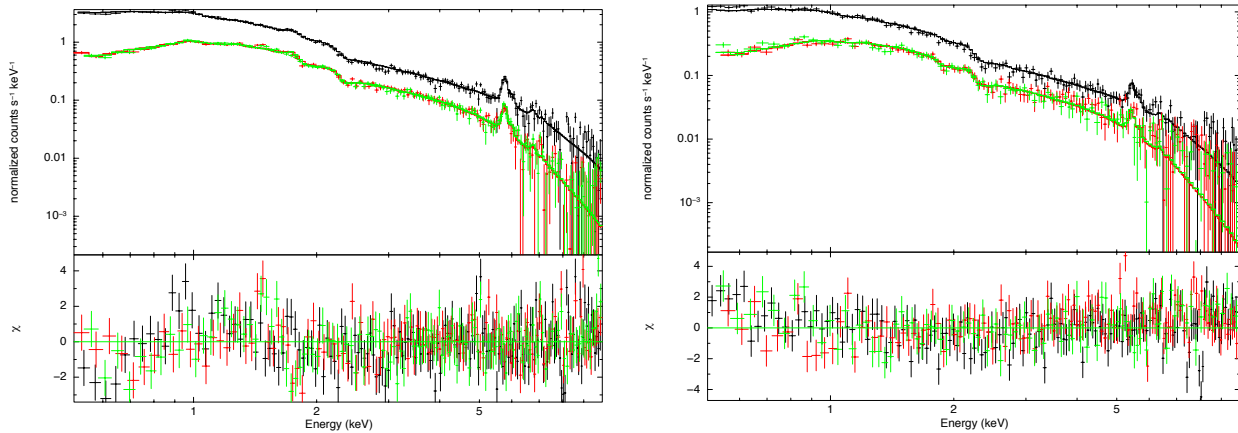


Figura 6.3: Izquierda espectro de RX J1720.1+2638 obtenido de una región circular de radio de 100 arcsec centrado en la máxima emisión de rayos-X. Derecha espectro de Abell 267 obtenido de una región circular con un radio de 90 arcsec. En cada gráfica podemos observar en la parte superior los datos y el modelo ajustado (línea continua) y en la parte inferior los residuos al modelo ajustado. En negro detector PN, rojo MOS1 y en verde MOS2.

Abell 267 se extrajo el espectro en 6 anillos con centro en la máxima emisión de rayos-X del objeto, con un rango de cuentas entre 4000-5000.

Con respecto a la banda de energía y el modelo a utilizar teniendo la finalidad de obtener un mejor análisis de nuestros datos, realizamos varias pruebas: la reducción de los datos en tres bandas de 0.5-7 keV, 0.3-10 keV y de 0.5-10 keV, cada una con tres modelos diferentes de plasmas calientes como son *apec*, *mekal* y *raymond-smith*, de estas combinaciones determinamos que los valores de temperatura y abundancia no varían significativamente (menos de 1σ), sin embargo, pudimos observar que los ajustes si varían en cuanto al valor de la χ^2_ν , aunque dichos cambios están también dentro del rango de 1σ , decidimos tomar los mejores ajustes en χ^2_ν .

En la Figura 6.4 realizamos la comparación entre las tres bandas de energía con cada uno de los modelos para plasmas calientes arriba mencionados para RX J1720.1+2638 así como en la 6.6 para Abell 267, en la cual podemos observar los gráficos para la temperatura, la abundancia de metales así como la chi reducida. En la Figura 6.5 para RX J1720.1+2638 y la Figura 6.7 para Abell 267, realizamos la comparación para la temperatura, abundancia de metales y la chi reducida en cada uno de los tres modelos para plasma caliente a diferente banda de energía.

Este análisis preliminar se realizó con observaciones de *XMM-Newton* por ser las de mayor señal a ruido para ambos objetos, usando el software Science Analysis System (*SAS*, por sus

siglas en inglés) v11.0.0 y los archivos de calibración actualizados a Noviembre del 2012. El análisis espectral se realizó con **XSPEC** v12.7.0.

Determinamos que los mejores ajustes se encontraban usando el modelo *apec* combinándolo con un modelo de absorción fijando dicha absorción al valor Galáctico dentro del rango de energía de 0.5-10 keV, estos datos fueron procesados con la versión de Science Analysis System (**SAS**, por sus siglas en inglés) v11.0.0 y los archivos de calibración actualizados a Noviembre del 2012. El análisis espectral se realizó con **XSPEC** v12.7.0. Sin embargo, éste análisis sólo se realizó para datos de *XMM-Newton*, por lo tanto para homologar los análisis espectrales con los datos de *Chandra* decidimos usar el mismo modelo *apec* combinándolo con un modelo de absorción, fijando dicha absorción al valor Galáctico dentro del rango de energía de 0.5-10 keV, ahora con **Sherpa**, nos dimos cuenta que los ajustes eran mucho mejores dentro de un rango de 2σ . Por lo cual, en lo subsecuente todo el análisis espectral tanto de datos de *XMM-Newton* como de *Chandra* se realizó con la herramienta **Sherpa** de **CIAO**.

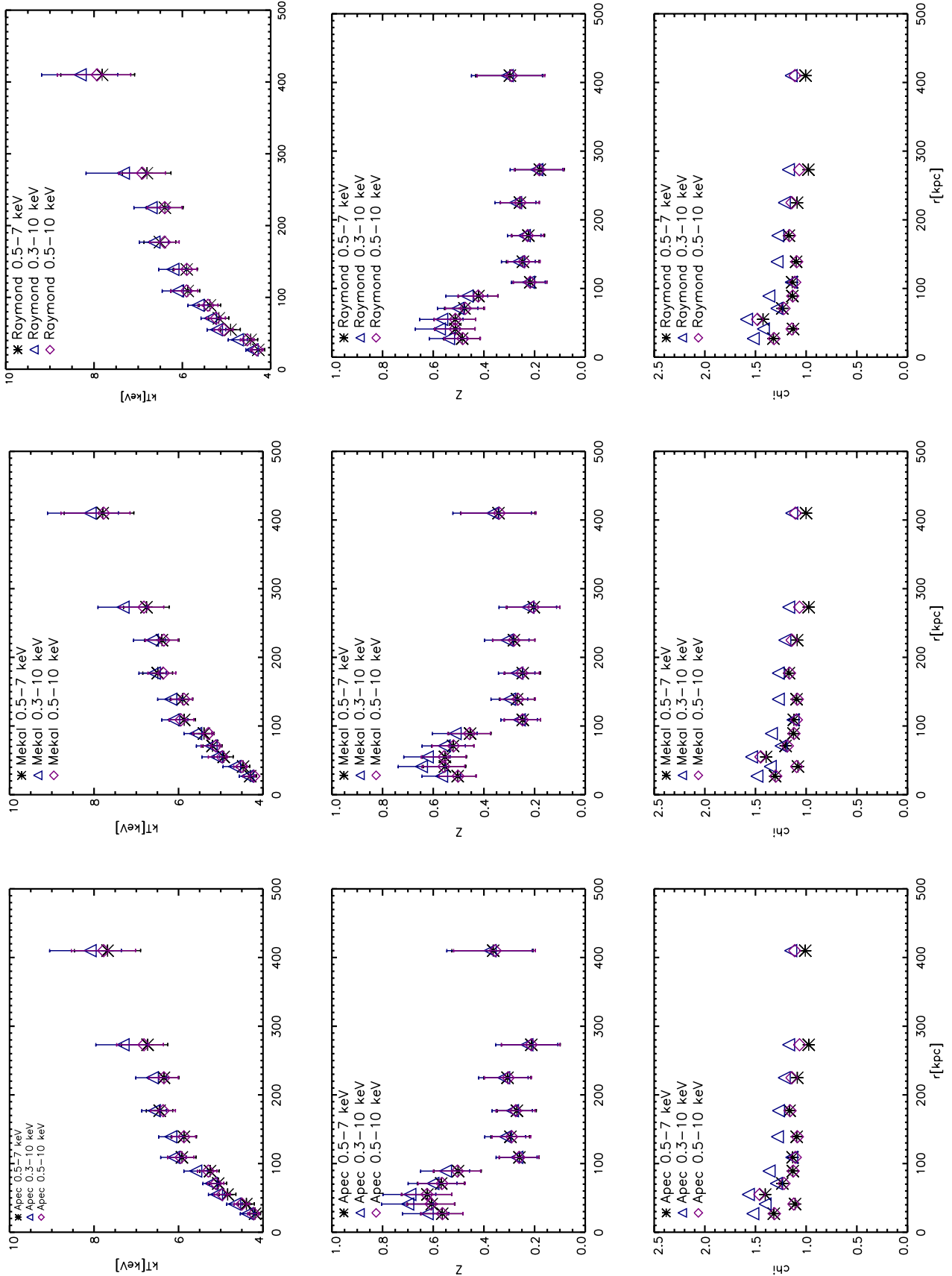


Figura 6.4: Comparación entre bandas de energía 0.5-7 keV, 0.3-10 keV y 0.5-10 keV en cada uno de los tres modelos de plasmas calientes izquierda *apec*, al centro *mekal* y la derecha *raymond-smith* para RX J1720.1+2638.

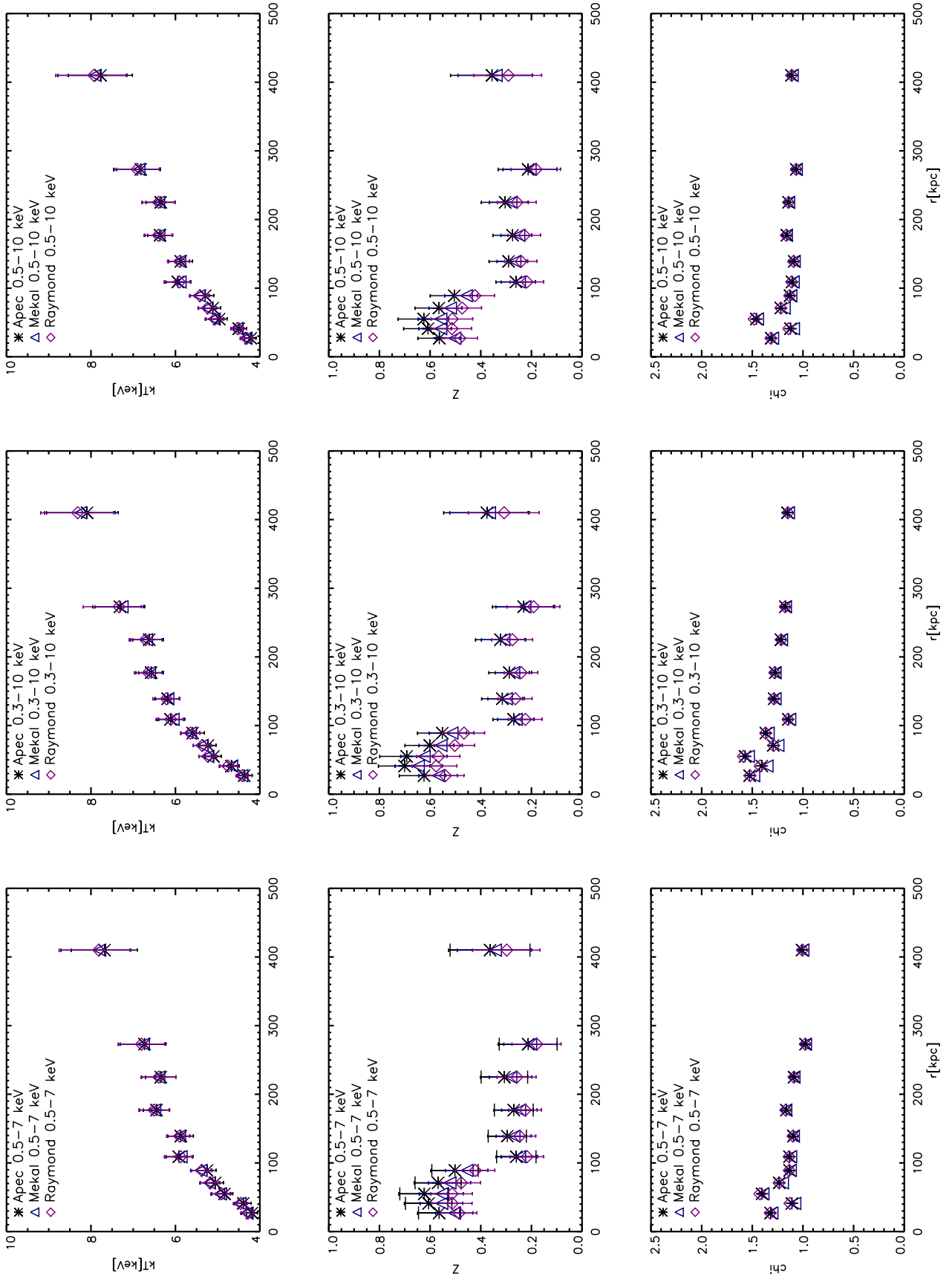


Figura 6.5: Comparación entre modelos de plasmas calientes *apec*, *mekal* y *raymond-smith* en tres bandas de energía izquierda 0.5-7 keV, centro 0.3-10 keV y a la derecha 0.5-10 keV para RX J1720.1+2638.

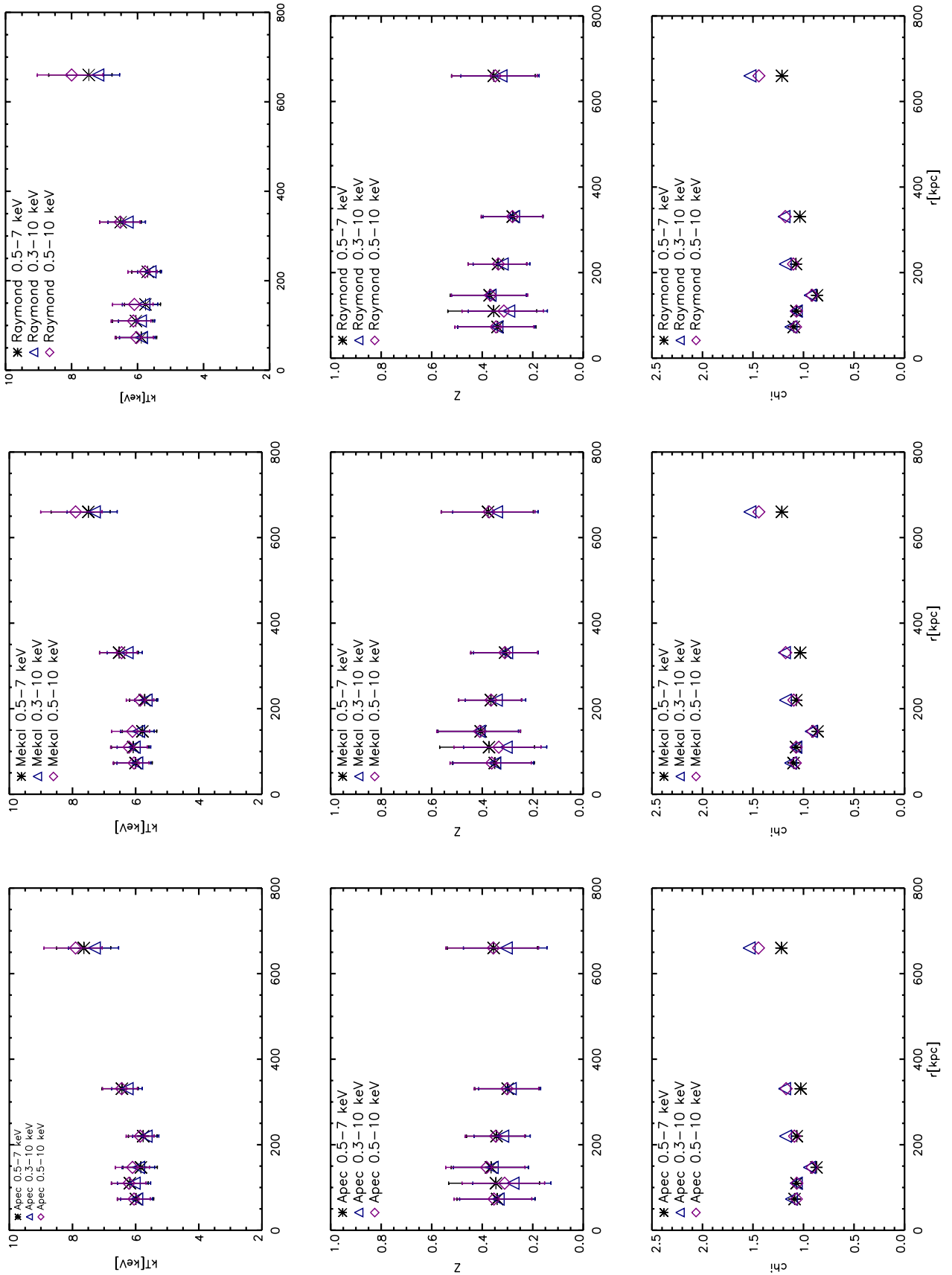


Figura 6.6: Comparación entre bandas de energía 0.5-7 keV, 0.3-10 keV y 0.5-10 keV en cada uno de los tres modelos de plasmas calientes izquierda *apec*, al centro *mekal* y la derecha *raymond-smith* para Abell 267.

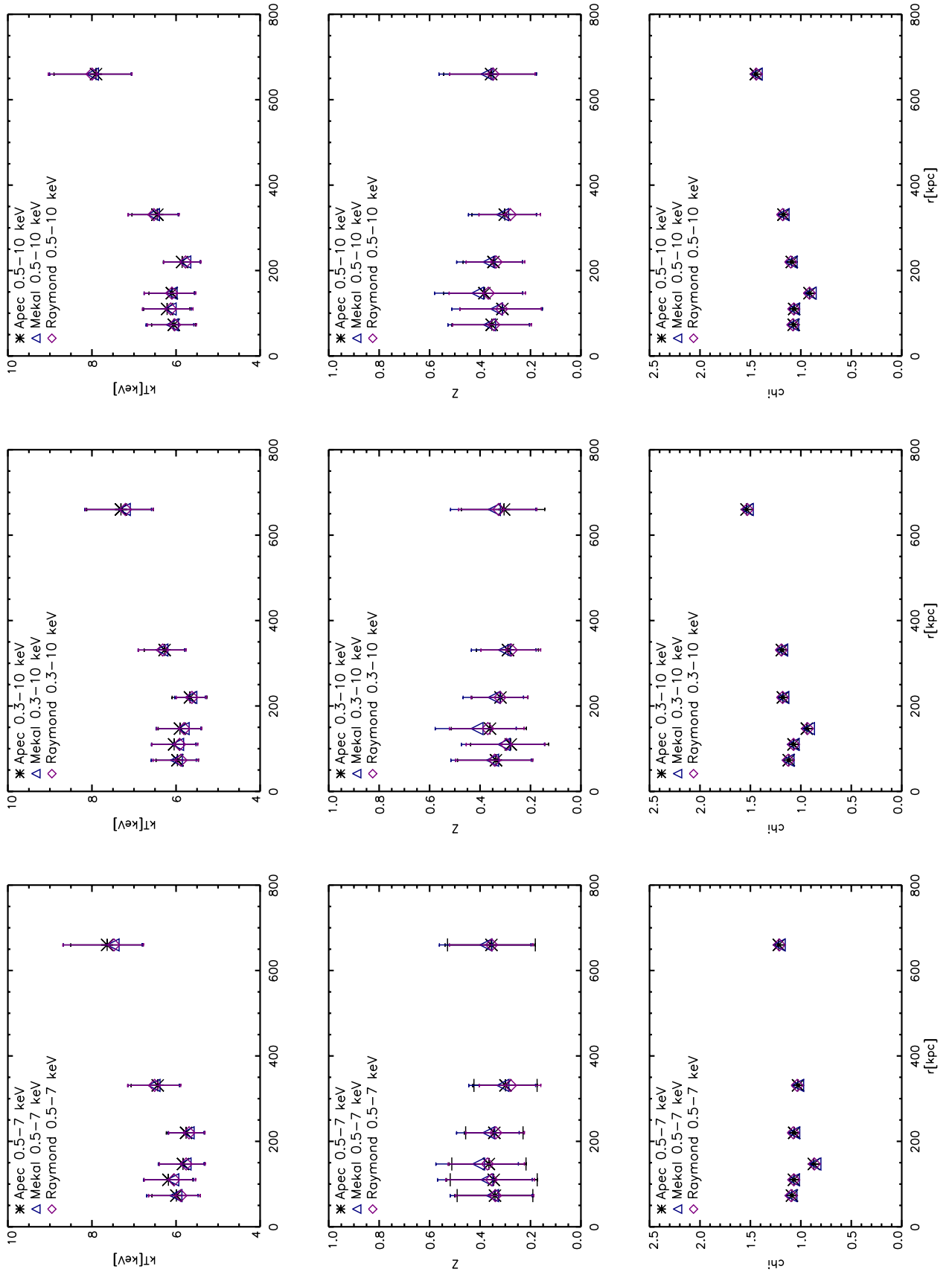


Figura 6.7: Comparación entre modelos de plasmas calientes *apec*, *mekal* y *raymond-smith* en tres bandas de energía izquierda 0.5–7 keV, centro 0.3–10 keV y a la derecha 0.5–10 keV para Abell 267.

Bibliografía

- [1] Aguerri, J. A. L., Girardi, M., Boschin, W., et al. 2011, *A&A*, 527, A143
- [2] Andersson, K., Peterson, J. R., Madejski, & G., Goobar A. 2009, *ApJ*, 696, 1029
- [3] Arnaud K.A., 1996, *Astronomical Data Analysis Software and Systems V*, eds. Jacoby G. and Barnes J., ASP Conf. Series vol. 101, p. 17
- [4] Arnaud, M., Pointecouteau, E., & Pratt, G. W. 2005, *A&A*, 441, 893
- [5] Arnaud, M., Pointecouteau, E., & Pratt, G. W. 2007, *A&A*, 474, L37
- [6] Arnold, T., Martini, P., Mulchaey, J. S., Berti, A., & Jeltama, T. E. 2009, *ApJ*, 707, 1691
- [7] Bradley M. Peterson, 1997, *An Introduction to Active Galactic Nuclei*, p1
- [8] Bauer, F. E.; Fabian, A. C.; Sanders, J. S.; Allen, S. W.; Johnstone, R. M., 2005, *MNRAS*. 359, 1481
- [9] Blanton, E.L., Sarazin, C. L., McNamara B. R. 2003, *ApJ*, 585, 227
- [10] Borgani, S., et al., 2004, *MNRAS*, 348, 1078
- [11] Borgani, S., Viel, M., 2009, *MNRAS*, 392, L26
- [12] Böhringer, H. & Hensler, G. 1989, *A&A*, 215, 147
- [13] Böhringer, H., Voges, W., Huchra, J. P., et al. 2000, *ApJ*, 129, 435
- [14] Böhringer, H. & Werner, N., 2009, *X-ray Spectroscopy of Galaxy Clusters*.
- [15] Burns, J. O., Hallman, E. J., Gantner, B., Motl, P. M., & Norman, M. L. 2008, *ApJ*, 675, 1125
- [16] Carlberg, R. G. 1984, *ApJ*, 286, 403
- [17] Cava, A., Bettoni, D., Poggianti, B. M., Couch, W. J., et al. 2009, *A&A*, 495, 707
- [18] Cavaliere A., Fusco-Femiano R., 1976, *A&A*, 49, 137
- [19] Cypriano, E. S., Mendes de Oliveira, C. L., & Sodré, Jr., L. 2006, *AJ*, 132, 514
- [20] Dahle, H., Kaiser, N., Irgens, R. J., Lilje, P. B., & Maddox, S. J. 2002, *ApJS*, 139, 313 (Paper I)
- [21] Dariush, A., Khosroshahi, H. G., Ponman, T. J., et al. 2007, *MNRAS*, 382, 433
- [22] Dariush, A. A., Raychaudhury, S., Ponman, T. J., et al. 2010, *MNRAS*, 405, 1873
- [23] De Grandi S. & Molendi S., 2001, *ApJ*, 551, 153
- [24] De Grandi, S. & Molendi, S., 2009, *A&A* 508, 565-574
- [25] D'Onghia, E. & Lake, G., 2004, *ApJ*, 612, 628
- [26] D'Onghia, E., Sommer-Larsen, J., Romeo, A. D., et al. 2005, *ApJ*, 630, L109

- [27] Donahue, M., Horner, D. J., Cavagnolo, K. W., & Voit, G. M. 2006, *ApJ*, 643, 730
- [28] Dressler, A., Oemler, A. J., Couch, W. J., et al. 1997, *ApJ*, 490, 577
- [29] Ebeling, H., Edge, A. C., Böhringer, H., Allen, S. W., Crawford, C. S., Fabian, A. C., Voges, W., Huchra, J. P. 1998, *MNRAS*, 301, 881
- [30] Ebeling H., Edge A. C. & Henry J. P. 2001, *ApJ*, 553, 668
- [31] Eggen, O. J., Lynden-Bell, D., Sandage, A. R. 1962, *ApJ*, 136, 784
- [32] Eigenthaler, P. & Zeilinger, W. W. 2009, *AN*, 789
- [33] Eigenthaler, P. & Zeilinger, W. W. 2013, *A&A*, 553, A99
- [34] Ettori, S. 2013, *AN*, 334, 354
- [35] Ettori, S. 2013, *MNRAS*, 435, 1265
- [36] Ettori, S., Gastaldello, F., Leccardi, A., et al. 2010, *A&A*, 524, A68
- [37] Fabian, A. C. 1994, *ARA&A*, 32, 277
- [38] Feretti, L., Gioia, I. M., & Giovannini, G., eds. 2002, *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 272, *Merging Processes in Galaxy Clusters*
- [39] Finoguenov, Reiprich, Böhringer, 2001, *A&A* 368, 749F
- [40] Geller, M. J., Diaferio, A., Rines, K. J., Serra A. L. 2012, *ApJ*, 764, 58
- [41] Girardi, M., Aguerri, J. A. L., De Grandi, S., et al. 2014, *A&A*, 565, A115
- [42] Girardi, M., Boschini, W., Barrena, R. 2006, *A&A*, 455, 45
- [43] Girardi, M., Giuricin, G., Mardirossian, F., Mezzetti, M., & Boschini, W. 1998, *ApJ*, 505, 74
- [44] Girardi, M., Manzato, P., Mezzetti, M., Giuricin, G., & Limboz, F. 2002, *ApJ*, 569, 720
- [45] Girardi, M., & Mezzetti, M. 2001, *ApJ*, 548, 79
- [46] Harrison, C. D., Miller, C. J., Richards, J. W., et al. 2012, *ApJ*, 752, 12
- [47] Hilton, M., Collins, C., De Propris, R., Baldry, Ivan K., et al. 2005, *MNRAS*, 363, 661
- [48] Hudson, D. S., Mittal, R., Reiprich, T. H., Nulsen, P. E. J., Andernach, H., Sarazin, C. L. 2010, *A&A*, 513, 37
- [49] Ishibashi, W. & Courvoisier, T. J.-L. 2010, *A&A*, 512, A58
- [50] Jiménez-Bailón, E., Lozada-Muñoz, M., Aguerri, J. A. L., 2013, *AN*, 334, 377
- [51] Jones, L. R., Ponman, T. J., Horton, A., et al. 2003, *MNRAS*, 343, 627
- [52] Johnson R., Finoguenov A., Ponman T. J., Rasmussen, J., Sanderson, A. J. R. 2011, *MNRAS*, 413, 2467
- [53] Kalberla, P. M. W., Burton, W. B., Hartmann, D., Arnal, E. M., Bajaja, E., Morras, R., Pöppel, W. G. L. 2005, *A&A*, 440, 775
- [54] Kaastra, J. S. 1992, *An X-Ray Spectral Code for Optically Thin Plasmas* (Internal SRON-Leiden Report, ver. 2.0)
- [55] Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., Poutanen, M. Donner, K. J., 2006, *Fundamental Astronomy*, 5th Edition, p 263.
- [56] Khosroshahi, H. G., Raychaudhury, S., Ponman, T.J., Miles, T. A., Forbes, D. A., 2004, *MNRAS*, 349, 527
- [57] Khosroshahi, H. G., Gozaliasl, G., Rasmussen, J., et al. 2014, *MNRAS*, 443, 318
- [58] Khosroshahi, H. G., Maughan, B. J., Ponman, T. J., & Jones, L. R. 2006, *MNRAS*, 369, 1211

- [59] Khosroshahi, H. G., Ponman, T. J., & Jones, L. R. 2007, MNRAS, 377, 595
- [60] Kobayashi, C. 2004, MNRAS, 347, 740
- [61] Kundert, A., Gastaldello, F., D'Onghia, E., et al., 2015, MNRAS, 454,161
- [62] Landry, D., Bonamente, M., Giles, P., Maughan, B., Joy, M., 2012, 1211, 4626
- [63] Larson, R. B. 1974, MNRAS, 166, 585
- [64] Larson, R. B. 1975, MNRAS, 173, 671
- [65] Lidman, C., Suherli, J., Muzzin, A., Wilson, G., Demarco, R. et al. 2012, MNRAS, 427, 550
- [66] Liedahl, D. A., Osterheld, A. L., & Goldstein, W. H. 1995, ApJ, 438, L115
- [67] Lin Y.-T. & Mohr J. J., 2004, ApJ, 617, 879
- [68] Lovisari, L. & Reiprich, T. H. 2013, AN, 334, 369
- [69] Lovisari, L., Reiprich, T. H., & Schellenberger, G. 2015, A&A, 573, A118
- [70] Mantz, A., Allen, S. W., Ebeling, H., Rapetti, D., Drlica-Wagner, A. 2010, MRAS, 406, 1773
- [71] Mazzotta, P., Markevitch, M., Vikhlinin, A., Forman, W. R., David, L. P., van Speybroeck, L., 2001, ApJ, 555, 205.
- [72] Mazzotta, P., Giacintucci, S., 2008, ApJ, 675, 9
- [73] McLaughlin D.E., 1999, AJ, 117, 2398
- [74] Mendes de Oliveira, C. L., Cypriano, E. S., & Sodré, Jr., L. 2006, AJ, 131, 158
- [75] Mendes de Oliveira, C. et al.: 2009, AJ 138 , 502
- [76] Méndez-Abreu, J., Aguerri, J. A. L., Barrena, R., et al. 2012, A&A, 537, A25
- [77] Metzger, M. R. & Ma, C. 2000, AJ, 120, 2879
- [78] Mewe, R., Gronenschild, E. H. B. M. & van den Oord, G. H. J. 1985, A&AS, 62, 197
- [79] Mewe, R., Kaastra, J. S., & Liedahl, D. A. 1995, Legacy, 6, 16
- [80] Miles, T. A., Raychaudhury, S., Forbes, D. A., Goudfrooij, P., Ponman, T. J.; Kozhurina-Platais, V. 2004, MNRAS, 355, 785
- [81] Miles, T. A., Raychaudhury, S., Russell, P. A. 2006, MNRAS, 373, 1461
- [82] Miller, E. D., Rykoff, E. S., Dupke, R. A., et al. 2011, ApJ, 747, 94
- [83] Milosavljević, M., Miller, C. J., Furlanetto, S. R. & Cooray, A. 2006, ApJ, 637, L9
- [84] Miraghaei, H., Khosroshahi, H. G., Klackner, H.-R., Ponman, T. J., Jetha, N. N., Raychaudhury, S. 2014, MNRAS, 444, 651
- [85] Morandi A., Etti S. 2007, MNRAS, 380, 1521
- [86] Mulchaey, J. S. & Zabludoff, A. I. 1998, ApJ, 496, 73
- [87] Mulchaey, J. S. & Zabludoff, A. I. 1999, ApJ, 514, 133
- [88] Navarro, J. F., Frenk, C. S. & White, S. D. M. 1997, ApJ, 490, 493
- [89] Nandra, K., Pounds, K. A. 1994, MNRAS, 268, 405
- [90] Owers, M. S., Nulsen, P. E. J., Couch, W. J. 2011, ApJ, 741,122
- [91] Owers, M. S., Nulsen, P. E. J., Couch, W. J., Markevitch, M. 2009, ApJ, 704, 1349

- [92] Piconcelli, E., Jiménez-Bailón, E., Guainazzi, M., et al. 2005, *A&A*, 432, 15
- [93] Ponman, T. J., Allan, D. J., Jones, L. R., et al. 1994, *Nature*, 369, 462
- [94] Ponman, T. J. & Bertram, D. 1993, *Nature*, 363, 51
- [95] Popesso P., Böhringer H., Brinkmann J., Voges W. & York D. G. 2004 *A&A* 423 449
- [96] Popesso, P., Biviano, A., Böhringer, H. & Romaniello, M. 2007, *A&A*, 464, 451
- [97] Pratt, G. W., Arnaud, M., & Pointecouteau, E. 2006, *A&A*, 446, 429
- [98] Pratt, G. W., Böhringer, H., Croston, J. H., Arnaud, M., Borgani, S., Finoguenov, A.; Temple, R. F., 2007, *A&A*, 461,71
- [99] Pratt G.W. & Arnaud M., 2005, *A&A*, 429, 791
- [100] Proctor, R. N., de Oliveira, C. M. & Dupke, R., et al. 2011, *MNRAS*, 418, 2054
- [101] Raymond, J. C., Smith, B. W. 1977, *ApJ*, 35, 419
- [102] Reeves, J. N. & Turner, M. J. L. 2000, *MNRAS*, 316, 234
- [103] Ritchie, B. W., Thomas, P. A. 2002, *MNRAS*, 329, 675
- [104] Ricker, P. M. & Sarazin, C. L. 2001, *ApJ*, 561, 621
- [105] Rood, H. J. & Sastry, G. N. 1971, *BAAS*, 3, 391
- [106] Sanders J.S. & Fabian A.C., 2013, *MNRAS*, 429, 2727
- [107] Sanderson A.J.R., O'Sullivan E. & Ponman T.J., 2009, *MNRAS*, 395, 764
- [108] Santos, W. A., Mendes de Oliveira, C., & Sodré, Jr., L. 2007,*AJ*, 134, 1551
- [109] Sarazin, C. L., 1986, *RvMP*, 58, 1
- [110] Sato, K, Kawaharada, M., Nakazawa, K., Matsushita, K., Ishisaki, Y., Yamasaki, N. Y., Ohashi, T. 2010, *PASJ*, 62, 1445
- [111] Schechter, P. 1976, *Ap.J.*, 203, 297
- [112] Smith R.K, Brickhouse, N. S., Liedahl, D.A., Raymond, J. C. 2001, *ApJ*, 556, L91
- [113] Spitzer, L. Jr. & Greenstein, J. L. 1951, *ApJ*, 114, 407
- [114] Stott, J. P., Smail, I., Edge, A. C., Ebeling, H., Smith, G. P., Kneib, J.-P., Pimblet, K. A. 2007, *ApJ*, 661, 95
- [115] Str uder, L., et al. 2001, *A&A*, 365, L18
- [116] Sun, M., Voit, G. M., Donahue, M., et al. 2009, *ApJ*, 693, 1142
- [117] Sun, M., Forman, W., Vikhlinin, A., Hornstrup, A., Jones, C., Murray, S.S. 2004, *ApJ*, 612, 805
- [118] Sunyaev R. A., Zel'dovich Y. B. 1972, *Comments on Astrophysics and Space Physics*, 4, 173
- [119] Turner, M. J. L., et al. 2001, *A&A*, 365, L27
- [120] van den Bosch F.C., Yang X., Mo H.J., Weinmann S.M., Maccio A., More S., Cacciato M., Skibba R., 2007, *MNRAS*, 376, 841
- [121] Vikhlinin A., Burenin R. A., Ebeling H. et al 2009a, *ApJ*, 692, 1033
- [122] Vikhlinin A., Kravtsov A., Burenin R. A. et al 2009b, *ApJ*, 692, 1060
- [123] Vikhlinin, A., Kravtsov, A., Forman, W., et al. 2006, *ApJ*, 640, 691
- [124] Vikhlinin, A., McNamara, B. R., Hornstrup, A., Quintana, H., Forman, W., Jones, C., Way, M. 1999, *ApJ*, 520L, 1

- [125] Vikhlinin, A., Voevodkin, A., Mullis, C. R., et al. 2003, ApJ, 590, 15
- [126] Voevodkin, A., Borozdin, K., Heitmann, K., Habib, S., Vikhlinin, A., Mescheryakov, A., Hornstrup, A., Burenin, R. 2010, ApJ, 708, 1376
- [127] von Benda-Beckmann, A. M., D'Onghia, E., Gottlöber, S., et al. 2008, MNRAS, 386, 2345
- [128] Wen Z. L., Han J. L., 2013, MNRAS, 436, 275.
- [129] Zarattini, S., Barrena, R., Girardi, M., et al. 2014, A&A, 565, A116
- [130] Zarattini, S., Aguerri, J. A. L., Sánchez-Janssen, R., et al. 2015, A&A, 581, A116
- [131] Zhang, Y.-Y., Finoguenov, A., Böhringer, H., Kneib, J.-P., Smith, G. P., Czoske, O., Soucail, G. 2007, A&A, 467, 437-457
- [132] Zhang, Y.-Y., Finoguenov, A., Böhringer, H., Kneib, J.-P., Smith, G. P., Kneissl, R., Okabe, N., Dahle, H. 2008, A&A, 482, 451
- [133] Zhang, Y.-Y., Okabe, N., Finoguenov, A., Smith, G.P., Piffaretti, R., Valdarnini, R., Babul, A., Evrard, A.E., Mazzotta, P., Sanderson, A.J.R., Marrone, D. 2010, ApJ, 711, 1033.
- [134] Zeldovich, Y. B, Sunyaev, R. A, 1968, Ap&SS, 4, 301
- [135] Zwicky F., 1933, Helv. Phys. Acta, 6, 110
- [136] Zwicky F., 1937, ApJ, 86, 217
- [137] Zwicky F. et al., 1961-68, Catalogue of galaxies and of clusters of galaxies, California Institute of Technology, Pasadena, 6 vols.
- [138] Zwicky F., 1957, PASP, 69, 518