



Universidad Nacional de La Plata
Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas

Tesis para obtener el grado académico de
Doctor en Astronomía

ESTUDIOS DE REMANENTES DE SUPERNOVA EN MEDIOS
ALTAMENTE INHOMOGENEOS

Lic. Alejandra E. Suárez

Director: Dr. Jorge A. Combi
Co-director: Dr. Juan Facundo Albacete Colombo

LA PLATA, ARGENTINA
- DICIEMBRE DE 2017 -

Prefacio

Esta Tesis es presentada como parte de los requisitos para obtener el grado académico de Doctor en Astronomía de la Universidad Nacional de La Plata. La misma se compone de una serie de trabajos asociados al estudio de remanentes de supernova, los cuales fueron dirigidos por el Dr. Jorge A. Combi y el Dr. Juan Facundo Albacete Colombo, y realizados en colaboración con investigadores del Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR), el Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE), la Universidad de Río Negro y el Istituto Nazionale di Astrofisica (INAF) - Osservatorio di Palermo.

Alejandra E. Suárez.
e-mail: aesuarez@iar-conicet.gov.unlp.edu.ar
La Plata, diciembre de 2017.

Resumen

Esta tesis doctoral tiene como objetivo principal contribuir al conocimiento teórico y observacional, de remanentes de supernova (RSNs) que evolucionan en medios altamente inhomogéneos. El trabajo de investigación se basa en el análisis de observaciones en diferentes longitudes de ondas de remanentes galácticos, con énfasis en el estudio de la emisión de rayos X originada en este tipo de fuentes.

La explosión de una supernova es un fenómeno altamente energético que produce un profundo impacto en el medio interestelar (MIE), debido a la cantidad de energía mecánica entregada y a los elementos pesados producidos, los cuales enriquecen el medio circundante. La propagación del frente de choque (o *shock*) de RSNs que interactúa con el gas y polvo del medio circundante, comprime, calienta, ioniza y disocia el material atómico y molecular, y como resultado se ve afectada en cierta medida la estructura dinámica de la galaxia. Como consecuencia, se observa una amplia variedad de remanentes de supernova con diferentes morfologías a lo largo de todo el espectro electromagnético, en particular en las bandas de radio, infrarrojo (IR) y de rayos X. El estudio de la morfología de los RSNs en frecuencias de rayos X, nos permite obtener información vital de las propiedades físicas y químicas de los plasmas emisores de rayos X y de las diferentes condiciones del medio en el cual esta clase de objetos evolucionan. A través de un enfoque multi-longitud de ondas, es posible introducir diferentes escenarios que permiten caracterizar el medio circundante y como éste condiciona la evolución de los RSNs. Además, el estudio de estos objetos en las frecuencias de rayos X e infrarrojo, puede utilizarse como una herramienta de diagnóstico para discernir los tipos posibles de progenitores.

Los objetos de estudio incluidos en esta tesis son los remanentes G332.5-5.6, G306.3-0.9, G309.2-0.6 y el fragmento G del RSN de Vela. Estos objetos se estudiaron a partir de observaciones disponibles en bases de datos públicas en longitudes de rayos X, radio e infrarrojo. En el rango de emisión de rayos X, se realizaron estudios morfológicos, construyendo imágenes en diferentes rangos de energía, mapas de energía media, y de ancho equivalente para ciertas líneas de emisión. Se hicieron estudios espectroscópicos con alta resolución espacial de la emisión de rayos X y se propusieron posibles progenitores a partir de las información de las abundancias de elementos pesados obtenidos de los ajustes espectrales y de métodos morfológicos.

Originalidad

Las ideas, desarrollos, y resultados obtenidos son originales del autor y del director de la Tesis, salvo explícita mención. Los resultados fueron expuestos en reuniones locales y nacionales, incluida la Reunión Anual de la Asociación Argentina de Astronomía, así como publicados en revistas científicas internacionales con referato.

Dedicado a la memoria de mi abuela Etelvina García,
a mi mamá Susana,
mis hermanos Fernanda y Sebastián,
y a Germán.

Agradecimientos

Quisiera en estas líneas agradecer a todas las personas involucradas no sólo en la realización de esta tesis sino de aquellas que me acompañaron de una u otra manera a lo largo de estos años de mi doctorado. Seguramente no haga suficiente justicia al esfuerzo, apoyo, contención, ayuda y cariño que me han brindado algunas de estas personas. Espero sepan, o al menos haberles demostrado de alguna manera, mi más sincero agradecimiento por *estar* de una u otra forma a mi lado.

En primer lugar, quiero agradecer a mi director el Prof. Dr. Jorge A. Combi, quien siempre me transmitió la confianza de que podía realizar cada una de las tareas necesarias para hacer un trabajo científico. Gracias por escucharme, guiarme a lo largo de estos años y motivarme a ser mejor en lo que hago.

Mi agradecimiento a la Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, al Instituto Argentino de Radioastronomía y a CONICET por brindarme las herramientas, lugar y fondos necesarios para realizar este trabajo.

Gracias a mi co-director Juan Facundo Albacete Colombo, y a los investigadores con los cuales tuve la oportunidad de poder trabajar durante estos años, por enriquecer mi formación, trabajo y perspectivas. Los trabajos incluidos en esta tesis se hicieron en colaboración y gracias a ellos: Sergio Parón, Pedro Luque-Escamilla, Estela Reynoso y Marco Miceli.

Gracias a Federico García, mi compañero de oficina en el IAR y en FCAGLP, quien más de una vez me ayudó y explicó como realizar las tareas. Gracias por la paciencia, esta tesis no sería lo mismo sino fuera por tu ayuda. También quiero agradecer a mis compañeras de oficina en el IAR, Cintia y Laura, por los tips, ayuda y los momentos compartidos.

No puede faltar mi agradecimiento a mi amiga Betiana Montané, por acompañarme desde el comienzo de esta carrera hasta ahora, escucharme y ayudarme todas las veces que lo necesité. Gracias a mis amigas Brenda Melendez y Natacha Isequilla por las largas charlas y el apoyo en todos estos años. Gracias a las tres por tener siempre palabras de aliento, por las correcciones que me hicieron, y por ayudarme a terminar esta tesis.

Quiero agradecer también a mis colegas de las cátedras de Matemática 3 y Estadística Aplicada por la paciencia que me han tenido, sobre todo en este último tiempo. Especialmente, gracias Melisa Mangini, por transmitirme las ganas de enseñar y por hacer que las horas compartidas en la clase no fuesen simplemente una carga horaria más en la semana.

En especial, quiero agradecer a mi familia, a mi mamá Susana, mis hermanos Fernanda y Sebastián, y mis sobrinos Nahuel y María Paz, por el apoyo incondicional de siempre. Sin ellos no habría llegado hasta aca.

Por último, quiero agradecer a mi pareja Germán Lencina. Gracias por haber estado siempre a lo largo de estos años, por tu apoyo, tu paciencia y sobre todo por empujarme siempre a tomar nuevos desafíos.

Alejandra E. Suárez.
La Plata, diciembre de 2017.

Índice general

Prefacio	iii
Resumen	v
Originalidad	vii
Agradecimientos	xi
1. Introducción	1
2. Supernovas y remanentes de supernova	5
2.1. Introducción	5
2.2. Supernovas: clasificación y progenitores	5
2.2.1. Supernova por explosión Termonuclear	6
2.2.2. Supernova por colpaso nuclear	7
2.3. Nucleosíntesis	8
2.4. Remanentes de Supernova	8
2.4.1. Ondas de choque	8
2.4.2. Evolución de los RSNs - Modelos analíticos	9
2.4.3. Clasificación	13
2.4.4. Remanentes de Morfología Mixta	15
3. Emisión de rayos X en RSNs	17
3.1. Prefacio	17
3.2. Radiación térmica de rayos X	17
3.2.1. Bremsstrahlung térmico: emisión libre-libre	17
3.2.2. Recombinación radiativa: emisión libre-ligado	19
3.2.3. Decaimiento y emisión de dos fotones: emisión ligado-ligado	20
3.3. Líneas de emisión	20
3.4. Radiación no térmica de rayos X	21
3.4.1. Radiación X sincrotrón	22
3.4.2. Radiación X por Bremsstrahlung no térmico	23
4. Instrumentación	25
4.1. Detectores de rayos X	25
4.2. Breve historia de las misiones más significativas de rayos X	26
4.3. XMM-Newton	28
4.3.1. Telescopios de rayos X	29
4.3.2. <i>European Photon Imaging Camera</i>	30
4.3.3. Modos de observación	30

4.4.	<i>Chandra</i>	31
4.4.1.	<i>Advanced CCD Imaging Spectrometer</i>	32
4.4.2.	Telemetría y modos de observación	33
5.	Reducción de datos de rayos X	35
5.1.	Prefacio	35
5.2.	Procesamiento de datos de XMM-Newton	35
5.2.1.	Preparación de los datos de XMM-Newton	35
5.2.2.	Obtención de listas de eventos	36
5.2.3.	Filtrado de datos	36
5.2.4.	Obtención de imágenes	37
5.2.5.	Construcción de mosaicos	37
5.2.6.	Extracción de fuentes puntuales	39
5.2.7.	Doble extracción de fondo	43
5.2.8.	Análisis espectral de rayos X	44
5.2.8.1.	Selección de regiones	44
5.2.8.2.	Extracción de espectros	45
5.2.8.3.	Principios básicos del ajuste espectral	48
5.3.	Procesamiento de datos de Chandra	51
5.3.1.	Preparación de los datos de Chandra	51
5.3.2.	Extracción de imágenes	52
6.	Caracterización de la emisión X de la región central del RSN G332.5-5.6	53
6.1.	Prefacio	53
6.2.	Introducción	53
6.3.	Observaciones y reducción de datos de rayos X	54
6.4.	Resultados	55
6.4.1.	Imágenes en rayos X	55
6.4.2.	Mapa de energía media	56
6.4.3.	Análisis espectral de la emisión X	56
6.4.4.	Análisis del medio interestelar frío	59
6.5.	Discusión	62
7.	Un estudio detallado de la emisión X del RSN G306.3–0.9 detectada con XMM-Newton y Chandra	65
7.1.	Prefacio	65
7.2.	Introducción	65
7.3.	Observaciones de rayos X y reducción de datos	66
7.4.	Resultados	66
7.4.1.	Imágenes de rayos X	66
7.4.2.	Análisis espectral de los rayos X	69
7.5.	Discusión	74
8.	Indicios de un jet de eyecta rico en Si en el RSN de Vela observado por XMM-Newton	77
8.1.	Prefacio	77
8.2.	Introducción	77
8.3.	Observaciones y análisis de datos	78
8.4.	Resultados	79
8.4.1.	Imágenes de rayos X	79

8.4.2. Espectros de rayos X	81
8.5. Discusión	83
9. Estudio en frecuencias de radio y rayos X de la morfología del RSN G309.2-0.6	85
9.1. Prefacio	85
9.2. Introducción	85
9.3. Observaciones	87
9.4. Resultados	88
9.4.1. Imágenes de rayos X	88
9.4.2. Análisis de espectros de rayos X	88
9.4.3. Análisis de datos de HI	91
9.5. Discusión	92
10. Conclusiones	95
A. Archivos para limpieza del fondo en imágenes de rayos-X	99
A.1. Prefacio	99
A.2. <i>Filter Wheel Closed</i>	99
A.3. <i>Blank Sky files</i>	99
B. Lista de acrónimos	101
Bibliografía	103

Capítulo 1

Introducción

Los remanentes de supernova se originan por la interacción de la eyecta de explosiones de supernovas (SNs) con el medio circumestelar e interestelar. Estas fuentes se caracterizan por emitir radiación a lo largo de todo el espectro electromagnético, desde longitudes de radio hasta rayos- γ y por ser sitios de origen de rayos cósmicos (Koyama et al., 1995). Una de sus principales características es que son heterogéneos y la apariencia que presentan depende de factores locales como la naturaleza de la explosión, la presencia de un púlsar activo en su interior, el tiempo que ha transcurrido desde la explosión, la historia de pérdida de masa de la estrella progenitora, la presencia (o no) de anteriores eventos de SN y la densidad y complejidad del medio circundante. Su apariencia también depende de factores externos tales como la absorción a lo largo de la línea de la visual, su distancia y ubicación en la galaxia.

Los primeros estudios importantes de estas fuentes se realizaron a través de la radiastro-nomía en la década de los 70s. Hasta ese momento solo dos RSNs habían sido descubiertos, la Nebulosa del Cangrejo y el RSN Kepler (Minkowski, 1964). Originalmente estas fuentes fueron caracterizadas por su morfología extendida y espectro no térmico en la banda de radio. Los primeros catálogos contenían alrededor de unos 100 objetos (Downes, 1971; Milne, 1970). Al presente existen alrededor de 295 remanentes galácticos confirmados. El catálogo más completo y actualizado, con información principalmente en la banda de radio, ha sido confeccionado por Green (2014, 2017) ¹.

Las observaciones de remanentes de supernova generalmente se encuentran afectadas por efectos de selección. En la banda de radio estos efectos dependen principalmente del brillo superficial y los tamaños angulares de las fuentes (Green, 1991), y se deben a la limitada sensibilidad de los radiotelescopios para detectar RSNs débiles, o aquellos que se encuentran en regiones contaminadas con otros tipos de fuentes, y RSNs intrínsecamente pequeños y distantes.

En los últimos 30 años la astronomía de rayos X ha alcanzado un importante grado de madurez, debido a la consolidación de técnicas observacionales y tecnologías que han posibilitado detectar y medir una gran cantidad de remanentes. Hasta principios de los 90s, solo unas pocas fuentes habían sido detectados en la banda de los rayos X con telescopios como Uhuru y Exosat. El primer observatorio de rayos X capaz de detectar una gran cantidad de objetos de este tipo fue ROSAT (Voges et al., 1999, 2000). Muchos de estos objetos fueron descubrieron en la banda de rayos X y no en la banda de radio (por ejemplo: G156.2+5.7 Pfeffermann et al. 1991; G272.2+3.2 Greiner et al. 1994; G189+3.3 Asaoka & Aschenbach 1994; G299.2-2.9 Busser et al. 1996; G347.5-0.5 Pfeffermann & Aschenbach 1996; G266.2-1.2 Aschenbach 1998). Por primera vez unos 97 RSNs pudieron ser descubiertos y estudiados a

¹Green D. A., 2017, 'A Catalogue of Galactic Supernova Remnants (2017 June version)', Cavendish Laboratory, Cambridge, United Kingdom (disponible "<http://www.mrao.cam.ac.uk/surveys/snrs/>")

altas energías. A esta altura ya un 30 % de los remanentes (catalogados hasta ese momento) pudieron ser observados en esta banda del espectro. Si bien se descubrieron un número importante de RSNs a energías de rayos X gracias al relevamiento realizado por ROSAT, su limitado rango de energía (podía detectar solo rayos X hasta 2.5 keV) solo le permitió descubrir mayormente remanentes tipo cáscara con moderada resolución angular y que presentaban niveles bajos de densidad columnar de absorción. Aquellos objetos fuertemente absorbidos, y/o que emitieran rayos X en la parte media y dura del espectro, hasta 12 keV (ya sea por una componente térmica con alta temperatura, o una componente no térmica), no pudieron detectarse. Por esta razón no pudieron observarse objetos del tipo plerión.

Con el advenimiento de satélites orbitales equipados con instrumentos de moderada sensibilidad y resolución espacial capaces de detectar rayos X duros (hasta 10 keV), como ASCA y BeppoSAX, se pudieron realizar las primeras detecciones de RSNs que ya habían sido descubiertos en radio (por ejemplo: G0.9+0.1 Mereghetti et al. 1998; G352.7-0.1 1998PASJ...50..249K; G328.4+0.2 Hughes et al. 2000). Además se pudieron detectar componentes pleriónicas en RSNs ya conocidos en rayos X (W44 Harrus et al. (1996); G11.2-0.3 Vasisht et al. (1996); CTA 1 Slane et al. (1997); N175B en la Nube Grande de Magallanes Cusumano et al. (1998); Marshall et al. (1998); G327.1-1.1 Sun et al. (1999); G39.2-0.3 Harrus & Slane (1999)) y observar cáscaras no térmicas en RSNs compuestos (G347.3-0.5 Koyama et al. (1997); G156.2+5.7 Yamauchi et al. (1999)). De esta manera, el número de RSNs conocidos de la clase “compuestos” aumentó considerablemente. ASCA detectó unos 126 RSNs, de los cuales 59 no habían sido observados por ROSAT. Este resultado muestra que un 42 % de los objetos de este tipo, que habían sido detectados a frecuencias de radio, también brillan en rayos X.

La nueva generación de observatorios de rayos X equipados con detectores CCDs, como XMM-Newton y Chandra, permitieron llevar a cabo importantes avances en el estudio de RSNs que brillan en el rango de energías entre 0.3 keV a 10 keV, ya que podían realizar espectroscopía de imagen con una sensibilidad y resolución sin precedentes. Las tecnologías involucradas en estos instrumentos hacen posible extraer espectros con muy buena resolución (hasta segundos de arco), capaces de resolver espacialmente regiones con plasmas asociados a este tipo de fuentes. El poder de resolución espectral de los CCDs ha permitido resolver líneas individuales de las capas-K (K-shell) de elementos pesados con diferentes estados de ionización, lo que permite determinar abundancias de metales y condiciones del plasma (es decir, estados de temperatura e ionización).

Hasta el momento XMM ha observado unos 133 RSNs de los cuales 43 no habían sido detectados por ASCA. Paralelamente, Chandra detecta unos 147 objetos de los cuales 43 no han sido observados por XMM. Al presente, el número de RSNs que han sido detectados en rayos X representan un 50 % del total de objetos contenidos en el catálogo de Green. Es importante destacar que algunos RSNs han sido descubiertos en rayos X, no emiten en radio frecuencias y por eso se los conoce como radio quietos. Información actualizada y detallada de los RSNs que han sido observados a altas energías con diferentes tipo de telescopios puede encontrarse en la página web: <http://www.physics.umanitoba.ca/snr/SNRcat/>.

El estudio de RSNs contribuye en diversos aspectos: permite investigar la estructura y física de las ondas de choque, testear las condiciones del medio en el que están inmersos, estudiar la composición y estructura de la eyecta (para el caso de remanentes jóvenes o de mediana edad), establecer vínculos entre diferentes tipos de supernovas y diferentes clases de progenitores, investigar la microfísica de un plasma térmico chocado, estudiar la física de aceleración difusiva de partículas, investigar la estructura y física de nebulosas con emisión sincrotrón, estudiar el vínculo físico con estrellas de neutrones y estudiar la interacción de nebulosas sincrotrón con el medio térmico, entre otros.

Los objetivos fundamentales en la investigación de remanentes de supernova son conocer cuáles son los factores que, individualmente o colectivamente, causan las morfologías observadas y separar los factores ambientales de los astrofísicos, como por ejemplo la naturaleza de la explosión de SN y los efectos de la explosión en el medio interestelar. De estos objetivos se desprenden dos cuestiones importantes: ¿cuál es la naturaleza de sus progenitores? y ¿cuáles son los procesos físicos asociados a la interacción con el medio circundante?. Motivados por la necesidad de reunir información que ayude a esclarecer estos interrogantes en esta tesis se pretende:

- Extraer una muestra de RSNs que hayan sido observados con los satélites XMM-Newton y Chandra, con el propósito de conocer las distribuciones, así como también composiciones de plasmas de emisión de rayos X, ricos en metales, asociados a la eyecta de RSNs de mediana edad, que evolucionan en medios altamente inhomogéneos.
- Debido a que en RSNs de mediana edad, una gran fracción de la eyecta de la explosión todavía no ha sido calentada por el choque reverso, el estudio morfológico y espectral en rayos X permite conocer la fracción de material total asociado a la eyecta que ha sido afectado por el choque reverso, el cual se propaga hacia el interior del RSN. Por lo tanto, estudiando la geometría de la eyecta es posible conocer como el choque reverso afecta el estado evolutivo de los RSNs.
- Determinar la masa y la composición del material eyectado, lo que a su vez permite estudiar las características de la explosión y la energía del evento de SN que dio origen al RSN.
- Investigar como es la distribución y propiedades de la emisión de rayos X térmica en la subclase de RSNs del tipo morfología mixta. Ya que estos RSNs se encuentran generalmente asociados a nubes moleculares, objetos de este tipo representan potenciales fuentes de rayos γ de naturaleza hadrónica que podrían ser detectados con telescopios como Fermi.
- Finalmente, como los RSNs también juegan un papel muy importante en el suministro de energía al MIE y, a su vez, en la formación de estrellas futuras, este estudio multifrecuencias, con fuerte énfasis en el análisis de datos en la banda de los rayos X, ayudará a comprender mejor la evolución de los RSNs de mediana edad, reuniendo información que permita completar algunas de las brechas de conocimiento críticas en este campo. Entre ellas: cómo se expanden las RSNs en la etapa “mediana” de su evolución; la importancia del entorno local en su apariencia morfológica a múltiples frecuencias y las características de la posible estrella progenitora de la explosión.

El análisis detallado de los espectros obtenidos de observaciones de rayos X en términos de la estructura y composición del material sintetizado en la explosión de supernova, abre nuevas posibilidades en el uso de RSNs como fuentes que pueden introducir importantes restricciones a los modelos teóricos de supernovas. En este contexto, el objetivo de toda esta investigación fue hacer contribuciones valiosas al conocimiento del estado evolutivo de remanentes de supernovas y la estrella progenitora, responsable del fenómeno de SN.

Esta tesis se estructura de la siguiente manera. En el Capítulo 2, se describen características principales de SNs y RSNs. En el Capítulo 3, se mencionan los principales procesos radiativos involucrados en RSNs. En el Capítulo 4, se presenta una breve reseña histórica de las misiones de rayos X e información instrumental sobre los satélites XMM-Newton y Chandra, cuyas observaciones fueron utilizadas en esta tesis. En el Capítulo 5, se detallan los

1. Introducción

procedimientos para la reducción de datos de rayos X, obtención de productos científicos y análisis espectral. El Capítulo 6, describe información detallada sobre el análisis y propiedades de la emisión en radio y rayos X del RSN G332.5–5.6. En el Capítulo 7, se presenta el análisis llevado a cabo, en base a observaciones X, sobre las características morfológicas y espectrales del RSN G306.3–0.9. El Capítulo 8, incluye el análisis detallado de una observación X del fragmento G de Vela y los indicios de Si en el mismo. En el Capítulo 9, se desarrolla el estudio de la morfología tipo jet en longitudes de rayos X y radio del RSN G309.2–0.6. Por último en el Capítulo 10 se mencionan las conclusiones principales y perspectivas futuras asociadas a estudios que incluyan a este tipo de fuentes, las cuales representan verdaderos laboratorios naturales que permiten estudiar: la geometría de campos magnéticos, la física de ondas de choque, jets, vientos estelares y fenómenos asociados a física nuclear.

Capítulo 2

Supernovas y remanentes de supernova

2.1. Introducción

Las supernovas son explosiones estelares, que ocurren al fin de la vida de ciertas estrellas, y que producen radiación electromagnética extremadamente energética. En nuestra galaxia se producen alrededor de 2-3 supernovas por siglo (Diehl et al., 2006). Estos objetos juegan un rol crítico en la evolución química del universo y son una de las fuentes más importantes de energía del MIE, inyectando en la explosión energías del orden de 10^{51} erg. Esta energía es del orden de toda la energía radiada por el Sol a lo largo de su vida. Estos eventos energéticos han sido observados y registrados a lo largo de la historia de la humanidad. Un resumen de SNs registradas a lo largo de la historia puede encontrarse en Clark & Stephenson (1977). Entre los ejemplos más destacados se encuentran: SN 1006 con registros en China, Japón, Korea, Arabia y Europa; Crab Nebula, en el año 1054 del cual hay registros en China y Japón; el RSN 3C58 en el año 1181 con registros en China y Japón; el remanente Tycho en 1572, del cual hay registros en Europa (de Tycho Brahe), China y Japón; y el remanente Kepler en el año 1604, del cual hay registros en Europa (de Kepler), China, Japón y Korea. El estudio de SNs es importante para entender la evolución de las estrellas, el enriquecimiento químico y energético de las galaxias. Se las ha logrado utilizar como calibradores de distancia y han llevado al reconocimiento de la expansión acelerada del universo (Perlmutter et al. 1998, Garnavich et al. 1998).

2.2. Supernovas: clasificación y progenitores

Las supernovas pueden dividirse principalmente en dos categorías de acuerdo al tipo de proceso que dio lugar a la explosión: colapso nuclear (*core-collapse*, CC) o por explosión termonuclear. Tradicionalmente, se las clasifica de acuerdo a su espectro óptico (Minkowski, 1941) en dos categorías básicas: Tipo I, que no presentan líneas de absorción de hidrógeno en su espectro, y Tipo II que muestran líneas de absorción de hidrógeno. Las Tipo I se clasifican a su vez en Ia que tienen presencia de silicio, las Ic que no tienen Si ni He y las Ib que no tienen Si pero sí He. A su vez, las Tipo II se clasifican ópticamente a través de sus curvas de luz en: Tipo IIP que tienen curvas de luz plana durante algunos meses (conocidas como Tipo *Plateau*), Tipo IIL que muestran curvas de luz lineales y Tipo IIb que representan una clase intermedia entre los Tipos Ib y II, originalmente son identificados como Tipo II pero evolucionan en Tipo Ib (ver Figura 2.1). El origen de las SNs Tipo II es *core-collapse*, mientras que el de las Tipo I puede ser explosión termonuclear o *core-collapse*. Las Tipo Ia

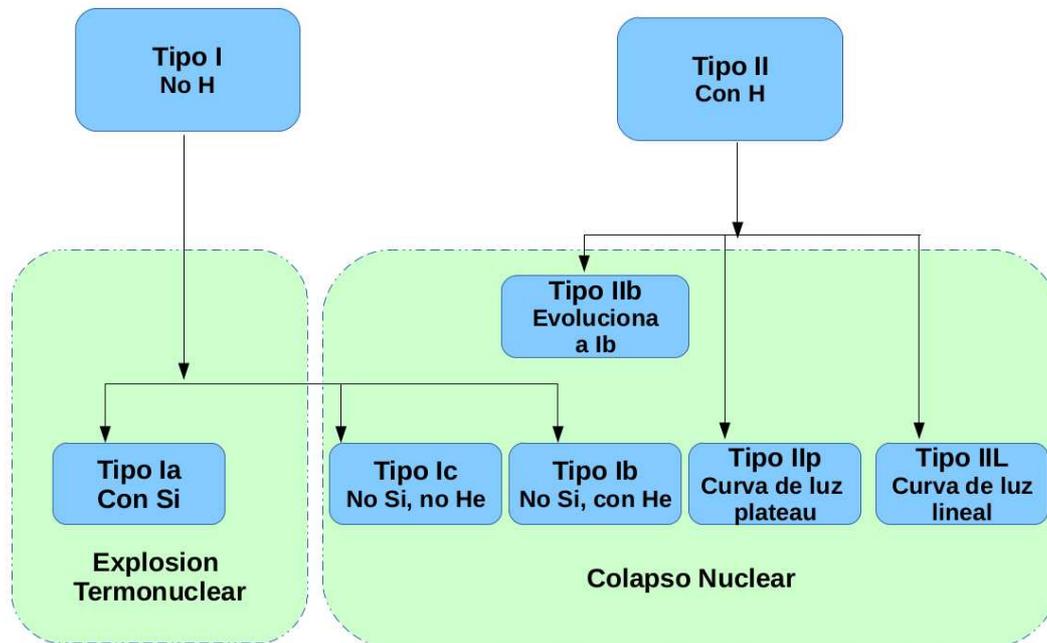


Figura 2.1. Clasificación clásica de las SNs en base a su espectro óptico y curvas de luz.

se asocian con explosiones termonucleares, mientras que el resto de las Tipo I se reconocen como *core-collapse*.

Es posible interpretar físicamente a las Tipo I como el producto de estrellas que han perdido sus capas exteriores de hidrógeno, a través de vientos estelares o de interacción con una estrella compañera, mientras que las Tipo II han logrado retener la capa externa de hidrógeno hasta el final. Uno de los escenarios posibles que puedan explicar las Tipo Ic, es que la pérdida de capas externas ha alcanzado también la envoltura de He. El Tipo IIb, que es un caso particular, puede interpretarse como originado por un estrella que ha perdido sustancialmente su capa externa de hidrógeno, pero no por completo, debido a vientos estelares o interacción con una estrella compañera, un ejemplo de este sub-tipo es el progenitor del RSN Cas A.

La distribución de eventos CC observados muestra que ocurren en los brazos de galaxias espirales, que son regiones con alto contenido de gas y polvo, conocidas por ser regiones de formación estelar. El denominador común es que son estrellas jóvenes y masivas. No se las suele encontrar en galaxias donde no hay formación estelar activa y la población de estrellas es más vieja. Los eventos de SNs Tipo Ia ocurren en cualquier tipo de galaxia, sin preferencia por los brazos espirales, por lo que se las suele asociar a estrellas que no son jóvenes ni tan masivas (Seward & Charles, 1995).

2.2.1. Supernova por explosión Termonuclear

Actualmente se cree que las SNs Tipo Ia son explosiones de enanas blancas de C/O, en las cuales la energía de la explosión se genera por quema nuclear explosiva. Estas enanas blancas tienen que tener masas cercanas al límite de Chandrasekhar, pero para que la explosión ocurra,

es necesario que hayan acreetado masa de alguna manera para poder superar este límite. Por lo tanto, las SNs asociadas a explosiones termonucleares deben originarse en sistemas binarios. Hay varios escenarios posibles que involucran: dos enanas blancas (degenerado doble), una enana blanca y una estrella de secuencia principal o una estrella evolucionada (degenerado simple; ver review de Hillebrandt et al., 2000).

Hay tres clases de tipos de modelo de explosión termonuclear: detonación (el primer modelo fue propuesto por Arnett, 1969), quema rápida ó deflagración (*deflagration*; Nomoto et al., 1976) y detonación retardada (*delayed detonation*; Khokhlov, 1991). En los modelos de detonación la nucleosíntesis explosiva se produce debido a la compresión y calentamiento del plasma por una onda de choque que se propaga radialmente hacia afuera y que se origina por el rebote de la materia que colapsa con el núcleo duro de Fe. En los modelos tipo deflagración el frente, donde se produce la quema, avanza más lentamente que la velocidad del sonido local y la fusión nuclear se mantiene gracias a movimientos convectivos que mezclan material que no ha sido quemado todavía, moviéndolo a zonas calientes donde se produce quema. En los modelos de detonación retardada la explosión comienza como una quema rápida (*deflagration*), que luego cambia a una onda de choque correspondiente a un modelo de detonación, la cual quema el resto de la enana blanca en elementos de masa intermedia (por ejemplo Si). Este tipo de modelos son los más populares, ya que los modelos de detonación pura predicen que toda la masa de la enana blanca será transformada en elementos del grupo del hierro, mientras que observacionalmente se ve una cantidad significativa de elementos de masa intermedia. Los modelos de deflagración predicen una mayor producción de ^{54}Fe en comparación con ^{56}Fe .

2.2.2. Supernova por colapso nuclear

Los eventos de supernova de colapso nuclear corresponden al final de la vida de estrellas masivas ($M \geq 8M_{\odot}$). Antes del colapso este tipo de estrellas están conformadas por sucesivas capas correspondientes a los diferentes productos de quema nuclear. Desde el centro hacia afuera se encuentran elementos del grupo del hierro (producto de la quema de silicio), elementos del grupo del silicio (producto de la quema de oxígeno), oxígeno (producto de la quema de neón), neón y magnesio (productos de la quema de carbono), carbono (producto de la quema de helio) y finalmente material rico en hidrógeno no procesado.

La creación del núcleo de Fe, que dura aproximadamente un día, marca el comienzo del fin de la estrella, ya que no puede ganarse energía de la quema de Fe. El núcleo colapsa a una estrella de neutrones, y para las estrellas más masivas a un agujero negro. La energía liberada en forma explosiva por el material que colapsa crea una onda de choque por el rebote de este material con el núcleo sólido de Fe. Esta onda se propaga hacia afuera a través del material de las capas externas, que todavía está cayendo. La mayor parte de la energía gravitacional ($\sim 10^{53}$ erg) es liberada en forma de neutrinos. El material expulsado de la estrella (la eyecta) de una SN Tipo CC consiste principalmente de material procesado durante la evolución de la estrella, excepto por la eyecta correspondiente a la región más cercana al núcleo que corresponde a productos de la nucleosíntesis explosiva, más que nada los grupos de elementos del Fe y Si. Estos elementos son sintetizados a partir de protones y partículas- α , que son los restos de los elementos pesados que fueron desintegrados por las altas temperaturas en las regiones más internas que rodean al núcleo que colapsa. Algunos de estos productos son radioactivos, tales como el ^{56}Ni y ^{44}Ti . En general los elementos generados por este tipo de SNs son carbono, oxígeno, neón, magnesio, y las abundancias dependen de la masa inicial del progenitor. (La información de esta subsección fue obtenida de Seward & Charles 1995; Vink 2012)

2. Supernovas y remanentes de supernova

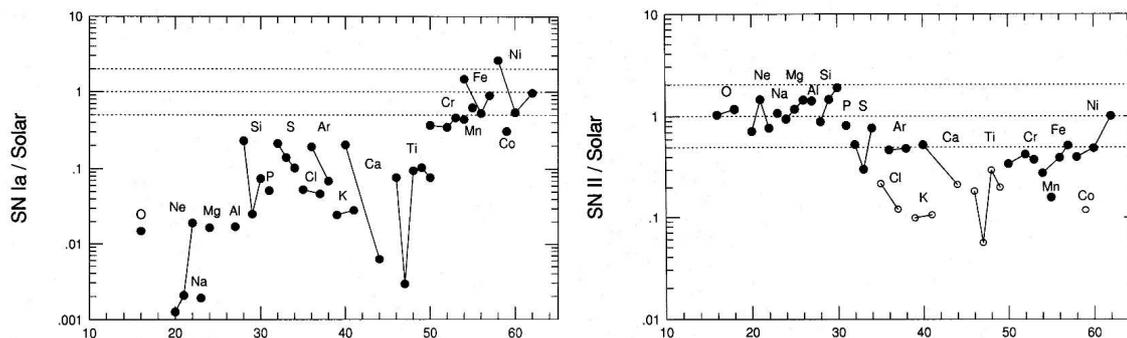


Figura 2.2. *Izquierda:* Patrones de abundancias de explosiones de SN Tipo Ia. *Derecha:* Patrones de abundancias de explosiones de SN Tipo II. En ambos casos se muestran con círculos las abundancias relativas de los elementos pesados sintetizados y sus isótopos normalizados con la abundancia solar correspondiente. (Tsujimoto et al., 1995)

2.3. Nucleosíntesis

Las explosiones de SNs cumplen un rol crucial en el enriquecimiento del medio interestelar, lanzando elementos pesados al mismo. Dependiendo del tipo de progenitor y su masa, se tendrán diferentes producción de elementos pesados (Nomoto et al., 1997). Es posible, a partir de la comparación de las abundancias relativas observadas en RSNs con los resultados de simulaciones de diferentes explosiones de SN, inferir el progenitor del remanente.

En esta tesis (Capítulos 7 y 9), se han comparado los cocientes de abundancias relativas con los resultados de las simulaciones de Nomoto et al. (1997) y Woosley & Weaver (1995) para progenitores tipo CC y Ia. En la Figura 2.2 pueden verse valores de abundancias relativas de los elementos sintetizados para SNs Tipo Ia y II.

2.4. Remanentes de Supernova

Los restos de los eventos de SNs es lo que conocemos como remanentes de supernova. Estos objetos han sido principalmente identificados en relevamientos realizados en frecuencias de radio. Se los diferencia de otras fuentes extendidas por la forma de su espectro, lo cual indica que el mecanismo de emisión es principalmente de origen no térmico. El catálogo actualizado de Green (2017) contiene actualmente 295 remanentes identificados, entre los cuales más de 200 corresponden a remanentes galácticos, y alrededor de 50 a la Nube de Magallanes. Con los avances de la tecnología y el emplazamiento de observatorios capaces de detectar emisión de rayos X y más altas energías, dedicados a relevamientos del cielo y observaciones de objetos específicos, fue posible identificar las contrapartes de estos objetos en longitudes tales como rayos X y rayos γ .

Los remanentes de supernova pueden entenderse físicamente a partir de la expansión de una onda de choque, producto del evento de supernova, que se propaga a través del MIE. La emisión de rayos X térmicos está asociado a plasma calentado por la onda de choque y los rayos X no térmicos a electrones relativistas acelerados en el frente de choque.

2.4.1. Ondas de choque

Una onda de choque se origina en un medio cuando los gradientes de presión son lo suficientemente grandes como para generar movimientos compresivos supersónicos. El choque comprime, calienta y acelera el medio, como resultado se genera una discontinuidad en los

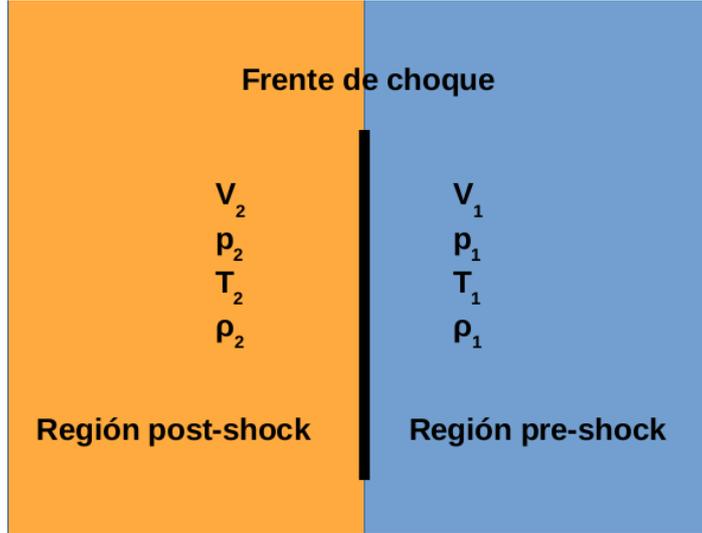


Figura 2.3. Representación esquemática de las regiones por detrás y delante del frente de choque, en el marco de referencia en el que el choque se encuentra en reposo.

parámetros termodinámicos en la superficie del frente de la onda o frente de choque (Draine & McKee, 1993; McKee et al., 1987). Las condiciones en la superficie de discontinuidad se pueden describir a partir de las ecuaciones de conservación de la masa, momento y energía:

$$\rho_1 v_1 = \rho_2 v_2, \quad (2.1)$$

$$p_1 + \rho_1 v_1^2 = p_2 + \rho_2 v_2^2, \quad (2.2)$$

$$\frac{1}{2}v_1^2 + \frac{\gamma}{\gamma - 1} \frac{p_1}{\rho_1} = \frac{1}{2}v_2^2 + \frac{\gamma}{\gamma - 1} \frac{p_2}{\rho_2}, \quad (2.3)$$

donde ρ , p y v representan la densidad, presión y velocidad respectivamente. Los subíndices se refieren a cada uno de los lados de la discontinuidad: la región postshock (por detrás del frente - 2) y la región preshock (por delante - 1), en la Figura 2.3 se encuentra un esquema de las diferentes regiones. El factor γ es el calor específico. Estas ecuaciones son conocidas como las relaciones de Rankine & Hugoniot, y a partir de ellas se puede obtener el estado del gas en una de las regiones del frente de choque en términos del estado del gas en el otro lado:

$$\frac{\rho_2}{\rho_1} = \frac{(\gamma + 1)M_1^2}{(\gamma - 1)M_1^2 + 2}, \quad (2.4)$$

$$\frac{p_2}{p_1} = \frac{2\gamma M_1^2 - (\gamma - 1)}{(\gamma + 1)}, \quad (2.5)$$

donde M_1 es el número de Mach ($M_1 = v_1/(\gamma p_1/\rho_1)^{1/2}$).

2.4.2. Evolución de los RSNs - Modelos analíticos

La evolución de los remanentes de supernova se puede describir en 4 fases o etapas, las cuales están fuertemente relacionadas con la diferencia de masa entre el material eyectado M_{ey} y el material barrido M_{br} (Woltjer, 1972). En la fase 1 (fase dominada por la eyecta, o de libre expansión), la masa eyectada por la supernova es mayor que la masa del material barrido.

En la fase 2 (fase Sedov-Taylor o adiabática), la masa del material barrido es mayor que la masa eyectada. En la fase 3 (fase de barrido por presión o de conservación de momento), el enfriamiento radiativo se vuelve importante y la evolución del radio de choque se describe por conservación de momento. Por último en la fase 4 (fase de fusión con el medio), la velocidad del choque y la temperatura por detrás de la onda de choque son similares a las del medio interestelar circundante. Los modelos más generales asumen que el material es eyectado de manera similar en todas las direcciones, y que la estrella progenitora se encuentra en un medio con densidad uniforme.

1. Fase 1: Libre expansión

El material estelar eyectado en el medio se expande rápidamente y barre el medio interestelar que la rodea hacia el “borde” de la eyecta, dejando atrás una región interior de baja densidad. Como la velocidad del frente es mayor que la velocidad del sonido en el MIE se genera una onda de choque que se propaga en el medio (*forward shock*, o frente de choque). Durante esta fase la masa del material barrido es despreciable comparada con la masa de la eyecta, y la expansión ocurre a una velocidad uniforme. El término libre expansión sugiere que la velocidad del frente de choque es $V_s = R_s/t$, donde R_s es el radio del frente de choque y t la edad del remanente, pero en realidad $V_s < R_s/t$ (ya que no es estrictamente adiabático). Tanto el material barrido como la eyecta alcanzan temperaturas suficientes como para emitir en rayos X, pero la mayor contribución proviene de la eyecta dado que su densidad es mayor que la del material barrido.

Si no hubiera material alrededor de la SN la eyecta estelar se propagaría libremente, pero el gas y polvo del medio interestelar forman una barrera que dificulta la expansión de la eyecta y por consiguiente el frente de choque comienza a desacelerarse. Esta desaceleración genera una nueva onda de choque, el choque reverso (McKee, 1974). El límite entre el material chocado y el material circumestelar se lo conoce como discontinuidad de contacto (*contact discontinuity*). Visto por un observador externo, inicialmente ambos frentes de choque se mueven hacia afuera, y luego de que la masa barrida supera a la masa eyectada, el choque reverso comienza a propagarse hacia adentro. En la Figura 2.4 puede verse la evolución del frente de choque, la discontinuidad de contacto y el choque reverso en función del tiempo, resultado de una simulación de Wang & Chevalier (2001).

2. Fase 2: Adiabática:

A medida que el tiempo transcurre, se incrementa la cantidad de material que es barrido por el frente de choque y el remanente entra en la segunda fase. Ahora la masa barrida es mayor que la masa de la eyecta. La energía radiada por el interior de la cáscara es todavía despreciable comparada con la energía interna, por lo tanto a esta fase se la conoce como fase de expansión adiabática. La velocidad de expansión es determinada por la energía inicial depositada por la explosión y por la densidad del medio interestelar.

3. Fase 3: Conservación de momento/enfriamiento radiativo:

A medida que el remanente se expande, barre material frío del medio interestelar y se vuelve cada vez más frío con el incremento de su masa. Con el material detrás del frente de choque enfriándose, la tasa de radiación de energía aumenta. Esto sucede ya que al caer la temperatura a aproximadamente 2×10^5 K, algunos electrones se recombinan con iones de C y O, y el gas radía líneas de emisión UV, el cual es un proceso muy eficiente. El remanente se encuentra entonces en la tercera fase, que tiene una duración aproximada de 10^5 años, y en la cual la mayor parte de su energía es radiada.

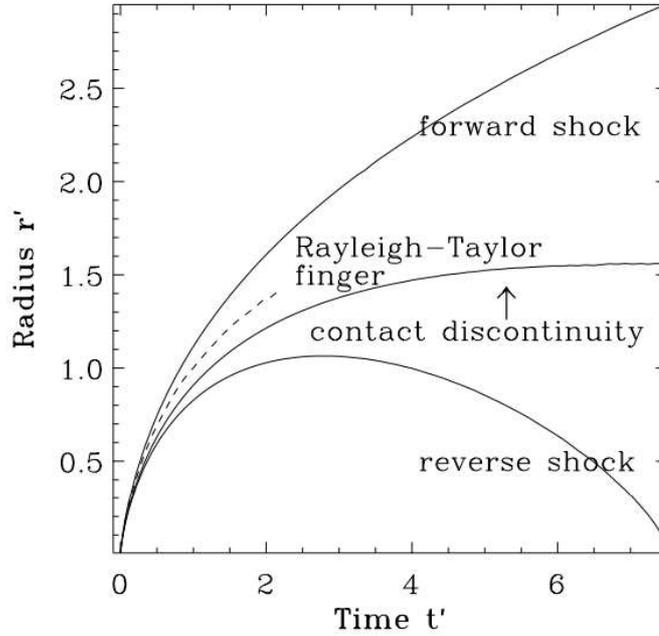


Figura 2.4. Representación esquemática de las regiones por detrás y delante del frente de choque, en el marco de referencia en el que el choque se encuentra en reposo (Wang & Chevalier, 2001).

4. Fase 4: Fusión con el medio:

En este momento la velocidad de expansión del frente cae a la velocidad del sonido en el MIE, y la onda de choque no puede mantenerse. La emisión del frente de choque se vuelve cada vez más débil. Cuando la velocidad de la cáscara es comparable a la de los movimientos aleatorios del medio interestelar, el remanente deja de ser distinguible del medio interestelar y se funde con el mismo.

En la literatura suele clasificarse a los remanentes de supernova como jóvenes, de edad intermedia o viejos (Jones et al., 1998), pero esta designación no tiene un significado muy preciso. En general, se considera un remanente como joven a aquellos que tienen edades entre $\sim 1000 - 2000$ años y están en la Fase 1 o en la Fase 2 temprana, los remanentes maduros se encuentran en Fase 2 o 3 temprana, y los remanentes viejos serían las estructuras muy extendidas asociadas con RSNs en Fase 4 (Vink, 2012).

Hay varios modelos para explicar la evolución de un remanente de supernova. El más utilizado es la solución de Sedov Taylor (Sedov 1959, Taylor 1950). Este modelo asume que la energía de la explosión E es instantáneamente inyectada en un medio uniforme con densidad ρ_0 , y que no hay pérdida de energía. En este caso el radio del shock R_s y su velocidad V_s vienen dados por :

$$R_s = \left(\xi \frac{Et^2}{\rho_0} \right)^{1/5}, \quad (2.6)$$

$$V_s = \frac{dR_s}{dt} = \frac{2}{5} \frac{R_s}{t}, \quad (2.7)$$

la constante adimensional ξ depende del índice adiabático; para un gas no-relativista monoatómico $\gamma = 5/3$, $\xi = 2.026$.

2. Supernovas y remanentes de supernova

La solución de Sedov-Taylor puede generalizarse para un medio gaseoso con un perfil de densidad tipo ley de potencia $\rho \propto r^{-s}$, en tal caso el radio y velocidad están dados por las expresiones $R_s \propto t^\beta$ y $V_s \propto \beta R_s/t$, con el parámetro de expansión dado por $\beta = 2/(5-s)$.

Este modelo no toma en cuenta la estructura de la eyecta de la supernova y resulta ser una aproximación buena a partir de la fase 2 de la evolución de un RSN, es decir, cuando la masa barrida supera a la de la eyecta.

El modelo de Chevalier (1982) es uno de los modelos analíticos que describe la estructura y evolución de un RSN teniendo en cuenta la estructura de la velocidad inicial de la eyecta. Este modelo se utiliza para la etapa evolutiva más temprana de los RSNs, en la cual la eyecta en libre expansión tiene una distribución de densidad tipo ley de potencia, $\rho_{ey} \propto v_{ey}^{-n}$.

Este modelo plantea que la evolución del RSN puede ser descrita por una solución de la forma:

$$R_s \propto t^\beta, \quad (2.8)$$

donde β es el parámetro de expansión dado por:

$$\beta = \frac{n-3}{n-s}, \quad (2.9)$$

Esta solución describe la evolución temprana de un RSN, cuando el choque reverso no ha alcanzado la parte más interna de la eyecta. Una vez que esto sucede el parámetro de expansión evoluciona a la solución de Sedov. De acuerdo a la solución de Chevalier, en las primeras fases el parámetro $\beta < 1$.

Otro modelo, propuesto por Truelove & McKee (1999), toma en cuenta la estructura inicial de la eyecta y permite describir la transición entre las fases 1 y 2. Este modelo emplea las siguientes escalas características de longitud, tiempo y masa:

$$R_c \equiv M_{ey}^{1/3} \rho_0^{-1/3}, \quad (2.10)$$

$$t_c \equiv E^{1/2} M_{ey}^{5/6} \rho_0^{-1/3}, \quad (2.11)$$

$$M_c \equiv M_{ey}, \quad (2.12)$$

donde M_{ey} es la masa de la eyecta, E la energía de la explosión y ρ_0 la densidad del medio circunestelar. Estos parámetros pueden utilizarse para construir un conjunto de soluciones que dependen de n y s (índices en la ley de potencia utilizadas para describir la densidad de la eyecta y del medio respectivamente) y de las variables adimensionales $R^* = R/R_c$ y $t^* = t/t_c$. Estos modelos son continuos pero tienen dos partes, uno para la fase 1 y otro para la fase 2. Las soluciones muestran que inicialmente el parámetro de expansión es idéntico al derivado por Chevalier (1982) y tiende asintóticamente a la solución de Sedov-Taylor.

Para la fase 3 las pérdidas de energía por radiación son importantes, y la expansión radial está gobernada por la conservación de momento, es decir, $MV_s = 4\pi/3R_s^3\rho_0 dR_s/dt = cte$. La cual, a partir de la integración lleva a una expresión para la edad del remanente como función del radio (Toledo-Roy et al., 2009):

$$t = t_{rad} + \frac{R_{rad}}{4V_{rad}} \left[\left(\frac{R}{R_{rad}} \right)^4 - 1 \right], \quad (2.13)$$

Las pérdidas radiativas se vuelven importantes cuando la temperatura por detrás del frente de choque es $\sim 5 \times 10^5 K$ (Schure et al., 2009), esto ocurre cuando la velocidad del shock es $V_S = V_{rad} = 200 km s^{-1}$ (Woltjer, 1972). Se pueden utilizar las soluciones de Sedov-Taylor para calcular cuando $V_S = V_{rad}$ y así estimar R_{rad} y t_{rad} . Se obtiene como estimación para la edad y radio del RSN cuando entra en la fase radiativa:

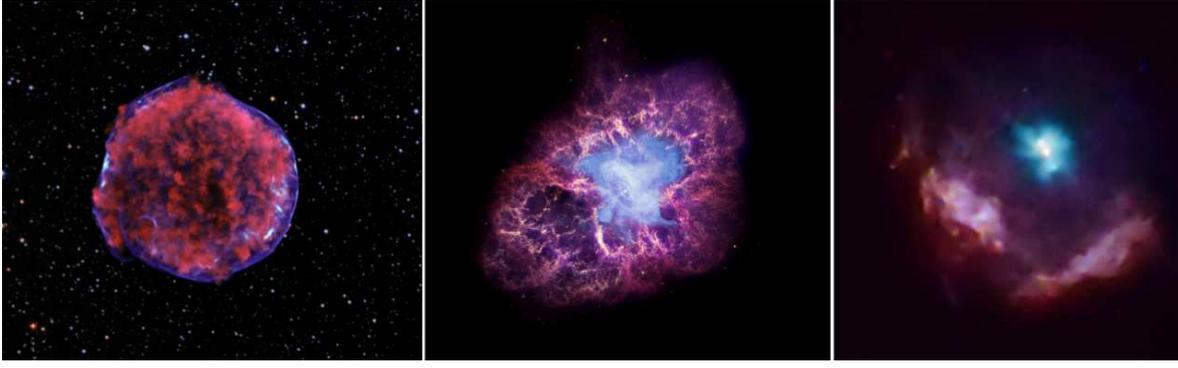


Figura 2.5. *Izquierda:* RSN Tycho, de tipo cáscara visto en longitudes de rayos X y óptico. La paleta de colores por energías es la siguiente: 1.6-2.15 keV en color rojo, 7.15-9.3 keV en color verde, 4-6 keV en color azul. Crédito: rayos X, NASA/CXC/Rutgers/K.Eriksen et al.; óptico DSS. Fuente: Chandra Image Gallery. *Medio:* RSN Crab Nebula, de tipo plerión. Se puede ver en color azul la emisión de rayos X, en los colores rojo y amarillo la emisión óptica y en color violeta la emisión infrarroja. Crédito: rayos X NASA/CXC/SAO/F.Seward; óptico NASA/ESA/ASU/J.Hester & A.Loll; infrarrojo NASA/JPL-Caltech/Univ. Minn./R.Gehrz. Fuente: Chandra Image Gallery. *Derecha:* RSN KES 75, de tipo compuesto. En color rojo/verde se pueden ver rayos X blandos, y en color azul rayos X duros. Crédito: NASA/CXC/GSFC/F.P.Gavriil et al. Fuente: Chandra Image Gallery.

$$t_{\text{rad}} \approx 44,600 \left(\frac{E_{51}}{n_H} \right)^{1/3} \text{ años}, \quad (2.14)$$

$$R_{\text{rad}} \approx 23 \left(\frac{E_{51}}{n_H} \right)^{1/3} \text{ pc}, \quad (2.15)$$

con n_H la densidad de hidrógeno pre-choque, E_{51} la energía de la explosión en unidades de 10^{51} erg.

2.4.3. Clasificación

Los remanentes de supernova son normalmente clasificados a partir de su morfología observada principalmente en ondas de radio. Hay tres categorías principales, tipo cáscara (*Shell*), pleriones (*filled-center*), y compuestos (*Composite*). En los últimos años se ha incluido una cuarta categoría en la clasificación, estos son los RSNs de Morfología Mixta (*Mixed Morphology*, MM). En las Figuras 2.5 y 2.6 puede verse un ejemplo de cada tipo. En la Figura 2.7 puede verse la distribución de remanentes en el catálogo de Green 2014 en coordenadas galácticas y en particular, marcados con círculos, los casos de estudio de esta tesis. El catálogo de Green no incluye todavía el tipo morfología mixta, por lo que la categoría “compuestos” es ambigua, algunos de los RSNs así clasificados son actualmente reconocidos como MM.

Los remanentes tipo cáscara presentan emisión en rayos X y radio en el limbo. Esta emisión se debe al material del medio interestelar barrido y calentado por la onda de choque, que es desplazado y acumulado en una estructura tipo cáscara. Ejemplos de este tipo son los RSNs Tycho y Cygnus Loop.

Los remanentes tipo plerión se caracterizan por tener emisión brillante en rayos X y radio en la región central, con ausencia de emisión en el limbo. Los RSNs Crab Nebula y 3C58 pertenecen a esta categoría. En este caso, el responsable de la emisión es el remanente compacto (un púlsar) que se origina en SNs Tipo CC. La pérdida de energía del púlsar produce un viento de electrones y positrones relativistas, que termina en un frente de choque, en



Figura 2.6. RSN W44, de tipo morfología mixta. En color cian se puede ver la emisión de rayos X y en los colores rojo, verde y azul la emisión infrarroja. Créditos: rayos X NASA/CXC/Univ. of Georgia/R.Shelton & NASA/CXC/GSFC/R.Petre, infrarrojo NASA/JPL-Caltech. Fuente Chandra Image Gallery.

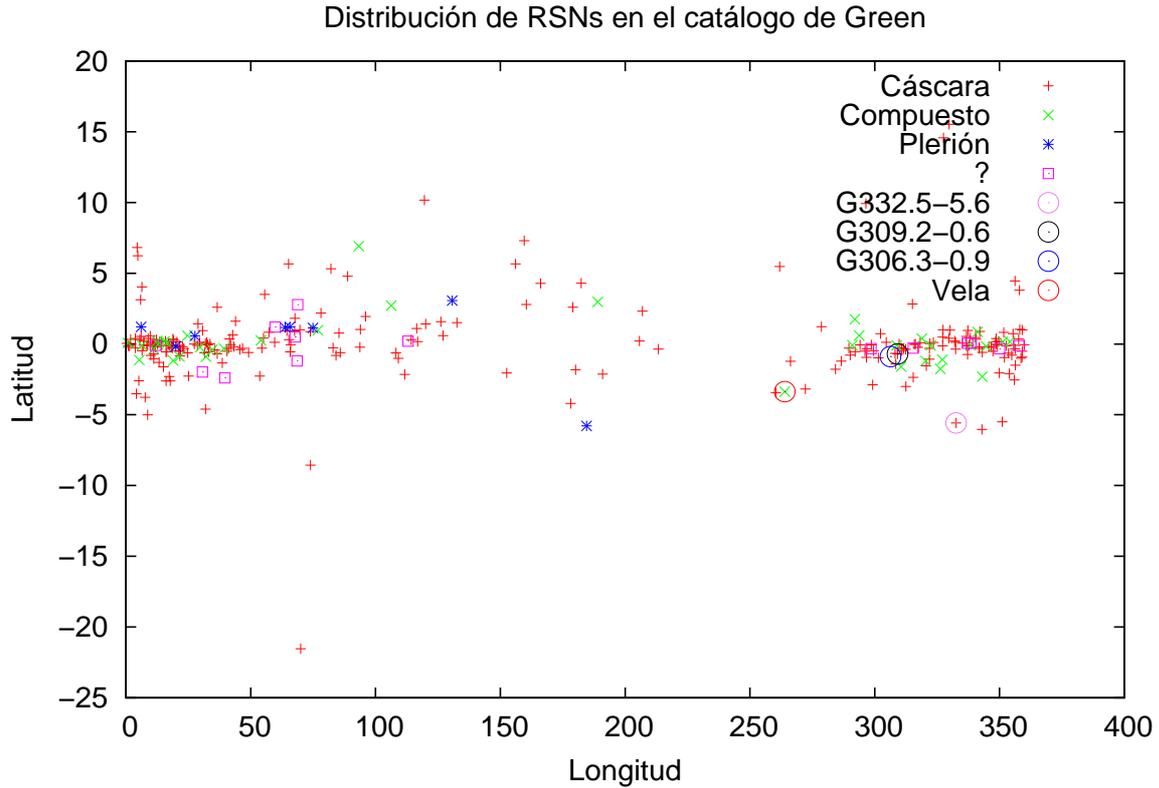


Figura 2.7. Distribución de RSNs en coordenadas galácticas según el catálogo de RSNs de Green (2014). En el gráfico los RSNs están clasificados de acuerdo a su morfología: los tipo cáscara están denotados con una cruz roja, los tipo compuestos con una x verde y los remanentes tipo pleri6n con un asterisco azul. Aquellos identificados con un cuadrado rosa y la etiqueta “?” son objetos considerados como remanentes pero que no se conoce completamente su naturaleza.

donde los electrones/positrones son acelerados a energías ultra-relativistas. Estas partículas son advectadas y se difunden en el shock creando una nebulosa de electrones/positrones relativistas que emiten radiación sincrotr6n en longitudes de ondas de radio hasta rayos γ blandos y por dispersi6n compton inverso desde rayos γ blandos hasta energías del orden del TeV. Esta nebulosa se conoce como *Pulsar Wind Nebula* (PWN).

Los remanentes de tipo compuesto son una mezcla de los dos tipos antes mencionados, es decir, exhiben emisi6n en radio y rayos X tanto en la regi6n central como en el limbo. Un ejemplo de este tipo de RSNs es Kes 75.

2.4.4. Remanentes de Morfología Mixta

Con la puesta en marcha de la nueva generaci6n de telescopios orbitales como Chandra y XMM Newton, que pueden observar emisi6n X dura (hasta 12 keV), la detecci6n del n6mero de RSNs de 6sta categoría se increment6 considerablemente en los 6ltimos 18 a6os y por ende tom6 mayor relevancia (ver Figura 2.6). Estos remanentes se caracterizan por tener emisi6n radio en la cáscara, pero muestran tambi6n emisi6n en rayos X en su interior, la cual puede ser amorfa, o tener picos en la regi6n central (Rho & Petre, 1998). Esta emisi6n es de origen t6rmico y es el resultado del material interestelar barrido. Los espectros de alta resoluci6n en rayos X de estos remanentes suelen mostrar línneas de emisi6n, los cuales

2. Supernovas y remanentes de supernova

pueden modelarse por procesos térmicos, como por ejemplo modelos de plasmas que no han alcanzado el equilibrio de ionización. La abundancia de metales en estos remanentes suele ser comparable a las abundancias solares, y la temperatura del plasma es generalmente uniforme a lo largo de todo el remanente.

Se cree que la formación de estos remanentes peculiares tiene fuerte relación con el medio en el que se han desarrollado. Muchos de los objetos de esta categoría se encuentran próximos a nubes moleculares, interactuando con nubes moleculares chocadas, con máseres de OH, o con nubes de HI (Rho & Petre, 1998). Es por esto, que se cree que esta clase de condiciones en el medio interestelar es necesaria para la formación de este tipo de objetos. Ejemplos de esta clase de RSNs son W28, W44 y Kes 79.

Los remanentes G332.5-5.6, G309.6-0.1 estudiados en esta tesis son propuestos como remanentes de morfología mixta.

Capítulo 3

Emisión de rayos X en RSNs

3.1. Prefacio

Los mecanismos de la emisión de rayos X producida en RSNs pueden ser de origen térmico, asociado a plasmas con temperaturas $T > 10^6$ K, o no térmico donde están involucradas partículas relativistas (electrones). Para estudiar los procesos radiativos involucrados debemos hacer ciertas suposiciones sobre las ondas de choque y el medio en el que se propagan. Las ondas de choque transforman parte de la energía cinética que transportan en energía térmica. En particular, el plasma de los RSNs se caracterizan por tener densidades bajas (del orden de $n \sim 1 \text{ cm}^{-3}$), por lo que el camino libre medio para la interacción partícula-partícula es grande comparado con los tamaños típicos de los RSNs. Por este motivo, las ondas de choque en los RSNs suelen denominarse como ondas de choque no colisionales.

El plasma caliente de los RSNs capaz de emitir rayos X tiene dos propiedades importantes, es ópticamente delgado y la distribución de ionización de los átomos se considera fuera de equilibrio. La mayor parte de las características de la emisión térmica está determinada por la temperatura electrónica, la cual difiere de la temperatura de los protones/iones.

3.2. Radiación térmica de rayos X

El espectro continuo de rayos X, de origen térmico, puede generarse por tres procesos radiativos: bremsstrahlung térmico (o emisión libre-libre), recombinación radiativa (emisión libre-ligado), o decaimiento de dos fotones (emisión ligado-ligado). En todos los casos se asume que los electrones tienen una distribución de velocidades tipo Maxwell:

$$f(v) = 4\pi \left(\frac{m}{2\pi kT_e} \right)^{3/2} \exp\left(-\frac{mv^2}{2kT_e} \right), \quad (3.1)$$

En la Figura 3.1 se puede ver un ejemplo de un espectro de origen térmico. En la imagen se ve el espectro extraído de la región central (RegC) del RSNG G309.2–0.6, correspondiente a la cámara MOS1 de la observación ID 0087940201, que se analiza en el Capítulo 9. Pueden observarse líneas de emisión en el espectro que no son observadas en espectros puramente no térmicos.

3.2.1. Bremsstrahlung térmico: emisión libre-libre

En este proceso, la radiación se produce por la transición de un electrón entre dos estados libres en el campo Coulombiano de iones. En la Figura 3.2 se puede ver una representación esquemática de este proceso. La emisividad (energía por unidad de volumen, tiempo y

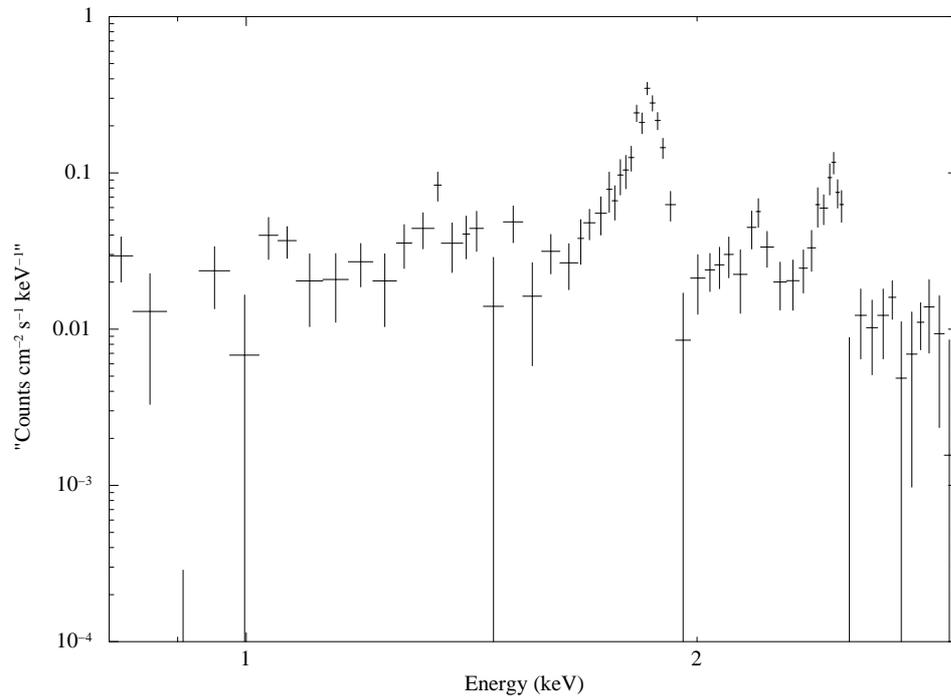


Figura 3.1. Espectro de origen térmico, correspondiente a la región central del RSN G309.2–0.6.

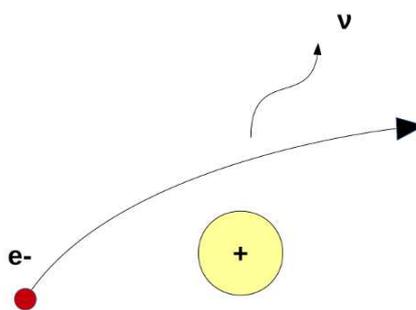


Figura 3.2. Esquema de la radiación Bremsstrahlung. Un electrón con carga $-e$ en el campo Coulombiano de un ion emitirá un fotón de frecuencia ν y transicionará a un estado de energía menor.

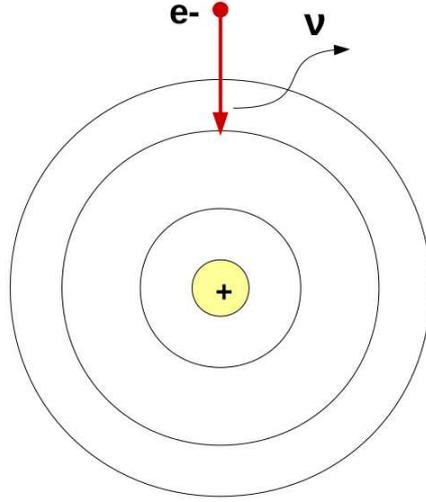


Figura 3.3. Esquema del proceso de recombinación radiativa. Un electrón con carga $-e$ es capturado por un átomo, dándose lugar a una recombinación. Un fotón de frecuencia ν es emitido, su energía es igual a la suma de la energía del electrón y la energía de ligadura del electrón recombinado.

frecuencia) está dada por la expresión:

$$\epsilon_{\text{ff}} = \frac{2^5 \pi e^6}{3 m_e c^3} \left(\frac{2\pi}{3 k m_e} \right)^{1/2} g_{\text{ff}}(T_e) T_e^{-1/2} \exp\left(-\frac{h\nu}{kT_e}\right) n_e \sum_i n_i Z_i^2 \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-3} \text{ Hz}^{-1}, \quad (3.2)$$

donde e , m_e , T_e representan la carga, masa y temperatura de los electrones respectivamente, y k la constante de Boltzmann. El subíndice i indica los diferentes tipos de iones, y g_{ff} el factor de Gaunt, el cual depende de la energía de los electrones y la frecuencia de emisión. Este factor tiene la siguiente forma para frecuencias de rayos X (Longair, 2011):

$$g_{\text{ff}} = \frac{\sqrt{3}}{\pi} \ln\left(\frac{kT}{h\nu}\right), \quad (3.3)$$

y es aproximadamente igual a 1.

Como puede verse de la ecuación (3.2) la emisividad para una temperatura dada depende del factor $n_e \sum_i n_i Z_i^2$. Cuando utilizamos los códigos espectrales analizamos la emisión de un plasma en un cierto volumen, por lo que se suele utilizar como normalización la integral de ese factor, conocida como medida de emisión (del inglés *Emission Measure* - EM). En el caso del software XSPEC, que utilizamos en el análisis espectral, el factor de normalización viene dado por la expresión $\int n_e n_H / 4\pi d^2$, donde n_H representa la densidad de iones y d representa la distancia a la fuente.

3.2.2. Recombinación radiativa: emisión libre-ligado

La emisión libre-ligado se produce cuando un electrón es capturado en algún nivel libre de un átomo, es decir se produce una recombinación. En la Figura 3.3 puede verse una representación esquemática del proceso libre-ligado. La energía del fotón liberado es igual a la energía cinética del electrón más la energía de ligadura del nuevo electrón recombinado. Es decir, $h\nu = E_e + \chi_n$, donde E_e representa la energía del electrón libre, y χ_n el potencial de

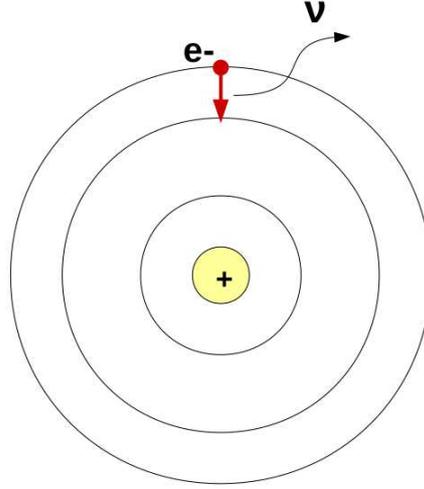


Figura 3.4. Esquema del proceso de emisión ligado-ligado. Este proceso se da a lugar cuando hay una transición directa entre dos estados ligados, pero prohibida de acuerdo a las reglas de selección.

ionización para un electrón en el nivel n . Dado que la energía cinética de los electrones no es única, este proceso genera un continuo con un corte abrupto a energías iguales a las energías de ligadura de los niveles. Los electrones tienen mayor probabilidad de ser capturados en niveles con alto n , debido al peso estadístico que tienen los mismos. La emisividad para un cierto nivel n está dada por la expresión:

$$\epsilon_{fb} = \left(\frac{2}{\pi}\right)^{1/2} n_e n_{z+1} \frac{g_i}{g_{i+1}} c \sigma(h\nu) \left(\frac{h\nu}{\chi_n}\right) \left(\frac{\chi_n^2}{m_e c^2 kT}\right)^{3/2} \exp\left(-\frac{(h\nu - \chi_n)}{kT_e}\right) \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-3} \text{ Hz}^{-1}, \quad (3.4)$$

en donde n_{z+1} representa la densidad de un cierto ion con carga $z + 1$, g_{z+1} , g_z son los pesos estadísticos del ion antes y después de la recombinación, y $\sigma(h\nu)$ es la sección eficaz de foto-ionización del ion en su estado final.

3.2.3. Decaimiento y emisión de dos fotones: emisión ligado-ligado

Esta emisión tiene lugar cuando la transición directa entre dos estados ligados está prohibida de acuerdo a las reglas de selección. Por ejemplo, un electrón en un nivel 2s de un átomo tipo-hidrógeno no puede decaer al nivel 1s dado que está prohibido, por lo tanto puede desexcitarse colisionalmente (fenómeno que no es muy probable en plasmas de RSNs) o a través de la emisión de dos fotones, cuya energía asociada está distribuida entre los mismos. Dado que lo que se conserva es la suma de la energía de estos dos fotones y la energía de cada fotón no está unívocamente determinada se genera un continuo de emisión. En la Figura 3.4 se representa con un esquema el proceso de emisión ligado-ligado.

3.3. Líneas de emisión

La emisión de líneas en longitudes de onda de rayos X es una fuente importante de radiación en gases calientes. Las líneas de emisión observadas en espectros de rayos X de

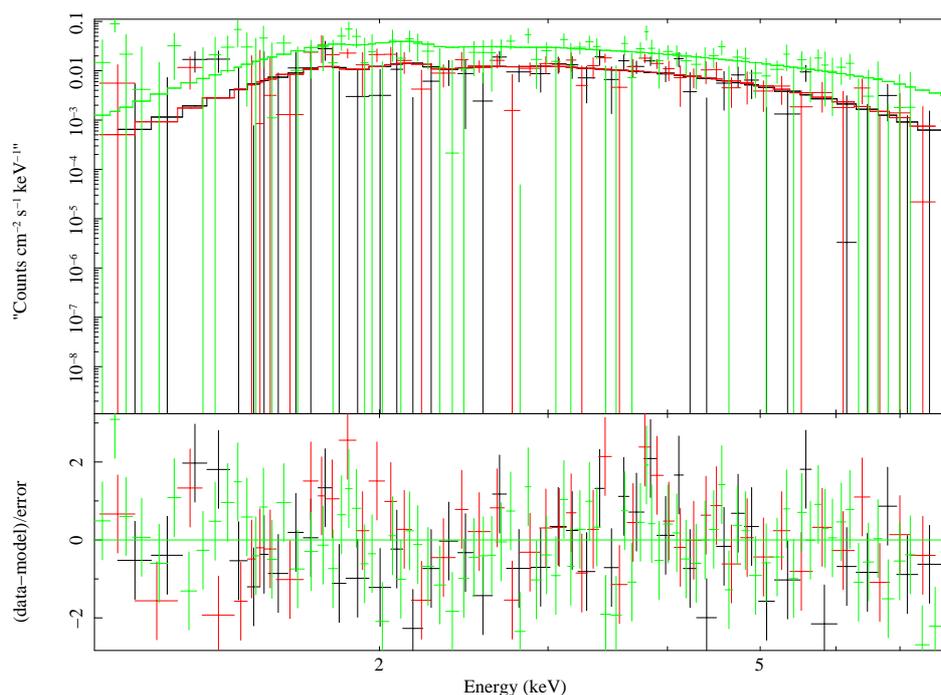


Figura 3.5. Espectro de origen no térmico correspondiente al RSN G32.4–0.1.

RSNs pueden ser el resultado de la excitación colisional de iones o por radioactividad. En el primer caso, el proceso está dominado por las colisiones electrón-ion, la cual puede deberse a excitación directa o por recombinación, causando que un ion transicione a un nivel de energía mayor. Dado que la densidad es muy baja, se asume que la mayor parte de los iones se encuentran en el nivel fundamental, y una vez que han sido excitados se pueden despreciar desexcitaciones colisionales, ionización o mayor excitación. El ion entonces decae a su nivel fundamental emitiendo un fotón con energía igual a la diferencia de energía pasada por electrón. Esta radiación aparece como líneas espectrales con energías determinadas por las especies de iones involucradas (Seward & Charles, 1995).

Las líneas de emisión pueden deberse también al decaimiento de elementos radiactivos. Esta clase de elementos pueden producirse a lo largo de la vida de las estrellas, y durante la explosión de supernova (Vink et al., 1997).

3.4. Radiación no térmica de rayos X

La radiación de rayos X no térmica tiene su origen en dos procesos de emisión: el proceso sincrotrón y el bremsstrahlung no térmico.

En la Figura 3.5 se puede ver un ejemplo de un espectro de origen no térmico, correspondiente al RSN G32.4–0.1. Los espectros visibles corresponden a la tres cámaras EPIC (observación ID 0136030101 de XMM-Newton). En la imagen se muestra en líneas solidas el mejor ajuste conseguido, que corresponde a un modelo tipo ley de potencias afectado por una componente de absorción (phabs*powerlaw). Los parámetros de este modelo fueron: densidad $n_H = 3.84$ e índice espectral $\alpha = 2.45$, los cuales son consistentes con el análisis espectral realizado por Yamaguchi et al. (2004).

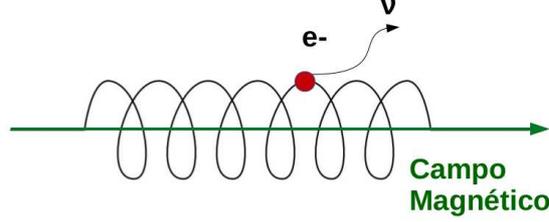


Figura 3.6. Esquema del proceso sincrotrón. Un electrón, con carga $-e$, que se mueve en presencia de un campo magnético \vec{B} , emite radiación sincrotrón.

3.4.1. Radiación X sincrotrón

La radiación sincrotrón es la emisión por electrones relativistas producida cuando éstos se mueven en presencia de un campo magnético \vec{B} (Ginzburg & Syrovatskij, 1967). En la Figura 3.6 se representa un esquema del proceso sincrotrón. Las partículas más masivas pueden emitir radiación sincrotrón pero lo hacen de forma menos eficiente, por lo que solo consideraremos el caso de los electrones. La fuerza que sienten debido al campo magnético es la fuerza de Lorentz, dada por:

$$\frac{d(\gamma m \vec{v})}{dt} = \frac{e}{c} (\vec{v} \wedge \vec{B}), \quad (3.5)$$

donde \vec{v} es el vector velocidad, m es la masa de la partícula, e es la carga y γ el factor de Lorentz asociado a la misma. El movimiento de los electrones es helicoidal a lo largo de las líneas de campo magnético debido a la fuerza de Lorentz.

El máximo de emisión se produce a una frecuencia ν_{ch} y energía características, dadas por las expresiones (Ginzburg & Syrovatskij, 1967):

$$\nu_{\text{ch}} = 1.8 \times 10^{18} B_{\perp} \left(\frac{E}{1 \text{ erg}} \right)^2 \text{ Hz}, \quad (3.6)$$

$$h\nu_{\text{ch}} = 13.9 \left(\frac{B_{\perp}}{100 \mu\text{G}} \right) \left(\frac{E}{100 \text{ TeV}} \right)^2 \text{ keV}, \quad (3.7)$$

la componente del campo magnético perpendicular al movimiento del electrón es aproximadamente $B_{\perp} \approx \sqrt{2/3}B$. Considerando que los campos magnéticos dentro de los RSNs toman valores entre $B = 10 - 50 \mu\text{G}$, los electrones capaces de emitir por este proceso tendrán energías entre 10–100 TeV.

La energía perdida por los electrones por el proceso sincrotrón viene dada por:

$$\left(\frac{dE}{dt} \right) = -\frac{4}{3} \sigma_{\text{T}} \frac{E}{m_e c^2} \frac{B_{\perp}^2}{8\pi} = -4.05 \times 10^7 \left(\frac{E}{100 \text{ TeV}} \right)^2 \frac{B_{\perp}^2}{100 \mu\text{G}} \text{ erg s}^{-1}, \quad (3.8)$$

donde σ_T es la sección eficaz de Thompson.

La mayor parte de los RSNs emiten radiación sincrotrón en la banda de radio frecuencias. La radiación proviene fundamentalmente de la región de la cáscara del remanente, o en el caso de remanentes compuestos del púlsar localizado en el interior de la nebulosa. En un principio se asociaba emisión de rayos X sincrotrón sólo al púlsar dentro de un remanente compuesto, pero en los últimos años se comprobó que puede observarse emisión de este tipo en cáscaras de RSNs jóvenes (Koyama et al., 1995). Considerando una población de electrones relativistas con una distribución de energías tipo ley de potencias, el índice espectral α de la emisión de la densidad de flujo espectral sincrotrón, está relacionado con el índice espectral q de la distribución de energía de los electrones por la expresión $\alpha = (q - 1)/2$.

3.4.2. Radiación X por Bremsstrahlung no térmico

Desde hace un tiempo se ha considerado que el proceso Bremsstrahlung, debido a la presencia de una distribución de electrones no térmica, contribuye al espectro continuo de rayos X (Asvarov et al., 1990; Bleeker et al., 2001; Laming, 2001; Vink et al., 1997), aunque esta contribución no es muy significativa. Esto se debe a que las interacciones Coulombianas, térmicas y no térmicas, termalizan a los electrones que se encuentran en la cola de la distribución, correspondiente a las energías bajas, en escalas de tiempo relativamente cortas. Por este motivo se espera observar esta emisión sólo en una región estrecha del frente de choque, o en RSNs con bajas escalas de ionización (Vink, 2008).

Capítulo 4

Instrumentación

4.1. Detectores de rayos X

La astronomía de rayos X se ha desarrollado fundamentalmente gracias a instrumentos satelitales. Esto se debe a la opacidad de la atmósfera ante los rayos X, y en general a la emisión de altas energías. Los gases de la atmósfera absorben la radiación que llega a la Tierra y esta absorción depende de la longitud de onda, por lo que hay porciones del espectro electromagnético que son más absorbidas que otras. En el panel izquierdo de la Figura 4.1 se puede ver un gráfico que representa la opacidad atmosférica en función de la longitud de onda. En contraparte, la transmisión atmosférica es una función que representa el porcentaje de la radiación, en función de su longitud, que puede penetrar la atmósfera. La radiación desde la banda del UV (1000 \AA), pasando por rayos X y hasta rayos γ (10^{-4} \AA) no pueden penetrar la atmósfera por debajo de una altura de 30 km. Debido a la transmisión atmosférica los balones de aire, con una altura de promedio de 40 km, tenían limitaciones en la detección de rayos X por debajo de los 20 keV. Los detectores tipo cohetes, que llegaban a alturas promedio de 150 km, todavía tenían limitaciones para detectar rayos X blandos (Seward & Charles, 1995).

Los primeros instrumentos utilizados se desarrollaron originalmente para la detección de partículas cargadas y rayos γ emitidos por material radioactivo. Estos detectores responden a la energía depositada por fotoelectrones y, para energías más altas, electrones Compton. Un electrón rápido ioniza material en el volumen activo de un detector, éste recolecta esa carga o la luz de la recombinación de los iones y los circuitos electrónicos luego amplifican la señal, registran el tiempo de llegada y la amplitud del evento.

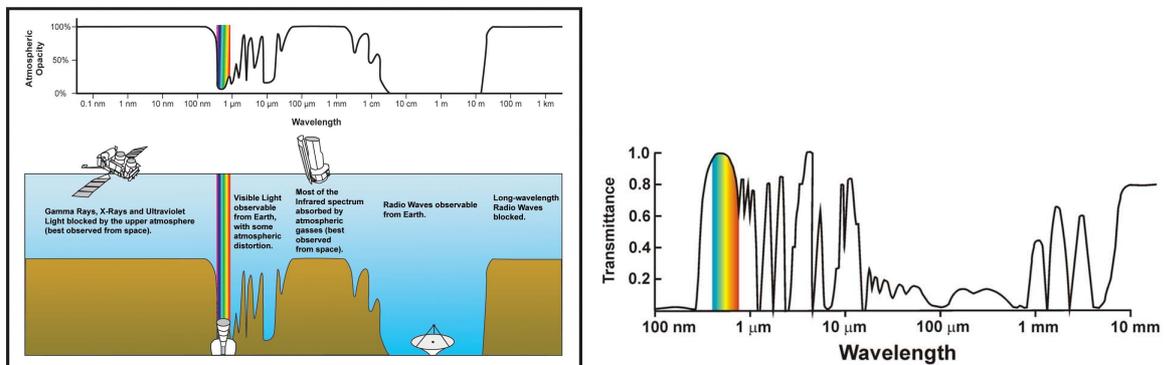


Figura 4.1. *Izquierda:* Opacidad atmosférica en función de la longitud de onda. *Derecha:* Transmisión atmosférica en función de la longitud de onda. Crédito: imágenes tomadas de la página web de Humboldt State University¹.

En las secciones subsiguientes se mencionan brevemente las misiones más significativas de rayos X y se dedican dos secciones en particular para las misiones XMM-*Newton* y Chandra, ya que los datos utilizados en esta tesis fueron obtenidos por estos observatorios.

4.2. Breve historia de las misiones más significativas de rayos X

La astronomía de rayos X tuvo sus comienzos en 1958, cuando el Sol fue observado en estas longitudes, utilizando cohetes del tipo V2 disponibles luego de la Segunda Guerra Mundial. La mayor parte de las siguientes misiones en los años 50 fueron de tipo cohete y se dedicaron solo a la observación del Sol. Recién en 1962, la Sociedad Americana de Ciencia e Ingeniería (*American Science & Ingeneering* - AS&E) envió contadores de rayos X Geiger a bordo de un cohete tipo Aerobee, con la finalidad de captar los eventuales rayos X producidos por el impacto de la radiación solar en la superficie de la Luna. Los astrónomos se sorprendieron al encontrar que la radiación buscada no aparecía; en cambio, localizaron una potente fuente de rayos X hacia el centro de nuestra Galaxia, en dirección a la constelación del Escorpión, que luego fue bautizada como Scorpius X-1 (Giacconi et al., 1962).

Las investigaciones continuaron con otros experimentos confinados a globos y misiles sonda, gracias a los cuales fueron localizadas otras fuentes de rayos X. Una de las primeras fuentes extendidas detectadas fue la Nebulosa del Cangrejo (Bowyer et al., 1964). Sin embargo, el verdadero avance en esta área de investigación astronómica llegó en 1970, gracias a los satélites especialmente dedicados como *Uhuru*, *HEAO-I* y *Einstein*, entre otros.

El primer satélite dedicado a la astronomía de rayos X fue *Uhuru* (*Small Astronomical Satellite 1*, SAS-1; Giacconi et al. 1971). Fue lanzado por la NASA el 12 de diciembre de 1970 y estuvo operativo hasta marzo de 1973. A bordo llevaba dos conjuntos de contadores proporcionales convencionales con colimadores simples tipo panal de abeja (*honeycomb*), que permitían detectar rayos X en el rango de energía de 2-20 keV. Esta misión realizó el primer relevamiento de fuentes que emiten en rayos X. *Uhuru* escaneaba aproximadamente unas 60 veces la misma región del cielo, incrementando de esta manera su sensibilidad para fuentes débiles. Como resultado pudo detectar fuentes 10 veces más débiles que las que fueron observadas en misiones anteriores. Durante el transcurso de operabilidad de la misión se logró escanear un 95 % del cielo con una sensibilidad no uniforme.

El primer observatorio astronómico de altas energías *HEAO-I* (*High Energy Astronomy Observatory*) fue lanzado en agosto del año 1977 (Bradt et al., 1992). Su misión principal fue realizar un relevamiento de todo el cielo. Una vez completado, se lo utilizó para apuntar a diferentes fuentes de interés, con el fin de realizar estudios espectrales y de variabilidad. El instrumento principal para el relevamiento podía medir rayos X en el rango de energía de 1 a 20 keV, a partir del cual se contruyó un catálogo de 842 fuentes. El satélite contaba también con un detector que tomaba mediciones en el rango de 0.2–60 keV, que fue diseñado para realizar espectroscopía y en particular observar el fondo difuso. Un tercer instrumento para rayos X duros y rayos gamma, operaba en el rango de 15 keV a 10 MeV. Gracias al relevamiento del cielo se encontraron 70 fuentes en el rango de 13 a 180 keV. La misión estuvo operativa hasta el 9 de enero de 1979.

El observatorio *Einstein* fue lanzado en noviembre de 1978 y estuvo operativo hasta abril de 1981, constituyó la primera misión para rayos X en llevar a bordo telescopios con óptica tipo Wolter (Giacconi et al., 1979). Este observatorio contaba con un conjunto de 4 espejos Wolter tipo 1 anidados para focalizar rayos X hasta energías de 8 keV. La resolución espacial era de 5'' sobre el eje, y se degradaba a 1.5' sobre el borde del campo visual de 1°. El objetivo principal de la misión era obtener imágenes de rayos X, para ello contaba con diferentes tipos

de detectores, que podían colocarse en el foco del telescopio y que eran sensibles en diferentes rangos de energía entre 0.15 y 20 keV. Einstein funcionó pocos años en órbita, pero gracias a este observatorio se pudo ver por primera vez la estructura de remanentes de supernova, la distribución de fuentes en galaxias normales y las estructuras de cúmulos de galaxias.

Unos 5 años más tarde en 1983, la ESA lanzó la misión *EXOSAT*, que estuvo operativa durante tres años (Andresen et al., 1984). En ese período pudo realizar estudios de variabilidad y timing de un gran número de objetos. Detectaba emisión X en el rango de energía de 0.05–50 keV y gracias a su órbita elíptica de gran altitud podía hacer observaciones continuas de hasta 76 horas para la mayor parte de las fuentes. Esto permitió obtener medidas de gran calidad, curvas de luz de larga duración y detectar pulsaciones de fuentes de tipo acretantes.

La misión *Granat* fue lanzada en Diciembre de 1989 y se mantuvo operativa durante casi 9 años (Siuniae, 1990). Su objetivo era buscar fuentes duras de rayos X y estallidos de rayos γ (*γ -ray burst*), para lo cual contaba con dos telescopios de rayos X con abertura pequeña, un contador proporcional y un monitor de estallidos de rayos γ . La cobertura total en energías entre todos los instrumentos era de 4 keV a 100 MeV. En conjunto, estos instrumentos, realizaron mapas del cielo a altas energías, en particular del centro galáctico y monitorearon todo el cielo en búsqueda de estallidos de rayos γ . Entre sus mayores logros se encuentra el monitoreo de fuentes cercanas al centro galáctico, y observaciones del resplandor (*afterglow*) de rayos γ .

El siguiente salto en la astronomía de rayos X se produjo con la misión *ROSAT*, lanzada el primero de junio de 1990. Este satélite contaba con un telescopio principal de rayos X, sensible a energías bajas (<2.5 keV), conformado por 4 espejos reflectores anidados para enfocar rayos X en dos detectores diferentes. La misión fue programada para realizar en primera instancia un relevamiento del cielo, el cual dio lugar al catálogo de Voges et al. (1999, 2000). Otro de los instrumentos a bordo, apuntaba en paralelo con el telescopio de rayos X, y era capaz de mapear el cielo en el UV extremo (60–300Å). Se encontraron un total de 479 fuentes, la mayor parte estrellas coronales de tipo tardío y enanas blancas calientes. Gracias a ROSAT fue posible producir mapas de rayos X blandos de estructuras grandes sin precedentes hasta el momento. Las observaciones profundas resolvieron el 75 % de las fuentes difusas del fondo, y se descubrió emisión de rayos X de cometas y de la luna.

La misión japonesa *ASCA* (Advanced Satellite for Cosmology and Astrophysics) lanzada a principios del año 1993, utilizó un método nuevo para los telescopios tipo Wolter. Contaba con cuatro telescopios de este tipo, con 120 espejos concéntricos anidados. La resolución espacial era pobre (3') pero el área colectora muy grande (Inoue, 1993).

A finales del año 1995 se lanzó la misión *Rossie XTE* (*X-ray Timing Explorer*), la cual fue diseñada para realizar análisis temporal de rayos X, con una precisión máxima del orden del milisegundo. Sus detectores eran capaces de tomar mediciones hasta energías de 200 keV. Se pudieron realizar monitoreos de largo plazo de luminosidad y monitoreo espectral de banda ancha de fuentes brillantes de rayos X, con una alta resolución temporal. Por ejemplo, se logró hacer un seguimiento temporal de una década de alrededor de 50 fuentes intensas de nuestra galaxia, obteniendo un registro diario de intensidades de flujo. Sus mayores logros consistieron en los estudios temporales de binarias, que incluye el descubrimiento de las oscilaciones cuasi-periódicas, la observación de un eclipse en η Carina, el monitoreo de outbursts de Soft Gamma-ray Repeaters y el seguimiento de púlsares de rayos X anómalos y de fuentes transitorias.

La misión italiana *BeppoSAX* fue lanzada en abril de 1996 y tuvo una duración de aproximadamente 7 años (Boella et al., 1997). Contaba con varios instrumentos sensibles en el rango de energía de 0.1 a 200 keV. El propósito de la misión fue determinar propiedades de las fuentes de rayos X a través de timing y espectroscopía. Gracias a esta misión se logró la primera detección del resplandor de estallidos de rayos γ y se pudo monitorear la intensidad

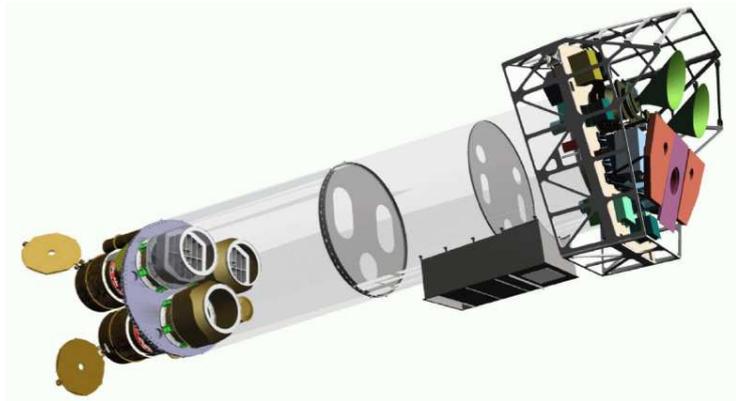


Figura 4.2. Esquema de los módulos contenidos a bordo del satélite *XMM-Newton*. Los módulos de espejos están equipados con los arreglos de redes de difracción (*Reflection Grating Arrays*) y se encuentran abajo a la izquierda. A la derecha se observan los instrumentos del plano focal: las cámaras EPIC MOS con sus radiadores (en negro y verde), el radiador de la cámara EPIC pn (en violeta), los detectores RGS (en celeste) y sus radiadores (en rosa). El telescopio OM está oscurecido por el módulo del espejo inferior. Imagen tomada de *XMM-Newton Users Handbook*.

del resplandor en muchas fuentes de este tipo. También se realizó espectroscopía de banda ancha de todos los tipos de fuentes de rayos X.

En el 2002 se lanzó *Integral* (*International Gamma Ray Astrophysics Laboratory*), un observatorio de rayos γ europeo, pero con cobertura que se extiende hasta la banda de rayos X. La nave espacial lleva a bordo 3 instrumentos que toman mediciones en el rango de 15 keV a 10 MeV.

Otra misión dedicada al estudio en la banda de rayos γ , pero que también toma mediciones en el rango de rayos X, es *Swift*. Este instrumento se mantiene operativo desde su lanzamiento en noviembre de 2004. Fue diseñado para detectar estallidos de rayos γ y luego poder apuntar rápidamente el instrumento a la posición aproximada con el fin de medir una posición precisa. Puede observar el decaimiento rápido en rayos X y óptico del resplandor mientras es relativamente brillante. El telescopio de rayos X puede utilizarse para investigaciones no relacionadas con estallidos de rayos γ .

El satélite japonés *Susaku* lanzado en julio de 2005, dedicado a la astronomía de rayos X, se mantuvo operativo hasta junio de 2015. Consistía en 4 telescopios tipo Wolter y contaba con tres detectores que tomaban mediciones en el rango de energía de entre 0.2–600 keV.

4.3. XMM-Newton

El observatorio *XMM-Newton*, de la ESA, dedicado a la astronomía de rayos X, fue puesto en órbita el 10 de diciembre de 1999. Cuenta con tres telescopios de rayos X Wolter tipo-1, en cuyos focos tienen diferentes detectores de rayos X, y un telescopio de 30 cm óptico/UV con un detector CCD.

Sus instrumentos son:

1. *European Imaging Camera* (EPIC): consiste de tres cámaras CCD que permiten obtener imágenes de rayos X, realizar espectroscopía de resolución moderada y fotometría de rayos X. Hay dos tipos de cámaras EPIC: MOS y pn. El satélite XMM cuenta con dos cámaras MOS y una pn.



Figura 4.3. PSF on-axis de las cámaras MOS1, MOS2 y pn respectivamente en modo *Small Window* para MOS y *Large Window* para pn. Imagen tomada de XMM-Newton Users Handbook.

2. *Reflection Grating Spectrometer* (RGS): que consiste de dos espectrómetros para espectroscopía de alta resolución y espectro-fotometría
3. *Optical Monitor* (OM): un monitor óptico para tomar imágenes en el óptico y UV, como así también realizar espectroscopía.

Los seis instrumentos de XMM-Newton pueden operar simultáneamente. De esta manera es posible, gracias al telescopio OM, el monitoreo e identificación de contrapartes ópticas/UV de fuentes de rayos X vistas por los telescopios de rayos X. También pueden operarse en forma independiente y en diferentes modos de adquisición de datos. Las tres cámaras EPIC y los dos espectrómetros RGS se encuentran en el plano focal de los telescopios, mientras que el OM tiene su propio telescopio. Gracias a la altitud de la órbita elíptica es posible tener visibilidad continua de los objetivos en intervalos de hasta 40 horas. En la Figura 4.2 se puede ver un esquema del satélite.

4.3.1. Telescopios de rayos X

Los tres telescopios de rayos X de XMM-Newton están co-alineados. Uno de los telescopios tiene en su plano focal la cámara pn, mientras que los otros dos tienen un ensamble de redes de difracción (*gratings*) en el paso de luz, que difractan parte de la radiación entrante en un foco secundario. En este último caso el 44 % de la luz incidente enfocada por los múltiples espejos es direccionada a la cámara MOS en el foco principal, mientras que el 40 % de la radiación es dispersada en una columna de CCDs. El resto de la luz es absorbida por las estructuras de soporte.

Hay dos parámetros críticos que determinan la calidad de un telescopio de rayos X, su capacidad para enfocar fotones, caracterizada por la función *Point Spread Function* (PSF) y el área efectiva, la cual refleja la habilidad de los espejos para coleccionar la radiación a diferentes energías. La PSF, es angosta y varía poco en un rango amplio de energía (0.1–6 keV). Por encima de los 6 keV se vuelve aún más dependiente de la energía. Cada uno de los telescopios tiene una PSF distinta. En la Figura 4.3 pueden verse ejemplos de la PSF on-axis de los telescopios MOS1, MOS2 y pn para la misma fuente. De acuerdo al área efectiva, los espejos de XMM-Newton son más eficientes en el rango de 0.1 a 10 keV, con un máximo alrededor de 1.5 keV y una caída abrupta alrededor de los 2 keV (ver Figura 4.4). El área efectiva de las dos cámaras MOS es más baja que la de pn debido a que solo una parte de la radiación llega a ellas, ya que están parcialmente oscurecidas por los detectores en el ensamble de RGSs.

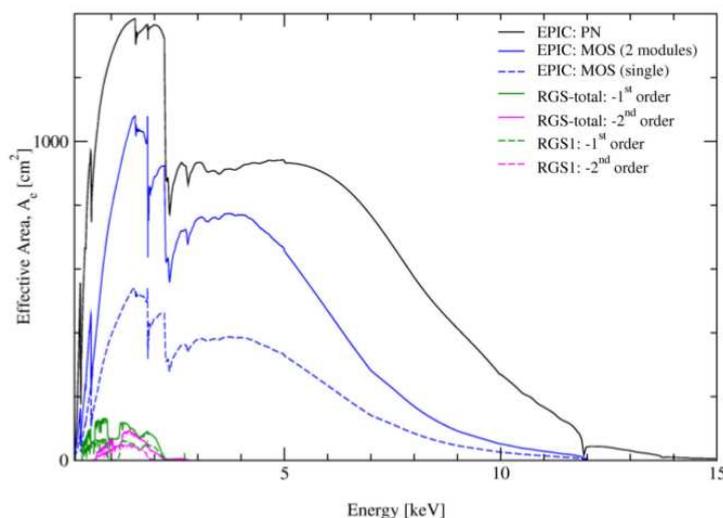


Figura 4.4. Área efectiva de todos los instrumentos de XMM-Newton, EPIC y RGS en escala lineal. Imagen tomada de XMM-Newton Users Handbook.

4.3.2. European Photon Imaging Camera

Dos de los telescopios de rayos X de XMM están equipados con arreglos de CCD EPIC MOS (*Metal Oxide Semi-conductor*; Turner et al., 2001), y el tercero tiene una cámara de CCD diferente llamada EPIC pn (Strüder et al., 2001). Las cámaras EPIC ofrecen la posibilidad de realizar observaciones en modo *imaging* (imagen) extremadamente sensibles en un campo de $30'$ y en un rango de energía de 0.15 a 12 keV, con una resolución espectral y angular moderada.

Los dos tipos de cámara EPIC son diferentes, no solo por la geometría del arreglo de los chips MOS y pn, sino también por otras propiedades, como por ejemplo los tiempos de lectura. El tiempo de lectura de los chips pn es mucho más rápido que el de las cámaras MOS, porque cada columna de píxeles tiene su propio nodo de lectura. Otra diferencia importante es que los chips MOS son iluminados de frente mientras que los de pn por detrás, lo cual afecta la eficiencia cuántica del detector.

El arreglo de MOS consiste de 7 chips individuales e idénticos. Los chips no son coplanares, sino que siguen levemente la curvatura de la superficie focal de los telescopios Wolter. En cambio la cámara pn, es una única pieza de silicio con 12 chips de CCD integrados (ver Figura 4.5).

4.3.3. Modos de observación

Las cámaras EPIC admiten varios modos de adquisición de datos. En particular, MOS tiene la capacidad de operar en dos modos en simultáneo, el anillo exterior de 6 CCD puede operarse en modo *imaging* estándar mientras que el CCD central puede operarse por separado. De esta manera todos los CCD toman datos todo el tiempo independientemente del modo de observación elegido. Los CCDs de la cámara pn pueden operarse en modos comunes en todos los cuadrantes, o puede operarse un único CCD en dos modos particulares.

Los posibles modos de observación son:

1. *Full Frame* (FF) y *Extended Full Frame* (EFF, solo disponible para pn). En estos modos todos los píxeles de los CCDs pueden leerse, por lo tanto, todo el campo de visión (*Field*

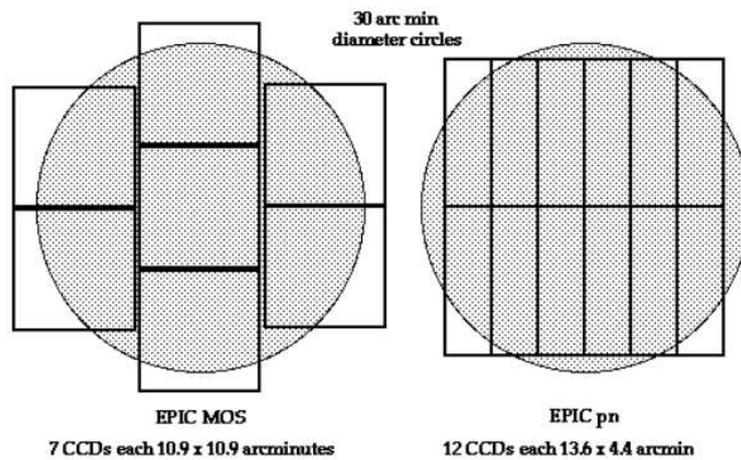


Figura 4.5. *Izquierda:* Dibujo de la configuración de los chips CCD en las cámaras MOS, la cual consiste de 7 CCDs cada uno de 10.9×10.9 minutos de arco. *Derecha:* Dibujo de la configuración de los chips CCD en la cámara pn, la cual consiste de 12 CCDs cada uno de 13.6×4.4 minutos de arco. En ambas imágenes, los círculos sombreados representan un área de 30' de arco de diámetro. Imagen tomada de XMM-Newton Users Handbook.

of view - FOV) es cubierto.

2. *Partial Window: Small Window (SW)* o *Large Window (LW)*. En este modo el CCD central de ambas cámaras MOS puede ser operado en un modo diferente de adquisición de datos, leyendo una parte del chip CCD. En el caso de pn en el modo *Large Window*, solo la mitad del área de todos los 12 CCDs es leída, mientras que en el modo *Small Window* únicamente una parte del CCD número 4 es utilizado para recolectar datos. En ambos casos, la cámara pn se opera de modo tal que las regiones de los CCDs en las que no hay lectura están expuestas al cielo, por lo que fuentes brillantes que iluminen dichas áreas pueden afectar igualmente la observación.

3. *Timing*

- a) *MOS + pn*: la información espacial se mantiene en una única dimensión. En el caso de pn, el CCD 4 está activo por completo, mientras que en el caso de MOS, el área activa se reduce a 100 columnas alrededor del eje de apuntamiento.
- b) *pn only*: es un modo especial para la cámara pn, el *Burst mode*, que ofrece una alta resolución temporal pero se le asigna poco tiempo por ciclo (3%).

4.4. Chandra

El observatorio de rayos X *Chandra* fue puesto en órbita en diciembre de 1999 por la NASA. En su diseño se tuvo en cuenta que tenga un área, a bajas energías, cuatro veces superior a la del espejo del Observatorio Einstein, y un área colectora considerable entre los 6 y 7 keV. Se logró de este modo una mejora de un orden de magnitud en la resolución angular y una sensibilidad para imágenes de dos ordenes de magnitud mejor que las del observatorio Einstein. En la Figura 4.6 puede verse un esquema de los diferentes módulos a bordo del observatorio *Chandra*.

El telescopio *High Resolution Mirror Assembly (HRMA)*, consiste de un conjunto de 8 superficies reflectantes anidadas, con un arreglo geométrico Wolter tipo-1. La respuesta a altas

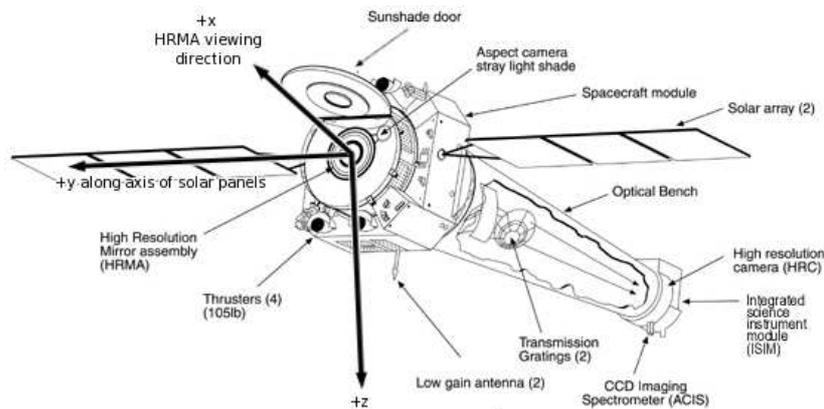


Figura 4.6. Esquema de la carga a bordo del Observatorio *Chandra*. Imagen tomada de *The Chandra Proposers' Observatory Guide*.

energías se consiguió a través del uso de ángulos de reflexión pequeños y cubriendo los tres espejos internos con iridio. Su resolución angular es de 0.5 segundos de arco. La combinación de alta resolución, gran área colectora y sensibilidad a altas energías de rayos X hace posible el estudio de fuentes débiles en regiones con fuerte emisión difusa o altamente pobladas por fuentes puntuales.

Se pueden colocar dos instrumentos distintos en el plano focal del telescopio. Por un lado, el *Advanced CCD Imaging Spectrometer* (ACIS), que es un arreglo bidimensional de CCDs, capaz de hacer *imaging* y espectroscopía en simultáneo. Y otro de los instrumentos es la cámara *High Resolution Camera* (HRC), que está compuesta por dos detectores, los cuales se incluyeron para lograr alta resolución espacial y *timing* rápido.

También hay dos espectrómetros de *grating*, formado por dos conjuntos de redes de difracción de oro, colocados justo detrás de los espejos. Uno está optimizado para bajas energías (LETG) y el otro para altas energías (HETG), ambos producen espectros dispersados en el plano focal.

4.4.1. *Advanced CCD Imaging Spectrometer*

ACIS es un instrumento para funcionar en modo imagen en el rango de energías de rayos X, compuesto por dos arreglos de CCDs. Los fotones de rayos X que inciden en la cámara se detectan individualmente, de manera tal que puede registrarse su posición, energía y tiempo de arribo. Tienen una alta resolución (~ 1 segundo de arco) en el modo imagen, y moderada resolución para espectroscopía y estudios de *timing*. Se puede utilizar a ACIS con el instrumento HETG (no suele usarse con LETG) para espectroscopía de alta resolución.

ACIS está conformado por 10 chips CCD, que componen los arreglos ACIS-I y ACIS-S (ver Figura 4.7). Cada uno de los CCDs tiene un formato de 1024×1024 pixeles con un tamaño de $24.0 \mu\text{m}$ cada uno. ACIS-I tiene 4 CCDs (en un arreglo de 2×2) ubicados en el plano tangente al plano focal utilizados para modo imagen. El tamaño del arreglo ACIS-I es de 16.9×16.9 minutos de arco. ACIS-S consiste de 6 CCDs puestos en un arreglo lineal tangente al arreglo de *grating* Rowland y se lo utiliza en modo imagen o para lectura de la dispersión de los *grating*. El tamaño de ACIS-S es de 8.3×50.6 minutos de arco. El área efectiva de ACIS on-axis, de los chips iluminados de frente, es de 110 cm^2 a 0.5 keV , de 600 cm^2 a 1.5 keV y de 40 cm^2 a 8.0 keV .

El chip S3 (ver Figura 4.7) es iluminado por detrás, tiene la mejor resolución espectral

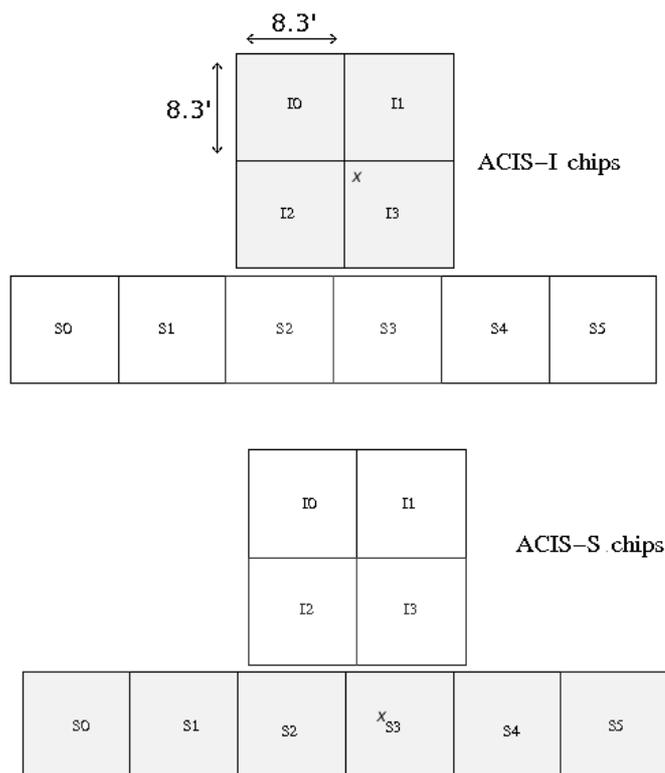


Figura 4.7. Arriba: Esquema del chip ACIS-I. Abajo: Esquema del chip ACIS-S. Imagen tomada de *The Chandra Proposers' Observatory Guide*.

sin utilizar *grating* y suele utilizarse para obtener imágenes de alta resolución en campos pequeños. El mayor campo visual puede obtenerse utilizando los 4 chips ACIS-S iluminados de frente. Los chips de ACIS pueden utilizarse en diferentes configuraciones:

1. *Wide Field Imaging*: chips I0-I3/S2-S3, tiene un FOV de $16.9 \times 16.9/16.9 \times 8.3$, la resolución en energía es de 130 eV (a 1.49 keV), 280 eV (a 5.9 keV) y la resolución temporal de 2.3/3.2 s.
2. *High Resolution Imaging*: chip S3, FOV 8.3×8.3 , la resolución en energía es de 95 eV (a 1.49 keV), 150 eV (a 5.9 keV), con resolución temporal de 3.2 s.
3. *Bright Source Fast Timing*: S3 (*CC-mode*), FOV de 3×1024 pixels (1-D solamente), con resolución en energía de 95 eV (a 1.49 keV), 150 eV (a 5.9 keV) y resolución temporal de 2.85 ms.
4. *Bright Source High Resolution Spectroscopy*: S0-S5 + HETG, FOV 8.3×50.6 , con resolución en energía de $\Delta\lambda$ 0.012-0.023 Å, FWHM 1.2-31 Å en el rango 0.1-10 keV y resolución temporal de 3.2s.

4.4.2. Telemetría y modos de observación

Los formatos de telemetría determinan la información que se toma en cuenta de cada uno de los eventos detectados. Las opciones para ACIS son:

1. Formato *Faint* (F): registra la posición, tiempo y altura total del pulso para cada evento, más los valores de los pixeles en una región de 3×3 alrededor del evento, que caracterizan

el grado del evento. El grado de un evento es un código que identifica cuáles pixeles dentro del área de 3×3 pixeles, centrados en la carga máxima local, están por encima de cierto umbral.

2. Formato *Very Faint* (VF): igual al formato Faint, pero registra los pixeles en una región de 5×5 rodeando al pixel del evento.
3. Formato *Graded*: registra la posición, la altura total del pulso, y el grado del evento. Los valores de los pixeles no son telemetrados.

El formato VF es el más utilizado para observaciones tipo *imaging*, ya que registra la mayor cantidad de información posible. La información de los pixeles en el área contigua puede utilizarse para eliminar fotones del fondo.

Hay dos modos de observación:

1. Modo *Timed Exposure* (TE): el arreglo integra fotones por un período fijo de tiempo (*Frame Time*) antes de leer. El tiempo de exposición total del cielo es igual a la suma de todos los frames. El resultado es una imagen bi-dimensional donde cada evento está etiquetado por posición, energía, etc., dependiendo de la telemetría elegida. En este modo se puede utilizar cualquiera de los tres formatos de telemetría. Es posible variar el Frame Time para disminuir los efectos de amontonamiento de fotones (*pileup*).
2. Modo *Continuous Clocking* (CC): en este modo las filas del arreglo se leen continuamente, de esta manera se obtiene una imagen unidimensional. A pesar de la pérdida de una dimensión se logra mejorar la resolución temporal (3 mili segundos). En este modo se pueden utilizar los formatos de telemetría Faint y Graded.

Capítulo 5

Reducción de datos de rayos X

5.1. Prefacio

En este capítulo se detallarán principalmente: los pasos para la obtención de listas de eventos, filtrado de datos, construcción de imágenes, extracción y modelado de espectros de datos de *XMM-Newton*. Adicionalmente se detallará la preparación y filtrado de datos de Chandra. La información utilizada en la confección de este capítulo puede encontrarse en la sección de “Análisis de Datos” en la página web de los respectivos observatorios ¹².

5.2. Procesamiento de datos de XMM-Newton

5.2.1. Preparación de los datos de XMM-Newton

Para el análisis de datos de *XMM-Newton* se utiliza el software específico del instrumento, *Scientific Analysis System* (SAS), el cual está disponible en la sección de descargas e instalación de la página web de XMM-SAS³. Se utiliza también una serie de herramientas (“f-tools”) y paquetes de software unificado, HEASoft, los cuales son provistos por la NASA. Entre ellos se encuentra el software de análisis de espectros XSPEC. Este software puede descargarse de la página de la NASA Heasarc⁴.

Las observaciones están empaquetadas en archivos ODF (*Observation Data Files*) los cuales son accesibles de la base de datos de XMM (“XMM-Newton Science Archive”)⁵.

Para procesar los datos es necesario contar también con los archivos de calibración de XMM, llamados archivos CCF (*Current Calibration Files*), los cuales pueden descargarse para cada observación específica y son actualizados varias veces al año.

El primer paso para la preparación de los datos es ejecutar los programas HEASoft y SAS, y luego configurar la variable de entorno SAS_ODF. Es necesario que los paquetes de reducción sepan en cual directorio se encuentran los datos de observación, es decir los archivos ODF. Luego, por única vez se ejecutarán las tareas CIFBUILD y ODFINGEST de SAS.

El resultado de ejecutar la tarea CIFBUILD será el archivo CIF, con el nombre ccf.cif, en el directorio de trabajo. El archivo ccf.cif es un archivo fits que contiene las referencias a todos los archivos CCF que son requeridos por el conjunto de archivos ODF particulares de la observación. Este archivo puede abrirse con cualquier programa compatible con archivos

¹<https://www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton>

²<http://cxc.harvard.edu/ciao/threads/all.html>

³<https://www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton/download-and-install-sas>

⁴<https://heasarc.nasa.gov/lheasoft/>

⁵<http://nxsa.esac.esa.int/nxsa-web/search>

fits, por ejemplo fv de HEASOFT. Una vez ejecutado este paso se debe configurar la variable de entorno SAS_CCF la cual contendrá el camino al directorio donde se encuentran ubicados los archivos de calibración CCF.

Entre los archivos ODF se encuentra un archivo en el cual está resumida toda la información referida a la observación específica (SUM.ASC), que debe actualizarse antes de procesar los datos con SAS. Para esto se ejecuta la tarea ODFINGEST, que tomará la información de todos los componentes ODF y generará un archivo resumen, más detallado, *SUM.SAS.

Una vez realizados estos pasos, los datos están listos para ser procesados. Cada vez que se inicien los programas será necesario que las variables de entorno SAS_ODF y SAS_CCF tomen los valores apropiados para la observación y archivos de calibración correspondientes.

5.2.2. Obtención de listas de eventos

En astronomía de rayos X se trabaja con las listas de eventos. La lista de eventos contiene toda la información relacionada a cada uno de los fotones que impactan en los CCDs, como por ejemplo la energía del fotón (*Pulse Height Amplitude* - PHA), tiempo de arribo, coordenadas, el patrón de píxeles que fue activado en los CCDs, entre otros. A partir de la lista de eventos se pueden obtener productos científicos tales como imágenes, espectros y curvas de luz utilizando tareas específicas de SAS.

Para obtener la lista de eventos a partir de los archivos ODF de las cámaras EPIC es necesario correr las tareas EMPROC (para EPIC MOS) y EPPROC (para EPIC PN).

Los archivos producidos por estas tareas contienen información del posicionamiento del telescopio (*attitude file*⁶), los píxeles malos y las listas de eventos calibradas y concatenadas que se utilizarán para la extracción de productos científicos.

5.2.3. Filtrado de datos

La tarea ESPFILT de SAS realiza un filtrado por intervalos de tiempo bueno (GTI - *Good Time Interval*) de la lista de eventos. Es decir, determina cuales son los intervalos de tiempo en los cuales los datos de observación representan valor por encima del fondo. Esta tarea genera productos filtrados por contaminación de protones blandos, entre los cuales se encuentran lista de eventos filtrados y archivos GTI. La tarea se corre llamando al comando `espfilt` y utilizando en el parámetro "eventset" la lista de eventos de cualquier de las cámaras EPIC:

```
>ESPFILT EVENTSET=EPIC.fits
```

La convención de nombres para los archivos producidos es la siguiente:

- ****-objevlifilt.FIT, contiene la lista de eventos filtrados;
- ****-gti.FIT, contiene las definiciones de GTI.

en donde **** es una combinación de los identificadores de la observación y la exposición.

A lo largo de los trabajos se utilizó esta tarea como filtrado de los datos y también se ha utilizado el script XMMLIGHT_CLEAN.CSH. Este script, que hace uso de una serie de tareas de SAS, fue programado por un grupo de trabajo en la Universidad de Birmingham y realiza un filtrado similar. El mismo puede descargarse en la página web "Birmingham XMM Guide: Scripts"⁷.

⁶https://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/xmm_user_support/documentation/dfhb/node48.html

⁷<http://www.sr.bham.ac.uk/xmm2/scripts.html>

5.2.4. Obtención de imágenes

El comando `EVSELECT` permite obtener imágenes en diferentes rangos de energía. Es necesario contar con una lista de eventos (filtrada o no) como parámetro de entrada. El comando se ejecuta de la forma:

```
>EVSELECT TABLE=filtered_MOS1clean_evt.fits XCOLUMN=X YCOLUMN=Y \
IMAGEBINNING=binSize XIMAGEBINSIZE=100 YIMAGEBINSIZE=100 \
WITHIMAGESET=true IMAGESET=image.fits \
EXPRESSION='CIRCLE(152.5,194.0,14.5,X,Y) && FLAG==0 && (PATTERN<=12) \
&& (PI IN [300:1200])'
```

El parámetro `TABLE` indica la lista de eventos de entrada, `WITHIMAGESET` indica que debe hacer una imagen (o una curva de luz), `IMAGESET` el nombre del archivo de salida, `XCOLUMN` indica la columna de eventos para el eje X, `YCOLUMN` la columna de eventos para el eje Y, `IMAGEBINNING` indica la forma en la que se realizará el agrupamiento (o binnedo), `XIMAGEBINSIZE` la cantidad de píxeles en X en la imagen de salida y `YIMAGEBINSIZE` la cantidad de píxeles en Y en la imagen de salida. El parámetro `EXPRESSION` sirve para agregar expresiones de filtrado, por ejemplo, para filtrar fotones con energía entre 300 y 1200 eV la expresión resulta `PI IN [300:1200]`, para especificar regiones `CIRCLE(152.5,194.0,14.5,X,Y)` (en este caso un círculo centrado en las coordenadas 152.5,194.0 y con radio 14.5). Además, pueden agregarse parámetros de filtrado de píxeles malos como `FLAG==0` o el tipo de patrón de detección de interés con `PATTERN<=12`.

Al poner en la expresión `FLAG==0` no se tomarán en cuenta los píxeles que han sido marcados como malos. Los patrones o `PATTERN` son valores relacionados con el número de píxeles en los CCDs que se han activado para un dado evento: a eventos de píxel simple le corresponden `PATTERN=0`, a eventos de píxel doble `PATTERN` entre [1:4], eventos triples y cuádruples `PATTERN` entre [5:12]. Aquellos eventos que tienen patrones diferentes a los anteriores tienen baja probabilidad de ser un evento correspondiente a un fotón de rayos X. Para mayor información sobre patrones pueden visitarse los sitios de Heasarc ⁸ y de XMM ⁹ correspondientes.

La calibración actual indica que el uso de patrones para las cámaras EPIC MOS y EPIC PN debe realizarse de la siguiente forma: `PATTERN <= 4` para PN y `PATTERN <= 12` para MOS1 y MOS2.

El comando `EVSELECT` tiene otros parámetros de entrada opcionales, los cuales pueden verse en la página dedicada al mismo ¹⁰.

5.2.5. Construcción de mosaicos

Para la generación de mosaicos utilizando las tres cámaras EPIC en un rango particular de energía se utilizó el script `XMMMOAIC.CSH` disponible en la página de la Universidad de Birmingham ¹¹.

Para la ejecución, en la línea de comandos debe escribirse una serie de parámetros en un determinado orden, como en el ejemplo que se muestra a continuación. Primero, una combinación de listas de eventos filtrados de de las cámaras EPIC, luego si se quiere realizar corrección por exposición se debe incluir el archivo “attitude” de la observación, se debe elegir

⁸<https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/xmm/sas/help/emevents/node4.html>

⁹https://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/xmm_user_support/documentation/uhb/epic_evgrades.html

¹⁰<https://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/sas/current/doc/evselect/index.html>

¹¹<http://www.sr.bham.ac.uk/xmm2/scripts.html>

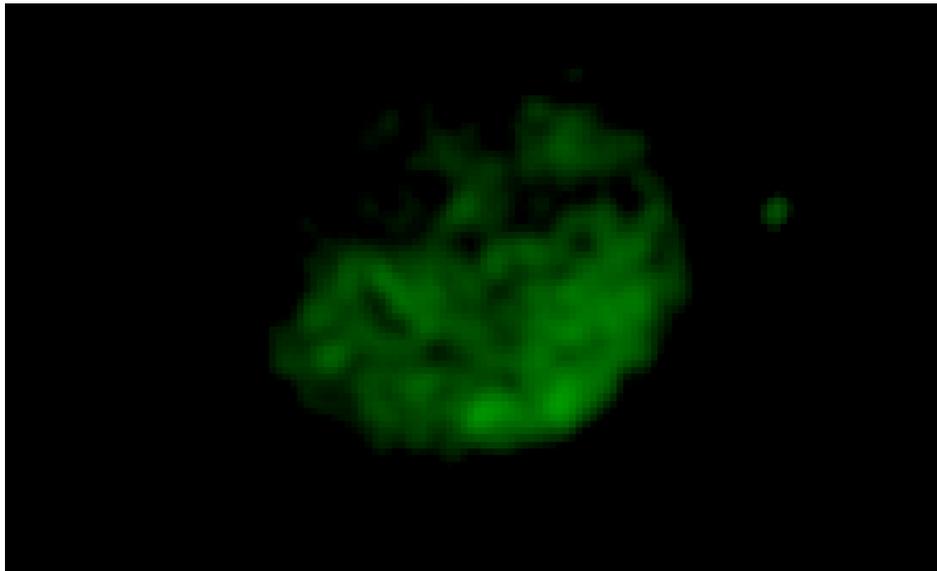


Figura 5.1. Mosaico del RSN G306.3-0.9 en el rango de energía 2100 a 2800 keV, correspondientes a la banda de S, construido a partir de los datos EPIC MOS1/2.

un bineado, e indicar la energía mínima y máxima, y el nombre del archivo de salida:

```
>./XMMOSAIC.1.CSH filtered_PNclean_evt.fits filtered_MOS1clean_evt.fits \
filtered_MOS2clean_evt.fits AttHk.ds 64 300 8000 salida_
```

El script utiliza la tarea EEXPMAP para construir mapas de exposición de cada cámara, y los aplica en la construcción de los mosaicos de las cámaras con el uso de la tarea EMOSAIC. En la Figura 5.1 puede verse un mosaico de G306.3-0.9 obtenido con un bineado espacial de 3.2 segundos de arco, en la banda de energía 2100 a 2800 eV correspondiente al S, este mosaico es una de las imágenes utilizadas en la construcción de los mapas de ancho equivalente para las bandas del S, Si y Fe mostrado en la Fig 7.7 Capítulo 7.

La tarea EEXPMAP construye mapas (llamados mapas de exposición) que contienen la eficiencia espacial del instrumento. Para construir estos mapas utiliza la información de los archivos CCF sobre la eficiencia cuántica espacial, los filtros de transmisión de los instrumentos y por el efecto de oscurecimiento o degradación de la imagen hacia los extremos de los espejos (llamado “vignetting”). La tarea EEXPMAP tiene como parámetros de entrada IMAGESET la lista de eventos filtrada de una cámara, ATTITUDESET el archivo “attitude”, PATTERN donde se indica el patrón correspondiente según la cámara, PIMIN la energía mínima y PIMAX energía máxima, entre otros. Un ejemplo de como debe ser la línea de comando para la ejecución de la tarea EEXMAP es:

```
>EEXPMAP IMAGESET=img.fits ATTITUDESET=attitude.fits EVENTSET=expmap.fits \
WITHDETCOORDS=no PATTERN=4 BADCLEAN=1 ATTREBIN=4.0 PIMIN=200 PIMAX=1200
```

La tarea EMOSAIC se utiliza para combinar imágenes en una única imagen mosaico. Como parámetro opcional de entrada acepta mapas de exposición de las imágenes y como resultado el mosaico estará corregido por exposición. Un ejemplo de ejecución de la tarea EMOSAIC es el siguiente:

```
>EMOSAIC IMAGESETS=pn_img mos1_img mos2_img MOSAICEDSET=mosaic.fits \
WITHEXPOSURE=yes EXPOSURESETS=pn_exp mos1_exp mos2_exp SAMPLING=point
```

En el parámetro IMAGESETS se incluyen la listas de eventos de cada cámara, con el parámetro MOSAICEDSET se indica el nombre del mosaico resultante, WITHEXPOSURE se utiliza para indicar si se quiere usar mapas de exposición, y de ser afirmativo deben indicarse con el parámetro EXPOSURESETS el conjunto de mapas de exposición.

A lo largo de esta tesis se han construido mosaicos combinando las diferentes cámaras y diferentes rangos de energía, haciendo uso para la combinación en energías la aplicación DS9. Este no fue el único método usado, se utilizó también una serie de scripts para la doble extracción de fondo y construcción de mosaicos con suavizado adaptativo que se menciona en los Capítulos 8 y 9.

5.2.6. Extracción de fuentes puntuales

A partir de una lista de eventos es posible realizar una búsqueda de fuentes puntuales ejecutando una serie de tareas específicas de SAS. El resultado de esta búsqueda es valioso, no solo por la información resultante de la posición de las fuentes en el campo (las cuales pueden ser analizadas por diversos motivos ej. búsqueda de un objeto central compacto), sino también para la extracción de los eventos correspondientes a estas fuentes puntuales que no representan emisión extendida y que sería deseable no tener en la producción de imágenes de calidad y fundamentalmente en el análisis espectral. En los Capítulos 8 y 9 se realizó dicha búsqueda utilizando el procedimiento descrito en la página web de XMM¹², el cual detallaré a continuación. En el ejemplo la búsqueda se realiza en una lista de eventos de MOS1, en el rango de energía 0.5 a 10 keV para una observación del RSN G309.2–0.6 (ID 0087940201). Estos pasos deben realizarse para las tres cámaras EPIC si la intención es eliminar la información de las listas de eventos o la producción de imágenes mosaicos.

1. Inicializar SAS y declarar las variables de entorno de acuerdo a los datos en uso (SAS_CCF, SAS_ODF):

```
> HEAINIT
> SASRUN
> SAS_ODF='/home/aesuarez/DatosR-X/G309.2-0.6_2001_v2'; \
EXPORT SAS_ODF
> SAS_CCF='/home/aesuarez/DatosR-X/G309.2-0.6_2001_v2/ccf.cif'; \
EXPORT SAS_CCF
```

2. Extraer una imagen de MOS1 en el rango de energía de 0.5 a 10 keV a partir de la lista de eventos filtrada (ver Figura 5.2).

```
> EVSELECT TABLE=MOS1espfilt.fit IMAGEBINNING='binSize' \
IMAGESET='mos1_image_full.fits' WITHIMAGESET=yes XCOLUMN='X' \
YCOLUMN='Y' XIMAGEBINSIZE=80 YIMAGEBINSIZE=80 \
EXPRESSION='XMMEA_EM && (PI IN [500:10000]) \
&& (PATTERN IN [0:12]) \
&& GTI(P0087940201M1S001-GTI.FIT, TIME)'
```

¹²<https://www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton/sas-thread-src-find-stepbystep>

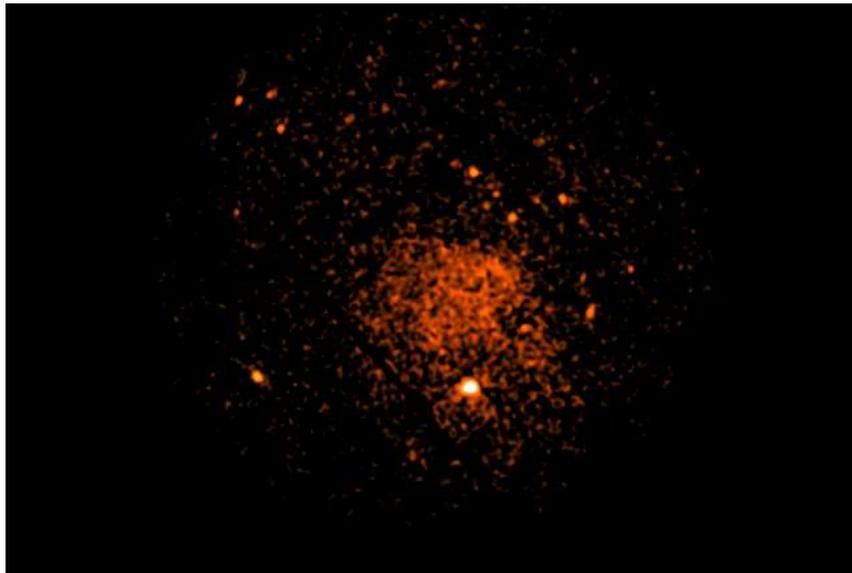


Figura 5.2. Imagen del RSN G309.2-0.6 en el rango de energía 0.5 a 10 keV, obtenida a partir de la lista de eventos filtrada de la cámara EPIC MOS1.

3. Construir un mapa de exposición (ver Figura 5.3):

```
>EEXPMAP ATTITUDESET=0315_0087940201_AttHk.ds EVENTSET=MOS1espfilt.fit \  
IMAGESET=mos1_image_full.fits EXPIMAGESET=MOS1_expmap.ds PIMIN='500' \  
PIMAX='10000'
```

4. Construir un mapa de detección. En este mapa se enmascaran las áreas del campo de visión donde no se realizará detección de fuentes (ver Figura 5.4):

```
>EMASK EXPIMAGESET=MOS1_expmap.ds THRESHOLD1=0.25 \  
DETMASKSET=MOS1_mask.ds
```

El parámetro THRESHOLD1 indica el valor máximo que puede tomar la fracción de exposición para un píxel enmascarado. En este caso todos los píxeles cuyo valor de exposición es menor que 0.25 tendrán valor 0 en la máscara y por consiguiente serán excluidos del área donde se realizará la detección de fuentes.

5. Realizar una detección de fuentes con la tarea EBOXDETECT¹³, utilizando fondo estimado localmente:

```
>EBOXDETECT USEMAP=no LIKEMIN=8 WITHDETMASK=yes \  
DETMASKSETS=MOS1_mask.ds IMAGESETS=mos1_image_full.fits \  
EXPIMAGESETS=MOS1_expmap.ds PIMIN=500 PIMAX=10000 \  
BOXLISTSET=eboxlist_local_MOS1.fits
```

6. Construir un mapa de fondo enmascarando las fuentes detectadas en el paso anterior a partir de la tarea ESPLINEMAP¹⁴ (ver Figura 5.5):

```
>ESPLINEMAP BKGIMAGESET=MOS1_bkg.ds SCUT=0.005 \  
IMAGESET=mos1_image_full.fits NSPLINENODES=16 WITHDETMASK=yes \  

```

¹³<https://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/sas/current/doc/eboxdetect/node3.html>

¹⁴<http://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/sas/current/doc/esplinemap/>

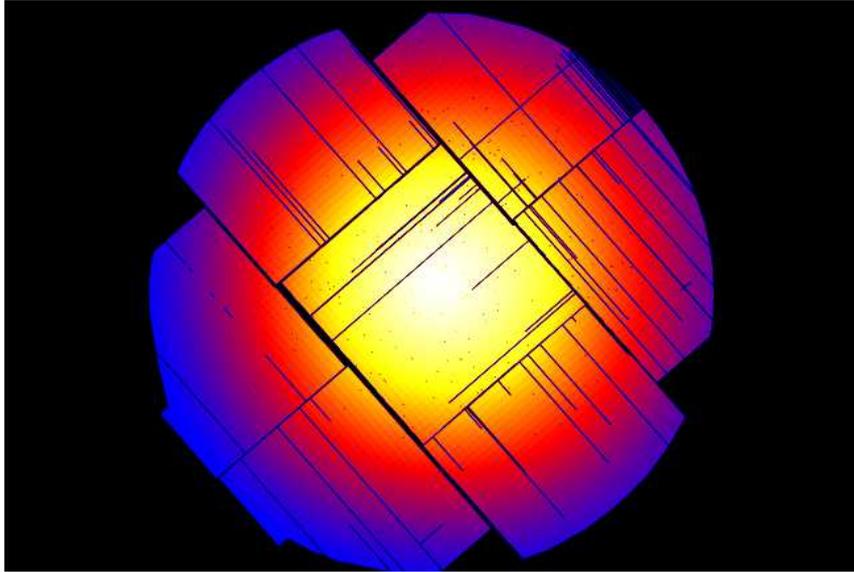


Figura 5.3. Mapa de exposición para la observación del RSN G309.2-0.6 en el rango de energía 0.5 a 10 keV, construido a partir de la lista de eventos filtrada de la cámara EPIC MOS1.

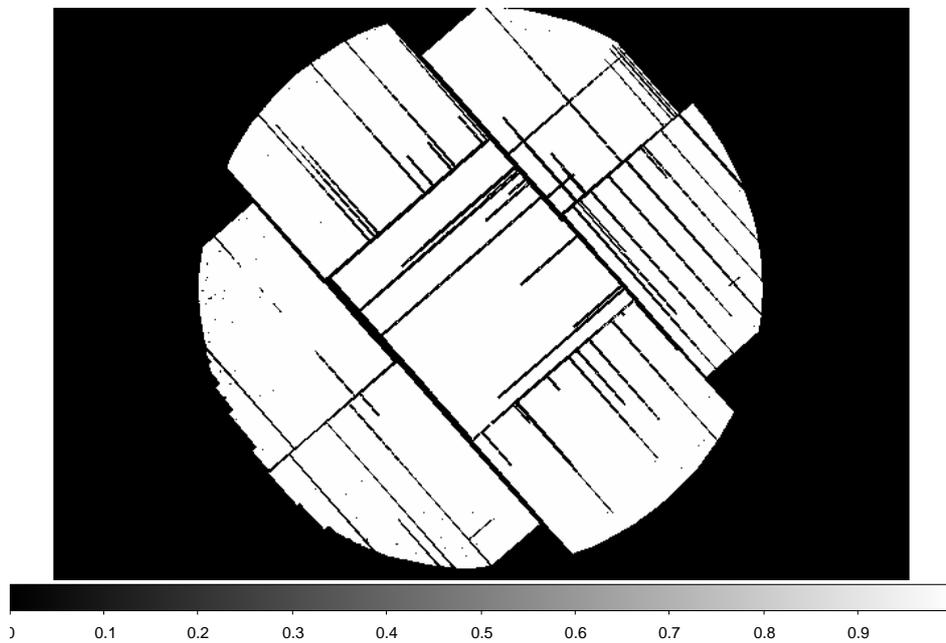


Figura 5.4. Máscara para la cámara EPIC MOS1, realizada a partir de el mapa de exposición de la observación del RSN G309.2-0.6 en el rango de energía 0.5 a 10 keV.

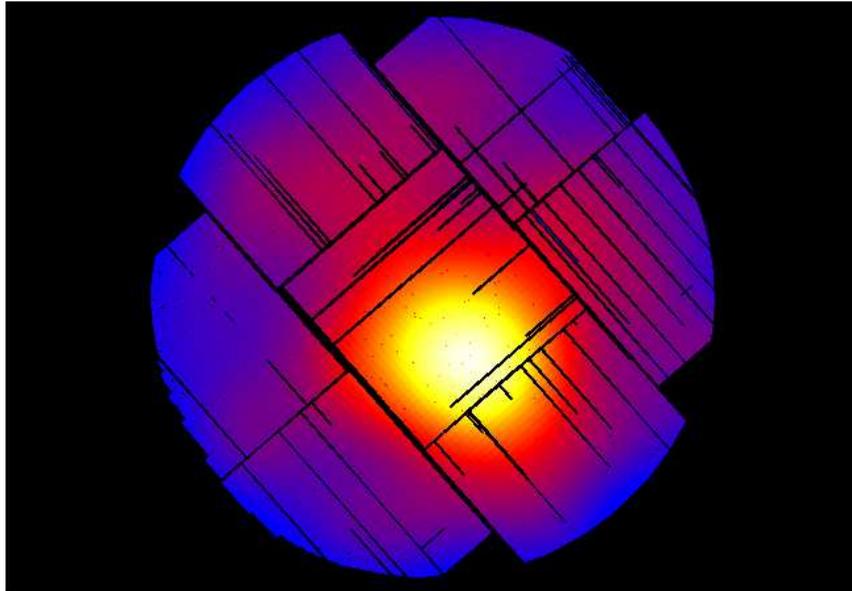


Figura 5.5. Fondo para la cámara EPIC MOS1, realizada a partir del enmascarado de las fuentes puntuales resultantes de la tarea `eboxdetect`.

```
DETMASKSET=MOS1_mask.ds WITHEXPIMAGE=yes \  
EXPIMAGESET=MOS1_expmap.ds BOXLISTSET=eboxlist_local_MOS1.fits
```

7. Ejecutar nuevamente la detección de fuentes con `EBOXDETECT`, pero utilizando el mapa de fondo obtenido en el paso anterior:

```
>EBOXDETECT USEMAP=yes BKGIMAGESETS=MOS1_bkg.ds LIKEMIN=8 \  
WITHDETMASK=yes DETMASKSETS=MOS1_mask.ds \  
IMAGESETS=mos1_image_full.fits EXPIMAGESETS=MOS1_expmap.ds\  
PIMIN=500 PIMAX=10000 BOXLISTSET=eboxlist_map_MOS1.fits
```

8. Realizar con la tarea `EMLDETECT`¹⁵ un ajuste de máxima verosimilitud en las fuentes detectadas para optimizar el centrado de las fuentes y determinar la extensión de la fuente ajustando la PSF localmente:

```
>EMLDETECT IMAGESETS=mos1_image_full.fits \  
EXPIMAGESETS=MOS1_expmap.ds BKGIMAGESETS=MOS1_bkg.ds \  
BOXLISTSET=eboxlist_map_MOS1.fits ECF=2.0 \  
MLLISTSET=emllist_MOS1.fits MLMIN=10 DETERMINEERRORS=yes
```

9. Construir un mapa de sensibilidad con la tarea `ESENSMAP`¹⁶, es decir, un mapa en el que se indique el límite superior de detección píxel por píxel (ver Figura 5.6):

```
>ESENSMAP EXPIMAGESETS=MOS1_expmap.ds BKGIMAGESETS=MOS1_bkg.ds \  
DETMASKSETS=MOS1_mask.ds MLMIN=10 SENSIMAGESET=MOS1_sens_map.fits
```

10. Desplegar en DS9 la detección resultante (ver Figura 5.7). De esta manera, pueden guardarse las regiones detectadas por ejemplo para luego extraer de la lista de eventos.

¹⁵<https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/xmm/sas/help/emldetect/node3.html>

¹⁶<https://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/sas/current/doc/esensmap/node3.html>

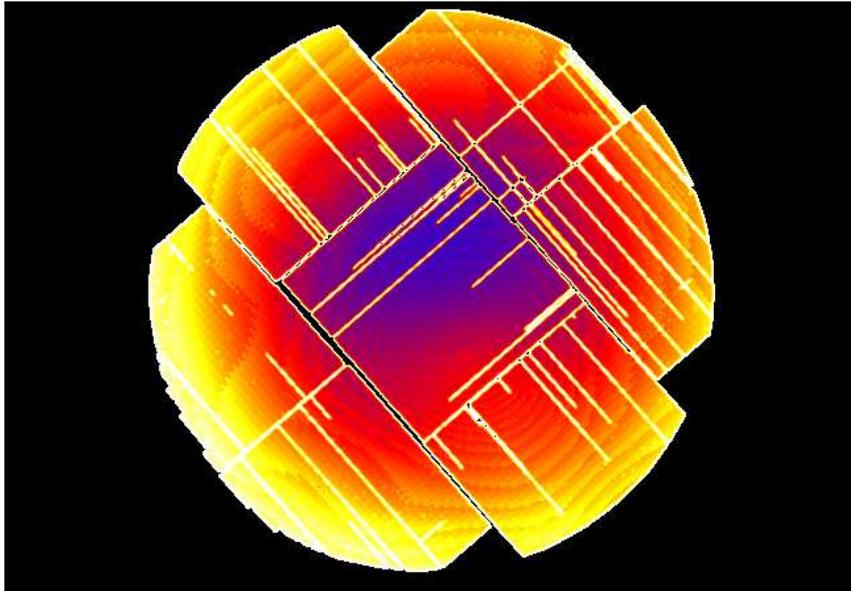


Figura 5.6. Mapa de sensibilidad para la cámara EPIC MOS1.

```
>SRCDISPLAY BOXLISTSET=emllist_MOS1.fits IMAGESET=mos1_image_full.fits \
SOURCERADIUS=0.01
```

5.2.7. Doble extracción de fondo

Los datos pueden ser filtrados por contaminación por rayos X y partículas del fondo con el fin de obtener imágenes de mejor calidad. Para esto se utilizan los archivos de *Filter Wheel Closed* (FWC) y *Blank Sky* disponibles en las páginas web de XMM-ESAC¹⁷¹⁸ (ver Apéndice A) y se sigue el procedimiento descrito por Miceli et al. (2017), el cual comprende de los siguientes pasos generales:

1. se filtran los datos utilizando la tarea ESPFILT;
2. se realiza una búsqueda de fuentes puntuales, las fuentes resultantes deben ser extraídas de las listas de eventos, de los archivos FWC y Blank Sky, con el radio que corresponda al tamaño de la fuente.
3. se utiliza un script para extraer (a partir de tareas de SAS) de la lista de eventos el fondo utilizando el archivo correspondiente a FWC.
4. se utiliza un script para extraer (a partir de tareas de SAS) de la lista de eventos el fondo utilizando el archivo correspondiente a Blank Sky.
5. se construye un mosaico a partir un script que combina las imágenes con EMOSAIC y realiza un suavizado adaptativo utilizando la tarea ASMOOTH¹⁹.

Las imágenes resultantes están corregidas por exposición y *vignetting*. Este procedimiento puede realizarse en diferentes rangos de energía y luego desplegar dicha información en conjunto utilizando el software DS9. Ejemplos de este procedimiento pueden verse en los Capítulos 8 y 9.

¹⁷<https://www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton/filter-closed>

¹⁸http://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/xmm_calibration/background/bs_repository/blanksky_all.html

¹⁹<https://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/sas/current/doc/asmoth/node3.html>

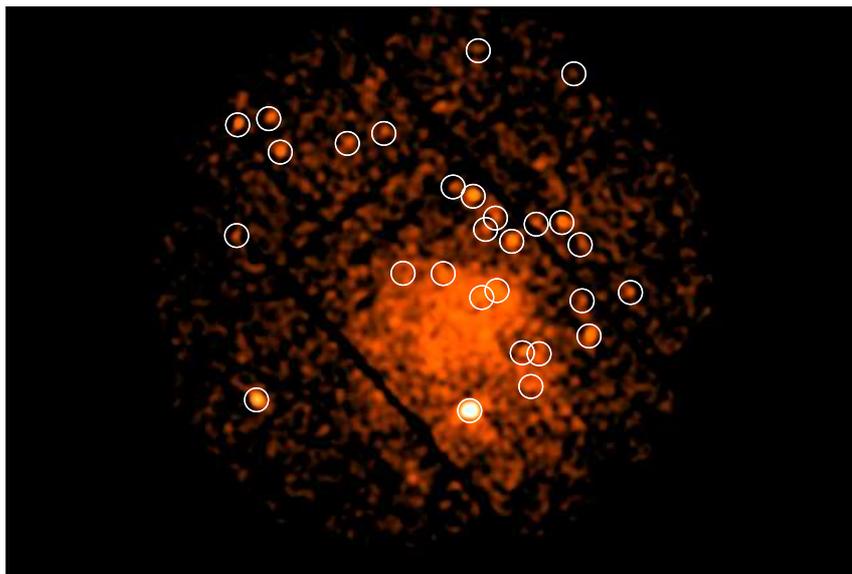


Figura 5.7. Fuentes detectadas en la cámara EPIC MOS1 para la observación de G309.2-0.6 en el rango de energía de 0.5 a 10 keV.

5.2.8. Análisis espectral de rayos X

5.2.8.1. Selección de regiones

Con el fin de obtener información acerca de los parámetros físicos y químicos de una fuente emisora de rayos X es necesario hacer un análisis espectral. Como nuestro estudio está enfocado en fuentes extendidas difusas resulta de interés obtener espectros de diferentes regiones donde se observa emisión y estudiar si hay variaciones en los parámetros. Hay diferentes criterios para seleccionar regiones de extracción de espectros: se puede seleccionar regiones de acuerdo a las anisotropías observadas de forma directa en las imágenes de rayos X del objeto, se pueden utilizar mapas de energía media para identificar regiones donde hay variaciones marcadas en la energía (ver Sección 6.4.2 sobre el análisis de G332.5-5.6), o se puede utilizar la superposición de la emisión X con observaciones realizadas en otras frecuencias, por ejemplo utilizar contornos en radio, para ver las diferencias en la emisión X (si existieran) donde hay diferentes niveles de emisión en radio (por ejemplo la selección de regiones en el análisis de G309.2-0.6 Capítulo 9).

La selección de imágenes en esta tesis se hizo utilizando la aplicación DS9, se carga una imagen (o mapa de energía media, o combinación de imagen más contorno), y se utiliza la opción región para seleccionar una región sobre la imagen. Para la extracción de espectros las regiones deben ser guardadas en formato CIAO-Físicas. En las Figura 5.8 se muestran dos capturas de pantallas de la aplicación DS9. En la figura de la izquierda se indican las regiones seleccionadas para el análisis de G309.2-0.6 en color blanco (las cuales fueron posteriormente descartadas). La región pequeña que se superpone con la región central y que muestra una línea roja en diagonal es una región que no será tomada en cuenta en la extracción de espectros. En este caso, se realizó este tipo de selección de región por la presencia de una fuente puntual entre la emisión difusa, lo cual puede afectar los valores que se obtienen en el análisis espectral. El procedimiento para ello fue tomar una región que contenga la fuente puntual, mantenerla seleccionada y dentro de las opciones de DS9 seguir la secuencia de pasos Region-Propiedades-Excluir. De esta manera, la región pasa a tener la propiedad “excluir” y en la extracción de espectros los eventos que estén contenidos en tal región no

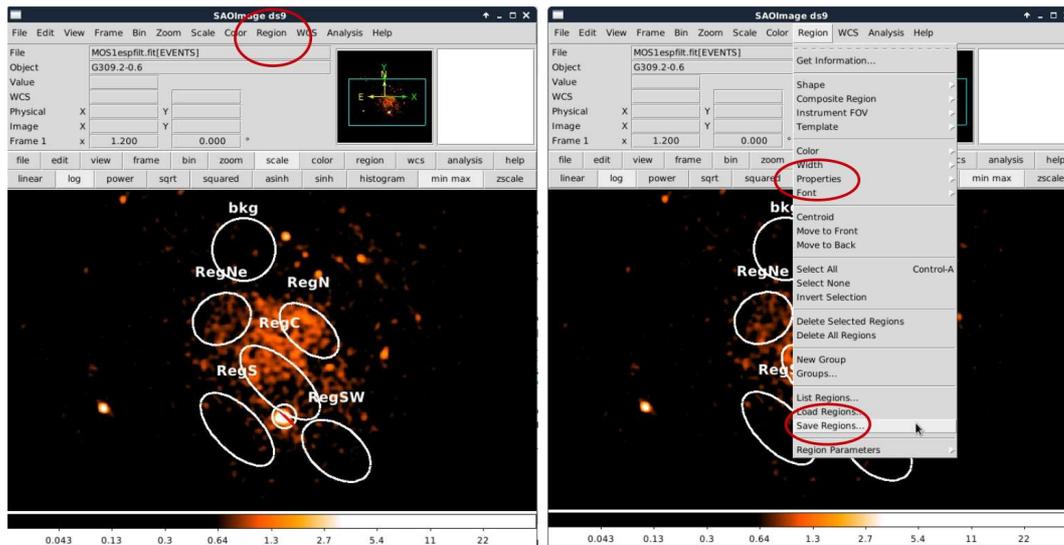


Figura 5.8. *Izquierda:* Captura de pantalla de DS9 con selección de regiones. *Derecha:* Captura de pantalla de DS9, en rojo se marcan las opciones para seleccionar propiedades de regiones y para guardar regiones.

serán considerados. En la figura de la derecha de Fig. 5.8 se destacan con una elipse roja las opciones para guardar y propiedades. Las regiones deben ser guardadas en forma individual.

En conjunto con las regiones seleccionadas que se corresponden con la emisión difusa de la fuente es necesario seleccionar una región en la cual no sea apreciable la emisión del objeto de estudio. Esto se debe a que en el proceso de extracción de espectros se obtendrán espectros de fuente y fondo. En la captura de pantalla mostrada a la izquierda de la Figura 5.8 puede verse una región de fondo con la etiqueta “bkg”.

5.2.8.2. Extracción de espectros

Una vez seleccionadas las regiones, la extracción de espectros se realiza con el procedimiento descrito en la página de XMM-SAS²⁰. En este caso, está descrita la extracción para un espectro MOS de una fuente puntual, el procedimiento es el mismo para una fuente extendida, y similar para datos de EPIC PN²¹.

En el ejemplo se detallará la extracción de un espectro para la región norte (Reg N, ver el panel de la derecha en Fig 9.1) del RSN G309.2–0.6, la región para extracción de espectro fuente y fondo puede verse en la Figura 5.9. Los pasos para la extracción de los espectros son los siguientes:

1. Inicializar heasoft, SAS y declarar variables de entorno.
2. Extraer espectro de la fuente utilizando la expresión de selección para la región y restringiendo los patrones a los correspondientes para la cámara MOS1. En el parámetro de entrada “table” indicamos la lista de eventos de la cámara MOS1, idealmente esta lista de eventos debe haber sido filtrada previamente por ejemplo con la tarea ESPFILT y adicionalmente también pueden haber sido removidas las fuentes puntuales encontradas en la detección de fuentes puntuales del campo.

```
>EVSELECT TABLE=MOS1espfilt.fits WITHSPECTRUMSET=yes \
```

²⁰<https://www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton/sas-thread-mos-spectrum>

²¹<https://www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton/sas-thread-pn-spectrum>

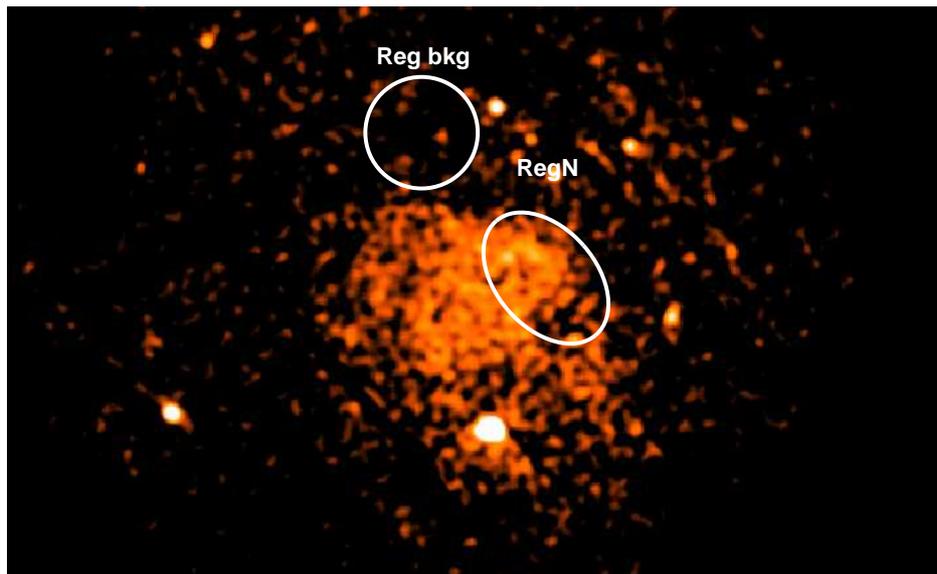


Figura 5.9. Regiones para extracción de espectro fuente (RegN) y fondo (Reg bkg) del RSN G309.2-0.6.

```
SPECTRUMSET=MOSsource_spectrum.fits ENERGYCOLUMN=PI \
SPECTRALBINSIZE=5 WITHSPECRANGES=yes SPECCHANNELMIN=0 \
SPECCHANNELMAX=11999 EXPRESSION='XMMEA_EM && \
(PATTERN<=12) \
&& ((X,Y) IN ELLIPSE(29244.6,26438.49,3146.74,1604.656,329.29761))'
```

Notar que la tarea utilizada es EVSELECT, con los parámetros mencionados anteriormente, pero con algunos nuevos parámetros adicionales, diferentes a los que se usaron en la obtención de imágenes, por ejemplo en el parámetro WITHSPECTRUMSET se indica que se extraerá un espectro, en SPECTRUMSET se indica el nombre del archivo de salida y en los parámetros SPECCHANNELMIN y SPECCHANNELMAX se indican los canales de energía mínimo y máximo para el espectro resultante.

3. Extraer un espectro del fondo.

```
>EVSELECT TABLE=MOS1espfilt.fits WITHSPECTRUMSET=yes \
SPECTRUMSET=MOSbackground_spectrum.fits ENERGYCOLUMN=PI \
SPECTRALBINSIZE=5 WITHSPECRANGES=yes SPECCHANNELMIN=0 \
SPECCHANNELMAX=11999 EXPRESSION='XMMEA_EM && \
(PATTERN<=12) && ((X,Y) IN CIRCLE(20724.645,39894.626,2167.8))'
```

4. Calcular el área de las regiones fuente y fondo para hacer los archivos de espectros utilizando la tarea BACKSCALE²². El área se escribe en el header de la tabla espectral y se la identifica con la palabra “BACKSCAL”.

```
>BACKSCALE SPECTRUMSET=MOSsource_spectrum.fits \
BADPIXLOCATION=MOSclean.fits
```

²²<https://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/sas/current/doc/backscale/node3.html>

```
>BACKSCALE SPECTRUMSET=MOSbackground_spectrum.fits \
BADPIXLOCATION=MOSclean.fits
```

5. Generar la matriz de redistribución o respuesta (*Redistribution Matrix- RMF*) utilizando la tarea RMFGEN.

```
>RMFGEN SPECTRUMSET=MOSsource_spectrum.fits RMFSET=MOS.rmf
```

La matriz de redistribución contiene información relacionada con el comportamiento del detector ante los fotones que arriban en el mismo, en este caso los CCDs de la cámara EPIC MOS1. La respuesta de un instrumento es una función (función de respuesta, $R(I,E)$) que es proporcional a la probabilidad de que un fotón de energía E sea detectado en un canal I del instrumento. Es una función continua de la energía E y se la convierte a un función discreta por la tarea que construye la matriz de redistribución (rmfgen en el caso de SAS).

6. Generar una matriz de respuesta (*Ancillary Response File - ARF*) utilizando la tarea ARFGEN²³. En el caso de usar de fuentes extendidas debe usarse el parámetro EXTENDEDSSOURCE con valor “yes”.

```
>ARFGEN SPECTRUMSET=MOSsource_spectrum.fits ARFSET=MOS.arf \
WITHRMFSET=YES RMFSET=MOS.rmf BADPIXLOCATION=MOSclean.fits \
DETMATYPE=psf EXTENDEDSSOURCE=yes
```

La matriz ARF contiene información relacionada con el área efectiva del instrumento. Como vimos en el capítulo anterior el área efectiva es dependiente de la energía y cada tipo de cámara EPIC (MOS o PN) tiene un área efectiva distinta.

Las matrices RMF y ARF que contienen la información del detector son diferentes para cada región y deben ser obtenidas para cada uno de las regiones espectrales a analizar. Son requeridas por el paquete utilizado para el análisis de espectros al momento de la carga de los mismos.

Información adicional correspondiente al estado de calibración y análisis de datos de EPIC, junto con información sobre las matrices RMF y ARF puede encontrarse en el documento “EPIC Status of Calibration and Data Analysis” disponible en la página web XMM-SAS, las bases para la confección de ese documento son Turner et al. (2001) y Strüder et al. (2001).

7. Por último se puede rebinear el espectro y agrupar los archivos asociados, es decir pedir un mínimo de cuentas por canal, haciendo uso de la tarea SPECGROUP²⁴. Esto puede ser útil cuando la cantidad de fotones es baja.

```
>SPECGROUP SPECTRUMSET=MOSsource_spectrum.fits MINCOUNTS=2 \
OVERSAMPLE=3 RMFSET=MOS.rmf ARFSET=MOS.arf \
BACKGNDSET=MOSbackground_spectrum.fits \
GROUPEDSET=MOS_spectrum_grp.fits
```

8. Luego de estos pasos se procede al modelado del espectro MOS_spectrum_grp.fits. En la Figura 5.10 puede verse el espectro fuente resultante.

²³<http://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/sas/current/doc/arfgen/node14.html>

²⁴<https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/xmm/sas/help/specgroup/node3.html>

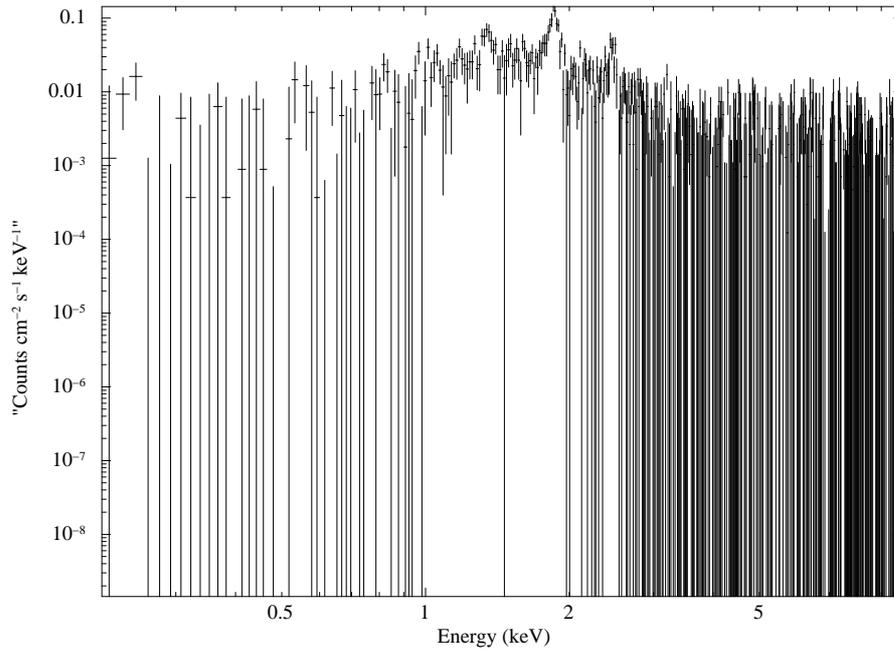


Figura 5.10. Espectro de la RegN del RSN G309.2-0.6 con el fondo (Reg bkg) sustraído, el cual fue extraído de los datos correspondientes a la cámara MOS1.

5.2.8.3. Principios básicos del ajuste espectral

Cuando extraemos el espectro de una fuente en realidad lo que obtenemos es un número de cuentas o fotones (C) dentro de un canal (I) específico del instrumento. Este “espectro observado” está relacionado con el espectro real de la fuente $f(E)$ mediante la relación:

$$\int_0^{\infty} f(E)R(I, E)dE \quad (5.1)$$

Donde $R(I,E)$ es, como vimos anteriormente, la función de respuesta instrumental. Si quisieramos encontrar el espectro real de la fuente tendríamos que invertir esta ecuación y de esta manera obtener una $f(E)$ para un determinado conjunto de $C(I)$. Esto no es posible en general, los resultados suelen no ser únicos (varias funciones lo satisfacen) e inestables ante pequeños cambios en $C(I)$. El método alternativo, que representa el método estándar en el análisis de espectros de rayos-X, es *forward fitting*. Este método está comprendido por una serie de pasos:

- se elige un modelo espectral $f(E)$ que dependa de una serie de parámetros (es decir, $f(E, p_1, p_2, \dots)$);
- se multiplica el resultado por la matriz de respuesta del instrumental;
- para el modelo elegido de $f(E)$ se calcula una espectro de cuentas (predicción del espectro $C_p(I)$) y se lo compara con los datos observados;
- se realiza un test estadístico sobre la comparación y se utiliza el resultado para juzgar si el espectro modelo ajusta a los datos obtenidos por el instrumento;
- se modifican los parámetros en el modelo de espectro y se repiten los pasos hasta que se obtiene un mejor ajuste. Los valores obtenidos se conocen como “parámetros del mejor

ajuste”. El espectro modelo, que tiene estos parámetros, es considerado como el “mejor modelo de ajuste” ($f_b(E)$).

El test más utilizado para determinar cual es el mejor modelo de ajuste es el test χ^2 , definido por:

$$\chi^2 = \sum (C(I) - C_p(I))^2 / (\sigma(I))^2 \quad (5.2)$$

donde $\sigma(I)$ es el error para el canal I, el cual es generalmente desconocido pero es estimado por $\sqrt{C(I)}$.

Una vez obtenido el “mejor ajuste” uno debe analizar que tan confiable es la representación del modelo $f_b(E)$ de las cuentas observadas $C(I)$, para ello se utiliza lo que se conoce como la “bondad del ajuste” del modelo. El test de χ^2 ofrece un criterio de comparación para un dado número de grados de libertad (ν , el cual es calculado a partir de la diferencia del número de canales y el número de parámetros) y un cierto nivel de confianza. Si el valor de χ^2 excede el valor crítico (el cual está tabulado en muchos textos estadísticos) se puede concluir que $f_b(E)$ no es un modelo adecuado para $C(I)$. Por lo general, no se utiliza el valor de χ^2 sino el valor de “ χ^2 reducido” (χ^2/ν) y se busca que tome un valor aproximadamente igual a 1. Un valor de χ^2 mucho más grande que 1 indica que el ajuste no es bueno, y un valor mucho menor que 1 indica que los errores en los datos han sido sobreestimados. Aunque se logre conseguir un valor de χ^2 reducido que sea aceptable para el modelo, este no necesariamente será el único modelo que mejor ajuste a los datos, uno podría encontrar muchos otros modelos para los cuales se consiga un “buen ajuste” y queda al criterio del científico elegir cual de ellos utilizará como representación de los datos. (La información contenida en esta sección fue obtenida del la guía para el análisis de espectros con Xspec, “Xspec - An X-ray Spectral Fitting Package”; Arnaud 1996; Arnaud et al. 1999).

Hay varios programas para realizar ajustes espectrales en rayos X como por ejemplo:

- XSPEC, es uno de los paquetes que conforman HEASoft y dispone de una gran variedad de modelos para ajustar espectros (Arnaud, 1996);
- Sherpa, es parte del software de reducción de datos de Chandra CIAO (Freeman et al., 2011);
- Spex, es un programa de ajustes espectral especializado en modelos de plamas colisionales y espectroscopía de alta resolución (Kaastra et al., 1996);
- ISIS programado por el grupo HETG, que trabaja en Chandra, del MIT (Houck, 2002).

Los análisis espectrales en esta tesis se realizaron utilizando el paquete XSPEC. Para ajustar un espectro en XSPEC es necesario cargar los espectros de la fuente y fondo, las matrices de respuesta (RMF y ARF) y elegir un modelo para luego ajustar con los comandos correspondientes.

Los modelos de espectros de rayos X suelen construirse a partir de varias componentes individuales. Estas componentes son de dos tipos básicos: aditivas (una componente de emisión, por ejemplo un cuerpo negro, una línea, etc.) y multiplicativas (aquellas que modifican el espectro, por ejemplo una componente de absorción). Un modelo en general puede ser expresado de la siguiente forma:

$$Model = M_1 * M_2(A_1 + A_2 + M_3 * A_3) + A_4 \quad (5.3)$$

Entre los modelos básicos aditivos de emisión se encuentran: cuerpo negro, bremsstrahlung térmico, ley de potencias, plasma colisional y modelos Gaussianos o Lorentzianos de líneas. Y,

entre los modelos multiplicativos se encuentran: modelos de absorción fotoeléctrico debido a nuestra galaxia y modelos de absorción fotoeléctrica debido a material ionizado, entre otros. Hay también modelos de emisión más específicos como para discos de acreción, plasmas comptonizados, etc.

Los modelos aditivos más utilizados en los trabajos realizados en esta tesis son:

- **APEC**: modelo de espectro de emisión de un gas difuso colisionalmente ionizado, calculado a partir de la base de datos de AtomDB²⁵. Los parámetros del modelo son los siguientes:
 - par1: temperatura del plasma (keV);
 - par2: abundancias de metales. Los elementos incluidos son C, N, O, Ne, Mg, Al, Si, S, Ar, Ca, Fe y Ni;
 - par3: Redshift, z ;
 - normalización: definida como $10^{-14}/4\pi D^2 \times \int n_H n_e dV$, donde D es la distancia en [cm], n_H es la densidad de hidrógeno [cm^{-3}], n_e es la densidad de electrones [cm^{-3}], y V es el volumen [cm^3].
- **vappec**: modela el mismo tipo de plasma que **apec**, pero en este caso las abundancias de los elementos están consideradas como parámetros individuales. Parámetros del 2 al 14 son las abundancias de He, C, N, O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca, Fe y Ni respectivamente, con respecto a las abundancias solares
- **nei**: modelo de plasma colisional fuera del equilibrio de ionización. Este modelo asume una temperatura constante y un único parámetro de ionización. (Borkowski et al., 1994, 2001; Hamilton et al., 1983; Liedahl et al., 1995, las referencias de este modelo pueden encontrarse bajo la descripción del modelo “equil”). Los parámetros de este modelo son:
 - par1: temperatura del plasma (keV);
 - par2: abundancias de metales. Se incluyen las abundancias de los elementos C, N, O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca, Fe y Ni;
 - par3: escala de ionización temporal en unidades de s/cm^3 ;
 - par4: redshift;
 - normalización: definida como en el modelo anterior.
- **vnei**: modela el mismo tipo de plasma que **nei**, pero en este caso las abundancias de los elementos están consideradas como parámetros individuales. Parámetros del 3 al 14 son las abundancias de He, C, N, O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca, Fe y Ni respectivamente, con respecto a las abundancias solares
- **pshock**: modelo de plasma chocado plano-paralelo de temperatura constante (Borkowski et al., 1994, 2001; Hamilton et al., 1983; Liedahl et al., 1995, las referencias de este modelo pueden encontrarse bajo la descripción del modelo “equil”). Los parámetros para este modelo son:
 - par1: temperatura del plasma (keV);
 - par2: abundancias de metales. Los elementos incluidos son C, N, O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca, Fe y Ni;

²⁵<http://atomdb.org/>

- par3: límite inferior de la escala de ionización temporal en unidades de s/cm^3 ;
 - par4: límite superior de la escala de ionización temporal en unidades de s/cm^3 ;
 - par5: redshift;
 - normalización: definida como en el modelo anterior.
- **vps shock**: modela el mismo tipo de plasma que **p shock**, pero en este caso las abundancias de los elementos están consideradas como parámetros individuales. Parámetros del 3 al 31 son las abundancias de He, C, N, O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca, Fe y Ni respectivamente, con respecto a las abundancias solares

Los modelos multiplicativos más utilizados en los trabajos realizados en esta tesis son:

- **phabs**: modelo de absorción fotoeléctrico (Balucinska-Church & McCammon, 1992). Con los parámetros:
 - par1: n_H densidad columnar de hidrógeno (en unidades de 10^{22} átomos cm^{-2});
 - par2: redshift.
- **tbabs** modelo de absorción del MIE de Tuebingen-Boulder (Wilms et al., 2000). El único parámetro en este modelo es la densidad columnar de hidrógeno n_H (en unidades de 10^{22} átomos cm^{-2});

Una vez iniciado heasoft y XSPEC, los datos espectrales son cargados a partir del comando DATA, con el comando IGNORE pueden ignorarse canales de energía (esto es útil cuando hay canales en los cuales el ruido está por encima de la señal), los modelos se cargan con el comando MODEL (por ejemplo model phabs*vnei), con el comando FIT se realiza el ajuste del espectro, con el comando THAW se pueden liberar parámetros, y con el comando FREEZE fijarlos a un determinado valor. Con estas herramientas se procede en el análisis espectral utilizando el método *forward fitting* mencionado anteriormente.

5.3. Procesamiento de datos de Chandra

5.3.1. Preparación de los datos de Chandra

Para el análisis de datos de Chandra es necesario contar con el software CIAO (*Chandra Interactive Analysis of Observations*) y los archivos de calibración contenidos en la base de datos CALDB (*Calibration Database*), disponibles en la página web de CIAO²⁶. Las observaciones de Chandra pueden descargarse de la base de datos de Chandra (*Chandra Data Archive*)²⁷.

Los datos de Chandra suelen ser clasificados en diferentes “niveles” de procesamiento, los datos “crudos” o de telemetría representan el “Nivel 0” y cuando son convertidos a archivos fits pasan a ser de “Nivel 1”, este procesamiento no lo hace un usuario común. Los archivos de “Nivel 1” pueden tener incluidos efectos del detector como, eventos falsos (ej, píxeles afectados por flarings), “bad grades” (se le llama a los píxeles afectados por rayos cósmicos) y/o posiciones, tiempos, o energía no corregidos. Una vez hechas estas correcciones/filtrado los datos pasan a ser de “Nivel 2”. Finalmente, estos datos pueden ser utilizados para la extracción de productos científicos.

²⁶<http://cxc.harvard.edu/ciao4.9/download/>

²⁷<http://cda.harvard.edu/chaser/>

5. Reducción de datos de rayos X

El script `CHANDRA_REPRO`²⁸ se utiliza para procesar los datos de “Nivel 1” y convertirlos en datos de “Nivel 2”. Realiza entre otros: la conversión de la información de la ganancia en el detector (PHA/PI donde PHA es la altura del pulso en cada píxel del CCD, se usa para describir la carga, y PI es un valor que se relaciona con la energía del pulso detectado), correcciones CTI (*charge transfer inefficiency*), construir archivos de píxeles “malos”, realiza procedimientos para detectar impactos de rayos cósmicos y verifica si hay lecturas erróneas de los datos, entre otros.

Una vez que se procesan los datos con este script la lista de eventos resultante puede ser utilizada para la obtención de imágenes, curvas de luz y espectros, entre otros productos científicos.

5.3.2. Extracción de imágenes

Utilizando la tarea `DMCOPY`²⁹ es posible filtrar y binar tanto tablas como imágenes.

Un ejemplo de uso de esta tarea para la obtención de una imagen, filtrando el rango de energía entre 500 y 7000 eV es:

```
DMCOPY 'evts.fits[energy=500:7000][IMAGE]' imagen.fits
```

Esta tarea permite también filtrar listas de eventos, en este caso utilizando la misma sentencia pero no especificando `IMAGE` como parámetro podemos obtener una lista de eventos filtrada en energía:

```
DMCOPY 'evts.fits[energy=500:7000]' imagen.fits
```

²⁸http://cxc.harvard.edu/ciao/ahelp/chandra_repro.html

²⁹<http://cxc.harvard.edu/ciao/ahelp/dmcopy.html>

Capítulo 6

Caracterización de la emisión X de la región central del RSN G332.5-5.6

6.1. Prefacio

Este capítulo está basado en el artículo “*An X-ray characterization of the central region of the supernova remnant G332.5–5.6*”, realizado por A. E. Suárez, J. A. Combi, J. F. Albacete-Colombo, S. Paron, F. García y M. Miceli, y publicado en *Astronomy & Astrophysics* (2015).

6.2. Introducción

El remanente de supernova G332.5-5.6 se encuentra ubicado al sur del plano galáctico en una latitud intermedia, sus coordenadas galácticas son $(l, b) = (332.5^\circ, -5.6^\circ)$. Es un objeto particularmente interesante por la inusual apariencia tipo tridente que exhibe en frecuencias de radio (Reynoso & Green, 2007; Stupar et al., 2007). En la Figura 6.1 puede verse en el panel izquierdo una imagen en longitudes de radio de Stupar et al. (2007) y en el panel derecho una imagen en rayos X con contornos de radio superpuestos de Reynoso & Green (2007). Su emisión en radio está compuesta por dos estructuras externas elongadas casi paralelas y una región central peculiar, orientada en la dirección NW-SE. Previamente se ha encontrado que esta morfología en radio tiene una fuerte correlación espacial con emisión en longitudes de rayos X, detectada por *ROSAT*, en el rango 0.1 a 1.2 keV (Reynoso & Green, 2007). Dadas sus características espectrales este remanente pertenece a la categoría inusual de remanentes térmicos compuestos. Entre los remanentes conocidos solo se ha observado a G332.5–5.6 y a G291.0–0.1 (Slane et al., 2012; Whiteoak & Green, 1996) con esta morfología tipo tridente.

Reynoso & Green (2007) estudiaron este remanente utilizando observaciones en radio obtenidas con el *Australian Telescope Compact Array* (ATCA) en diferentes frecuencias (1384 MHz, 1704 MHz, 2496 MHz, y 2368 MHz) y observaciones de la línea de 21 cm del Southern Galactic Plane Survey (SGPS; McClure-Griffiths et al., 2009). Ellos analizaron la morfología en frecuencias de radio, las características de la polarización (aproximadamente un 35%) y obtuvieron que la distribución del índice espectral de la emisión tiene un índice promedio $\alpha = -0.7 \pm 0.2$. Usando la línea HI de 21 cm en absorción contra el continuo de emisión en radio obtuvieron una distancia aproximada de 3.4 kpc para el objeto, lo que implica un tamaño lineal de aproximadamente 30 pc y una altura sobre el plano de 330 pc.

Al mismo tiempo, Stupar et al. (2007) llevaron a cabo un análisis en frecuencias de

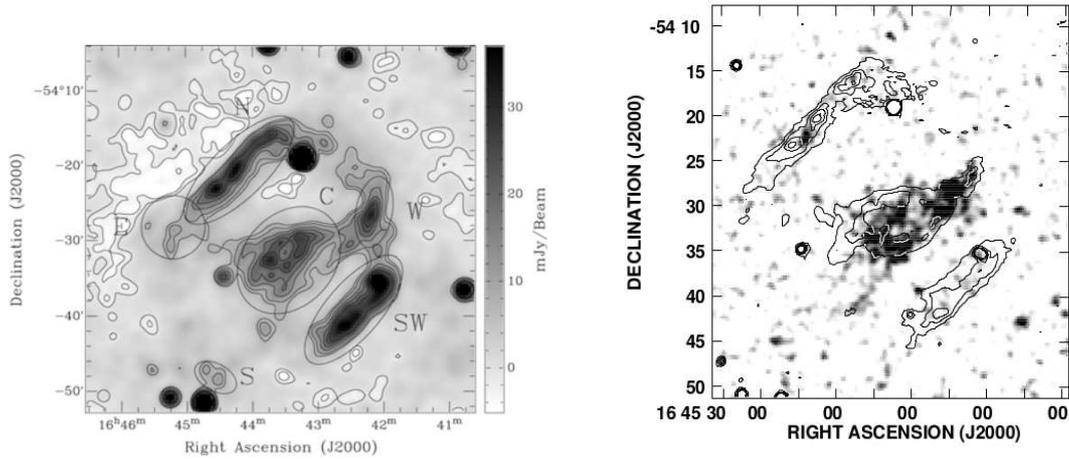


Figura 6.1. *Izquierda:* Mosaico del continuo de radio a 20cm (1384 MHz) del RSN G332.5–5.6 realizado con datos de ATCA, esta imagen fue tomada de Stupar et al. (2007). *Derecha:* Imagen de ROSAT PSPC en colores grises con contornos superpuestos correspondientes a la longitud de 20cm de la banda de radio, esta imagen fue tomada de Reynoso & Green (2007).

radio y óptico del RSN y de fuentes del fondo. Utilizaron múltiples observaciones en el óptico del South African Astronomical Observatory (SAAO), observaciones del survey de $H\alpha$ AAO/UKST (Parker et al., 2005), y datos en frecuencias de radio de 843 MHz (Bock et al., 1999), 1384 MHz, 2368 MHz y 4850 MHz (Griffith & Wright, 1993). Sus resultados confirmaron el origen no térmico de la fuente y la presencia de gas calentado por ondas de choque, a través de la presencia de líneas de SII. Mostraron también la existencia de una correlación fuerte entre la emisión $H\alpha$ y radio. Recientemente, Zhu et al. (2015) realizaron un estudio de las propiedades de una fracción de la región central del remanente utilizando datos de rayos X observados por los instrumentos de *Suzaku*.

6.3. Observaciones y reducción de datos de rayos X

Para el estudio de la emisión X de este remanente se utilizó una observación de 2010 obtenida con el telescopio *XMM-Newton*. Dicha observación, con número identificador Obs-Id 0603220201, fue centrada en las coordenadas ecuatoriales ($\alpha_{J2000.0}=16^{\text{h}}42^{\text{m}}55^{\text{s}}$, $\delta_{J2000.0}=-54^{\circ}31'00''$). Las cámaras fueron configuradas en modo *Prime Full Window* (PFW), con offset on-axis, y filtro medio.

Los datos fueron analizados utilizando el paquete de reducción de *XMM-Newton Science Analysis System* (SAS; Snowden et al., 2004) versión 13.0.0 y los últimos archivos de calibración. Se utilizaron las tareas EMPROC y EPPROC para obtener una lista de eventos, que luego fueron filtrados por altos períodos de emisión del fondo. Como resultado, el tiempo neto de exposición (GTI) obtenido fue 33.8, 35.2 y 27.1 ks para MOS1, MOS2 y pn, respectivamente. Por último, con el fin de obtener imágenes, extraer espectros y curvas de luz, se seleccionaron solo aquellos eventos con FLAG = 0, y PATTERNS ≤ 12 y 4.

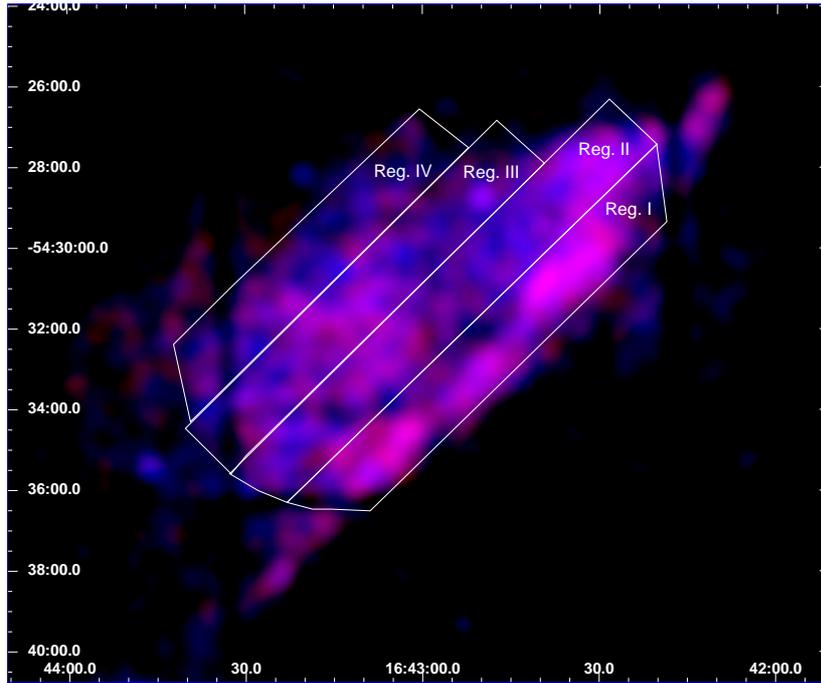


Figura 6.2. Imagen de la emisión en rayos X blandos obtenida por la cámara MOS2 de la región central del RSN G332.5–5.6. Los rangos de energía 0.3–0.6 keV y 0.6–1.0 keV están indicados en los colores rojo y azul, respectivamente. Las regiones utilizadas en el análisis espectral están indicadas en color blanco. En esta imagen el norte es hacia arriba y el este hacia la izquierda.

6.4. Resultados

6.4.1. Imágenes en rayos X

Analizando las imágenes en la banda blanda (ver Figura 6.2), media y dura del espectro de rayos X (ver Figura 6.3 panel izquierdo y derecho respectivamente), se puede observar que el remanente emite únicamente en la banda blanda de rayos X, en el rango 0.3 a 1.2 keV. Para el análisis de la emisión X se usaron solamente las cámaras MOS2 y pn de *XMM-Newton*, dado que los datos de MOS1 presentaban exceso de emisión del fondo. En la Figura 6.2, puede verse una imagen de G332.5–5.6 realizada con datos de la cámara MOS2 en el rango blando de energía (0.3–1.0 keV). Los datos de MOS2 fueron corregidos por exposición, por *vignetting* y fueron suavizados con un kernel Gaussiano con un bin de tamaño de 3 píxeles.

De la imagen se desprende que la morfología de la emisión en rayos X es consistente con la emisión extendida vista por Reynoso & Green (2007) y Stupar et al. (2007) (ver Fig 6.1 panel derecho e izquierdo respectivamente) en las bandas de radio y rayos X. La estructura central es elongada en la dirección NW-SE. En dirección oeste se puede ver una estructura casi plana, que se asemeja a una pared vista de perfil. Mientras que hacia el este se observa emisión difusa.

Las imágenes resultantes presentan contaminación de emisión parásita (*straylight*), en el rango de energías medio (1.2–2.5 keV) y duro (2.5–10 keV), debido a la presencia de una fuente X adyacente que no se encuentra en el campo observado por XMM. Este fenómeno puede apreciarse en ambos paneles de la Figura 6.3 donde se muestra la emisión del campo central en los rangos de energía medio y duro. Pero dado que la emisión del RSN solo es apreciable en el rango de energías blando ($E < 1.2$ keV), este fenómeno no afecta a los

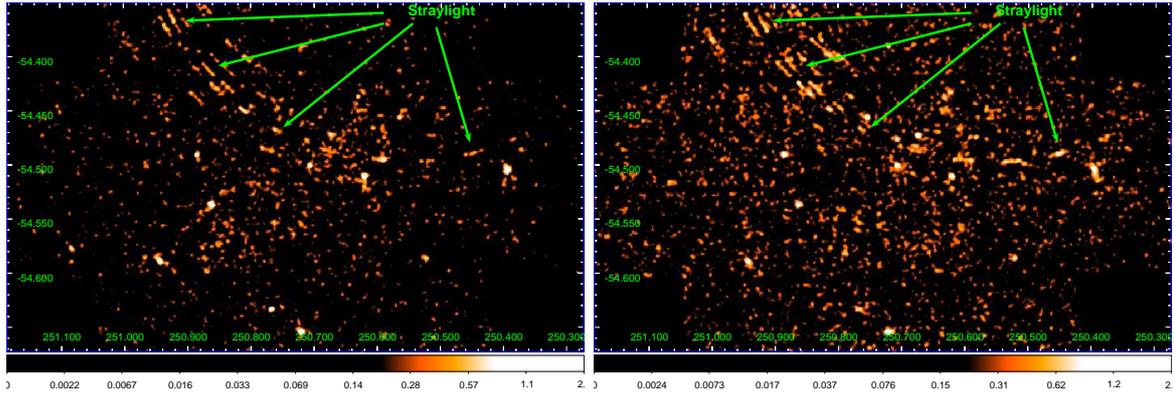


Figura 6.3. Imágenes de la cámara MOS2 del campo del RSN G332.5–5.6 donde puede observarse contaminación straylight y ausencia de emisión del remanente. *Izquierda:* rango de energía medio de 1.2 a 2 keV *Derecha:* rango de energía duro de 2.0 a 10 keV.

análisis espacial y espectral, por lo que puede entonces ser despreciado.

6.4.2. Mapa de energía media

Se construyó un mapa de energía media (*Mean Photon energy map* - MPE) con el fin de estudiar las propiedades del gas que emite en rayos X, la anisotropía de la emisión total y obtener indicios de la estructura térmica localizada en la región central del remanente. Para hacer este mapa se siguió el procedimiento descrito en Miceli et al. 2005. El MPE es una imagen donde cada pixel computado corresponde a la energía media de los fotones detectados por los CCDs de pn en el rango de energía 0.5–1.0 keV (por encima de este límite no se detecta emisión en rayos X del RSN). Se obtiene del MPE información acerca de la distribución espacial de las propiedades térmicas del plasma. Como estas características son independientes del modelo espectral no pueden corregirse por absorción, por lo tanto los resultados tienen un sesgo hacia los rayos X duros.

Para realizar este mapa se utilizó el archivo de eventos de pn. Se hizo una imagen con un binnedo de tamaño de 9 segundos de arco y se agruparon como mínimo 8 cuentas por pixel. Para cada uno de estos pixeles se calculó la energía media de los fotones a través de un programa en lenguaje IDL (Bocchino et al., 2004; Miceli et al., 2008) y por último el mapa fue suavizado utilizando un kernel Gaussiano de 3σ . En la Figura 6.4 se muestra el mapa MPE suavizado de la región central del RSN G332.5–5.6, el cual confirma que la mayor parte de la emisión proveniente del remanente tiene una energía media de $\sim 0.73 \pm 0.05$ keV. En particular, se puede observar una pequeña región en la zona central de la estructura chocada que tiene una energía media de 0.65 ± 0.04 keV.

Como puede apreciarse en la Figura 6.4 toda la emisión extendida en X es bastante uniforme, con energías por debajo de los 0.8 keV. Esto indica que la región post-chocada en el borde del remanente ha tenido tiempo suficiente para llegar a un estado de termalización de manera uniforme, a través de la interacción con el MIE (ver Sección 6.4.3).

6.4.3. Análisis espectral de la emisión X

Gracias a la alta resolución espacial y sensibilidad de los datos de rayos X fue posible realizar un estudio detallado de la emisión extendida de la fuente. En base a los resultados del estudio del MPE, se extrajo en primer lugar un único espectro de todo el remanente. La extracción se realizó con las tareas de SAS y se utilizaron los datos de las cámaras MOS2

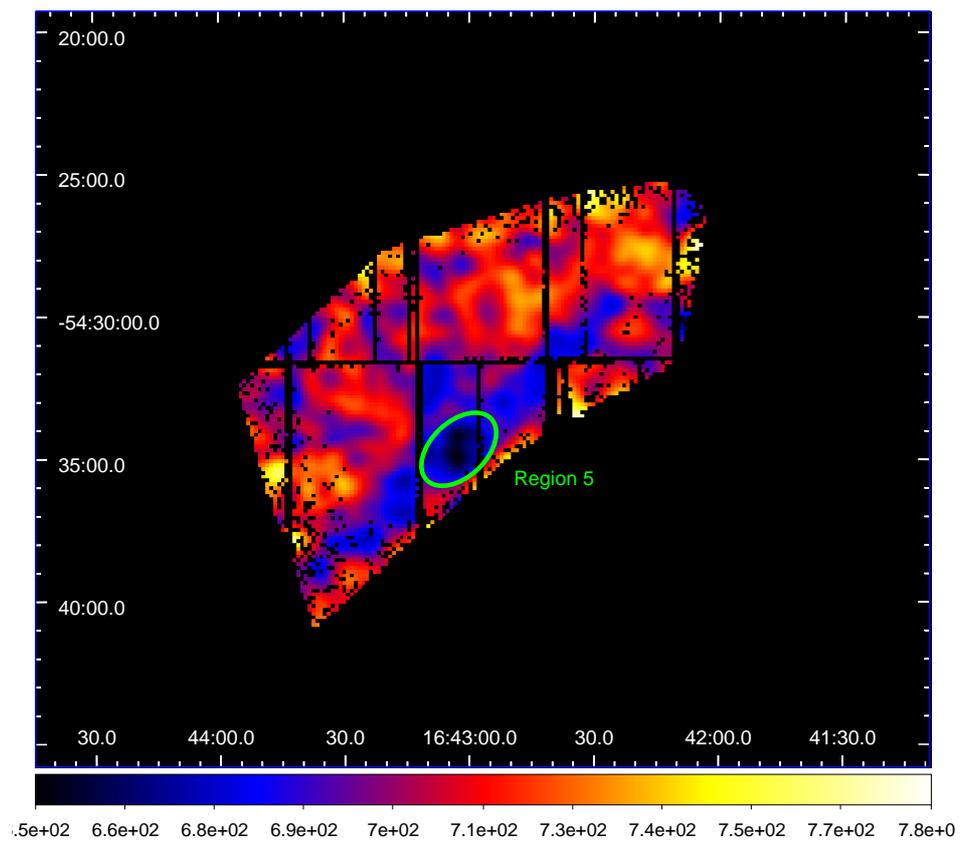


Figura 6.4. Mapa de energía media obtenido usando los datos de la cámara pn en el rango 0.5–1.0 keV (el tamaño del binnedo espacial es de 9 segundos de arco). Para los pixeles con menos de 8 cuentas se utilizó una máscara. La barra de color tiene una escala lineal, y el rango de energía indicado está entre 0.65 keV y 0.78 keV.

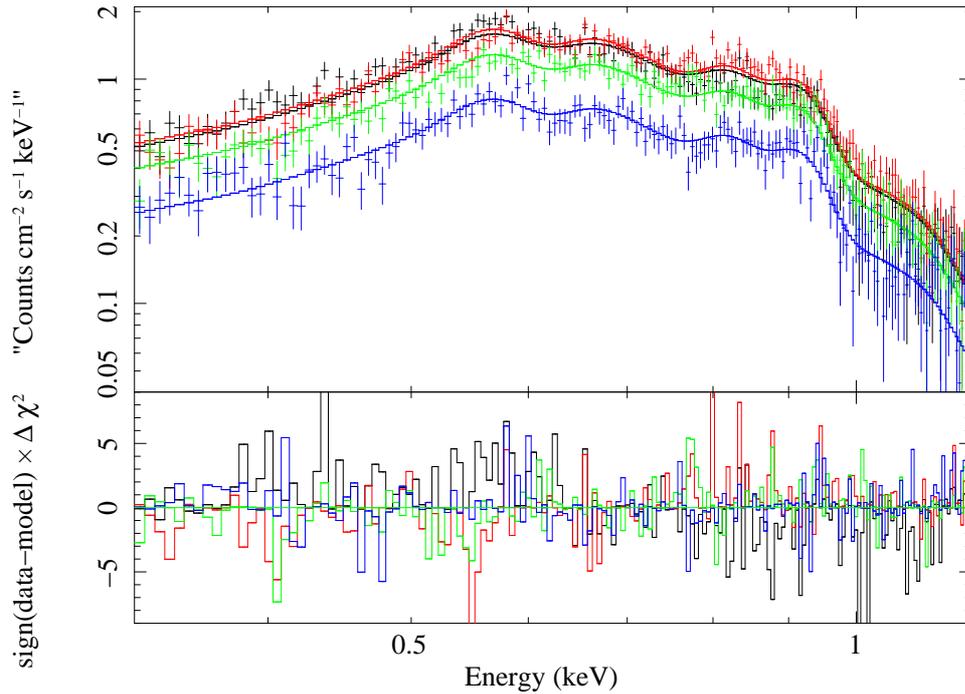


Figura 6.5. Espectro de rayos X de G332.5– 5.6 obtenido a partir de los datos de la cámara pn. Los colores indican las diferentes regiones: Región 1 en color negro, Región 2 en color rojo, Región 3 en color verde y Región 4 en color azul. Las líneas solidas indican el modelo del mejor ajuste (ver Tabla 6.1). El panel inferior muestra los residuos del ajuste χ^2 .

y pn. El espectro para la emisión de fondo fue sustraído teniendo en consideración regiones circulares, en diferentes CCDs, donde no se detecta emisión X del remanente. Se calcularon las matrices de respuesta (*Ancillary response files*, ARF) y de redistribución (*Redistribution Matrix Files*, RMF) en cada caso.

Se realizó un estudio espacial de los espectros para analizar el comportamiento de la emisión X en la región central del remanente. Para esto se extrajeron espectros de rayos X de cuatro regiones (las cuales se indican en la Figura 6.2). La elección de estas regiones se hizo para estudiar el cambio de las propiedades espectrales a lo largo de la dirección NE-SW. Esta dirección es de importancia pues parece representar la dirección ortogonal al frente de choque y a la estructura de gas y polvo denso observada en la banda del IR (ver Sección 6.4.4). En la Figura 6.5, se muestran los espectros de rayos X de las cuatro regiones, a los cuales se les ha sustraído el espectro del fondo. Los espectros fueron agrupados con un número mínimo de 16 cuentas por bin. Las barras de error corresponden a 1σ y se utilizó, como discriminador de la bondad del ajuste, la estadística χ^2 . El análisis espectral se realizó utilizando el paquete de Heasoft *X-Ray Spectral Fitting Package* (XSPEC; Arnaud, 1996).

Los espectros de las regiones fueron ajustados con un modelo de emisión de un plasma colisional fuera del equilibrio de ionización (*Non-equilibrium ionization collisional plasma model*, VNEI), afectado multiplicativamente por el modelo de absorción del medio interestelar de Tuebingen-Boulder (Wilms et al., 2000, TBABS). Las abundancias de los elementos N, Ne, O y Fe se dejaron libres en el ajuste, el resto de las abundancias fueron fijadas a valores solares. La Tabla 6.1 muestra los valores de los parámetros de rayos X del modelo con mejor ajuste a los espectros de la emisión difusa.

El análisis espectral muestra que las condiciones del plasma son homogéneas a lo largo de la región central del remanente. El valor medio de la densidad columnar de absorción N_{H} es

Tabla 6.1. Parámetro espectrales de la emisión X difusa en las regiones seleccionadas de G332.5–5.6.

Modelo & Parámetros	Total	Región 1	Región 2	Región 3	Región 4	Región 5
TBABS*VNEI						
N_H [10^{22} cm $^{-2}$]	0.26 ± 0.02	0.28 ± 0.02	0.29 ± 0.03	0.25 ± 0.03	0.25 ± 0.02	0.28^\dagger
kT [keV]	0.45 ± 0.07	0.42 ± 0.07	0.41 ± 0.05	0.45 ± 0.07	0.54 ± 0.14	0.25 ± 0.01
N [N_\odot]	0.57 ± 0.24	0.59 ± 0.21	0.40 ± 0.18	0.43 ± 0.21	0.24 ± 0.14	0.59^\dagger
O [O_\odot]	0.35 ± 0.06	0.34 ± 0.04	0.28 ± 0.04	0.32 ± 0.06	0.24 ± 0.03	0.34^\dagger
Ne [Ne_\odot]	0.48 ± 0.11	0.40 ± 0.06	0.35 ± 0.05	0.46 ± 0.08	0.35 ± 0.05	0.40^\dagger
Fe [Fe_\odot]	0.40 ± 0.09	0.37 ± 0.06	0.31 ± 0.04	0.36 ± 0.06	0.31 ± 0.06	0.37^\dagger
τ_u [10^{10} s cm $^{-3}$]	2.03 ± 0.48	1.70 ± 0.73	2.89 ± 0.77	2.53 ± 0.72	1.22 ± 0.50	9.04 ± 3.04
Norm [10^{-4}]	55.84 ± 18.1	24.7 ± 10.3	28.8 ± 10.6	12.1 ± 5.11	9.36 ± 3.84	6.03 ± 1.07
χ^2_ν / d.o.f.	1.29/689	1.10/188	1.00/189	1.01/191	0.99/187	1.15/226
Flujo (0.3–1.0 keV)	30.46	11.35	9.46	5.89	5.31	0.13

Nota: La normalización está definida como $10^{-14}/4\pi D^2 \times \int n_H n_e dV$, siendo D la distancia en [cm], n_H es la densidad de hidrógeno en [cm^{-3}], n_e la densidad de electrones en [cm^{-3}], y V el volumen en [cm^3]. Los flujos calculados fueron corregidos por absorción y están en unidades de 10^{-12} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$. Los valores de error para cada parámetro se calcularon con un intervalo del 90% de confianza. Las abundancias están normalizadas con valores de abundancia solar (Anders & Grevesse, 1989). † Estos parámetros fueron fijados a los valores del ajuste de la Región 1.

$\sim 0.26 (\pm 0.02) \times 10^{22}$ cm $^{-2}$. La temperatura muestra un comportamiento similar y tiene un valor medio de 0.45 keV. El incremento en las incertezas desde la Región 1 a la Región 4 es debido a la baja cantidad de fotones. Los valores de las abundancias relativas de la emisión son sub-solares, con una media de aproximadamente 0.4 de la solar (ver Figura 6.6). Estos resultados son consistentes con el análisis realizado, con datos del satélite *Suzaku*, por Zhu et al. (2015).

Tomando en consideración los resultados que muestra el MPE, se tomó un espectro adicional de la región que exhibe valores inferiores de energía media (ver Sección 6.4.2). Esta región fue identificada como la Región 5 y su espectro fue ajustado con un modelo VNEI, usando los valores de las abundancias obtenidos para la Región 1. Los resultados del modelo del mejor ajuste indican que tiene una temperatura inferior $kT = 0.25 \pm 0.02$, y una escala temporal de ionización $\tau_u = 9.04 \pm 3.0 \times 10^{10}$ s cm $^{-3}$ más alta en comparación con los valores obtenidos para la Región 1. Esto indica que hubo interacción entre el frente de choque y un medio más denso. Los parámetros del ajuste pueden verse en la Tabla 6.1 en la columna correspondiente a la Región 5.

6.4.4. Análisis del medio interestelar frío

La observación de líneas moleculares y emisión en el infrarrojo en la región donde se encuentra localizado un RSN puede revelar la presencia de material molecular o polvo, que puede afectar la expansión del remanente. Se utilizaron datos del observatorio infrarrojo WISE, en las longitudes de onda 3.4, 4.6, 12 y 22 μm , con el fin de estudiar el MIE en dirección al RSN G332.5-5.6 y buscar alguna posible asociación física con la emisión en otras frecuencias. En la Figura 6.7 se muestra una composición de las bandas de 12 y 24 μm de WISE en verde y rojo, respectivamente y emisión de rayos X en color azul. En la Figura 6.8 se muestra emisión en IR en las bandas 4.6, 12 y 24 μm en azul, verde y rojo, respectivamente y se superpusieron los contornos de la emisión de rayos X blandos en color amarillo.

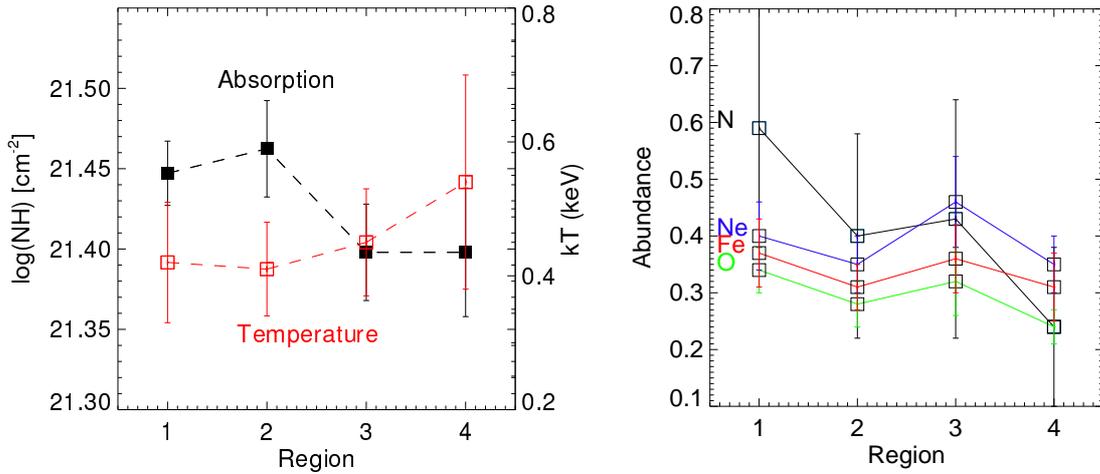


Figura 6.6. Parámetros de la emisión X, obtenidos del ajuste espectral, para cada una de las regiones. *Izquierda:* Los valores de absorción y temperatura tienen un comportamiento similar dentro de las barras de error, con un valor medio de $\sim 2.6 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ y 0.45 keV, respectivamente. *Derecha:* las abundancias de N, Ne, Fe y O muestran valores sub-solares con un valor medio de $\sim 0.4 \pm 0.07$.

La emisión en las bandas del IR pudo haber sido originada en procesos sincrotrón, a causa del polvo calentado por ondas de choque, o en transiciones de líneas de la estructura fina atómica o de líneas moleculares (ver, por ejemplo, Reach et al., 2006). Como puede verse en en la Figura 6.7, la emisión de rayos X (en color azul) no muestra una contraparte clara con la emisión IR. De todos modos, es importante notar que la estructura tipo plana observada en rayos X, hacia el oeste de la región central (también observada en la banda de radio), coincide con el borde de una estructura brillante detectada en IR medio. Este borde pronunciado, observado en rayos X, puede interpretarse como el frente de choque interactuando con un medio más denso, que obstaculiza la expansión del remanente. Esta estructura tipo-plana (pared) puede explicarse como el resultado de la expansión del frente de choque en un medio con diferentes posibles geometrías (por ejemplo, una cavidad cilíndrica o una capa plana) y que finalmente se encuentra con material más denso.

El hecho de que observemos sólo la parte interactuante en rayos X puede deberse al choque reverso producido por el impacto con la nube, lo cual haría que la región interactuante fuese la más brillante, ya que ha sido chocada y calentada dos veces. La emisión en rayos X blanda, representada en color azul en la Figura 6.7 parece coexistir con la emisión en IR hacia el oeste de la región central. Esto sugiere que la nube molecular, que interactúa con el RSN, coexiste o está al frente del mismo. Asumiendo que la emisión en el IR medio proviene del polvo y de moléculas de hidrocarburos policíclicos aromáticos (*Polycyclic Aromatic Hydrocarbon*, PAH), sugerimos que la expansión del remanente se produjo en un medio menos denso durante la etapa temprana de la fase evolutiva y luego el frente de choque se encontró con un medio más denso de gas y polvo. Para complementar este estudio, serían necesarias observaciones de esta región en otras líneas moleculares, como ^{12}CO , ^{13}CO y C^{18}O $J=1-0$, $2-1$ y $3-2$, para buscar la presencia de gas molecular, y en el caso de una detección positiva, realizar un estudio de sus condiciones físicas.

Por último, con el fin de buscar si existe una fuente central compacta en la región central del RSN, se utilizó una tarea de detección de fuentes de SAS, EDETECT-CHAIN, para todo el rango de energía de los rayos X. Como resultado se encontraron 6 fuentes puntuales. Estas

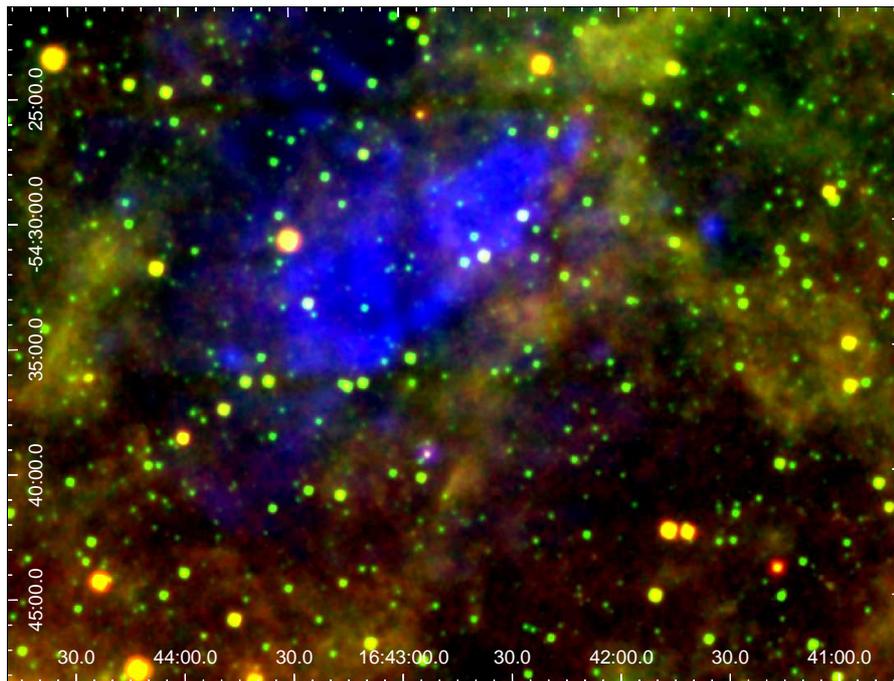


Figura 6.7. Se muestran en los colores verde y rojo observaciones en el infrarrojo de WISE en las bandas de 12 y 24 μm , respectivamente. En color azul se superpuso la emisión de rayos X blanda.

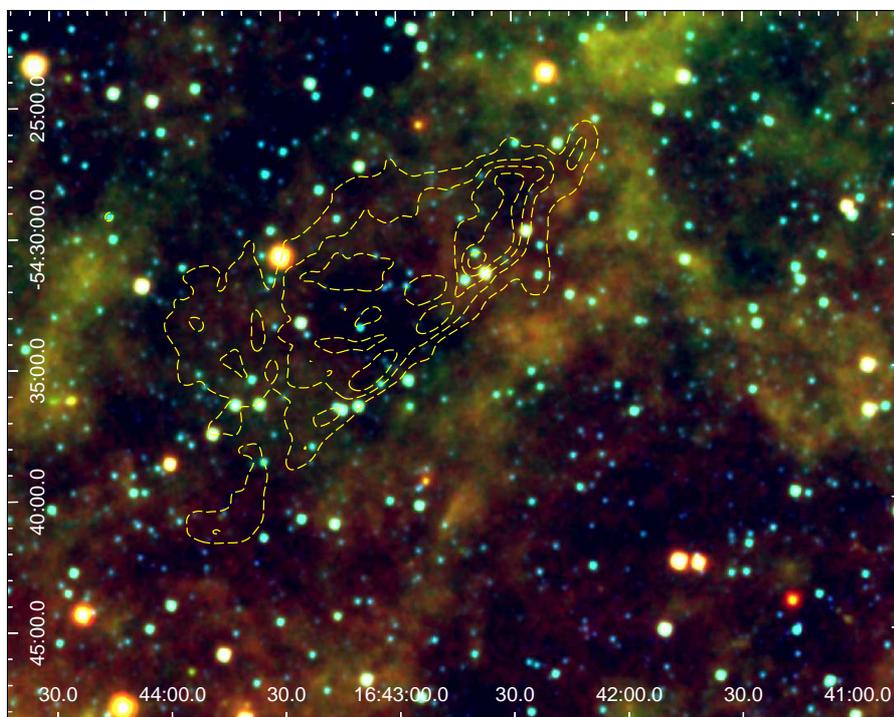


Figura 6.8. En la imagen se representan observaciones de WISE en las bandas de 4.6, 12 y 24 μm en los colores azul, verde y rojo, respectivamente, y superpuestos, en color amarillo, se pueden ver los contornos de emisión X blanda correspondientes al remanente.

Tabla 6.2. Fuentes de rayos X con contraparte en infrarrojo

α	δ	Tipo espectral probable
$16^h 41^m 35.06^s$	$-54^\circ 30' 17.29''$	YSO
$16 42^m 53.04^s$	$-54^\circ 39' 19.44''$	YSO
$16^h 42^m 50.40^s$	$-54^\circ 28' 45.12''$	O-type
$16^h 43^m 12.24^s$	$-54^\circ 33' 33.84''$	B(0-5)
$16^h 43^m 46.32^s$	$-54^\circ 35' 25.44''$	B(0-5)
$16^h 44^m 14.88^s$	$-54^\circ 29' 09.60''$	O-type

Nota: Lista de fuentes de rayos X con contraparte en infrarrojo. Las primeras dos columnas corresponden a las coordenadas ecuatoriales de las fuentes y la tercera columna al tipo espectral probable.

fuentes también presentan emisión en IR de acuerdo a observaciones de WISE. Luego de un análisis espectral en rayos X de estas fuentes, se encontró que ninguna de ellas tiene las características típicas de un objeto central compacto (CCO). En la Tabla 6.2, se listan las coordenadas ecuatoriales y los tipos espectrales de las fuentes que tienen contraparte en IR. Los tipos espectrales mostrados son el resultado de un análisis fotométrico preliminar basado en datos de WISE y 2MASS. Los candidatos a ser objetos jóvenes estelares (*Young Stellar Objects*, YSO) se determinaron con el criterio presentado por Koenig et al. (2012), el cual se basa en las magnitudes medidas en las bandas de WISE. Los candidatos a estrellas tipo OB se encontraron a partir del diagrama típico color-magnitud utilizando las bandas de 2MASS.

Suponiendo que hay un CCO inmerso en el RSN, calculamos el umbral de cuentas esperado para la cámara pn. Considerando que la luminosidad más baja para un CCO es $\sim 10^{32}$ erg s^{-1} (Halpern et al. 2010), y asumiendo una distancia al remanente de 3.4 kpc, obtenemos un flujo mínimo para el supuesto CCO de $\sim 7.6 \times 10^{-14}$ erg $cm^2 s^{-1}$. Utilizando la herramienta WebPIMMS¹, podemos calcular la tasa de cuentas observable por XMM-Newton para este flujo. Asumiendo una absorción columnar de $N_H \sim 0.2 \times 10^{22}$ cm^{-2} y un modelo de cuerpo negro para la fuente, con una temperatura de 0.5 keV, obtuvimos una tasa de cuentas para la cámara pn (con un filtro medio) de 4.597×10^{-2} cts s^{-1} (cuentas por segundo). Tomando en consideración que para la observación con la que contamos se tienen 27.1 ks de GTI para la cámara pn, se esperan como mínimo ~ 1200 cuentas para un CCO. En conclusión, como no tuvimos tal tipo de detección, podemos asegurar con un alto nivel de certeza que no hay un CCO en esta región.

6.5. Discusión

El RSN G332.5-5.6 ha sido clasificado previamente como un remanente térmico compuesto, o de morfología mixta por Reynoso & Green (2007). Este tipo de remanentes se caracterizan por mostrar una estructura tipo cáscara en frecuencias de radio y emisión central en rayos X. La emisión en X es de origen térmico (se observan líneas de emisión en el espectro), producto del barrido por el paso de la onda de choque. La temperatura suele tener valores uniformes en todo el remanente, mientras que la densidad presenta valores más altos en la región central del remanente y las abundancias de los metales tienen valores similares a los de la abundancia solar. Otra característica importante en este tipo de remanentes es su interacción con nubes moleculares o de HI (Rho & Petre, 1998).

En el caso de G332.5-5.6, la emisión central en rayos X tiene una correlación clara con la

¹<https://heasarc.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/Tools/w3pimms/w3pimms.pl>

emisión central en radio, aunque la emisión en radio es tipo tridente y no tipo shell. La temperatura tiene valores similares para todas las regiones y la densidad tiene un comportamiento similar, ya que no presenta cambios apreciables. Las abundancias de los metales son de tipo solar y aunque el N, O, Ne y Fe presentan valores sub-solares, estos son cercanos al solar. Los datos en infrarrojo confirman la presencia de gas atómico y molecular. Con esta información, sugerimos que G332.5–5.6 pertenece a una subclase inusual de RSN de morfología mixta.

Los resultados del análisis de los datos multi-longitud de onda pueden ser resumidos en los siguientes puntos:

- La morfología de la emisión de rayos X blanda detectada es térmica, no está en un estado de equilibrio de ionización y se corresponde muy bien con la emisión observada en diferentes frecuencias de radio. Dadas las bajas abundancias podemos asociar al plasma emisor de rayos X con medio interestelar chocado y no con eyecta.
- La característica más peculiar es la que se observa en la zona oeste de la emisión, donde parece existir una región tipo-plana (o pared) que indica una especie de interfase entre dos medios.
- La región a la derecha de dicha interfase presenta emisión en IR combinada con emisión débil de rayos X.
- No se detectaron fuentes puntuales con características de CCO en la región central.

Estos resultados parecen apoyar el escenario en el cual la morfología distorsionada del remanente es causada por la expansión del frente de choque, primero a través de un medio de baja densidad y luego el encuentro con una región de mayor densidad de polvo, localizada hacia el oeste del remanente.

A medida que el RSN evoluciona, comprime y calienta el medio que lo rodea a temperaturas en las cuales puede emitir en rayos X. Cuando el frente de choque se encuentra con una región de alta densidad, su velocidad disminuye y la temperatura del plasma chocado puede disminuir considerablemente. En este caso, la expansión del remanente puede ser obstaculizada significativamente, lo cual da lugar a la morfología observada. En algunos casos, las morfologías aparentes de los RSN pueden depender de la densidad y distribución del material en el frente.

Dado que la emisión en rayos X no se origina en todo el RSN, pero solo en una pequeña fracción del mismo (el radio de extensión del RSN es mucho más grande), las observaciones de *XMM-Newton* sólo pueden utilizarse para obtener algunas de las propiedades físicas del plasma responsable de esta emisión. Asumiendo que el plasma emisor ocupa una caja con una profundidad, sobre la línea de la visual, de largo comparable con la extensión en el plano del cielo ($\sim 5-6$ arcmin) y una distancia media de 3.4 kpc, se obtiene un volumen V de 3.5×10^{57} cm³ (este resultado está de acuerdo con los estudios hechos por Zhu et al., 2015). Utilizando la medida de emisión, obtenida del ajuste espectral, estimamos la densidad del plasma mediante la relación $n_e = \sqrt{EM/V}$ en 0.4 cm⁻³. En este caso, se asumió que la densidad de nucleones es igual a la de los electrones.

Luego, se determinó la edad del plasma emisor de rayos X utilizando el límite superior de la escala de ionización, τ_{ul} , mediante la relación $t = \tau_{ul}/n_e$. Como resultado, el tiempo transcurrido desde que el plasma fue calentado es $\sim 1.4 \times 10^3$ yr. Por último, la masa total del plasma emisor de rayos X puede estimarse mediante la relación $M_{total} = n_e V m_H$ (m_H es la masa del átomo de hidrógeno) que resulta en un valor $\sim 1.4 M_\odot$.

Capítulo 7

Un estudio detallado de la emisión X del RSN G306.3–0.9 detectada con XMM-Newton y Chandra

7.1. Prefacio

Este capítulo está basado en el artículo “*A detailed study of SNR G306.3–0.9 using XMM-Newton and Chandra observations*”, realizado por los autores J.A. Combi, F. García, A.E. Suárez, P.L. Luque-Escamilla, S. Parón, M. Miceli, publicado en *Astronomy & Astrophysics* (2016).

7.2. Introducción

El estudio de la morfología de los RSNs en frecuencias del infrarrojo y rayos X puede utilizarse como una herramienta para discriminar los tipos de progenitores, como así también mejorar el conocimiento de las propiedades físicas y químicas de los plasmas emisores de rayos X.

Los métodos canónicos de identificación de progenitores de SNs son: i) los valores de los cocientes de abundancias de las eyectas comparadas contra los valores de modelos de SNs y ii) la morfología observada en infrarrojo y rayos X. Recientemente, López et al. (2011) han mostrado que el estudio de la morfología de los RSNs también puede utilizarse para acotar los posibles tipos de progenitores. Identificaron que las líneas de emisión en rayos X y el continuo de emisión térmico de los RSNs Tipo Ia tienden a mostrar una morfología más circular y simétrica que en el caso de los de Tipo *core-collapse*. Las diferencias observadas en las morfologías son suficientemente grandes como para realizar una clasificación entre los dos principales orígenes. Este resultado es una consecuencia de la geometría en los mecanismos de explosión y de los medios circumestelares en los que se encuentran inmersos los diferentes tipos de progenitores. Esta técnica fue mejorada por Peters et al. (2013) mediante el cálculo de las potencias correspondientes a una expansión multipolar a partir de imágenes en IR, las cuales permiten clasificar remanentes utilizando la simetría de la emisión del polvo caliente.

El RSN G306.3-0.9 fue descubierto recientemente por el telescopio *Swift* (Reynolds et al., 2012) y es un candidato interesante para llevar a cabo este tipo de estudio. Se caracteriza por mostrar una morfología compleja en el IR, la cual está dominada por una región semi-circular brillante hacia el sur (Reynolds et al., 2013), que correlaciona muy bien con la emisión en radio y rayos X. En la Figura 7.2 puede verse una composición de la emisión en rayos X, IR

7. Un estudio detallado de la emisión X del RSN G306.3–0.9 detectada con XMM-Newton y Chandra

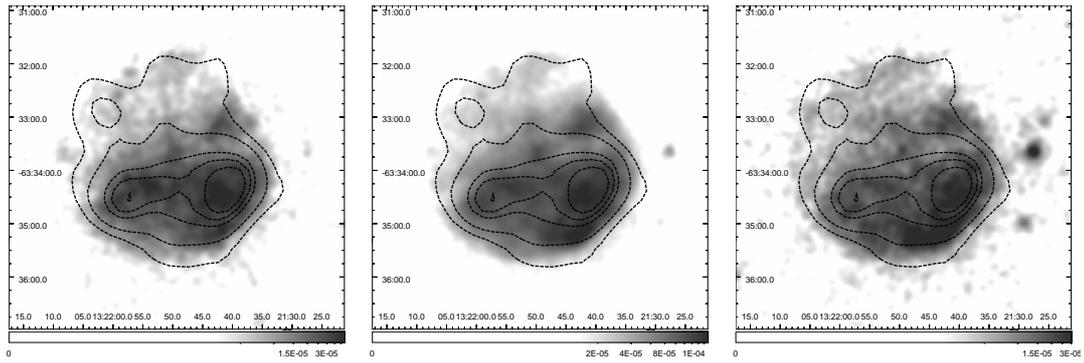


Figura 7.1. Imágenes de rayos X del RSN G306.3–0.9, observados por XMM-Newton, en tres bandas de energía. *Izquierda:* rango blando de energía 0.5–1.0 keV. *Medio:* rango medio de energía 1.0–2.0 keV. *Derecha:* rango duro de energía 2.0–4.5 keV. Las imágenes se suavizaron con una función Gaussiana 2-D con un kernel de $\sigma = 20$ segundos de arco. Los contornos superpuestos corresponden a datos en la frecuencia de radio de 843 MHz, en los niveles 2, 4, 10, 12 y 19 mJy beam^{-1} , los cuales fueron tomados del catálogo MOST *Supernova Remnant Catalog* (Whiteoak & Green, 1996).

y radio del trabajo de Reynolds et al. (2013).

7.3. Observaciones de rayos X y reducción de datos

Utilizando la combinación de datos disponibles de XMM-Newton y Chandra nos propusimos realizar un estudio espacial y espectral detallado de la emisión de rayos X del RSN G306.3–0.9. La observación de XMM-Newton fue realizada con las cámaras EPIC, centrada en las coordenadas $\alpha = 13^{\text{h}}21^{\text{m}}44.45^{\text{s}}$ y $\delta = -63^{\circ}34'34.8''$ (J2000.0), con el RSN ubicado en los CCD centrales.

Los datos fueron analizados utilizando la versión 14.0.0 de SAS y los archivos de calibración a la fecha 02-09-2015. Se aplicaron las tareas EMPROC y EPPROC para generar las listas de eventos y luego se realizó un filtrado de modo de retener sólo los fotones con mayor probabilidad de ser eventos de rayos X (*patterns* 0 a 4 y energías de 0.2 a 15.0 keV para PN, *patterns* 0 a 12 y energías de 0.2 a 12.0 keV para MOS1/2). Por último, se filtraron períodos de fuerte actividad en el fondo, tomando curvas de luz de todo el FOV para cada cámara por encima de los 10 keV y excluyendo intervalos de 3σ por encima de la media de la tasa de cuentas, lo que permitió obtener los archivos GTI.

Se contó también con dos observaciones de Chandra realizadas con la cámara ACIS. Estas observaciones fueron calibradas utilizando los paquetes CIAO (versión 4.7) y CALDB (versión 4.6.7) por medio de la tarea CHANDRA_REPRO. En la Tabla 7.1 se encuentra información detallada de las observaciones de rayos X y de las características del instrumental utilizado.

7.4. Resultados

7.4.1. Imágenes de rayos X

Se combinaron las imágenes de EPIC MOS y PN, utilizando las tareas EMOSAIC de SAS, con el fin de incrementar la relación señal-ruido (S/N). Los correspondientes conjuntos de mapas de exposición se corrigieron, para cada cámara con la tarea EEXMAP de SAS, por eficiencia cuántica espacial y *vignetting* de los espejos. Las correcciones por *vignetting* de

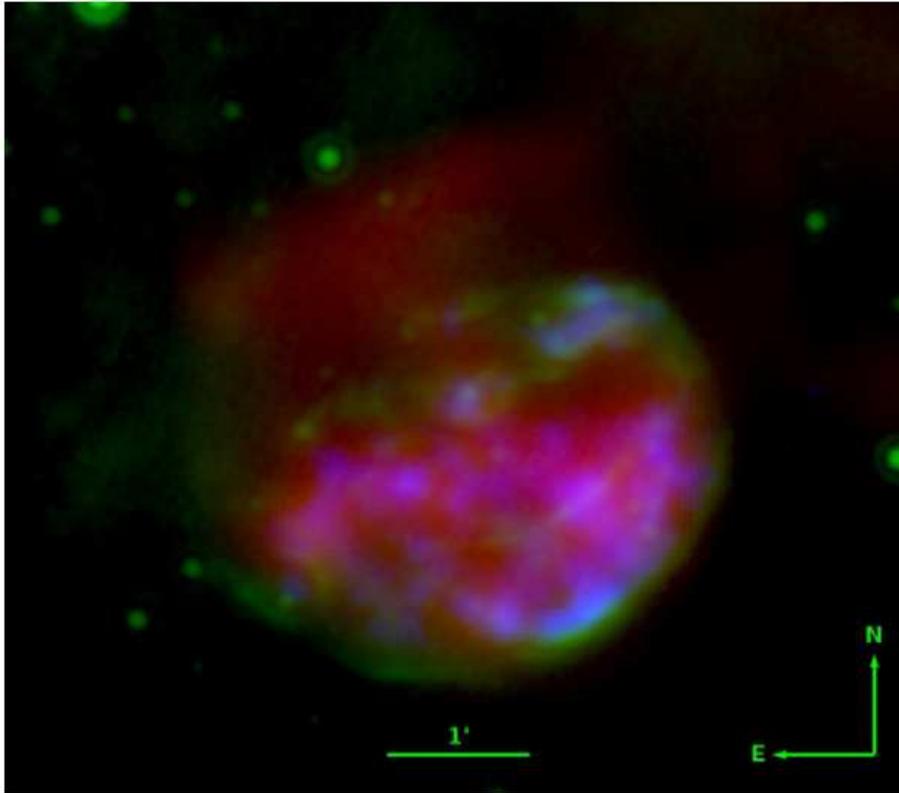


Figura 7.2. imagen composición que muestra la emisión detectada por Chandra en el rango de energía 0.75 a 5 keV en color azul, la emisión de $24\mu\text{m}$ observada por Spitzer en color verde y emisión a 5 GHz de ATCA en color rojo. Credito: Imagen tomada de Reynolds et al. (2013).

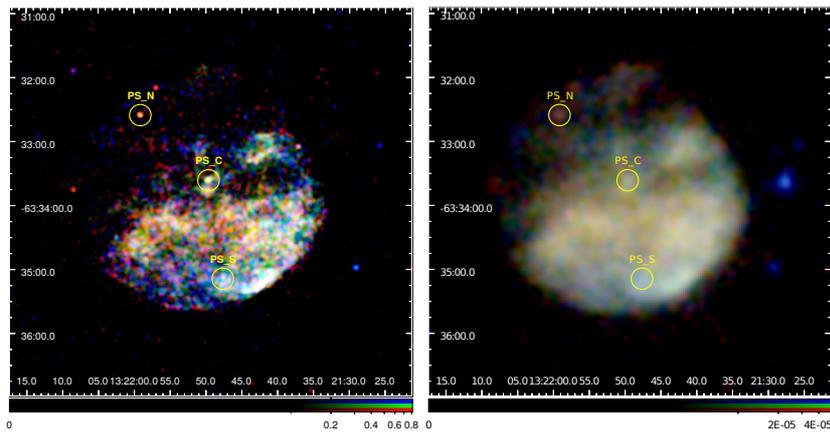


Figura 7.3. *Izquierda:* imagen realizada con datos de *Chandra* del RSN G306.3–0.9 en tres bandas de energías de rayos X: en color rojo la banda blanda de energía 0.5–1.0 keV, en color verde la banda media de energía 1.0–2.0 keV y en color azul la banda dura de energía 2.0–4.5 keV. Se indican las fuentes de rayos X blandos ubicadas en el centro geométrico del RSN ($\alpha = 13^{\text{h}}21^{\text{m}}50^{\text{s}}.2$, $\delta = -63^{\circ}33'53.9''$, J2000.0) y en la región noreste “PS C” y “PS N”, respectivamente. Se indica también una fuente de rayos X duros en la región sur “PS S”. *Derecha:* Imagen realizada con la combinación de las tres cámaras EPIC de *XMM-Newton* PN, MOS1 y MOS2 para el mismo rango de energías. Las fuentes puntuales están indicadas con círculos amarillos.

7. Un estudio detallado de la emisión X del RSN G306.3–0.9 detectada con XMM-Newton y Chandra

Tabla 7.1. Detalle de las observaciones de G306.3–0.9 realizadas por *Chandra* y XMM-Newton.

Satélite	<i>Chandra</i>		XMM-Newton
Id-Obs	13419	14812	0691550101
Fecha	13/02/2012	13/12/2014	03/02/2013
Fecha comienzo [UTC]	18:08:38	00:52:25	09:30:359
Cámara	ACIS-I-23/S123	ACIS-I2-S123	MOS1,2/pn
Filtro	--	--	Medium
Modo (read/data)	TIMED/VFAINT	TIMED/VFAINT	PFWE
Offset	on-axis	on-axis	on-axis
Exposición [ks]	5.04	47.7	56.8-56.8/54.9
GTI [ks]	4.97	47.1	52.1-52.3/43.9

Nota: Todas las observaciones fueron tomadas de las bases de datos de sus misiones correspondientes. Las observaciones de *Chandra* se realizaron apuntando a las coordenadas: $\alpha = 13^h 21^m 50.89^s$, $\delta = -63^\circ 33' 50''$ J2000.0. PFWE se refiere a el modo *Prime Full Window Extended*.

los mapas de exposición se realizaron dividiendo la imagen de cuentas combinadas por el correspondiente mapa de exposición combinado. Las imágenes resultantes se utilizaron en el análisis morfológico y para seleccionar las regiones a utilizar en el análisis espectral.

La alta resolución espacial y sensibilidad de los datos permitió examinar en detalle la morfología de rayos X del remanente. En la Fig. 7.1 se muestran imágenes en los rangos de energía 0.5–1.0 keV, 1.0–2.0 keV y 2.0–4.5 keV, realizadas con los datos de las cámaras EPIC MOS 1/2. A estas imágenes se les superpuso contornos en radio a 843 MHz (Whiteoak & Green, 1996), en todos los casos el norte es hacia arriba y el este hacia la izquierda. De las figuras es posible ver que el RSN muestra una morfología en rayos X semi-circular y asimétrica, con emisión difusa predominantemente localizada en la parte sur del remanente y emisión difusa muy débil hacia el norte. Las imágenes también revelan la presencia de una cáscara brillante típica de los RSN tipo shell, previamente descrita por Reynolds et al. (2013) (ver Figura 7.2).

El panel izquierdo de la Fig. 7.3 muestra una composición de las observaciones de *Chandra* en tres bandas de energía: blanda 0.5–1.0 keV en color rojo, media 1.0–2.0 keV en color verde, y dura 2.0–4.5 keV en color azul. El panel de la derecha de la Fig. 7.3 muestra una imagen de rayos X de XMM-Newton en las mismas bandas de energía. Si bien por encima de los 4.5 keV no se detecta el remanente en los datos de *Chandra*, en las observaciones de XMM-Newton se detecta emisión del remanente hasta los 8.0 keV. Las imágenes se suavizaron convolucionando con una función Gaussiana 2-D y un kernel de $\sigma = 20$ segundos de arco. Las imágenes de XMM-Newton y *Chandra* revelan características similares, pero gracias a estas últimas, se pudo detectar por primera vez tres posibles fuentes puntuales X. Una localizada cerca del centro geométrico de la estructura de rayos X del RSN (indicada en la Fig. 7.3 como PS C), otra entre la emisión difusa débil en el borde noreste de la fuente (indicada como PS N), y la tercera localizada en la parte sur del objeto (indicada como PS S) entre la emisión brillante X.

La fuente central PS C está localizada en las coordenadas $\alpha_{J2000.0} = 13^h 21^m 49.9^s$, $\delta_{J2000.0} = -63^\circ 33' 37.2''$ J2000 (de ahora en más la llamaremos CXOU J132149.9–633337). Presenta 83 cuentas en total en el rango 0.5–4.5 keV (usando un radio de 2 segundos de arco) y tiene una significancia de $\sim 7\sigma$ por sobre el fondo local, lo cual la hace una detección bastante robusta. La fuente PS N se encuentra localizada en las coordenadas $\alpha_{J2000.0} = 13^h 21^m 59.2^s$,

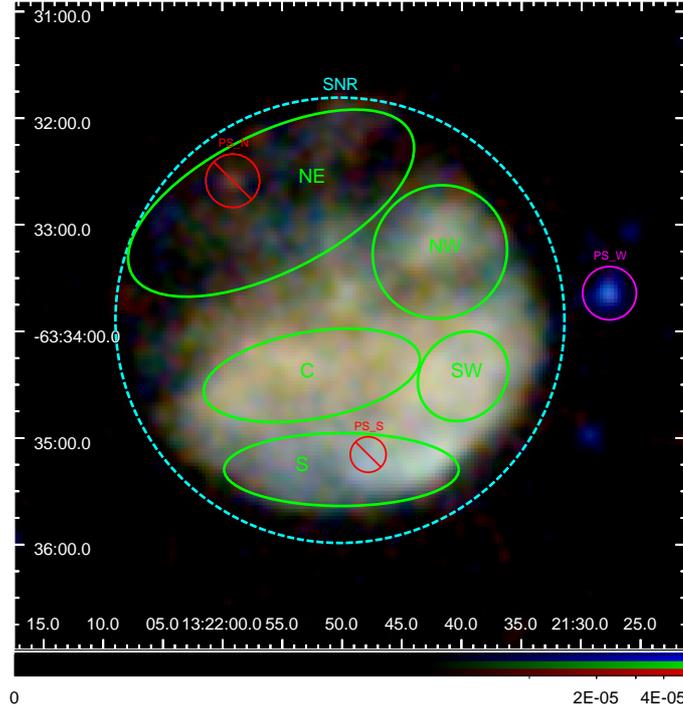


Figura 7.4. Imagen de XMM-Newton del RSN G306.3–0.9 en tres bandas de energía: en color rojo banda blanda de energía 0.5–1.0 keV, en color verde la banda media de energía 1.0–2.0 keV, en color azul banda dura de energía 2.0–4.5 keV. El contorno del RSN se indica en color cian y las regiones para las extracciones de espectros en color verde oscuro.

$\delta_{J2000.0} = -63^\circ 32' 35.1''$ y tiene un nivel de significancia de $\sim 25\sigma$ por sobre el fondo local. Finalmente, la fuente PS S con coordenadas $\alpha_{J2000.0} = 13^h 21^m 47.8^s$, $\delta_{J2000.0} = -63^\circ 35' 07.8''$, tiene una significancia de $\sim 11\sigma$ por sobre el fondo.

Del análisis de las imágenes en rayos X se encontró: que la fuente PS N es dominante en la banda blanda de rayos X y es coincidente con la fuente IR 2MASS J13215916–6332255 (Cutri et al., 2003); la fuente PS S emite principalmente en el rango duro de rayos X y muestra características típicas de un núcleo activo de galaxias (*Active Galactic Nuclei*, AGN). Finalmente, la fuente PS C es dominante en el rango medio de rayos X y coincide marginalmente con la fuente IR 2MASS J13214960–6333360 (Cutri et al., 2003). Desafortunadamente, la baja resolución de los datos en radio no permitieron detectar una contrapartida puntual.

Para verificar si CXOU J132149.9–633337 es efectivamente un objeto tipo puntual se buscó emisión en rayos X extendida (por ejemplo, de un PWN que pueda estar asociado a la fuente). Con este fin, se utilizó la herramienta SRCEXTENT de CIAO. El análisis muestra que cuando se usa un radio de más de 5 segundos de arco la fuente se extiende a tamaños del orden de 5 segundos de arco. Por el contrario, cuando se utiliza un radio de 4 segundos de arco el tamaño resulta en 1.6 segundos de arco, que se corresponde con la PSF calculada en la posición de la fuente. Por lo que la sería un objeto de tipo puntual.

7.4.2. Análisis espectral de los rayos X

Se extrajeron espectros de varias regiones, con tamaños diferentes, para analizar en detalle las propiedades físicas y químicas de la emisión de rayos X del RSN G306.3–0.9. La elección se basó en la morfología observada en las imágenes de rayos X (ver Fig. 7.4). Luego de varias

pruebas, se seleccionaron un conjunto de cinco regiones (Noreste NE, Noroeste NW, Central C, Suroeste SW y Sur S), las cuales pueden verse en color verde en la Fig. 7.4. Los espectros se extrajeron utilizando la tarea EVSELECT de SAS con los parámetros apropiados para cada cámara EPIC. También se extrajeron espectros del fondo utilizando regiones circulares con un radio de $1.75''$ adyacentes al RSN. Las fuentes puntuales brillantes fueron excluidas para todas las regiones, como puede verse en la Fig.7.4. Los resultados del análisis de los datos de *Chandra* no se incluirán en esta tesis pero son consistentes con los de XMM-Newton.

Las Fig. 7.5 y 7.6 muestran los espectros de XMM-Newton para las diferentes regiones del remanente. A cada espectro se le sustrajo el espectro de fondo correspondiente y se agruparon cuentas con un mínimo de 16 por bin. El análisis espectral fue realizado utilizando el paquete XSPEC (Versión 12.9.0; Arnaud, 1996) y la información de líneas de emisión se obtuvo de la base de datos de AtomDB (Versión 3.0.2). Los errores para los parámetros libres de los ajustes espectrales están dados a un nivel de confianza de 1σ (68.27%) y se utilizó la estadística de χ^2 para discriminar la bondad de los ajustes.

Los espectros de las regiones fueron ajustados con varios modelos: APEC, NEI, VNEI, PSHOCK y VPSHOCK, los cuales fueron modificados multiplicativamente con un modelo de absorción interestelar (PHABS; Balucinska-Church & McCammon, 1992). Luego de varias pruebas se encontró que el mejor ajuste para las regiones individuales consiste en un modelo VAPEC (modelo de gas colisional), el cual tiene abundancias sub-solares para el Ne y Mg, y un modelo VNEI (Borkowski et al., 2001), el cual está dominado por abundancias de Si, S, Ar, Ca y Fe elevadas. La región central C y la región SW presentan una fuerte línea de Fe a ~ 6.4 keV, la cual es típica de material perteneciente a la eyecta, también presente en la región NE. Este modelo de dos componentes tiene dos temperaturas, una caliente kT_{VNEI} asociada al material eyectado y otra baja kT_{VAPEC} asociada con el MIE barrido. Los parámetros de rayos X del mejor ajuste para los espectros de emisión difusa de las diferentes regiones se presentan en la Tabla 7.2.

El análisis espectral muestra que las condiciones físicas del plasma son heterogéneas a lo largo del remanente. A pesar de esto, los valores de la densidad columnar (N_{H}) son consistentes entre sí, considerando sus errores, y varían desde $1.41 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ a $1.57 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$. Las regiones NW, SW y S tienen los valores más bajos, mientras que las regiones NE y C presentan los valores más altos. Los valores obtenidos para la temperatura en la componente APEC $kT_{\text{VAPEC}} \sim 0.19$ sugieren que el MIE tiene condiciones similares a lo largo de todo el remanente.

Se distinguen dos conjuntos de regiones para el modelo de eyecta. Las regiones NE, C y SW tienen temperaturas y abundancias significativamente más altas que las regiones NW y S, lo cual puede indicar que la eyecta en las regiones central y norte del RSN son ricas en elementos pesados, mientras que en las regiones cercanas al frente de choque principal los metales son menos abundantes. Esto sugiere que hay una mayor concentración de elementos pesados en el interior del remanente. La escala temporal de ionización es relativamente baja para todas las regiones ($10^{11} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$), lo cual confirma que la componente relacionada con la eyecta está lejos de estar en equilibrio de ionización. Las regiones NW y S tienen valores de escala de ionización relativamente más altos que las regiones NE, C y SW, de $\sim 4 \times 10^{10} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$. La componente VNEI tiene valores de temperatura de ~ 1.1 keV, escalas de ionización altas y valores de abundancias moderadas de Si, S, Ar, Ca y Fe para las regiones externas NW y S. Mientras que para las regiones NE, C y SW las temperaturas varían en el rango 1.6–1.9 keV, los valores de la escala temporal de ionización son más bajos, y los valores de las abundancias de los mismos elementos son mayores, lo que indica que la eyecta ha sido re-calentada como consecuencia del choque reverso actuando en las regiones internas del RSN.

Se puede ver la variación global del Si, S y Fe en el RSN en los mapas de ancho equivalente

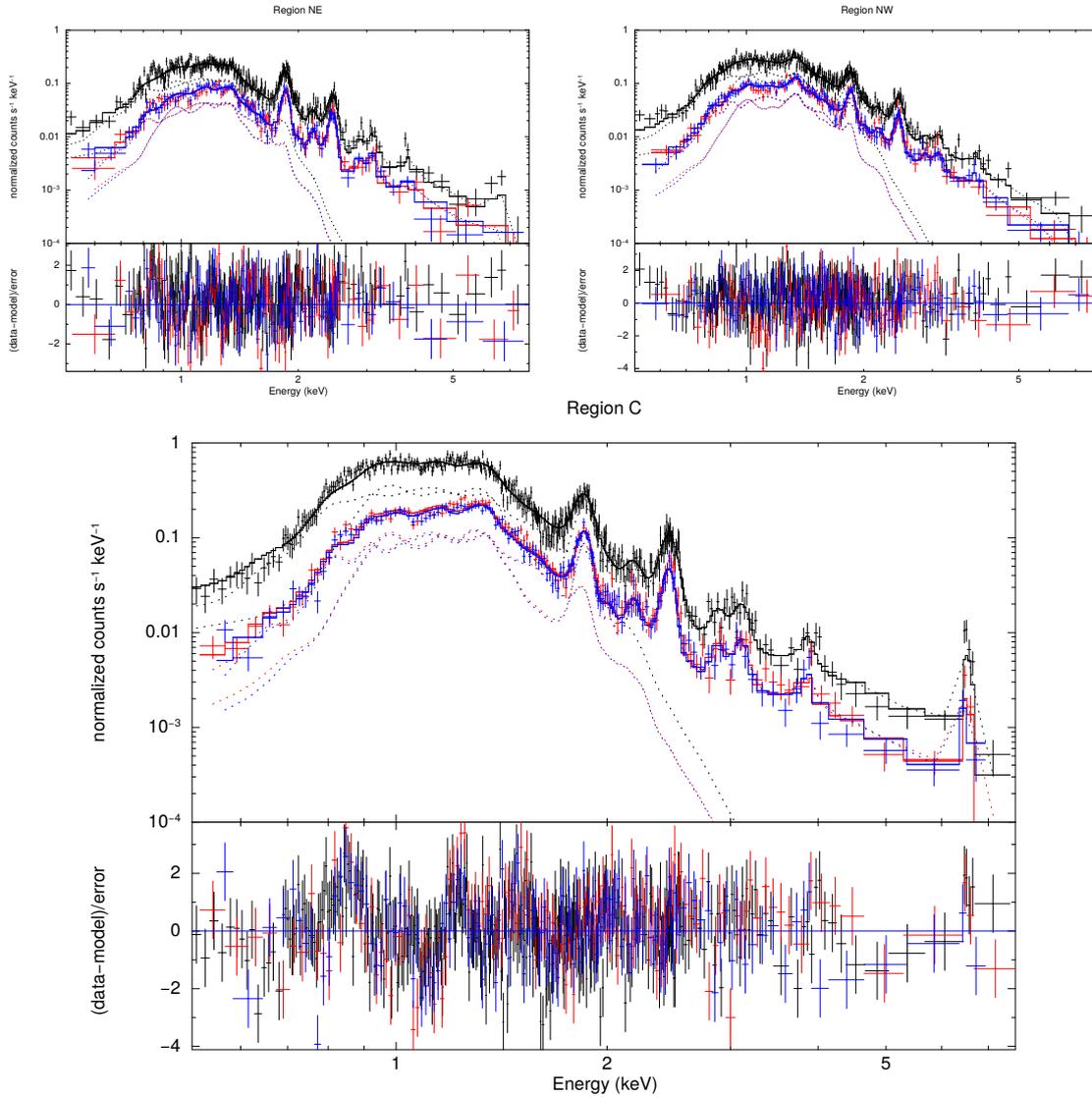


Figura 7.5. De izquierda a derecha, espectros de XMM-Newton de las cámaras PN y MOS1/2 correspondientes a las regiones NE, NW y C, respectivamente. Las líneas sólidas indican el modelo del mejor ajuste (ver Tabla 7.2). Las líneas punteadas indican las contribuciones individuales de los modelos VAPEC y VNEI para cada cámara. El panel inferior muestra los residuos χ^2 del ajuste.

7. Un estudio detallado de la emisión X del RSN G306.3–0.9 detectada con XMM-Newton y Chandra

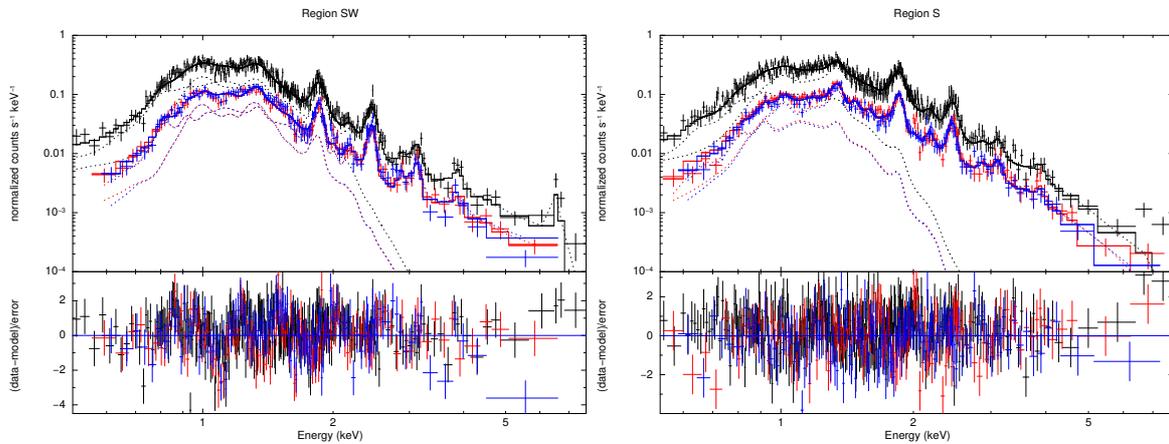


Figura 7.6. De izquierda a derecha, espectros de XMM-Newton de las cámaras PN y MOS1/2 correspondientes a las regiones SW y S, respectivamente. Las líneas sólidas indican el modelo del mejor ajuste (ver Tabla 7.2). Las líneas punteadas indican las contribuciones individuales de los modelos VAPEC y VNEI para cada cámara. El panel inferior muestra los residuos χ^2 del ajuste..

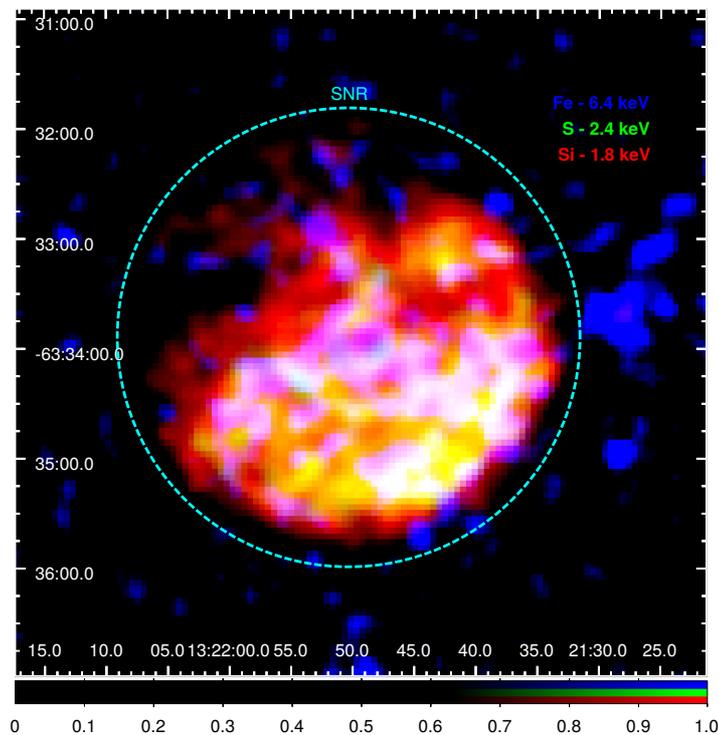


Figura 7.7. Mapas de ancho equivalente de Si XIII (1.85 keV, en color rojo), S XV (2.4 keV, en color verde) y Fe-K (6.4 keV, en color azul). El contorno en color cian indican el borde periférico de la emisión total de rayos X de G306.3–0.9. Estos mapas fueron obtenidos a partir de la combinación de los archivos de eventos de las cámaras EPIC.

Tabla 7.2. Parámetros espectrales de la emisión difusa de rayos X difusa para las regiones seleccionadas de G306.3–0.9.

Modelo & Parámetros	NE	NW	C	SW	S
PHABS*(VAPEC+VNEI)					
N_H [10^{22} cm $^{-2}$]	$1.57^{+0.01}_{-0.02}$	$1.54^{+0.03}_{-0.01}$	$1.53^{+0.01}_{-0.01}$	$1.55^{+0.01}_{-0.01}$	$1.40^{+0.03}_{-0.03}$
kT_{VAPEC} [keV]	$0.171^{+0.006}_{-0.001}$	$0.196^{+0.002}_{-0.002}$	$0.196^{+0.002}_{-0.003}$	$0.215^{+0.001}_{-0.001}$	$0.174^{+0.008}_{-0.005}$
Ne [Ne_\odot]	$0.14^{+0.06}_{-0.08}$	$0.79^{+0.12}_{-0.12}$	$0.61^{+0.05}_{-0.06}$	$0.66^{+0.10}_{-0.09}$	$0.55^{+0.11}_{-0.11}$
Mg [Mg_\odot]	$0.23^{+0.10}_{-0.09}$	$0.50^{+0.08}_{-0.08}$	$0.32^{+0.05}_{-0.05}$	$0.35^{+0.07}_{-0.07}$	$0.49^{+0.10}_{-0.20}$
Norm $_{VAPEC}$	$0.12^{+0.01}_{-0.02}$	$0.039^{+0.003}_{-0.010}$	$0.111^{+0.002}_{-0.007}$	$0.044^{+0.006}_{-0.003}$	$0.05^{+0.01}_{-0.01}$
kT_{VNEI} [keV]	$1.82^{+0.15}_{-0.26}$	$1.17^{+0.07}_{-0.02}$	$1.91^{+0.05}_{-0.03}$	$1.59^{+0.10}_{-0.08}$	$1.04^{+0.05}_{-0.04}$
Si [Si_\odot]	$8.68^{+0.94}_{-2.16}$	$1.79^{+0.44}_{-0.15}$	$10.53^{+1.01}_{-1.41}$	$9.02^{+11.24}_{-5.76}$	$1.05^{+0.09}_{-0.07}$
S [S_\odot]	$12.50^{+1.94}_{-3.05}$	$3.11^{+0.69}_{-0.31}$	$18.42^{+2.28}_{-2.30}$	$16.47^{+10.10}_{-3.33}$	$1.43^{+0.12}_{-0.10}$
Ar [Ar_\odot]	$11.92^{+2.78}_{-3.84}$	$2.10^{+0.47}_{-0.63}$	$13.41^{+2.28}_{-2.30}$	$18.69^{+6.84}_{-9.07}$	$1.51^{+0.34}_{-0.53}$
Ca [Ca_\odot]	$19.81^{+8.50}_{-7.41}$	$4.51^{+2.01}_{-1.54}$	$28.62^{+6.47}_{-6.45}$	$23.66^{+6.84}_{-9.08}$	$2.58^{+0.88}_{-0.94}$
Fe [Fe_\odot]	$18.56^{+2.85}_{-4.63}$	$4.09^{+1.09}_{-0.50}$	$46.25^{+1.98}_{-2.91}$	$34.29^{+16.24}_{-12.47}$	$1.05^{+0.14}_{-0.12}$
τ [10^{10} s cm $^{-3}$]	$3.61^{+0.68}_{-0.28}$	$9.25^{+2.08}_{-1.53}$	$3.76^{+0.23}_{-0.12}$	$5.89^{+0.51}_{-0.35}$	$9.67^{+1.87}_{-1.15}$
Norm $_{VNEI}$ [10^{-3}]	$0.09^{+0.01}_{-0.01}$	$0.48^{+0.08}_{-0.04}$	$0.093^{+0.003}_{-0.007}$	$0.075^{+0.028}_{-0.024}$	$1.47^{+0.10}_{-0.14}$
χ^2_ν / d.o.f.	1.16 / 558	1.13 / 568	1.36 / 681	1.27 / 548	1.12 / 634
Flujo (0.5–1.0 keV)	$0.49^{+0.05}_{-0.06}$	$0.60^{+0.03}_{-0.09}$	$1.38^{+0.23}_{-0.24}$	$0.69^{+0.01}_{-0.21}$	$0.63^{+0.02}_{-0.04}$
Flujo (1.0–2.0 keV)	$2.62^{+0.42}_{-0.32}$	$3.45^{+0.05}_{-0.67}$	$6.05^{+1.19}_{-0.87}$	$3.57^{+0.02}_{-1.36}$	$4.02^{+0.01}_{-0.17}$
Flujo (2.0–7.5 keV)	$1.53^{+0.58}_{-0.05}$	$1.72^{+0.08}_{-0.37}$	$2.85^{+1.14}_{-0.96}$	$1.79^{+0.02}_{-0.77}$	$2.43^{+0.02}_{-0.09}$
Flujo Total (0.5–7.5 keV)	$4.65^{+0.89}_{-0.66}$	$5.77^{+0.25}_{-0.77}$	$10.30^{+2.95}_{-2.60}$	$6.05^{+0.04}_{-2.36}$	$7.09^{+0.01}_{-0.26}$

Nota: La normalización se define como $10^{-14}/4\pi D^2 \times \int n_H n_e dV$, donde D es la distancia en [cm], n_H es la densidad de hidrógeno [cm^{-3}], n_e es la densidad de electrones [cm^{-3}], y V es el volumen [cm^3]. Los flujos están corregidos por absorción y en unidades de 10^{-13} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$. Los valores de los errores son a 1σ (68.27%) de confianza. χ^2_ν / d.o.f es el valor reducido de chi-cuadrado. Las abundancia están normalizadas a la solar (Anders & Grevesse, 1989).

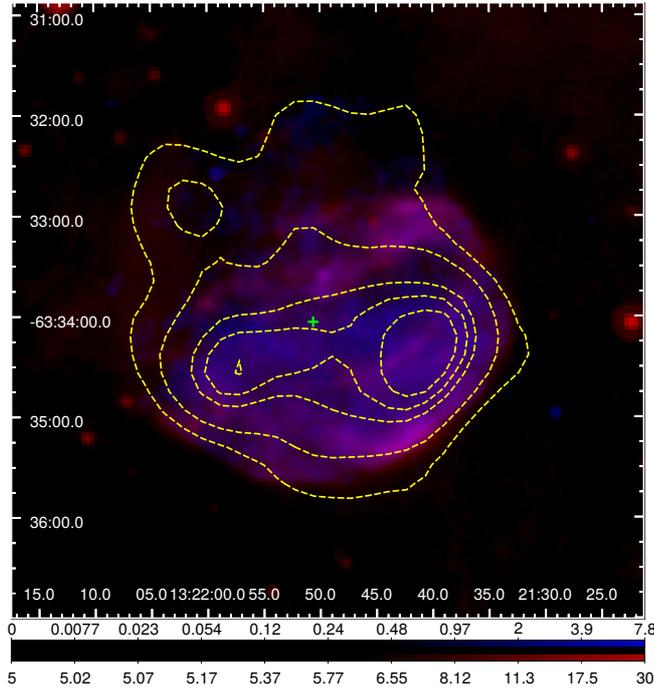


Figura 7.8. Composición en 3 colores de la emisión del RSN G306.3–0.9: los contornos punteados en amarillo corresponden a la emisión en radio, en color rojo se indica la emisión en IR de MIPS-*Spitzer* en mJy sr^{-1} y en color azul la emisión de rayos X. Las cruz verde representa el centroide del RSN utilizado en el análisis PRM.

mostrados en la Fig. 7.7. Estas imágenes se obtuvieron en rangos de energía angosta de 1.75–1.95 keV, 2.3–2.6 keV y 6.2–6.8 keV para las líneas de Si (en color rojo), S (en color verde) y Fe (en color azul), respectivamente. Los mapas reflejan la heterogeneidad de la distribución espacial de los elementos, los cuales están mayormente concentrados en la región semi-circular sur. Para obtener los mapas de ancho equivalente, para cada cámara EPIC de XMM-Newton, se siguió el procedimiento estándar. Es decir, se obtuvieron imágenes en bandas anchas del continuo: 1.5–2.1 keV para el Si, 2.1–2.8 keV para el S y 5.5–7.5 para el Fe, las cuales incluyen las bandas angostas descritas anteriormente. Se las dividió por un factor correspondiente al cociente del flujo en esa banda con respecto al flujo de la banda para la línea, ambos tomados de los valores obtenidos del modelo del espectro de la región central. De esta forma, se obtuvieron imágenes correspondientes al continuo debajo de cada línea, que luego se utilizó para sustraer de las imágenes de las líneas de interés, conservando así solamente la contribución de las mismas. Los mapas de ancho equivalente muestran una clara estratificación del Fe, el cual está concentrado en un borde de emisión hacia el centro del remanente, como se resalta en Reynolds et al. (2013). Este borde también coincide con el borde brillante observado en longitudes de radio por MOST.

Otro resultado que se desprende del análisis espectral de rayos X, es que las fuentes puntuales detectadas dentro del RSN, no muestran las características típicas de un objeto central compacto (CCO, ver Halpern & Gotthelf, 2010, para un resumen de sus características).

7.5. Discusión

La morfología y las propiedades espectrales globales de los rayos X del RSN G306.3–0.9 fueron investigadas en estudios previos utilizando observaciones limitadas de *Chandra* (Rey-

nolds et al., 2013). Gracias al gran área efectiva de los instrumentos a bordo de *XMM-Newton*, en conjunto con una observación más profunda y de alta resolución espacial de *Chandra* y de los datos de archivo disponibles de *Spitzer*, se pudo llevar a cabo un análisis detallado de la morfología y un análisis espectroscópicamente resuelto de rayos X. Estos estudios son necesarios para delinear un escenario astrofísico realista con el cual describir la evolución del remanente y entender las propiedades derivadas del estudio multi-longitud de onda.

Nuestros resultados muestran que la morfología de rayos X del remanente tiene varias características interesantes, entre ellas una estructura semi-circular brillante en la región sur y emisión más débil en la región norte. La morfología global semi-circular observada es consistente con las observaciones en radio y en IR, tal como lo notó Reynolds et al. (2013).

En la Fig. 7.8 puede verse en color rojo la emisión, correspondiente al IR medio a $24 \mu\text{m}$, de G306.3–0.9. Comparando con las imágenes en rayos X se observa que existe una fuerte correlación entre ambas frecuencias, lo cual es usual en RSNs (Arendt et al., 2010; Dubner et al., 2013; Morton et al., 2007; Williams et al., 2011). La emisión a $24 \mu\text{m}$ está dominada por un continuo térmico correspondiente al polvo, probablemente debido a granos muy pequeños, calentados estocásticamente (Draine, 2003). La abundancia de granos pequeños en RSNs se debe probablemente a la desintegración de granos de polvo por la interacción de los frentes de choque (Andersen et al., 2011), éstos son calentados por electrones y fotones de rayos X dentro del gas caliente térmico.

La abundancia de Fe es alta en la región central del remanente, lo que implica la posibilidad de que el progenitor sea una SN Tipo Ia. Esto es consistente con los valores de los cocientes de las abundancias, obtenidos del ajuste espectral para la región central, de S/Si, Ar/Si y Ca/Si (1.75, 1.27 y 2.72 respectivamente) los cuales están ampliamente de acuerdo con los valores obtenidos en modelos para un escenario de degeneración y son altamente inconsistentes con cualquier modelo de colapso gravitacional (Nomoto et al., 1997). Los valores del centroide de la línea Fe-K en la región central del RSN, obtenidos siguiendo el procedimiento descrito por Yamaguchi et al. (2014), también lo corroboran. Se ajustó un modelo tipo ley de potencia al continuo de emisión en el rango 5–8 keV más una gaussiana para la línea de emisión, lo que resultó en una estimación del centroide de 6.52 ± 0.01 keV, que también implica un escenario en el cual el progenitor es una SN Tipo Ia. Más aún, esta posibilidad puede ser apoyada independientemente utilizando el análisis morfológico propuesto por López et al. (2011) y Peters et al. (2013), los cuales utilizan la asimetría de los rayos X y la emisión en IR a $24 \mu\text{m}$ para clasificar los progenitores de RSN en Tipo Ia ó CC. Esta técnica es independiente de las condiciones del plasma. Se basa en el método denominado *power-ratio* (PRM) que da valores cuantitativos de las asimetrías en las imágenes mediante los momentos del desarrollo multipolar correspondientes al brillo superficial en una abertura circular (ver López et al., 2011, para una descripción detallada).

Tomando el origen de los momentos en el centroide de la imagen (ver la cruz verde en Fig. 7.8, correspondiente a los datos de Spitzer) en el desarrollo multipolar el dipolo se aproxima a cero, el cuadrupolo normalizado P_2/P_0 mide la elipticidad de la distribución y el octopolo P_3/P_0 caracteriza las asimetrías de la fuente. Siguiendo el procedimiento de estos autores, se utilizaron las bandas blanda de energía de 0.5–2.1 keV y la línea de emisión de Si XIII en el rango de energía de 1.75–2.0 keV, de imágenes de rayos X de la cámara ACIS de *Chandra*. También se aplicó el método a la imagen de $24 \mu\text{m}$ en IR del *Multiband Imaging Photometer* (MIPS; Rieke, 2004) en el telescopio *Spitzer*. Se extrajo el fondo y se calcularon los multipolos en relación al centroide de cada imagen (las diferencias en los centroides de rayos X están dentro de los 0.5 segundos de arco de resolución de ACIS, mientras que la distancia entre los centroides en las bandas de IR y rayos X es de ~ 15 segundos de arco). Como resultado se calcularon para la banda blanda de rayos X los cocientes $P_2/P_0 = 2.48 \times 10^{-6}$ y

$P_3/P_0 = 8.03 \times 10^{-8}$, mientras que para la línea de Si XIII $P_2/P_0 = 2.00 \times 10^{-6}$ y $P_3/P_0 = 7.97 \times 10^{-8}$. Estos valores son consistentes con un progenitor de RSN de Tipo Ia (ver Fig. 4 en Peters et al. (2013); y Fig. 2 en López et al. (2011)).

Por último, utilizando la información obtenida del análisis espectral calculamos aproximadamente la densidad de electrones del plasma y la edad para las diferentes regiones del RSN. Se obtuvo un volumen V para cada región del RSN, asumiendo que el plasma cubre regiones elipsoidales como las utilizadas para la extracción de espectros (indicadas en la Fig. 7.4), en un rango de distancias entre 6–10 kpc. Se asumió un factor de llenado $f \equiv 1$ y que las longitudes a lo largo de la línea de la visual tienen un valor igual al promedio entre los semiejes de las elipses. Utilizando los valores de la medida de emisión obtenidos del ajuste espectral y siguiendo el procedimiento descrito en el Capítulo 6 - Sección 6.5, se obtiene para las regiones NE, NW, C, SW y S una densidad numérica de electrones igual a 0.31, 1.12, 0.60, 0.85 y 2.75 cm^{-3} , respectivamente. Considerando una esfera con un radio igual al largo proyectado del RSN y utilizando la longitud de una línea que intercepta todas las regiones elipsoidales, se obtuvieron límites superiores a los volúmenes, lo que implica límites inferiores a la densidad de 0.19, 0.69, 0.43, 0.42 y 1.41 cm^{-3} para las regiones NE, NW, C, SW y S, respectivamente. En todos los casos la densidad de nucleones fue considerada como igual a la de los electrones. A pesar de todas las incertezas relacionadas con estos cálculos, las densidades estimadas para las partes externas NW y S del RSN resultan ser más altas que para las regiones internas y Norte. Utilizando la escala temporal de ionización τ , obtenida en el ajuste espectral, se calculó el tiempo pasado desde que el plasma fue calentado en $\sim 2300 \pm 1300$ años. Estos valores están en acuerdo con los obtenidos por Reynolds et al. (2013) adoptando un modelo Sedov (Sedov, 1959).

Capítulo 8

Indicios de un jet de eyecta rico en Si en el RSN de Vela observado por XMM-Newton

8.1. Prefacio

Este capítulo está basado en el trabajo titulado “Indications of a Si-rich bilateral jet of ejecta in the Vela SNR observed with XMM-Newton”, realizado por García, F., Suárez, A. E., Miceli, M., Bocchino, F., Combi, J. A., Orlando, S. y Sasaki, M y publicado en *Astronomy & Astrophysics* (2017).

8.2. Introducción

Existen varios RSNs que se caracterizan por tener una eyecta con estructura “grumosa” (*knotty*). En RSNs del Tipo CC se han observado gran cantidad de estructuras de este tipo y en diferentes longitudes. Algunos ejemplos son G292.0+1.8 (Park et al., 2004), Puppis A (Katsuda et al., 2008a) y Cas A. En particular, en este último se han detectado esta clase de estructuras más allá del frente de choque principal (DeLaney et al., 2010; Hammell & Fesen, 2008).

Otro RSN, en el que se observan estas estructuras de plasma, es el remanente de Vela, el cual es producto de la explosión de una estrella progenitora de Tipo II-P con una masa de menos de $25 M_{\odot}$ Gvaramadze (1999). Su edad ha sido estimada en 11.4 miles de años (Taylor et al., 1993) y su distancia en aproximadamente 250 pc (Bocchino et al., 1999; Cha et al., 1999). Se han identificado varias estructuras grumosas dentro y fuera del remanente, por ejemplo, Aschenbach et al. (1995) identificó seis fragmentos (conocidos como *shrapnel* y designados con letras entre la A y la F). Estos fragmentos emiten en rayos X, tienen una forma característica tipo boomerang y se los localiza por fuera del frente de choque principal.

Los fragmentos A, B y D fueron estudiados en detalle por Tsunemi et al. (1999), Miyata et al. (2001), Katsuda & Tsunemi (2005, 2006) y Yamaguchi & Katsuda (2009). Estos estudios mostraron que parecen estar divididos en dos categorías: los fragmento B y D que presentan abundancias altas de O, Ne y Mg, y por otro lado, el fragmento A que tiene abundancia de Si alta y emisión débil de los demás elementos. Es por esto que Tsunemi & Katsuda (2006) proponen que el fragmento A debe haber sido creado en una capa profunda de la estrella progenitora, a diferencia del resto de los otros fragmentos. Varias de estas estructuras de eyecta grumosa, con abundancias similares a las encontradas en los fragmento B y D, han

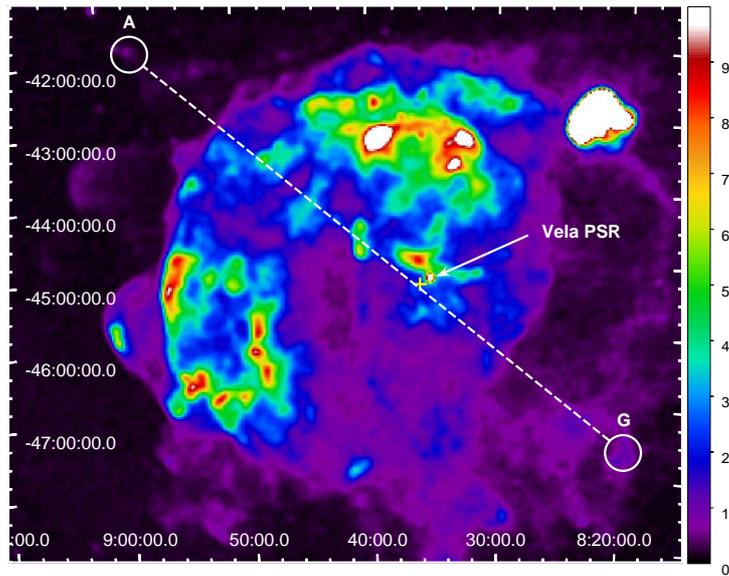


Figura 8.1. Imagen del RSN de Vela correspondiente a datos del relevamiento *ROSAT All-Sky Survey* en el rango de energía 0.44–2.04 keV. Los fragmentos A y G están indicados con círculos blancos y conectados con una línea punteada, la cual pasa cerca del púlsar de Vela y la posición de la explosión SN (marcada con una cruz amarilla). Esta última se calculó a partir de la edad y el movimiento propio del púlsar.

sido descubiertas en la parte norte del remanente (Miceli et al., 2008). Los autores sugieren que estos grumos brillantes podrían ser fragmentos ocultos, por un efecto de proyección, dentro de la cáscara del remanente.

En otros RSNs del tipo core-collapse la eyecta rica en Si puede mostrar una estructura peculiar del tipo jet/contra-jet. Grichener & Soker (2017) han sugerido que estas estructuras tipo jet son comunes en muchos RSNs Tipo core-collapse. El caso más conocido es Cas A, el cual ha sido estudiado en gran detalle gracias a una observación de larga exposición de *Chandra* (Hwang et al., 2004). En esta observación puede verse un jet (con una estructura de tipo contra-jet débil), la cual está compuesta principalmente por plasma rico en Si. Laming et al. (2006) realizaron un análisis espectral de rayos X de varias estructuras grumosas en el jet y concluyeron que el origen de esta morfología se debe a un jet explosivo y no al producto de la interacción con una cavidad u otra estructura peculiar del MIE/CSM. Los resultados de simulaciones hidrodinámicas 3-D muestran que este jet puede explicarse a partir de inhomogeneidades en la velocidad y densidad en el perfil de la eyecta de la estrella causante de la explosión, las cuales transportan una energía de $\sim 2\%$ de la energía total (Orlando et al., 2016).

En este trabajo se presenta el análisis de una observación dedicada de XMM-Newton del fragmento G, localizado en el borde sudoeste del RSN Vela. Se muestra que este fragmento presenta eyecta rica en Si y está ubicado sobre la línea que une el centro geométrico del remanente y el fragmento A (ubicado en el noreste de la fuente, ver Fig. 8.1).

8.3. Observaciones y análisis de datos

El fragmento G de Vela fue detectado en una observación tomada con las cámaras EPIC del satélite XMM-Newton. La misma fue realizada el 22 de Abril de 2012 (Obs. ID 0675080101), con filtro medio y modo de observación *Prime Full Window*. Las exposiciones

para MOS1, MOS2 y pn fueron 42 ks, 43 ks y 41 ks, respectivamente.

Los datos se analizaron utilizando la versión 15.0.0 de SAS, junto con los archivos de calibración disponibles a Diciembre de 2016. Con el propósito de evitar contaminación por partículas (*soft-protons*), se filtraron las observaciones con la tarea ESPFILT de SAS, se obtuvieron GTIs de aproximadamente 28 ks para MOS1, 29 ks para MOS2 y 27 ks para pn. El paso siguiente fue filtrar la lista de eventos para retener solo aquellos eventos con mayor probabilidad de ser fotones: se seleccionaron eventos FLAG==0 simples y PATTERN dobles por medio de la tarea EVSELECT.

8.4. Resultados

8.4.1. Imágenes de rayos X

Con el fin de obtener imágenes de calidad, en diferentes bandas de energía, se realizó una doble extracción del fondo a la lista de eventos: filtrando contaminación por rayos X y partículas del fondo. Para esto se utilizaron los archivos de *Filter Wheel Closed* (FWC) y *Blank Sky* disponibles en las páginas web de XMM-ESAC^{1,2} (ver Apéndice A) y se siguió el procedimiento descrito por Miceli et al. (2017) (ver Sección - Capítulo). Se realizó una búsqueda de fuentes puntuales siguiendo la guía de XMM-SAS para la detección de fuentes puntuales (disponibles en la página web de XMM³). Se quitaron aquellos eventos dentro de regiones circulares de 15 segundos de arco de radio, centradas en las fuentes puntuales detectadas, ya que solo nos interesa la emisión difusa del fragmento. A partir de las listas de eventos filtradas se obtuvieron imágenes para cada cámara, en distintos rangos de energía, las cuales fueron corregidas por efectos de exposición y vignetting. Por último, estas imágenes fueron combinadas con un suavizado adaptativo realizado con las tareas EMOSAIC y ASMOOTH de SAS.

En la Figura 8.2 se muestra una de las imágenes resultantes del fragmento G de Vela, la cual se obtuvo a partir de la combinación de las tres exposiciones de EPIC, con un bineado espacial de 4 segundos de arco. En color rojo se muestra la banda de energía blanda 0.3–0.6 keV, en color verde la banda media 0.6–1.3 keV y en color azul la banda dura 1.3–3.0 keV. Las áreas circulares en color negro representan las fuentes puntuales que fueron sustraídas. En esta imagen el norte es hacia arriba y el este hacia la izquierda. En los datos disponibles no es posible diferenciar el fragmento del fondo por encima de los 3.0 keV. La imagen muestra que la morfología del fragmento es bastante regular, exhibe dos regiones brillantes extendidas una en el este (E) y otra en el oeste (W). La emisión X muestra un borde marcado hacia el sudoeste (SW), que coincide con un posible frente de choque del fragmento y emisión débil elongada en dirección noreste (NE), que se corresponde con la dirección al centro geométrico del remanente.

En la Figura 8.3 puede verse un mapa mosaico de rayos X para la banda del Si (1.3–2.0 keV), el mismo fue hecho con un bineado espacial de 20 segundos de arco. En color amarillo están señalados los contornos de la emisión X en todo el rango de energía (0.3–3.0 keV). Es importante notar en el mapa que los fotones originados en la banda de Si están espacialmente correlacionados con la emisión X total.

¹<https://www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton/filter-closed>

²http://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/xmm_calibration/background/bs_repository/blanksky_all.html

³<https://www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton/sas-thread-src-find-stepbystep>

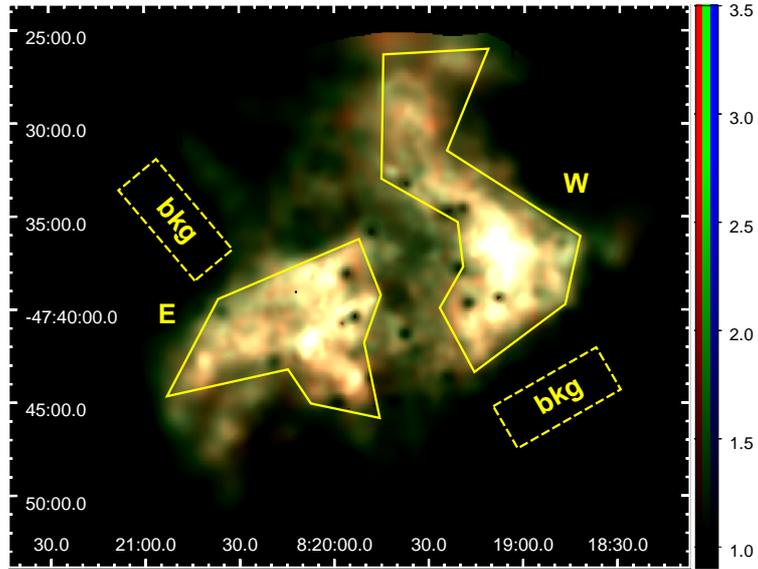


Figura 8.2. Imagen del fragmento G de Vela obtenida a partir de los datos de XMM-Newton. En color rojo se representa la banda de energía entre 0.3–0.6 keV, en verde la banda 0.6–1.3 keV y en color azul la banda 1.3–3.0 keV. Los contornos superpuestos en color amarillo representan las regiones de extracción de espectros este (E) y oeste (W). Los rectángulos punteados son las regiones elegidas para la extracción de espectros de fondo (bkg). Esta imagen fue corregida por background, vignetting, y las fuentes puntuales fueron removidas.

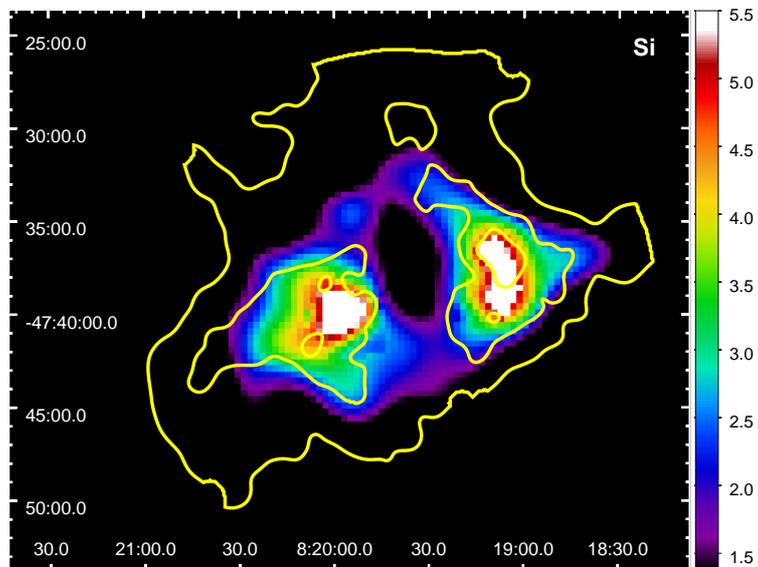


Figura 8.3. Mapa de cuentas en el rango de energía de 1.3–2.0 keV, correspondiente a la banda de Si, corregido por background y vignetting. Los contornos superpuestos en color amarillo representan la emisión en el rango de energía 0.3–3.0 keV. Los máximos de Si están espacialmente correlacionados con la emisión brillante en rayos X.

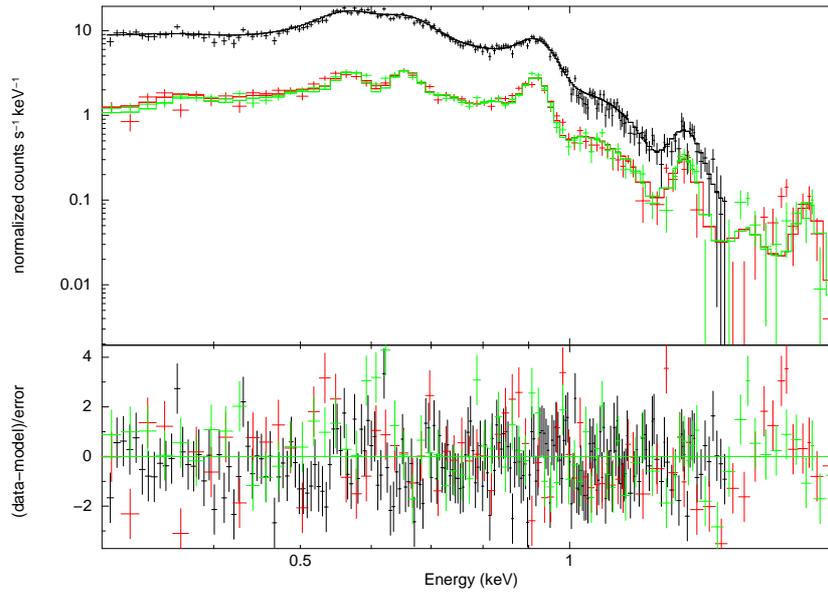


Figura 8.4. Espectros MOS1/2 y pn del fragmento G. Las líneas sólidas indican el modelo del mejor ajuste VNEI (ver Tabla 8.1). El panel inferior muestra los residuos del ajuste.

8.4.2. Espectros de rayos X

Para extraer los espectros fue necesario corregir la lista de eventos por los efectos de vignetting, ya que el fragmento G es una fuente extendida uniforme que ocupa casi todo el campo de la visual. Se aplicó entonces la tarea `EVIGWEIGHT` de SAS para corregir por este efecto. Esta tarea agrega, para cada cámara, una tercera columna de pesos en la lista de eventos, de modo tal de tener en cuenta el área efectiva local del instrumento dependiente del ángulo off-axis.

Con las tareas `RMFGEN` y `ARFGEN` de SAS, se obtuvieron las matrices de respuesta y redistribución y se realizó un bineado del espectro, de modo de tener al menos 25 cuentas por bin. Se seleccionaron dos regiones poligonales para la extracción de espectros, llamadas E y W, y se tomaron dos regiones diferentes como fondo, donde no se apreciaba emisión X significativa del remanente. Las regiones para fuente y fondo pueden verse en la Figura 8.2. El análisis espectral fue realizado en el rango de energía 0.3–2 keV para las dos cámaras MOS y en el rango 0.3–1.5 keV para la cámara pn, utilizando el paquete XSPEC (Versión 12.9.0, Arnaud, 1996). El espectro de pn por encima de 1.5 keV está dominado por emisión de fondo y se verificó que el mejor ajuste obtenido no cambia significativamente agregando los datos de pn en la banda 1.5–2 keV, aunque la indeterminación de los parámetros del ajuste aumenta. Por lo tanto, para maximizar la señal/ruido, no se incluyeron los datos de pn por encima de 1.5 keV en el análisis. Dado que no se encontró diferencia significativa en las regiones E o W, se las combinó para mejorar la relación señal/ruido. También se chequeó, que independientemente del fondo elegido, los parámetros del mejor ajuste resultaban consistentes entre sí. Por último, también se analizaron los espectros del fondo y se verificó la ausencia de la línea de Si en la banda de 1.85 keV, por lo que sólo es visible en el espectro de la fuente.

En la Figura 8.4 pueden verse los espectros de rayos X del fragmento G de Vela para las tres cámaras, a los cuales se les sustrajo el fondo (en color negro se encuentra el espectro de pn, en color rojo el de MOS1 y en color verde el de MOS2). Se utilizó la estadística de χ^2 , como discriminador de la bondad del ajuste, y los errores de los parámetros fueron calculados a 1σ (68%) de nivel de confianza. El espectro en rayos X del fragmento G tiene origen térmico y muestra líneas de emisión de OVII (0.56 keV), OVIII (0.65 keV), NeIX

Tabla 8.1. Parámetros espectrales de la emisión X del fragmento G de Vela.

Modelo & Parámetros	VAPEC+VAPEC	VNEI
N_H [10^{22} cm $^{-2}$]	0.11 ± 0.01	0.022 ± 0.007
kT_1 [keV]	0.194 ± 0.002	0.49 ± 0.02
Norm $_1$ [$\times 10^{-3}$]	25 ± 3	2.0 ± 0.3
τ [10^{10} s cm $^{-3}$]	–	3.1 ± 0.3
kT_2 [keV]	0.64 ± 0.07	–
Norm $_2$ [$\times 10^{-3}$]	0.66 ± 0.08	–
O,(=N),(=C) [O_\odot]	0.38 ± 0.02	0.47 ± 0.05
Ne [Ne_\odot]	1.14 ± 0.08	1.33 ± 0.10
Mg [Mg_\odot]	0.99 ± 0.11	0.92 ± 0.12
Si [Si_\odot]	2.06 ± 0.45	2.24 ± 0.43
Fe [Fe_\odot]	0.34 ± 0.03	0.29 ± 0.04
χ^2_ν / d.o.f.	1.50 / 450	1.41 / 451
Flujo (0.3–0.6 keV)	4.49 ± 0.06	4.57 ± 0.06
Flujo (0.6–1.3 keV)	4.75 ± 0.03	4.73 ± 0.03
Flujo (1.3–3.0 keV)	0.33 ± 0.02	0.29 ± 0.01
Flujo total (0.3–3.0 keV)	9.57 ± 0.06	9.59 ± 0.06

Nota: La normalización está definida como $10^{-14}/4\pi D^2 \times EM$, donde $EM = \int n_H n_e dV$ es la medida de emisión, D es la distancia en [cm], n_H y n_e son las densidades de hidrógeno y electrones [cm $^{-3}$], y V es el volumen [cm 3]. Tomando una distancia $D = 250$ pc y un ángulo sólido $\Omega = A/D^2 = 1.17 \times 10^{-5}$ sr para las regiones espectrales, se obtiene $EM/A = 2.1 \times 10^{17}$ cm $^{-5}$ para el modelo VNEI. El intervalo de confianza para los errores de los parámetros libres es a 1σ (68 %). Los flujos están en unidades de 10^{-12} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ y las abundancias solares se tomaron de Anders & Grevesse (1989).

(0.92 keV), MgXI (1.35 keV) y Si (1.85 keV). Se ajustó el espectro utilizando diferentes modelos de emisión térmica: emisión de un plasma ópticamente delgado en equilibrio de ionización colisional (modelo APEC) y modelo fuera del equilibrio de ionización (modelo NEI), tomando en cuenta también la absorción interestelar (PHABS, Balucinska-Church & McCammon, 1992). El mejor ajuste se obtuvo usando un plasma NEI con $kT = 0.49 \pm 0.02$ keV. Verificamos que un modelo de plasma de dos temperaturas APEC, con $kT_1 = 0.194 \pm 0.02$ keV y $kT_2 = 0.64 \pm 0.07$ keV, también resulta en un buen ajuste. En ambos casos, fueron necesarias abundancias diferentes a la solar para ajustar las líneas de emisión, pero los valores resultantes fueron compatibles entre sí. Los parámetros de los ajustes se muestran en la Tabla 8.1. De ahora en adelante, solo nos enfocaremos en el ajuste NEI, correspondiente a una única temperatura, el cual resulta ser significativamente mejor.

Previamente solo se había encontrado una línea brillante de emisión de Si He α en el fragmento A (Katsuda & Tsunemi, 2006). Es importante remarcar que el fragmento G se encuentra ubicado en la región sudoeste del RSN, opuesta a la región donde se encuentra el fragmento A. Por el contrario, el fragmento D (Katsuda & Tsunemi, 2005) y los grumos de eyecta encontrados por Miceli et al. (2008), en el borde norte del remanente, no muestran líneas de Si pero sí abundancias un poco más altas de O, Ne, Mg y Fe que las encontradas para el fragmento A (Katsuda & Tsunemi, 2006). En particular, se encontró en el fragmento G que las abundancias relativas al O de los elementos Ne, Mg, Si y Fe toman los valores 2.8, 2.0, 4.8 y 0.6, respectivamente. Estos valores son comparables con los valores obtenidos para el fragmento A, que fueron 2.6, 2.2, 7.6 y 2.6, respectivamente. Mientras que, para el fragmento D, los valores de los cocientes relativos al O de los elementos Ne, Mg y Fe son

2.1, 2. y 0.2, y para la eyecta norte 2.5, 3.2 y 0.5, respectivamente. En ninguno de los dos se detecta la línea de Si (Miceli et al., 2008). En conclusión, los fragmentos A y G son los únicos, observados hasta ahora en el RSN de Vela, ricos en silicio. Además, las temperaturas del plasma para estos fragmentos son consistentes dentro de los 2σ de error y sus parámetros de ionización son bastante similares (ver Tabla 1 en Katsuda & Tsunemi, 2006), al igual que sus tamaños proyectados en el plano del cielo.

8.5. Discusión

A través de un estudio detallado del fragmento G, localizado en la región SE del RSN de Vela, se logró mostrar por primera vez la presencia de plasma rico en Si en este fragmento. A su vez, se mostró que su composición química es muy similar a la de fragmento A, el cual está ubicado en una posición geoméricamente opuesta en el borde NE del remanente. A diferencia de los fragmentos B, D y todos los otros grupos de eyecta, detectados hasta ahora en Vela, que presentan abundancias altas de O, Ne y Mg, los fragmentos A y G exhiben abundancia alta de Si y emisión débil de los otros elementos.

Como consecuencia de la nucleosíntesis esperada en la evolución estelar, Tsunemi & Katsuda (2006) han señalado que cualquier fragmento rico en Si debe originarse en capas profundas de la estrella progenitora. Pero las simulaciones hidrodinámicas de fragmentos en el remanente de Vela muestran que, asumiendo que la velocidad de la eyecta crece linealmente con la distancia desde el centro, es necesario un contraste de densidad inicial muy alto, casi irreal, para que un fragmento en el interior pueda superar la eyecta exterior (Miceli et al., 2008). Una posible solución a este problema, es que la capa de Si (o parte) sea eyectada con una velocidad inicial superior, por ejemplo, gracias a un jet colimado. Esta idea fue confirmada posteriormente mediante simulaciones 3-D del RSN Cas A, las cuales muestran que se requieren inhomogeneidades, tanto en la densidad como en la velocidad, para reproducir el jet rico en Si observado (Orlando et al., 2016).

Utilizando datos del movimiento propio del púlsar de Vela y la geometría del fragmento A, se pudo determinar que la línea que conecta a este último con el fragmento G pasa casi exactamente por el centro de expansión del remanente de Vela (ver Fig. 8.1). Esta alineación apoya fuertemente la posibilidad de que ambos fragmentos sean parte de una estructura tipo jet/contra-jet rica en Si. Asumiendo que el tamaño a lo largo de la línea de la visual L es igual al tamaño proyectado del fragmento G en el plano del cielo (1320 arcsec) y tomando una distancia $D = 250$ pc, estimamos para el plasma emisor de rayos X, una densidad numérica $n = 0.21 \text{ cm}^{-3}$ y una masa total $M = 0.008 M_{\odot}$ (para una masa atómica promedio de 2.1×10^{-24} g). Considerando la distancia proyectada desde el fragmento G al centro geométrico del remanente y una edad de ~ 11 mil años, se obtiene una velocidad de $\sim 1400 \text{ km s}^{-1}$, lo que implica una energía cinética promedio de $E = 1.6 \times 10^{47}$ erg. Este valor representa un límite inferior, ya que la velocidad del fragmento no es constante en el tiempo. Nuestra estimación solo tiene en cuenta la velocidad proyectada y la masa que emite rayos X, que es solo una fracción de la masa inicial (Miceli et al., 2013). Es interesante notar, que la masa estimada para el fragmento G es similar (dentro de un factor 5) a la masa de la anisotropía post-exploración responsable del jet rico en Si observado en Cas A (Orlando et al., 2016). Por otro lado, nuestro límite inferior a la energía cinética es dos ordenes de magnitud más bajo que el estimado para el jet de Cas A justo después de la explosión de SN ($\sim 4 \times 10^{49}$ erg, Orlando et al., 2016). Esto se debe principalmente a la estimación que realizamos de la velocidad del fragmento G: una velocidad mayor por un factor de 10 (que es esperable justo después de la explosión de SN) produciría una energía similar a la encontrada en el jet de Cas A. Concluimos que la masa y energía inferidas para el fragmento G son similares a los valores

8. Indicios de un jet de eyecta rico en Si en el RSN de Vela observado por XMM-Newton

estimados para el jet de Cas A (Orlando et al., 2016).

Capítulo 9

Estudio en frecuencias de radio y rayos X de la morfología del RSN G309.2-0.6

9.1. Prefacio

Este capítulo está basado en el trabajo titulado “On the nature of the radio/X-ray morphology of SNR G309.2–0.6 with XMM-Newton”, realizado por los autores A. E. Suárez, F. García, J. A. Combi, E. Reynoso y P. L. Luque-Escamilla, enviado a A&A.

9.2. Introducción

Los remanentes de supernova bipolares (Gaensler et al., 1998) tienen una forma particular tipo “tonel” y son considerados como buenas herramientas para el estudio de las interacciones RSN-MIE. Este tipo de remanentes se caracterizan por tener dos regiones opuestas, brillantes en radio y separadas por otra región de brillo superficial bajo. Por lo general, tienen una apariencia asimétrica, distorsionada y elongada con respecto a la forma y brillo superficial de los dos limbos opuestos. Los ejes bilaterales de estos remanentes parecen estar alineados con el plano galáctico, lo cual indica que efectos extrínsecos podrían dominar su morfología. Gaensler (1998) argumenta que el campo magnético es el causante de esta simetría bilateral, ya sea por compresión del mismo campo magnético, por aceleración quasi-perpendicular de electrones en el choque de la SN, o indirectamente, por el pre-procesamiento del medio interestelar provocando estratificaciones de densidad a lo largo del plano.

Varios remanentes galácticos presentan estas características y G309.2–0.6 parece pertenecer a esta categoría particular de fuentes. Este objeto fue identificado originalmente como RSN en base a su espectro no térmico en frecuencias de radio (Green, 1974) y posteriormente fue incluido en el catálogo de remanentes de supernova del Observatorio de Molongo (Whiteoak & Green, 1996). La estructura en radio muestra una morfología tipo cáscara, con dos estructuras particulares tipo “orejas” en la dirección NE/SW, los diámetros de los semiejes mayores son de 12 y 15 minutos de arco. Gaensler et al. (1998) utilizaron medidas de absorción de HI para calcular la distancia al remanente, la cual estimaron entre 5.4–14 kpc. Además, asumiendo que se expande en un medio homogéneo, derivaron un límite superior a su edad en 4000 años. Basándose en la morfología aparente los autores clasificaron al progenitor de este remanente como tipo CC.

El RSN G309.2–0.6 fue identificado por primera vez en longitudes de rayos X como la

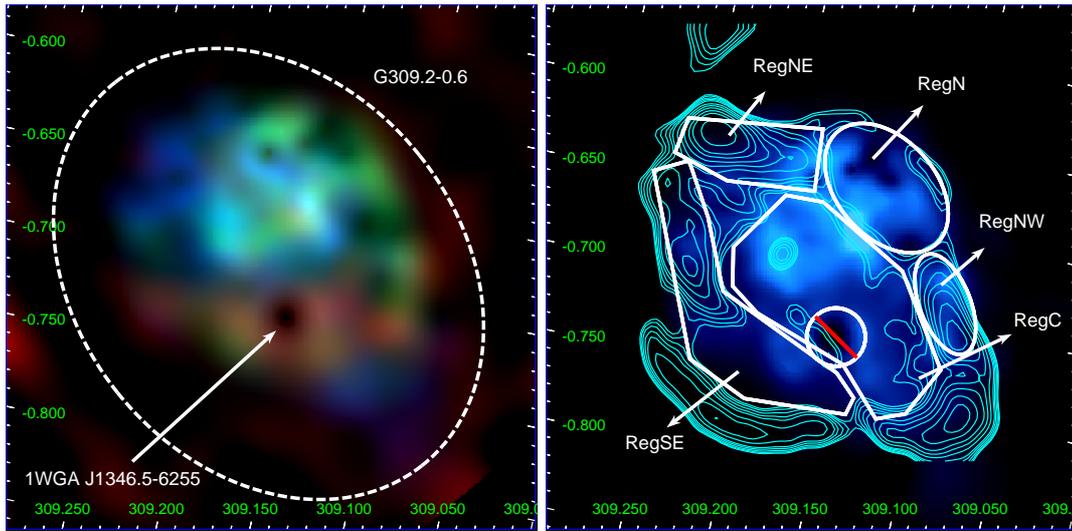


Figura 9.1. *Izquierda:* Mosaico de G309.2–0.6 en tres bandas de energía de rayos X: en color rojo el rango 0.3–1.2 keV, en color verde el rango 1.2–2.0 keV y en color azul en el rango 2.0–3.0 keV. *Derecha:* Mosaico en el rango de energía de rayos X de 0.8–3.0 keV, superpuesto con contornos de radio a 843 MHz indicados en color cian. En color blanco se indican las regiones para el análisis espectral. Ambas imágenes fueron corregidas por contaminación de fondo, exposición y vignetting.

fuente brillante 1RXS J134651.1–624843 en el relevamiento de ROSAT (*ROSAT All Sky Survey*, RASS Voges et al., 1999). Las observaciones mostraron que presentaba emisión principalmente blanda en rayos X. Rakowski et al. (2001) realizaron el primer estudio de baja resolución en rayos X del RSN utilizando datos de ASCA. El análisis espectroscópico mostró que el espectro de rayos X podía ajustarse con modelos de emisión fuera de equilibrio, con abundancias muy diferentes a la solar para algunos elementos. En particular, las abundancias de los elementos Ne, Mg, Ar, Ca y Fe resultaron mucho más bajas que las de Si y S, por lo que concluyeron que G309.2–0.6 es un ejemplo más de remanentes dominados por la eyecta. Utilizando el valor de densidad columnar del análisis espectral de rayos X estimaron una distancia máxima al remanente de 4 kpc. Considerando el valor bajo de la abundancia de Fe, obtenido en el análisis espectral de rayos X, Rakowski et al. (2001) también sugirieron un progenitor tipo CC para G309.2–0.6. En la región central del remanente se encuentra la fuente 1WGA J1346.5-6255, los autores analizaron la posible relación con el mismo, y derivaron una distancia de ~ 1.5 basándose en la densidad columnar obtenida en el análisis espectral de rayos X. Finalmente, Rakowski et al. (2006) identificaron a esta última como la estrella HD 119682 (que presenta líneas de emisión) ubicada en el cúmulo abierto NGC 5281, por delante de la línea de la visual a G309.2–0.6. En un análisis de rayos X posterior, Safi-Harb et al. (2007) confirmaron que 1WGA J1346.5-6255 no está relacionado con el remanente. Safi-Harb et al. (2007) también realizaron un análisis espectral de rayos X de una fracción de G309.2–0.6 utilizando la observación ID 087940201 (ver 9.3) de XMM-Newton, ajustaron el espectro con un modelo fuera del equilibrio de ionización con abundancias variables.

Más recientemente, Grichener & Soker (2017) estudiaron la morfología de un grupo de RSNs tipo CC que tienen estructuras tipo “oreja”, G309.2–0.6 se encontraba entre la muestra. Los autores propusieron que esta morfología particular es el resultado de un mecanismo tipo jet (“jet-feedback mechanism”, JFM), el cual puede darse antes, durante o después de la explosión de SN y que es muy poco probable que sea el resultado de la interacción con el medio interestelar. Estimaron para cada caso la energía necesaria para “inflar” las estructuras tipo

Tabla 9.1. Detalle de las observaciones de G309.2–0.6.

Satélite	XMM-Newton	
Id.Obs	0087940201	0551000201
Fecha	28/08/2001	07/03/2009
Hora de comienzo [UTC]	02:46:28	02:50:01
Cámara	pn/MOS1,2	pn/MOS1,2
Filtro	THICK	MEDIUM
Modos	PFWE/PFW	PLW/PFW
Offset	on-axis	on-axis
Exposición [ks]	35.2-39.6-39.6	52.4-54.0-54.0
GTI [ks]	21.6-27.4-28.1	10.2-25.0-23.5

Nota: PLWE se refiere a el modo *Prime Large Window observation mode*.

“oreja” asumiendo la producción de un jet antes de la explosión de SN. En el caso particular de G309.2–0.6, la energía cinética de los jets alcanza el 7 % del total de la cáscara. Yu & Fang (2018) obtuvieron un resultado similar, utilizando una simulación numérica y asumiendo que la eyecta tiene una componente tipo jet. En este caso, el cociente de energía entre el jet y toda la estructura de la eyecta tendría que ser del 10-15 % para poder reproducir la estructura vista en radio de G309.2–0.6.

Dado que se desconoce el origen, evolución y la morfología particular de G309.2–0.6, utilizando dos observaciones de XMM-Newton, se pretendió realizar un estudio detallado de las características físicas. Y a su vez, presentar un posible escenario para explicar el origen de la morfología asimétrica y elongada, visible tanto en frecuencias de radio como de rayos X.

9.3. Observaciones

El campo de G309.2–0.6 fue observado en dos oportunidades con las cámaras EPIC (Turner et al. 2001, Strüder et al. 2001) de XMM-Newton. Las observaciones no apuntaron a las mismas coordenadas: la observación con ID 0087940201 fue centrada en las coordenadas ($\alpha = 13^h 46^m 50^s.98$, $\delta = -62^\circ 48' 43'' 0$; J2000.0) y se encontraba fuera de ángulo con respecto al centro de G309.2–0.6 en ~ 4.4 minutos de arco; y la observación ID 0551000201, centrada en las coordenadas ($\alpha = 13^h 46^m 32^s.55$, $\delta = -62^\circ 55' 24'' 1$; J2000.0) con el RSN en el centro de su FoV.

Los datos fueron analizados utilizando el software SAS (Snowden et al., 2004) versión 16.0.0 y las últimas calibraciones disponibles a julio de 2017. Para excluir períodos con altos niveles de fondo, que podrían afectar la observación, se filtró la lista de eventos utilizando la tarea ESPFILT. Con la tarea EVSELECT se retuvieron los eventos con FLAG==0 y patrones simple y doble. A partir del análisis de los resultados de la tarea ESPFILT se descartaron los datos de la cámara PN correspondientes a la observación ID 0551000201, debido a la alta contaminación del fondo. Para esta misma observación, la cámara MOS1 no contaba con el CCD número 6, por lo que no se pudo extraer el espectro de ciertas regiones (Reg NE, Reg SE, ver Sección 9.4.2). El CCD 3 de la cámara MOS2 muestra un estado anómalo, pero ninguna de las regiones correspondientes al análisis espectral caen en ese chip. En la Tabla 9.1 pueden verse las características de las observaciones e instrumental.

9.4. Resultados

9.4.1. Imágenes de rayos X

Para analizar la morfología de G309.2–0.6 es necesario obtener imágenes en diferentes rangos de energía. Para la extracción de imágenes se realizó un proceso de filtrado de los archivos de eventos. Inicialmente se llevó a cabo una detección de fuentes puntuales, para cada observación y cada cámara, siguiendo las tareas de XMM-SAS (siguiendo el procedimiento descrito en la sección del Capítulo 8.4.1). Para las fuentes resultantes de este proceso se extrajeron de los archivos de eventos regiones circulares, de 15 segundos de arco de radio, centrada en cada fuente. En particular, para la fuente brillante 1WGA J1346.5-6255 (ver Sección 9.4.2), localizada en las coordenadas ($\alpha=13^h46^m32.^s64$, $\delta=-62^\circ55'26''40$), se extrajeron los eventos dentro de una región de 30 segundos de arco de radio. De esta manera, sólo se retiene información de aquellos eventos asociados a la emisión difusa del remanente. En segundo lugar, se realizó una sustracción doble del fondo, de manera tal de remover contaminación por partículas y emisión de rayos X de fondo (ver Capítulo 8 - Sección 8.4.1). Luego de ambos procesos, se obtuvieron imágenes corregidas por exposición y vignetting para cada cámara en diferentes bandas de energía. Finalmente, se las combinó aplicando un suavizado adaptativo utilizando las tareas EMOSAIC y ASMOOTH de SAS.

En el panel de la izquierda de la Figura 9.1 se muestra una imagen del RSN G309.2–0.6, la cual es una composición de 3 colores en el rango de energía de 0.3–3.0 keV. Esta imagen es una combinación de los mosaicos obtenidos para cada cámara EPIC, utilizando un bineado espacial de 4 segundos de arco. El rango de energía blando 0.3–1.2 keV se muestra en color rojo, el rango medio 1.2–2.0 keV en color verde y el rango de energía duro 2.0–3.0 keV en color azul. En el panel derecho de la Figura 9.1 puede verse un mosaico del remanente en el rango de energía de 0.8–3.0 keV. En esta imagen se ven superpuestos en color cian los contornos en longitudes de radio correspondientes al catálogo de RSNs del Observatorio de Molongo (Whiteoak & Green, 1996), los mismos están indicados en pasos de 0.2, 0.29, 0.38, 0.47, 0.56, 0.65, 0.74 y 0.83 mJy beam⁻¹. La resolución es $\sim 43 \times 43$ segundos de arco. En color blanco se muestran las regiones utilizadas en el análisis espectral (ver Sección 9.4.2). Ambas imágenes fueron obtenidas a partir de los archivos de eventos de la observación ID 0087940201.

De las imágenes de XMM-Newton puede verse que la forma del RSN es elongada sobre eje en la dirección noreste/suroeste (NE/SW por sus siglas en inglés), tiene una región brillante hacia el norte y emisión difusa en la dirección sureste. La emisión X extendida llena el interior del contorno de radio pero no se correlaciona completamente con dicha estructura. Del análisis de las imágenes en diferentes rangos de energía se pudo inferir que el remanente emite en el rango de energía de 800 a 3000 eV.

9.4.2. Análisis de espectros de rayos X

Con el propósito de determinar las características físicas y químicas de la región interior a la estructura observada en radio se realizó un análisis espectral detallado de la emisión X extendida. Basándonos en la morfología vista en ambas frecuencias se extrajeron espectros para cinco regiones del RSN. Las mismas se eligieron de manera que se pueda conocer la distribución espacial de las propiedades a lo largo de la dirección noreste-suroeste y la emisión difusa en la dirección sureste. Las regiones elegidas para el análisis espectral pueden verse en color blanco en el panel derecho de la Figura 9.1, las mismas fueron identificadas como RegN, RegNE, RegNW, RegC y RegSE. La extracción de espectros de fuentes y fondo se realizó utilizando las tareas correspondientes de SAS. Para todas las regiones se extrajeron espectros

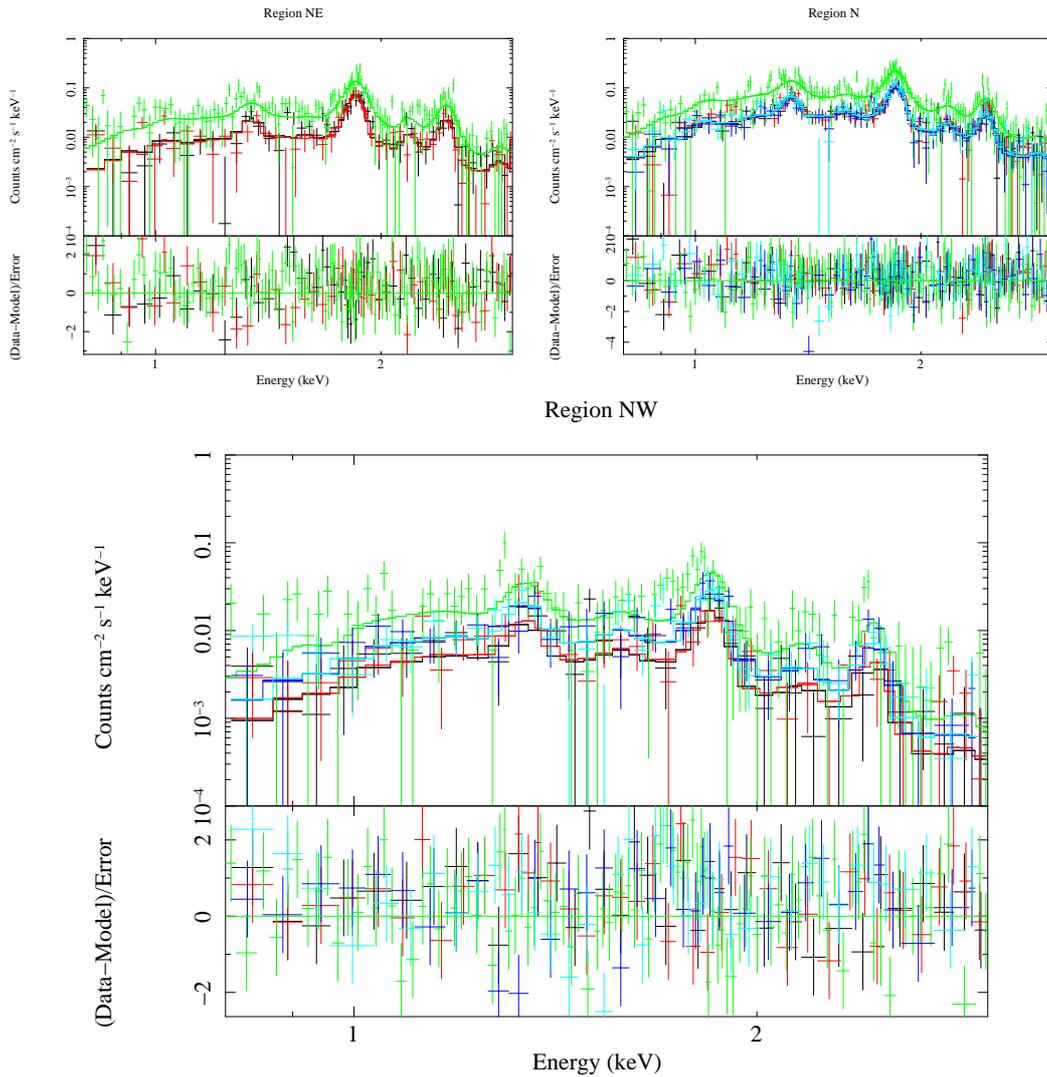


Figura 9.2. De izquierda a derecha: espectros de XMM-Newton correspondientes a las cámaras MOS1/2 y PN de las regiones NE, N y NW, respectivamente. Las líneas sólidas indican el modelo del mejor ajuste (ver Tabla 9.2). Los paneles inferiores representan los residuos del ajuste χ^2 .

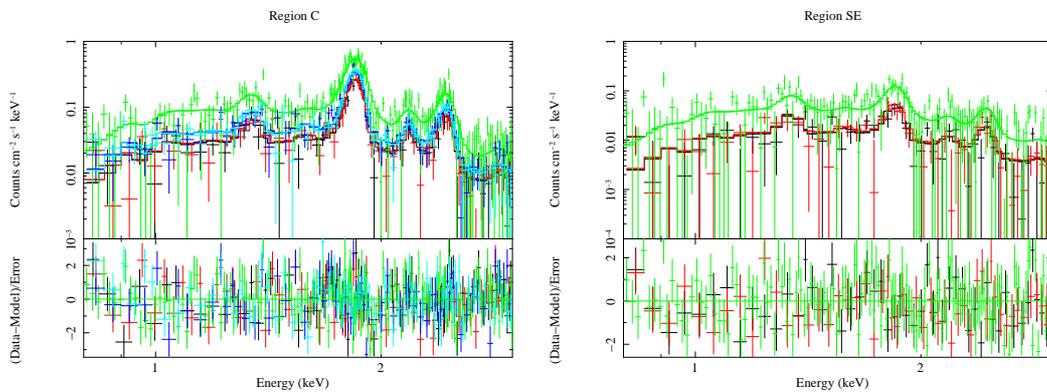


Figura 9.3. De izquierda a derecha: espectros de XMM-Newton correspondientes a las cámaras MOS1/2 y PN de las regiones C y SE, respectivamente. Las líneas sólidas indican el modelo del mejor ajuste (ver Tabla 9.2). Los paneles inferiores representan los residuos del ajuste χ^2 .

9. Estudio en frecuencias de radio y rayos X de la morfología del RSN G309.2-0.6

Tabla 9.2. Parámetros espectrales de la emisión de rayos X difusa para las cinco regiones seleccionadas de G309.2–0.6.

Modelo & Parámetros	región NE	región N	región NW	región C	región SE
PHABS*VPSHOCK					
N_H [10^{22} cm $^{-2}$]	1.46 $^{0.20}_{-0.17}$	1.89 $^{0.08}_{-0.08}$	2.10 $^{0.14}_{-0.13}$	1.47 $^{0.05}_{-0.07}$	1.66 $^{0.25}_{-0.18}$
kT [keV]	1.72 $^{0.77}_{-0.53}$	0.75 $^{0.10}_{-0.07}$	0.43 $^{0.07}_{-0.07}$	1.82 $^{0.34}_{-0.22}$	1.49 $^{0.76}_{-0.55}$
Mg [Mg_{\odot}]	0.82 $^{0.28}_{-0.21}$	0.58 $^{0.07}_{-0.06}$	0.61 $^{0.14}_{-0.11}$	0.50 $^{0.07}_{-0.06}$	0.55 $^{0.17}_{-0.17}$
Si [Si_{\odot}]	3.35 $^{0.90}_{-0.67}$	1.26 $^{0.10}_{-0.09}$	1.47 $^{0.44}_{-0.24}$	3.29 $^{0.26}_{-0.24}$	1.10 $^{0.25}_{-0.24}$
S [S_{\odot}]	4.55 $^{1.15}_{-0.88}$	1.84 $^{0.23}_{-0.20}$	3.90 $^{2.28}_{-1.19}$	4.54 $^{0.39}_{-0.35}$	1.78 $^{0.50}_{-0.39}$
Fe [Fe_{\odot}]	< 0.71	< 0.26	0.33 $^{0.58}_{-0.31}$	< 0.18	< 0.43
τ [10^{10} s cm $^{-3}$]	5.23 $^{3.25}_{-2.06}$	14.3 $^{4.32}_{-3.94}$	27.4 $^{49.8}_{-15.7}$	3.33 $^{0.44}_{-0.37}$	4.38 $^{4.17}_{-1.41}$
Norm [10^{-4}]	3.10 \pm 1.42	37.7 \pm 11.1	30.9 \pm 18.6	15.2 \pm 3.76	12.1 \pm 7.08
χ^2_{ν} / d.o.f.	1.03/644	0.98/972	0.95/732	1.11/1012	0.95/695
Flujo (0.8–3.0 keV)	1.04 $^{0.53}_{-0.34}$	5.56 $^{0.99}_{-0.78}$	2.86 $^{1.15}_{-0.81}$	4.63 $^{0.5}_{-0.48}$	2.90 $^{1.86}_{-0.86}$

Nota: La normalización se define como $10^{-14}/4\pi D^2 \times \int n_H n_e dV$, donde D es la distancia en [cm], n_H es la densidad de hidrógeno [cm $^{-3}$], n_e es la densidad de electrones [cm $^{-3}$], y V es el volumen [cm 3]. Los flujos están corregidos por absorción y en unidades de 10^{-12} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$. Los valores de los errores están dados a 1σ (68.27%) de confianza. Las abundancias están normalizadas a la solar (Anders & Grevesse, 1989).

a partir de los datos de las tres cámaras EPIC de la observación de 2001, y solamente se utilizaron los datos de las cámaras EPIC MOS de la observación de 2009 (ver Sección 9.3). Dado que la observación ID 0551000201 no cuenta con el CCD 6 en la cámara MOS1, sólo se pudieron obtener espectros para las regiones N, NW y C. Los espectros de fondo se obtuvieron eligiendo regiones circulares en diferentes CCDs, dependiendo de la observación, donde no se detectaba emisión del remanente. El análisis espectral se realizó utilizando el software XSPEC (Versión 12.9.1b; Arnaud, 1996).

Los espectros fueron ajustados usando varios modelos, pero el que produjo el mejor ajuste fue el VPSHOCK, el cual consiste de un plasma chocado de planos paralelos a una temperatura constante. Este modelo fue afectado multiplicativamente con un modelo de absorción del medio interestelar (PHABS; Balucinska-Church & McCammon, 1992). En el ajuste se dejaron libres las abundancias de Mg, Si, S y Fe. El resto de los elementos se fijaron a los valores solares (Anders & Grevesse, 1989). En las Figuras 9.2 y 9.3 pueden verse los espectros y ajustes de las regiones para cada cámara EPIC: MOS1 en color negro, MOS2 en color rojo y PN en verde para la Obs Id0087940201; MOS1 en color azul y MOS2 en color cian para la Obs Id0551000201. Los parámetros resultantes del mejor ajuste para cada región se muestran en la Tabla 9.2.

El análisis espectral realizado muestra que las condiciones del plasma a lo largo del remanente son inhomogéneas. Hay dos conjuntos de regiones que presentan valores similares dentro de sus errores: el grupo de regiones NE, C y SE (grupo 1), y el par compuesto por las regiones N y NW (grupo 2). El valor medio de la densidad columnar para el grupo 1 es $\sim 1.5 \times 10^{22}$ cm $^{-2}$ y para el grupo 2 presenta un valor mayor de $\sim 2 \times 10^{22}$ cm $^{-2}$. La temperatura para el grupo 1 tiene un valor medio de ~ 1.7 keV, mientras que para el grupo 2 presenta un valor inferior de ~ 0.6 keV. La escala temporal de ionización es de $\sim 4.3 \times 10^{10}$ s cm $^{-3}$ para el grupo 1 y de $\sim 20.8 \times 10^{10}$ s cm $^{-3}$ para el grupo 2. Estos resultados pueden observarse en la Figura 9.4, en donde los valores del grupo 1 están representados en color azul y los valores del grupo 2 en rojo. Las abundancias de Mg, Si, S y Fe difieren de los valores de abundancia solar en las cinco regiones. En particular, las abundancias de Mg y

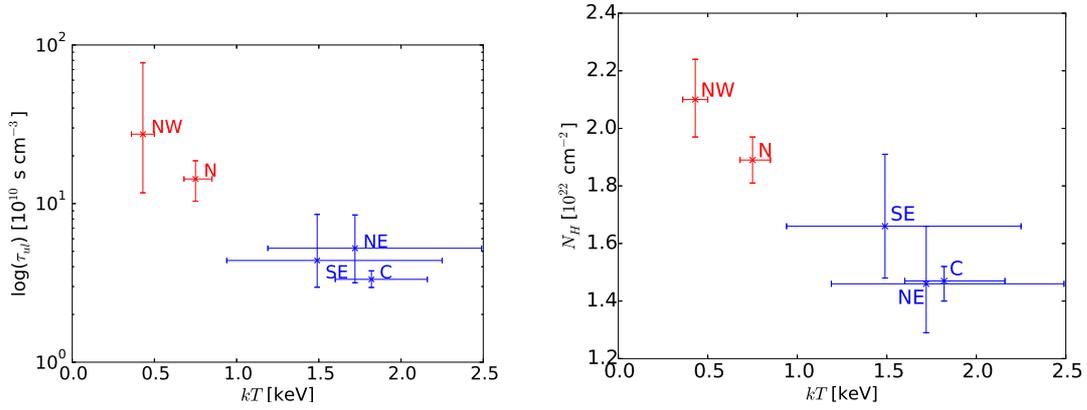


Figura 9.4. *Izquierda:* temperaturas vs escalas temporales de ionización τ_{ul} para las cinco regiones seleccionadas. *Derecha:* valores de temperatura y densidad columnar N_H para las cinco regiones. En ambos paneles, el color azul indica valores bajos de τ_{ul} , y valores altos de kT y de N_H , mientras que el color rojo indica valores altos de τ_{ul} , y valores bajos de kT y de N_H .

Fe son sub-solares con valores similares para todas las regiones, mientras que las abundancias de Si y S son supra-solares y particularmente altas para las regiones NE y C. La región NW también muestra un valor alto de S pero tiene mucha incerteza.

Los valores de densidad columnar de absorción obtenidos para las regiones en el análisis espectral son superiores a los encontrados por Rakowski et al. (2001) y Safi-Harb et al. (2007) ($0.3\text{-}1.0 \times 10^{22}$ y $0.65 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$, respectivamente). Estas diferencias pueden ser el resultado de la elección de las regiones para la extracción de espectros. Ambos autores llevaron a cabo un análisis global a partir de la elección de una única región para el RSN, mientras que en este trabajo se seleccionaron varias regiones para caracterizar las posibles diferencias en los parámetros físicos y químicos a lo largo del remanente.

9.4.3. Análisis de datos de HI

Para conocer las características del medio interestelar en el cual el RSN G309.2–0.6 evoluciona es de particular importancia conocer su distancia. El método más usual para determinar distancias a fuentes brillantes en radio es analizar el perfil de absorción de la línea 21 cm. Basándose en observaciones interferométricas de HI realizadas con el arreglo de telescopios ATCA, Gaensler et al. (1998) obtuvieron perfiles de absorción en tres regiones diferentes de G309.2–0.6. En los tres casos, los autores detectaron absorción entre el punto tangente que se encuentra a una velocidad de $\sim -50 \text{ km s}^{-1}$ y -25 km s^{-1} . La región tipo “oreja” observada en radio hacia el suroeste tiene posiblemente una absorción entre -10 y 0 km s^{-1} . No se observa absorción en valores positivos de velocidad. Combinando estos valores con los del modelo de rotación galáctica de Fich et al. (1989), Gaensler et al. (1998) propusieron que G309.2–0.6 se encuentra a una distancia entre 5.4 ± 1.6 (a $v = -50 \text{ km s}^{-1}$) y $14.1 \pm 0.7 \text{ kpc}$ (a $v = +40 \text{ km s}^{-1}$). La posible asociación con la región HII RCW 80, ubicada hacia el norte del RSN, favorece al menor valor.

La distancia puede ser estimada utilizando un método alternativo, que consiste en asociar el exceso de color $E(B-V)$ de cierta fuente con su distancia, haciendo uso del modelo de Chen et al. (1999). Los valores de densidad columnar de hidrógeno de la Tabl 9.2 fueron combinados con un exceso de color total $E(B-V)_\infty = 13.4 \pm 2.7 \text{ mag}$ (Schlafly & Finkbeiner, 2011) producido por el plano galáctico a lo largo de la línea de la visual en la dirección de

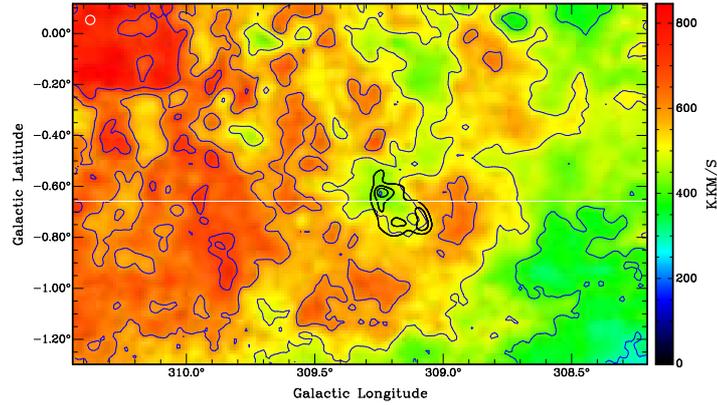


Figura 9.5. Emisión HI integrada entre -46.99 y -51.94 km s^{-1} . La barra de color en la derecha indica la escala de brillo de temperatura en unidades de K km s^{-1} . Los contornos superpuestos en color azul corresponden a los niveles 300, 400, 500, 600 y 700 K km s^{-1} , y los contornos en color negro corresponden al continuo de radio de G309.2–0.6. El tamaño del haz está representado con un círculo blanco arriba a la izquierda. La declinación constante a la cual se realizó el corte en la Figura 9.6 se muestra con una línea horizontal blanca.

G309.2–0.6. Para el resto de los parámetros se utilizaron los mismos valores que en el modelo de Reynoso et al. (2017) y se obtuvo que la distancia máxima posible al remanente es de ~ 4 kpc. De esta estimación independiente podemos asumir que la distancia más probable de las propuestas por Gaensler et al. (1998) es la más cercana.

A partir de los datos de SGPS analizamos la distribución de HI cerca de G309.2–0.6, este relevamiento combina datos de alta resolución obtenidos con ATCA y frecuencias espaciales cortas de la antena Parkes de 64 m. De esta manera, es posible obtener muestras de estructuras de pequeña y gran escala. En la Figura 9.5, se muestra un mapa integrado de la emisión de HI en el rango de -47 a -52 km s^{-1} , el cual asumimos es el rango relevante de emisión relacionado con el remanente de acuerdo a la discusión planteada anteriormente. La distribución a gran escala muestra un gradiente de la temperatura de brillo que crece de oeste a este, y G309.2–0.6 parece estar ubicado en un mínimo local de HI. Esto puede verse en la Figura 9.6, donde se muestra un corte a declinación constante. La emisión radio del remanente está limitada entre las líneas verticales en color verde y se encuentra inmerso en una región donde la temperatura de brillo de HI decae en ~ 20 con respecto a la pared adyacente. La brecha entre la pared de HI en el este y el borde del RSN sugiere que la cavidad es pre-existente, y no es un efecto de la propagación del frente de choque del remanente con el medio circundante.

9.5. Discusión

La morfología de G309.2–0.6 elongada en la dirección NE-SW, observada tanto en radio como en rayos X, puede ser el resultado de tres posibles escenarios astrofísicos (o una combinación de algunos de ellos): i) una explosión esférica en un medio circunestelar e interestelar altamente inhomogéneo; ii) un mecanismo tipo jet/contra-jet producido por una fuente puntual central (no identificada hasta ahora); o iii) la expansión del RSN en múltiples cavidades pre-existentes del medio interestelar (Braun & Strom 1986; Pineault et al. 1987; Milne et al. 1989; Dubner et al. 1994). Con la información obtenida a partir del análisis espectral de rayos X y del análisis de datos en frecuencias de radio de HI, es posible delinear un escenario que explique la naturaleza de la morfología observada en estas dos frecuencias, y que nos permita entender la evolución del remanente y las propiedades derivadas de los datos.

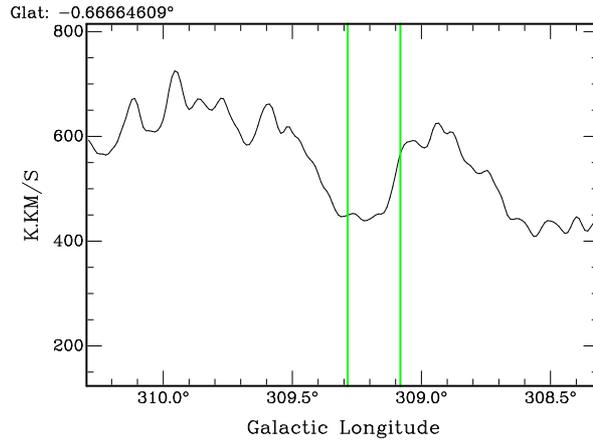


Figura 9.6. Corte de HI a declinación constante $\text{Decl.} = -0.667^\circ$ del mapa integrado mostrado en la Figura 9.5. Las líneas verticales verdes marcan los límites de emisión del continuo de radio para G309.2–0.6.

Del análisis de las imágenes en rayos X en diferentes rangos de energía fue posible ver que la emisión llena el interior de la estructura que emite en radio, y que además está mayormente concentrada entre las energías de 0.8 a 3 keV, siendo más pronunciada en la banda blanda. El espectro de la emisión en rayos X es de origen térmico y puede ajustarse con un modelo de shock paralelo chocado (VPSHOCK). Los parámetros resultantes del ajuste espectral tales como la temperatura, densidad columnar y escala de ionización temporal presentan valores diferentes a lo largo de la fuente, y las abundancias de algunos elementos difieren de la solar (Mg, Fe con valores de abundancia sub solares, Si y S con valores supra-solares). La temperatura es más baja en las regiones N y NW que en las regiones NE, C y SE, y la escala de ionización temporal es más alta para las primeras. Esto podría sugerir que las regiones N y NW del remanente se han enfriado y están más cerca de un estado de equilibrio de ionización, mientras que las regiones NE, C y SE todavía se encuentran fuera del equilibrio. En particular, la región central muestra la temperatura más alta y la escala temporal de ionización más baja.

El RSN G290.1–0.8 presenta un escenario similar al observado en G309.2–0.6. Este remanente también muestra, tanto en longitudes de radio como en rayos X, estructuras tipo “oreja”. García et al. (2012) estudiaron este remanente haciendo uso de datos de archivo de rayos X de XMM-Newton y Chandra y datos de HI del SGPS. Los autores concluyeron que la morfología observada podía ser explicada por la explosión de un progenitor tipo CC ubicado en un medio de alta densidad con una cavidad pre-existente de baja densidad.

Los valores bajos de la abundancia de Fe en todo el remanente (< 0.4) favorecen un escenario de colapso gravitatorio para el progenitor. Los cocientes de abundancias de Mg/Si, S/Si y Fe/Si tienen valores medios de 0.35, 1.68 y 0.17, respectivamente. Estos valores son consistentes con modelos de CC (Nomoto et al., 1997), en particular, ampliamente consistentes con los modelos de 20–25 M_\odot de Woosley & Weaver (1995) y totalmente inconsistentes con cualquier escenario degenerado (ver por ejemplo Tabla 3 de Troja et al. (2008) y sus referencias). Este posible escenario puede apoyarse independientemente por el análisis propuesto por López et al. (2011) para la clasificación de los progenitores de RSNs, como fue aplicado en el Capítulo 7.

Se aplicó la técnica PRM a las imágenes de rayos X, previamente tratadas por extracción de fondo y se asumió que el origen de los momentos se encuentra en el centroide de la imagen. Los valores calculados para la emisión en la banda blanda de rayos X dan como resultado $P_2/P_0 = 3.61 \times 10^{-5}$ y $P_3/P_0 = 5.89 \times 10^{-6}$. Comparando estos resultados con los valores

obtenidos en las figuras de López et al. (2011), el progenitor del RSN pertenece a la clase de CC.

Es posible estimar la densidad, masa y edad del plasma emisor de rayos X a partir de la medida de emisión. Asumiendo que el RSN se encuentra a una distancia de 5.4 kpc (ver Sección 9.4.3) y que el tamaño a lo largo de la línea de la visual L es igual al tamaño proyectado por el RSN en el plano del cielo (766 segundos de arco), se obtiene un ángulo sólido $\Omega = A/D^2$ de 7.79×10^{-7} , 1.14×10^{-6} , 4.20×10^{-7} , 2.49×10^{-6} y 1.54×10^{-7} sr para las regiones NE, N, NW, C y SE respectivamente. Los valores de la medida de emisión EM/A resultan iguales a 4.99×10^{17} , 4.14×10^{18} , 9.23×10^{18} , 7.65×10^{17} y 9.86×10^{17} cm^{-5} , para el modelo del ajuste VPSHOCK. Por lo tanto, la densidad de electrones para los volúmenes del plasma puede aproximarse como $n_e = \sqrt{EM/V}$, que da como resultado los valores $n_e(NE) \sim 0.08 \text{ cm}^{-3}$, $n_e(N) \sim 0.25 \text{ cm}^{-3}$, $n_e(NW) \sim 0.38 \text{ cm}^{-3}$, $n_e(C) \sim 0.11 \text{ cm}^{-3}$, $n_e(SE) \sim 0.12 \text{ cm}^{-3}$ para las regiones NE, N, NW, C y SE respectivamente. Se asume que la densidad numérica de nucleones es igual a la densidad de electrones. La masa del plasma para cada región toma los valores $M_{NE} \sim 1.01 M_\odot$, $M_N \sim 4.26 M_\odot$, $M_{NW} \sim 2.34 M_\odot$, $M_C \sim 4.0 M_\odot$ y $M_{SE} \sim 2.8 M_\odot$.

Finalmente, es posible obtener una aproximación a la edad del RSN a partir de la escala temporal de ionización τ , obtenida del análisis espectral. Usando el valor de la región central, se obtiene un $t \sim 9.5 \times 10^3$ años luego de que el plasma ha sido calentado.

Capítulo 10

Conclusiones

En esta tesis se realizó un estudio multi-longitud de onda de cuatro RSNs, con especial énfasis en la emisión X detectada por los observatorios orbitales *XMM-Newton* y *Chandra*. Complementariamente se utilizaron observaciones en el infrarrojo y radio, cuya información permite introducir un escenario astrofísico más realista. El trabajo se centró en caracterizar las propiedades físicas, químicas y geométricas de tres remanentes de supernovas y de un fragmento de la eyecta del remanente de Vela. Para tal propósito fue necesario comprender cuales son los factores que, individualmente o en conjunto, causan las morfologías observadas a distintas longitudes de onda. Entre estos factores se destacan fundamentalmente dos de vital importancia: cómo la interacción con el medio circundante afecta a los procesos físicos asociados y cuál es la naturaleza del progenitor. En este contexto, la muestra de objetos seleccionados para este estudio son:

- G332.5–5.6,
- G306.3–0.9,
- G309.2-0.6,
- el fragmento G del RSN de Vela.

En el primer caso, el análisis de rayos X de la región central del RSN G332.5–5.6 muestra que la emisión está dominada por un plasma térmico con energías típicas de 0.3 a 1.0 keV. A su vez del análisis espectral se confirmó que el plasma que emite en rayos X tiene abundancias sub-solares para los elementos de N, O, Ne y Fe. Además, se detectó una zona peculiar, de emisión débil en rayos X, que evidencia estructuras de gas denso cercanas a la región central del remanente. Las observaciones X muestran que existe una clara correlación espacial con la emisión radio, la cual coincide con el máximo de emisión X de la fuente. Contrariamente, se observa que la morfología infrarroja del remanente se encuentra desplazada respecto de la emisión radio/X de la región central. Esto es consistente con un escenario en el cual en la región central del remanente el frente de choque se propaga en una región de baja densidad y luego atraviesa una discontinuidad donde está localizada una zona de alta densidad, caracterizada por la presencia de grandes cantidades de polvo. Esto evidencia que la morfología de rayos X observada en G332.5–5.6 está fuertemente afectada por una abrupta diferencia de densidad en el MIE circundante.

En el caso del RSN G306.3–0.9, el análisis de la emisión X muestra que la fuente tiene una morfología semi-circular caracterizada por una estratificación de Fe concentrada en un

borde de emisión hacia el centro del remanente, la cual es coincidente con la emisión filamentosa observada en la banda del infrarrojo. Los espectros muestran que el plasma emisor de rayos X tiene una naturaleza de origen térmico, que puede modelarse por medio de dos componentes térmicas: en primer lugar el material chocado con temperaturas en el rango 0.17 a 0.21 keV, y en segundo lugar la emisión asociada a la eyecta, en dos grupos con diferentes temperaturas y abundancias, que destacan la heterogeneidad de las condiciones a lo largo de la fuente. Por un lado las regiones externas situadas hacia el noroeste y sur del remanente, presentan escalas temporales de ionización altas, con abundancias moderadas de Si, S, Ar, Ca y Fe, y temperaturas de ~ 1.1 keV. Y un segundo grupo conformado por las regiones noreste, centro y suroeste, con escalas de ionización menores y abundancias más altas. Estos resultados sugieren que la eyecta localizada en la región central de la fuente ha sido alcanzada y excitada por un frente de choque que se propaga hacia el centro del remanente (el frente de choque reverso). Las abundancias de las regiones externas son supra-solares pero menores a los de la región central, lo que apoya la evidencia en favor de una mezcla de material eyectado y de material del medio interestelar chocado. Los cocientes de abundancias y los resultados de estudios morfológicos de observaciones en el infrarrojo y X sugieren que el progenitor de este remanente de supernova es del Tipo Ia.

Del análisis de rayos X del RSN G309.2–0.6, se determinó que la distribución de gas caliente presenta un máximo de emisión en la región central, compatibles con energías de rayos X entre 0.8 y 3 keV. En particular, la estructura elongada observada en rayos X, en combinación con una estructura de cáscara con limbos opuestos observada en radio, sugiere que este remanente pertenece a la categoría peculiar de tipo “tonel”. El análisis espectral de rayos X muestra que el plasma está dominado por emisión térmica heterogénea. Las regiones norte y noroeste de la fuente se encuentran en el límite de equilibrio de ionización, mientras que las restantes parecen estar siendo re-calentadas por el choque reverso. Las abundancias son sub-solares para el Mg y Fe, y supra-solares en los caso del Si y S. De estos resultados, fue posible concluir que el progenitor del remanente G309.2–0.6 es compatible con el Tipo CC. Los resultados obtenidos para la distancia son consistentes con los de los análisis de autores previos, a pesar de las diferencias obtenidas en los valores de densidad columnar de hidrógeno. La tendencia en la literatura es explicar la morfología peculiar de este remanente solamente como el resultado de un jet, hemos presentado un análisis que sugiere un escenario posible en el cual el remanente se expande en una cavidad de baja densidad del medio interestelar rodeado por un medio más denso. Este escenario se apoya en las conclusiones del análisis de datos de HI que sugieren una cavidad pre-existente y los resultados del análisis espectral de rayos X que indican valores particularmente altos de densidad para la región NW.

Por último, el estudio de la emisión X del fragmento G del remanente de supernova de Vela puso en evidencia, por primera vez, que la composición química del plasma es rica en Si. Este resultado es consistente con los valores conocidos para el fragmento A, ubicado en una posición geoméricamente opuesta al fragmento G, es decir, en el borde noreste del remanente. Mientras que los fragmentos B, D y todos los otros grupos de la eyecta presentan abundancias ricas en O, Ne y Mg, los fragmentos A y G son los únicos que muestran abundancias altas de Si y sub-abundancias para los otros elementos. Una explicación posible para la posición de ambos fragmentos, fuera del frente de choque, es que estos pudieron haber sido expulsados por un jet. De la propiedades de simetría del fragmento A, podemos inferir que el RSN evolucionó en una region con densidad relativamente homogénea, en la dirección que une los fragmentos A y G.

Desde un punto de vista global, es importante mencionar que todos los remanentes estudiados pertenecen al cielo del hemisferio sur, 1 de ellos es de la clase MM, 1 es tipo “tonel” o bilateral y uno del tipo cáscara. Todos son objetos de mediana edad entre 1.500–10.000 años. Tres de ellos se encuentran a distancias entre 3.4 y 6 kpc. El RSN de Vela es el único cercano a 250 pc. De los resultados del análisis morfológico y espectral de rayos X se pueden inferir una serie de características similares. Sus espectros pudieron modelarse por finos plasmas térmicos (fuera del equilibrio de ionización), con temperaturas entre 0.1 y 1.4 keV. Al menos 3 emiten fundamentalmente en el rango de energía entre 0.3 y 3.0 keV. Solo en G306.3-0.9 se ha detectado emisión hasta 7.5 keV. Los 3 mas distantes presentan altos valores de densidad columnar, entre 0.2 y $2.1 \times 10^{22} \text{cm}^{-2}$, lo cual es consistente con sus respectivas distancias. Los bajos niveles en la escala temporal de ionización muestran que grandes partes del plasma aún siguen evolucionando, producto de la propagación de la onda de choque en un medio de baja densidad.

Por último, se observa que las regiones centrales de G306.3-0.9 y G309.2–0.6 presentan altos valores de material asociados a la eyecta, en particular la presencia de Si en el fragmento G de Vela puede entenderse como material eyectado desde la zona más interna del remanente por un jet.

El estudio de progenitores dio como resultado que el progenitor del RSN G306.3-0.9 es probablemente de Tipo Ia y que el progenitor del RSN G309.2–0.6 es posiblemente de Tipo CC. Desafortunadamente, no pudo realizarse el análisis de progenitores para el RSN G332.5-5.6 dado que no se contaba con información suficiente sobre los cocientes de abundancias.

Resumiendo, esta tesis expone nuevos resultados respecto a la morfología, propiedades físicas y químicas en remanentes de supernovas que pertenecen al cielo del hemisferio sur, y a su vez concluir que las características geométricas de esta clase de objetos se ven fuertemente afectadas por el medio en el que evolucionan. En particular, el descubrimiento de la presencia de silicio en el fragmento G de Vela abre nuevas perspectivas sobre la existencia de una estructura tipo jet/contra-jet desconocida hasta ahora en este remanente, pero observada en otros de su tipo.

Las perspectivas futuras, en lo que respecta a un mejor conocimiento de las propiedades físicas y químicas de estos remanentes y el medio circundante en el que evolucionan, son muy alentadoras. Principalmente, debido a las nuevas observaciones de rayos X de muy alta resolución que pueden obtenerse, al presente, con el telescopio NuSTAR, y futuras misiones como IXPE (*Imaging X-ray Polarimetry Explorer*) y XARM (*X-ray Astronomy Recovery Mission*). De esta manera, será posible reunir información vital que permita mejorar los escenarios astrofísicos propuestos en esta tesis.

Apéndice A

Archivos para limpieza del fondo en imágenes de rayos-X

A.1. Prefacio

En los Capítulos 8 y 9 se menciona el uso de los archivos de *Filter Wheel Closed* y *Blank Sky* (disponibles en las páginas web de XMM-ESAC) para el filtrado de la lista de eventos por contaminación por rayos X y partículas del fondo. A continuación se dará una breve explicación sobre cada uno de estos tipos de archivos.

A.2. *Filter Wheel Closed*

Las cámaras EPIC a bordo de XMM-Newton cuentan con un sistema tipo-rueda para la colocación de cualquiera de los 6 diferentes filtros disponibles: *Closed*, *Thin1*, *Thin2*, *Medium*, *Thick* y *Open*. Las exposiciones obtenidas con el filtro cerrado, *Filter Wheel Closed*, están dominadas por la contaminación de fondo instrumental. Por lo que pueden utilizarse para modelar y sustraer este tipo de contaminación, la cual está compuesta por:

- ruido electrónico de lectura (a bajas energías),
- partículas de alta energía que producen cargas directamente sobre los CCDs,
- rayos X inducidos por partículas (líneas de fluorescencia y continuo) generados dentro de la cámara,
- ruido térmico del CCD (despreciable).

Los archivos FWC están disponibles para las cámaras EPIC MOS solamente en el modo FF y para la cámara EPIC pn en los modos FF, EFF, LW y SW.

A.3. *Blank Sky files*

Cuando se trabaja con fuentes extendidas es posible, en algunos casos, corregir las imágenes y espectros utilizando una región “local” dentro del FOV. Sin embargo, cuando el objeto de interés cubre todo el campo, puede necesitarse la utilización de los archivos *Blank Sky* para la extracción de emisión de fondo de rayos X.

Los archivos *Blank Sky* provistos por XMM fueron creados, utilizando el software SAS versión 9.0.0, para cada cámara, filtro y modo de observación. Los eventos en los archivos fueron filtrados por fuentes puntuales y flares.

Apéndice B

Lista de acrónimos

- **ACIS** Advanced CCD Imaging Spectrometer
- **AGN** Active Galactic Nuclei
- **ARF** Ancillary response files
- **CC** Core-collapse
- **CCO** Objeto Central Compacto
- **CSM** Circumstellar Medium
- **E** Energía
- **EFF** Extended Full Frame
- **EM** Emission Measure
- **EPIC** European Imaging Camera
- **F** Faint
- **FOV** Field of view
- **FF** Full Frame
- **FWC** Filter Wheel Closed
- **GTI** Good Time Interval
- **HRC** High Resolution Camera
- **HRMA** High Resolution Mirror Assembly
- **IR** Infrarrojo
- **JFM** Jet-feedback Mechanism
- **LW** Large Window
- **MIE** Medio interestelar
- **MM** Mixed Morphology

B. Lista de acrónimos

- **MOS** Metal Oxide Semi-conductor
- **OM** Optical Monitor
- **PAH** Polycyclic Aromatic Hydrocarbon
- **PFW** Prime Full Window
- **PWE** Prime Full Window Extended
- **PLWE** Prime Large Window Extended
- **PRM** Power-ratio Method
- **PSF** Point Spread Function
- **PWN** Pulsar Wind Nebula
- **RGS** Reflection Grating Spectrometer
- **RMF** Redistribution Matrix Files
- **RSN** Remanente de supernova
- **SAS** Science Analysis System
- **SN** Supernova
- **SW** Small Window
- **NEI** Non-equilibrium ionization collisional plasma model
- **VF** Very Faint
- **XSPEC** X-Ray Spectral Fitting Package
- **YSO** Young Stellar Objects

Bibliografía

- Anders, E., & Grevesse, N. 1989, , 53, 197.
- Andersen, M., Rho, J., Reach, W. T., Hewitt, J. W., & Bernard, J. P. 2011, , 742, 7
- Andresen, R. D., Peacock, A., & Taylor, B. G. 1984, *Advances in Space Research*, 3, 485
- Arendt, R. G., Dwek, E., Blair, W. P., et al. 2010, , 725, 585
- Arnaud, K. A. 1996, *ASP Conf. Ser. 101: Astronomical Data Analysis Software and Systems V*, 101, 17.
- Arnaud, K., Dorman, B., & Gordon, C. 1999, *Astrophysics Source Code Library*, ascl:9910.005
- Arnett, W. D. 1969, , 5, 180
- Asaoka, I., & Aschenbach, B. 1994, , 284, 573
- Aschenbach, B., Egger, R., & Trümper, J. 1995, , 373, 587
- Aschenbach, B. 1998, , 396, 141
- Asvarov, A. I., Guseinov, O. H., Kasumov, F. K., & Dogel', V. A. 1990, , 229, 196
- Balucinska-Church, M., & McCammon, D. 1992, , 400, 699
- Bleeker, J. A. M., Willingale, R., van der Heyden, K., et al. 2001, , 365, L225
- Bocchino, F., Maggio, A., & Sciortino, S. 1999, , 342, 839
- Bocchino, F., & Bandiera, R. 2003, , 398, 195
- Bocchino, F., Miceli, M., & Maggio, A. 2004, *Advances in Space Research*, 33, 381
- Bock, D. C.-J., Large, M. I., & Sadler, E. M. 1999, , 117, 1578
- Boella, G., Butler, R. C., Perola, G. C., et al. 1997, , 122, 299
- Borkowski, K. J., Sarazin, C. L., & Blondin, J. M. 1994, , 429, 710
- Borkowski, K. J., Lyerly, W. J., & Reynolds, S. P. 2001, , 548, 820
- Bowyer, S., Byram, E. T., Chubb, T. A., & Friedman, H. 1964, , 201, 1307
- Bradt, H. V. D., Ohashi, T., & Pounds, K. A. 1992, , 30, 391
- Braun, R., & Strom, R. G. 1986, , 164, 208
- Busser, J.-U., Egger, R., & Aschenbach, B. 1996, , 310, L1

BIBLIOGRAFÍA

- Cha, A. N., Sembach, K. R., & Danks, A. C. 1999, , 515, L25
- Chen, B., Figueras, F., Torra, J., et al. 1999, , 352, 459
- Chevalier, R. A. 1982, , 258, 790
- Clark, D. H., & Stephenson, F. R. 1977, Oxford [Eng.] ; New York : Pergamon Press, 1977. 1st ed.,
- Combi, J. A., García, F., Suárez, A. E., et al. 2016, , 592, A125
- Cusumano, G., Maccarone, M. C., Mineo, T., et al. 1998, , 333, L55
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al. 2003, VizieR Online Data Catalog, 2246, 0
- DeLaney, T., Rudnick, L., Stage, M. D., et al. 2010, , 725, 2038
- Diehl, R., & Timmes, F. X. 1998, , 110, 637
- Diehl, R., Halloin, H., Kretschmer, K., et al. 2006, , 439, 45
- Downes, D. 1971, , 76, 305
- Draine, B. T., & McKee, C. F. 1993, , 31, 373
- Draine, B. T. 2003, , 41, 241
- Dubner, G. M., Giacani, E. B., Goss, W. M., & Winkler, P. F. 1994, , 108, 207
- Dubner, G., Loiseau, N., Rodríguez-Pascual, P., et al. 2013, , 555, A9
- Fich, M., Blitz, L., & Stark, A. A. 1989, , 342, 272
- Freeman, P., Nguyen, D., Doe, S., & Siemiginowska, A. 2011, Astrophysics Source Code Library, ascl:1107.005
- Gaensler, B. M., Green, A. J., Dubner, G. M., Giacani, E. B., & Goss, W. M. 1998, Bulletin of the American Astronomical Society, 30, 1328
- Gaensler, B. M., Green, A. J., & Manchester, R. N. 1998, , 299, 812
- García, F., Combi, J. A., Albacete-Colombo, J. F., et al. 2012, , 546, A91
- García, F., Suárez, A. E., Miceli, M., et al. 2017, , 604, L5
- Garnavich, P. M., Jha, S., Challis, P., et al. 1998, , 509, 74
- Ghavamian, P., Laming, J. M., & Rakowski, C. E. 2007, , 654, L69
- Giacconi, R., Gursky, H., Paolini, F. R., & Rossi, B. B. 1962, Physical Review Letters, 9, 439
- Giacconi, R., Kellogg, E., Gorenstein, P., Gursky, H., & Tananbaum, H. 1971, , 165, L27
- Giacconi, R., Branduardi, G., Briel, U., et al. 1979, , 230, 540
- Ginzburg, V. L., & Syrovatskij, S. I. 1967, Radio Astronomy and the Galactic System, 31, 411
- Green, A. J. 1974, , 18, 267

- Green, D. A. 1991, , 103, 209
- Green, D. A. 2014, *Bulletin of the Astronomical Society of India*, 42, 47
- Green, D. A. 2017, *VizieR Online Data Catalog*, 7278,
- Greiner, J., Egger, R., & Aschenbach, B. 1994, , 286,
- Grichener, A., & Soker, N. 2017, , 468, 1226
- Griffith, M. R., & Wright, A. E. 1993, , 105, 1666
- Grichener, A., & Soker, N. 2017, , 468, 1226
- Gvaramadze, V. 1999, , 352, 712
- Hwang, U., Laming, J. M., Badenes, C., et al. 2004, , 615, L117
- Halpern, J. P., & Gotthelf, E. V. 2010, , 709, 436
- Hamilton, A. J. S., Sarazin, C. L., & Chevalier, R. A. 1983, , 51, 115
- Hammell, M. C., & Fesen, R. A. 2008, , 179, 195-208
- Harrus, I. M., Hughes, J. P., & Helfand, D. J. 1996, , 464, L161
- Harrus, I. M., & Slane, P. O. 1999, , 516, 811
- Hillebrandt, W., Reinecke, M., & Niemeyer, J. C. 2000, *arXiv:astro-ph/0012072*
- Houck, J. C. 2002, *High Resolution X-ray Spectroscopy with XMM-Newton and Chandra*, 17
- Hughes, J. P., Slane, P. O., & Plucinsky, P. P. 2000, , 542, 386
- Inoue, H. 1993, *Experimental Astronomy*, 4, 1
- Jones, T. W., Rudnick, L., Jun, B.-I., et al. 1998, , 110, 125
- Kaastra, J. S., Mewe, R., & Nieuwenhuijzen, H. 1996, *UV and X-ray Spectroscopy of Astrophysical and Laboratory Plasmas*, 411
- Katsuda, S., Mori, K., Tsunemi, H., et al. 2008, , 678, 297-302
- Katsuda, S., Tsunemi, H., Miyata, E., et al. 2008, , 60, S107
- Katsuda, S., & Tsunemi, H. 2005, , 57, 621
- Katsuda, S., & Tsunemi, H. 2006, , 642, 917
- Khokhlov, A. M. 1991, , 245, 114
- Kimura, M., Tsunemi, H., Katsuda, S., & Uchida, H. 2009, , 61, S137
- Kinugasa, K., Torii, K., Tsunemi, H., et al. 1998, , 50, 249
- Koenig, X. P., Leisawitz, D. T., Benford, D. J., et al. 2012, , 744, 130
- Koyama, K., Petre, R., Gotthelf, E. V., et al. 1995, , 378, 255

BIBLIOGRAFÍA

- Koyama, K., Kinugasa, K., Matsuzaki, K., et al. 1997, , 49, L7
- LaMassa, S. M., Slane, P. O., & de Jager, O. C. 2008, , 689, L121
- Laming, J. M. 2001, , 546, 1149
- Laming, J. M., Hwang, U., Radics, B., et al., 2006, , 644, 260
- Liedahl, D. A., Osterheld, A. L., & Goldstein, W. H. 1995, , 438, L115
- Longair, M. S. 2011, High Energy Astrophysics, by Malcolm S. Longair, Cambridge, UK: Cambridge University Press, 2011,
- López, L. A., Ramírez-Ruiz, E., Huppenkothen, D. et al. 2011, , 732, 114
- Marshall, F. E., Gotthelf, E. V., Zhang, W., Middleditch, J., & Wang, Q. D. 1998, , 499, L179
- Mereghetti, S., Sidoli, L., & Israel, G. L. 1998, , 331, L77
- McClure-Griffiths, N. M., Pisano, D. J., Calabretta, M. R., et al. 2009, , 181, 398
- McKee, C. F. 1974, , 188, 335
- McKee, C. F., Hollenbach, D. J., Seab, G. C., & Tielens, A. G. G. M. 1987, , 318, 674
- Merloni, A., Predehl, P., Becker, W., et al. 2012, arXiv:1209.3114
- Miceli, M., Bocchino, F., Maggio, A., & Reale, F. 2005, , 442, 513
- Miceli, M., Decourchelle, A., Ballet, J., et al. 2008, Advances in Space Research, 41, 390
- Miceli, M., Bocchino, F., & Reale, F. 2008, , 676, 1064-1072
- Miceli, M., Orlando, S., Reale, F., et al., 2013, , 430, 2864
- Miceli, M., Bamba, A., Orlando, S., et al., 2017, , 599, 45
- Milne, D. K. 1970, Australian Journal of Physics, 23, 425
- Milne, D. K., Caswell, J. L., Kesteven, M. J., Haynes, R. F., & Roger, R. S. 1989, Proceedings of the Astronomical Society of Australia, 8, 187
- Minkowski, R. 1941, , 53, 224
- Minkowski, R. 1964, , 2, 247
- Miyata, E., Tsunemi, H., Aschenbach, B., & Mori, K. 2001, , 559, L45
- Morton, T. D., Slane, P., Borkowski, K. J., et al. 2007, , 667, 219
- Nolan, P. L., Abdo, A. A., Ackermann, M., et al. 2012, , 199, 31
- Nomoto, K., Sugimoto, D., & Neo, S. 1976, , 39, L37
- Nomoto, K., Iwamoto, K., Nakasato, N., et al. 1997, Nuclear Physics A, 621, 467
- Orlando, S., Peres, G., Reale, F., et al. 2005, , 444, 505

- Orlando, S., Bocchino, F., Reale, F., Peres, G., & Pagano, P. 2008, , 678, 274-286
- Orlando, S., Miceli, M., Pumo, M. L., & Bocchino, F. 2016, , 822, 22
- Park, S., Hughes, J. P., Slane, P. O., et al. 2004, , 602, L33
- Parker, Q. A., Phillipps, S., Pierce, M. J., et al. 2005, , 362, 689
- Perlmutter, S., Aldering, G., della Valle, M., et al. 1998, , 391, 51
- Peters, C. L., López, L. A., Ramírez-Ruiz, E. et al. 2013, , 771, L38
- Pfeffermann, E., Aschenbach, B., & Predehl, P. 1991, , 246, L28
- Pfeffermann, E., & Aschenbach, B. 1996, *Roentgenstrahlung from the Universe*, 267
- Pineault, S., Landecker, T. L., & Routledge, D. 1987, , 315, 580
- Rakowski, C. E., Hughes, J. P., & Slane, P. 2001, , 548, 258
- Rakowski, C. E., Schulz, N. S., Wolk, S. J., & Testa, P. 2006, , 649, L111
- Reach, W. T., Rho, J., Tappe, A., et al. 2006, , 131, 1479
- Reynoso, E. M., & Green A. J. 2007, *MNRAS* V 375, 92-98
- Reynoso, E. M., Cichowolski, S., & Walsh, A. J. 2017, , 464, 3029
- Reynolds, M. T., Miller, J. M., Maitra, D., et al. 2012, *The Astronomer's Telegram*, 3963, 1
- Reynolds, M. T., Loi, S. T., Murphy, T., et al. 2013, , 766, 112
- Rho, J., & Petre, R. 1998, , 503, L167
- Riecke, G. H., et al. 2004, , 154, 25
- Safi-Harb, S., Ribó, M., Butt, Y., et al. 2007, , 659, 407
- Schlafly, E. F., & Finkbeiner, D. P. 2011, , 737, 103
- Schure, K. M., Kosenko, D., Kaastra, J. S., Keppens, R., & Vink, J. 2009, , 508, 751
- Suárez, A. E., Combi, J. A., Albacete-Colombo, J. F., et al. 2015, , 583, A84
- Sedov, L. I. 1959, *Similarity and Dimensional Methods in Mechanics*, New York: Academic Press, 1959
- Seward, F. D., & Charles, P. A. 1995, *Exploring the X-Ray Universe*, by Frederick D. Seward and Philip A. Charles, pp. 414. ISBN 0521437121. Cambridge, UK: Cambridge University Press, November 1995., 414
- Siuniaev, R. 1990, *IAU Colloq. 123: Observatories in Earth Orbit and Beyond*, 166, 21
- Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. 2006, , 131, 1163
- Slane, P., Seward, F. D., Bandiera, R., Torii, K., & Tsunemi, H. 1997, , 485, 221
- Slane, P., Hughes, J. P., Temim, T., et al. 2012, , 749, 131

BIBLIOGRAFÍA

- Snowden, S., Valencic, L., Perry, B., Arida, M., & Kuntz, K. D. 2004, *The XMM-Newton ABC Guide: An Introduction to XMM-Newton Data Analysis*. With contributions by: Ilana Harrus, Stefan Immler, Rick Shafer, Randall Smith, Martin Still. 97 pp.,
- Stupar, M., Parker, Q. A., Filipović, M. D., et al. 2007, , 381, 377
- Strüder, L., et al. 2001, , 365, L18.
- Sun, M., Wang, Z.-r., & Chen, Y. 1999, , 511, 274
- Taylor, G. 1950, *Proceedings of the Royal Society of London Series A*, 201, 175
- Taylor, J. H., Manchester, R. N., & Lyne, A. G. 1993, , 88, 529
- Thielemann, F.-K., Nomoto, K., & Hashimoto, M.-A. 1996, , 460, 408
- Toledo-Roy, J. C., Velázquez, P. F., de Colle, F., et al. 2009, , 395, 351
- Troja, E., Bocchino, F., Miceli, M., & Reale, F. 2008, , 485, 777
- Truelove, J. K., & McKee, C. F. 1999, , 120, 299
- Tsujimoto, T., Nomoto, K., Yoshii, Y., et al. 1995, , 277, 945
- Tsunemi, H., Miyata, E., & Aschenbach, B. 1999, , 51, 711
- Tsunemi, H., & Katsuda, S. 2006, , 50, 521
- Turner, M. J. L., et al. 2001, , 365, L27.
- Vasisht, G., Aoki, T., Dotani, T., Kulkarni, S. R., & Nagase, F. 1996, , 456, L59
- Voges, W., Aschenbach, B., Boller, T., et al. 1999, *VizieR Online Data Catalog*, 9010,
- Voges, W., Aschenbach, B., Boller, T., et al. 1999, , 349, 389
- Voges, W., Aschenbach, B., Boller, T., et al. 2000, *VizieR Online Data Catalog*, 9029,
- Vink, J., Kaastra, J. S., & Bleeker, J. A. M. 1997, , 328, 628
- Vink, J. 2008, , 486, 837
- Vink, J. 2012, , 20, 49
- Wang, C.-Y., & Chevalier, R. A. 2001, , 549, 1119
- Woosley, S. E., & Weaver, T. A. 1995, , 101, 181
- Whiteoak, J. B. Z. & Green, A. J. 1996, *A&A*, 118, 329.
- Williams, B. J., Blair, W. P., Blondin, J. M., et al. 2011, , 741, 96
- Wilms, J., Allen, A., & McCray, R. 2000, , 542, 914
- Woltjer, L. 1972, , 10, 129
- Wright, E. L., Eisenhardt, P. R. M., Mainzer, A. K., et al. 2010, , 140, 1868
- Yamauchi, S., Koyama, K., Tomida, H., Yokogawa, J., & Tamura, K. 1999, , 51, 13

Yamaguchi, H., Ueno, M., Koyama, K., Bamba, A., & Yamauchi, S. 2004, , 56, 1059

Yamaguchi, H., Badenes, C., Petre, R., et al. 2014, , 785, L27

Yamaguchi, H., & Katsuda, S. 2009, , 696, 1548

Yu, H., & Fang, J. 2018, ArXiv e-prints , arXiv:1805.00228.

Zhu, H., Tian, W. W., & Wu, D. 2015, , 452, 3470