

UNIVERSIDAD AUTÓNOMA DE CHIAPAS
FACULTAD DE CIENCIAS EN FÍSICA Y MATEMÁTICAS.

TESIS DE MAESTRÍA:

**OBSERVACIONES MULTIFRECUENCIAS A
MUY ALTAS ENERGÍAS DE LA FUENTE
GALÁCTICA HESSJ1841-055.**

Tesis presentada por JUAN CARLOS ESPINOSA GUTIÉRREZ para
el grado de Maestría en Ciencias Físicas.

COORDINADORES:
DR. OMAR TIBOLLA.
DR. SARAH KAUFMANN.

CO-ASESOR:
DR. CÉSAR ÁLVAREZ OCHOA.

TUXTLA GUTIÉRREZ, CHIAPAS. DICIEMBRE 2017.



Universidad Autónoma de Chiapas
Facultad de Ciencias en Física y Matemáticas
Dirección



Tuxtla Gutiérrez, Chiapas
 13 de diciembre de 2017
 Oficio No. FCFM/0399/17

Dr. Omar Tibolla
Dr. César Álvarez Ochoa
Presidente y Director de Tesis
Presente

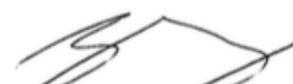
Por este medio me permito informarle que una vez efectuada la revisión de la tesis denominada:

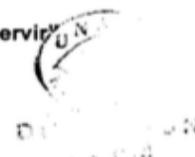
"OBSERVACIONES MULTIFRECUENCIAS A MUY ALTAS ENERGÍAS DE LA FUENTE GALÁCTICA HESS J1841-055".

Ha sido aceptado para sustentar el Examen de Grado de Maestro en Ciencias Físicas del Lic. **Juan Carlos Espinosa Gutiérrez** con matrícula escolar: X121001.

Se autoriza su impresión en virtud de cumplir con los requisitos correspondientes.

Atentamente
"Por la conciencia de la necesidad de servir"


Dr. Sendic Estrada Jiménez
Director



C.c.p. Dr. Florencio Corona Vázquez, Secretario Académico de la FCFM.
 Lic. Juan Manuel Aguilar Gámez, Encargado de Posgrado de la FCFM.
 Archivo J. Moutari
 SE/Jmag



“Our loyalty is to species and to the planet. Our obligation to survive is not only for ourselves but also for that ancient and vast cosmos from which we derive”. Carl Sagan.

Agradecimientos

Primeramente le agradezco a mis padres Juan y Zolila Flor por apoyarme y guiarme en todo momento a lo largo de mi vida, por los valores que me han inculcado y darme una vida llena de aprendizajes, experiencias y sobre todo felicidad; muchos de mis logros se los debo a ustedes entre los que se incluye este.

A mis asesores: Dr. Omar Tibolla, Dr. Sarah Kaufmann y Dr. César Álvarez por darme la oportunidad de trabajar con ustedes, por enseñarme sus conocimientos, los consejos brindados y sobre todo por la paciencia que me han tenido durante estos dos años y sé que lo aprendido jamás lo olvidaré.

A mis padrinos Francisco y Marisol, Samuel y Guadalupe por sus consejos brindados y por la motivación que me daban para seguir adelante en mis estudios y el guiarme por los buenos senderos de la vida.

A mis amigos Noribeth, Fátima, Omar y Leonardi que los considero como hermanos, les agradezco ese apoyo incondicional que me han brindado desde hace muchos años, por tener que soportarme como soy y por formar parte de mi vida. Son una parte esencial de mi y sin importar dónde estaremos más adelante siempre estaré con ustedes.

Índice general

Agradecimientos.	V
Índice de Figuras.	IX
Índice de Tablas.	XIII
Introducción.	1
1. Fuentes de Rayos Gamma.	9
1.1. Púlsares.	11
1.2. Núcleos de Galaxias Activas	13
1.2.1. Cuásares.	14
1.2.2. Blazares.	16
1.2.3. Radio Galaxias.	16
1.2.4. Galaxias Seyfert.	18
1.2.5. Modelos Unificados.	18
1.3. Materia Oscura.	21
1.4. Rayos Cósmicos y Emisión Interestelar.	22
1.5. Destellos de Rayos Gamma.	25
1.6. El Centro Galáctico.	29
2. Procesos Electromagnéticos.	31
2.1. Emisión Térmica	31
2.2. Radiación Bremsstrahlung y Radiación Sincrotrón	33
2.3. Dispersión Compton Inverso	39
2.4. Transición Nuclear	39
2.5. Decaimiento y Aniquilación	40
2.6. Absorción de fotones	41
3. CHANDRA	43
3.1. Información General.	43
3.2. El Satélite Chandra.	45
3.3. Sistema del Telescopio Chandra.	47

4. Remanentes de Supernovas	51
4.1. Origen de las Supernovas	51
4.2. Clasificación de las Supernovas.	52
4.3. Estructura y Evolución de Supernovas	54
4.4. Aceleración de partículas en SNR	58
4.5. Emisión de Rayos Gamma en SNRs	61
5. HESSJ1845-055.	65
5.1. Introducción de HESSJ1841-055	65
5.2. Plan de Trabajo	68
5.3. Análisis de datos de Rayos X	70
5.4. Herramientas de Detección	71
5.4.0.1. Celldetect	72
5.4.0.2. Vtpdetetet	80
5.5. SIMBAD	81
6. Conclusiones	131
Bibliografía	134

Índice de figuras

1.1.	Únicamente la luz visible y las ondas de Radio logran atravesar totalmente la Atmósfera.	10
1.2.	Este diagrama esquemático de un púlsar ilustra las líneas de campo magnético en blanco, el eje de rotación en verde y los dos chorros polares de radiación en azul.	12
1.3.	Espectros de luz de longitud de onda múltiple de Púlsares que emiten en rayos γ detectados por EGRET [17].	13
1.4.	Vista esquemática del Modelo Estándar de un AGN: el SMBH central, un toro denso de materia, el disco de acreción y los dos jets [20].	20
1.5.	Espectro diferencial de CRs.	24
1.6.	Distribución de los GRB en el cielo. a) Lado izquierdo: se creía que los GRBs provenían del centro galáctico o de cualquier dirección del espacio. b) Lado derecho: gracias a BATSE se concluyó que estos GRBs provienen de más allá de la Vía Lactea. citeOs1	25
1.7.	Distribución bimodal de los GRBs presentes en el catálogo de BATSE. [11]	26
1.8.	Ejemplo del espectro de un GRB. [11]	27
1.9.	Diferentes curvas de luz de GRB: Pulso suave simple (GRB99012), Suave con picos (GRB981203), multiples picos (GRB981021) y caóticos (GRB981031). [11]	28
2.1.	En la superficie de un cuerpo negro toda la energía incidente desde el exterior es absorbida, y toda la energía incidente desde el interior es emitida sin tener en cuenta la dirección.	32
2.2.	Radiación Bremsstrahlung.	35
2.3.	Radiación Sincrotrón.	37
2.4.	Espectro sincrotrón, alcanzó su pico a la frecuencia característica correspondiente a $0.29\nu_S$	38
3.1.	Comparación del remanente de supernova de la Nebulosa del Cangrejo entre ROSAT y Chandra (Nebulosa del Cangrejo - ROSAT: S. L.Snowden USRA, NASA/GSFC. Nebulosa del Cangrejo - CHANDRA: NASA/CXC/SAO/F.Seward). 44	
3.2.	Imagen del Satélite CHANDRA (Tomada de la página oficial de CHANDRA http://chandra.harvard.edu).	46

3.3.	Imagen de los espejos del Telescopio CHANDRA. (NASA/CXC/D.Berry).	47
3.4.	Vista aérea del diseño esquemático de ACIS.	48
4.1.	SNR Cassiopeia A vista por Chandra	53
4.2.	La Nebulosa del Cangrejo vista por el Telescopio Espacial Hubble (HST).	54
4.3.	La SNR Vela vista en óptico.	55
5.1.	HESSJ1841-055. Ver los detalles de la descripción en el texto [72]. . . .	67
5.2.	Al aumentar una observación visualizamos un pixel singular. Conteo de fuentes(cuadro pequeño de dimensiones 2×2 pixels) = 3; Conteo de fondo (cuadro grande de dimensiones 4×4) = 2. No es una Fuente. La barra de colores muestra el número de fotones.	73
5.3.	Al aumentar una observación visualizamos un pixel singular. Conteo de fuentes cuadro pequeño de dimensiones 2×2 pixels) = 171; Conteo de fondo (cuadro grande de dimensiones 4×4) = 28. Esto es una Fuente. La barra de colores muestra el número de fotones.	74
5.4.	ObservationID 7552 y la tabla de nombres de cada una de las fuentes de la observación. La barra de colores muestra el número de fotones. En la primer columna vemos el número de observación correspondiente a la imagen de ObservationID 7552 y la segunda columna el nombre de la fuente.	75
5.5.	ObsetvationID 7552 con celldetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascention y el eje y es Declination.	76
5.6.	ObsetvationID 7493 con celldetect. La barra de colores muestra el número de fotones.De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascention y el eje y es Declination.	77
5.7.	ObservationID 7493 calibradas. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascention y el eje y es Declination.	78
5.8.	ObservationID 7493 y la tabla de nombres de cada una de las fuentes de la observación. La barra de colores muestra el número de fotones. En la primer columna vemos el número de observación correspondiente a la imagen de ObservationID 7552 y la segunda columna el nombre de la fuente.	79
5.9.	ObsetvationID 6732 con celldetect. La barra de colores muestra el número de fotones.	80
5.10.	ObservationID 6732 calibradas. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascention y el eje y es Declination.	81

5.11. ObservationID 6732 y la tabla de nombres de cada una de las fuentes de la observación. La barra de colores muestra el número de fotones. En la primer columna vemos el número de observación correspondiente a la imagen de ObservationID 7552 y la segunda columna el nombre de la fuente.	82
5.12. ObsetvationID 4649 con celldetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascention y el eje y es Declination.	83
5.13. ObservationID 4649 calibradas. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascention y el eje y es Declination.	84
5.14. ObservationID 4649 y la tabla de nombres de cada una de las fuentes de la observación. La barra de colores muestra el número de fotones. En la primer columna vemos el número de observación correspondiente a la imagen de ObservationID 7552 y la segunda columna el nombre de la fuente.	85
5.15. ObservationID con celldetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascention y el eje y es Declination.	86
5.16. ObservationID 7552 calibradas. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascention y el eje y es Declination.	87
5.17. ObservationID 7630 y la tabla de nombres de cada una de las fuentes de la observación. La barra de colores muestra el número de fotones. En la primer columna vemos el número de observación correspondiente a la imagen de ObservationID 7552 y la segunda columna el nombre de la fuente.	87
5.18. ObsetvationID 16950 con celldetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascention y el eje y es Declination.	88
5.19. ObservationID 16950 calibradas. La barra de colores muestra el número de fotones.	89
5.20. ObservationID 16950. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascention y el eje y es Declination.	90
5.21. ObservationID 7552 con vtpdetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascention y el eje y es Declination.	91
5.22. ObservationID 7493 con vtpdetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascention y el eje y es Declination.	92

5.23. ObservationID 6732 con vtpdetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascention y el eje y es Declination.	93
5.24. ObservationID 4649 con vtpdetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascention y el eje y es Declination.	94
5.25. ObservationID 7630 con vtpdetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascention y el eje y es Declination.	95
5.26. ObservationID 16950 con vtpdetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascention y el eje y es Declination.	96
6.1. En esta bonita imagen mostramos con lujos de detalles la remanente desupernova KES 73 obtenidas con el análisis de datos de CHANDRA para esta tesis. La barra de colores nos indica el número de fotones, el eje X es la ascension recta, y el eje Y representa la declinación.	133

Índice de tablas

5.1.	Lista de Observaciones hechas por CHANDRA.	69
5.2.	Ventajas y desventajas de los métodos de CHANDRA.	71
5.3.	Lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7552 (Parte1). En la primer columna tenemos el número de la fuente detectada, la segunda columna nos muestra el nombre que se le asigna a cada fuente, después tenemos la columna de ascensión recta, luego sigue la declinación y la última columna HII (Región de Hidrógeno ionizado).	97
5.4.	Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7552 (Parte 2). En la siguiente tabla apreciamos la primer columna los número de las fuentes detectadas, la siguiente columna fuentes en radio (mm), la tercer columna nos muestra la distancia de la posición de la fuente de la fuente de radio a la fuente CHANDRA en arsec.	98
5.5.	Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7552 (Parte 3). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna la extensión de la fuente radio en arcmin y la tercer columna nos muestras las estrellas.	99
5.6.	Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7552 (Parte 4). La primer columna nos muestra los numeros de las fuentes detectadas, la segunda columna nos da la distancia de las estrellas a la fuente CHANDRA en arcsec, la siguiente columna muestra las nubes moleculares, la cuarta columna nos muestra las nebulas negras y la última columna nos da la distancia de las nebulas negras a la fuente de CHANDRA.	100
5.7.	Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7552 (Parte 5). La primer columna nos da los números de las fuentes detectadas, la siguiente columna nos muestra el catálogo 2MASS y la tercer columna nos muestra las distancia hacia la fuente de CHANDRA en arcsec.	101
5.8.	Continuación de la lista de las posibles contrapartes más probables de la ObservationID 7552 (Parte 6). La primera columna nos muestra el número de las fuentes detectadas y la segunda columna nos muestra el púlsar.	102

5.9.	Lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7552. Nos muestra las más posibles contrapartes, la última columna nos muestra que tipo de objeto físico corresponde dicha contraparte.	103
5.10.	Lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7493 (Parte 1). En la primer columna tenemos el número de la fuente detectada, la segunda columna nos muestra el nombre que se le asigna a cada fuente, después tenemos la columna de ascensión recta, luego sigue la declinación y la última columna nos muestra fuentes de rayos X.	104
5.11.	Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7493 (Parte 2). En la siguiente tabla apreciamos la primer columna los números de las fuentes detectadas, la segunda nos muestra regiones de hidrógeno ionizado y la última columna son fuentes en radio (mm). . .	105
5.12.	Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7493 (Parte 3). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna nos muestra la distancia de la posición de la fuente de la fuente de radio a la fuente CHANDRA en arsec, la tercer columna nos muestra la extensión de la fuente de radio en arcmin, la siguiente columna columna nos muestra las estrellas, la quinta columna nos muestra la distancia de las estrellas a la fuente de CHNADRA y la última columna nos muestra las nebulosas negras.	106
5.13.	Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7493 (Parte 4). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna nos muestra el catálogo 2MASS.	107
5.14.	Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7493 (Parte 5). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna nos muestra la continuación del catálogo 2MASS y la última columna nos muestra la distancia en arcmin de las fuentes del catálogo a la fuente de CHANDRA.	108
5.15.	Lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7493. Nos muestra las más posibles contrapartes, la última columna nos muestra que tipo de objeto físico corresponde dicha contraparte.	109
5.16.	Lista de las posibles contrapartes de ObservationID 6732 (Parte 1). En la primer columna tenemos el número de la fuente detectada, la segunda columna nos muestra el nombre que se le asigna a cada fuente, después tenemos la columna de ascensión recta, luego sigue la declinación, en la siguiente tenemos fuente de rayos X y la última columna HII (Región de Hidrógeno ionizado).	110
5.17.	Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 6732 (Parte 2). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la siguiente columna son fuentes en radio (mm), la tercer columna nos muestra la distancia de la posición de la fuente de la fuente de radio a la fuente CHANDRA en arsec y la última columna la extensión de la fuente en radio.	111

5.18. Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 6732 (Parte 3). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna nos muestra nebulas negras y la ultima columna nos muestra objetos astronómicos que no han sido identificados. 112

5.19. Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 6732 (Parte 4). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna el catálogo 2MASS y la última columna nos muestra la distancia de las fuentes del catálogo hacia la fuente Chandra. 113

5.20. Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 6732 (Parte 5). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la tercera columna son púlsares y la última columna nos muestra las remanentes de supernova. 114

5.21. Lista de las posibles contrapartes de ObservationID 6732. Nos muestra las más posibles contrapartes, la última columna nos muestra que tipo de objeto físico corresponde dicha contraparte 115

5.22. Lista de las posibles contrapartes de ObservationID 4649 (Parte 1). En la primer columna tenemos el número de la fuente detectada, la segunda columna nos muestra el nombre que se le asigna a cada fuente, después tenemos la columna de ascensión recta, luego sigue la declinación y la última columna fuentes de rayos X. 116

5.23. Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 4649 (Parte 2). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna región de hidrógeno ionizado, la siguiente columna son fuentes en radio (mm), la cuarta columna nos muestra la distancia de la posición de la fuente de la fuente de radio a la fuente CHANDRA en arsec y la última columna nos da la extensión de la fuente en arcmin. 117

5.24. Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 4649 (Parte 3). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la siguiente columna nos dan las estrellas, la siguiente columna nos muestra la distancia en arcmin de las estrellas a la fuente de CHANDRA, la cuarta columna nos muestra las nubes moleculares y por último las nebulas negras. 118

5.25. Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 4649 (Parte 4). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna nos muestra los objetos astronómicos que no han sido identificados, la tercer columna nos muestra los High Cuess Binary y la última columna una parte del catálogo 2MASS. 119

5.26. Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 4649 (Parte 5). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna nos muestra la segunda parte del catálogo 2MASS y la tercer columna nos muestra el radio de las fuentes de los catálogos hacia la fuente de CHANDRA. 120

5.27. Lista de las posibles contrapartes de ObservationID 4649. Nos muestra las más posibles contrapartes, la última columna nos muestra que tipo de objeto físico corresponde dicha contraparte	121
5.28. Lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7630 (Parte 1). En la primer columna tenemos el número de la fuente detectada, la segunda columna nos muestra el nombre que se le asigna a cada fuente, después tenemos la columna de ascensión recta, luego sigue la declinación y las fuentes de rayos X.	122
5.29. Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7630 (Parte 2). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas y la segunda columna región de hidrógeno ionizado.	123
5.30. Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7630 (Parte 3). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna nos muestra las fuentes de radio (mm) y la última columna columna nos muestra la distancia de la fuente radio en arcsec.	124
5.31. Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7630 (Parte 4). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna nos muestra la extensión de la fuente en arcmin, la tercer columna nos muestra las estrellas y la última columna nos muestra la distancia de las estrellas a la fuente de CHANDRA. . .	125
5.32. Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7630 (Parte 5). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la siguiente columna nos muestra las nubes moleculares y la última columna las nebulas negras.	126
5.33. Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7630 (Parte 6). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas y la segunda columna nos muestra parte del catálogo 2MASS. 127	
5.34. Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7630 (Parte 7). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas y la segunda columna nos muestra la segunda parte del catálogo 2MASS.	128
5.35. Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7630 (Parte 8). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas y la segunda nos muestra la distancia de las fuentes del catálogo 2MASS a la fuente de CHANDRA.	129
5.36. Lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7630. Nos muestra las más posibles contrapartes, la última columna nos muestra que tipo de objeto físico corresponde dicha contraparte.	130

Introducción

El estudio del origen del Universo es de gran importancia para la ciencia, y la vida misma, a medida que aprendemos más sobre cómo surgimos, cuándo y por qué. Entre las disciplinas más importantes que se han desarrollado a lo largo de este período de la astronomía moderna se encuentra la de *astrofísica de altas energías*. En términos generales, es la que se encarga de los procesos de altas energías y su aplicación en el contexto astrofísico.

Conocer el origen y la evolución del Universo nos permite comprender que cada átomo de carbono, oxígeno, calcio, hierro, que compone nuestro cuerpo, nuestros tejidos, nuestras células, nuestra sangre; cada átomo que compone cada objeto y cada cuerpo vivo o inerte aquí en la Tierra, se formó en el centro de alguna lejana estrella (que ya no existe) en el pasado, y por lo tanto conocer lo que hay y lo que pasa allá afuera es tan importante como saber lo que hay y lo que pasa aquí en la Tierra.

En términos prácticos e inmediatos, conocer el origen, evolución, estructura y condiciones actuales de los planetas del Sistema Solar, campos magnéticos, flujos de partículas y otros, nos permite conocer mejor nuestro propio planeta, su atmósfera, su geología e incluso el surgimiento de la vida, innumerables desarrollos tecnológicos surgidos del estudio del Universo se encuentran por doquier hoy en día en nuestra vida cotidiana e incluso, la cultura popular contemporánea ha llevado la interacción humana con el Cosmos a los medios masivos de comunicación y sus productos forman parte de nuestra percepción de la sociedad actual.

Hoy en día se estudia la Galaxia y los objetos extra-galácticos, como esas fuentes de energía llamadas cuásares, los hoyos negros en el centro de galaxias, la materia oscura que permea y da forma al Universo, y en el deseo de saber más, hemos desarrollado teorías para explicar incluso el origen del Universo, en la época de la inflación de la materia y el espacio-tiempo.

El desarrollo del estudio del Universo (comenzando desde las civilizaciones antiguas como los egipcios, los incas, los mayas, etc. hasta nuestros días) ha sido una constante en nuestra evolución astronómica y su importancia para la ciencia se refleja en las nuevas tecnologías que han permitido estudiar los cielos desde la Tierra y en el espacio ya que el hombre ha lanzado sondas espaciales (como *Rosetta* (enviando un módulo de aterrizaje a la superficie del cometa [1], otro ejemplo es el de *OSIRIS-REx* (*Origins, Spectral Interpretation, Resource Identification, Security-Regolith Explorer* lanzado en el 2016 y su objetivo es alcanzar al asteroide Bennu en el año 2018 [2]), satélites alrededor de la Tierra, sondas lunares y planetarias.

Hasta 1945, los astrónomos solo podían estudiar el Universo en general en la región del visible. Desde ese momento ha habido una enorme expansión de la banda de ondas disponible para el estudio astronómico: radio, milímetro, infrarrojo, ultravioleta, rayos X y rayos γ que combinadas con la astronomía óptica han llevado al crecimiento de muchas áreas nuevas de la astrofísica.

Con el estudio del Universo, nace una de las nuevas y más importantes disciplinas que han revolucionado el campo de la astrofísica moderna: *astrofísica de altas energías*. La cual consiste en la observación y estudio de fuentes astronómicas a partir de la radiación de alta energía que emiten éstas, incluyen la astronomía de rayos X, astronomía de rayos gamma y astronomía ultravioleta, así como el estudio de los neutrinos y los rayos cósmicos. Las observaciones se pueden hacer únicamente desde globos aerostáticos u

observatorios espaciales.

Algunos ejemplos del estudio de fuentes astronómicas son los agujeros negros masivos en núcleos activos galácticos, la aceleración de partículas hasta alcanzar altas energías en ambientes astronómicos, los orígenes de enormes flujos de partículas de altas energías de galaxias activas, los procesos físicos en los interiores de estrellas de neutrones. Todos estos procesos se originan en condiciones físicas que no pueden ser reproducidas en algún tipo de laboratorio aquí en la Tierra.

El Universo nos ha dado una enorme cantidad de conocimiento, confirmando o refutando las propuestas teóricas a través de imágenes y cada vez más de las nuevas ventanas de la telescopía moderna: rayos gamma, rayos X, ultravioleta, infrarrojo y microondas. Todos estos desarrollos tecnológicos, añadidos a la telescopía contemporánea: los telescopios colocados fuera de la atmósfera de nuestro planeta, han obtenido nuevas imágenes de una calidad extraordinaria en comparación con las tomadas por sus contrapartes en la Tierra, permitiéndonos ver el Universo con nuevos ojos.

Para el estudio de fenómenos astrofísicos a muy alta energía existen tres procesos principales que intervienen en la interacción de los fotones de alta energía con átomos, núcleos y electrones, los cuales son la absorción fotoeléctrica, la dispersión de Compton y la producción de pares electrón-positrón. Nuevamente, necesitamos la física de estos procesos, generalmente la física nuclear ya que es fundamental para muchas ramas de la astrofísica no solo para diagnosticar las propiedades de las partículas de alta energía sino también para estudiar y comprender como se llevan a cabo todos estos fenómenos astrofísicos de alta energía en una amplia variedad de circunstancias diferentes, en particular para la comprensión de los procesos de generación de energía en las estrellas [3].

Algunos de estos procesos nucleares se producen en las profundidades de los centros de las estrellas, donde los productos de la nucleosíntesis son, en general, solo muy in-

directamente observables. Las interacciones nucleares solo son importantes cuando las partículas de alta energía incidente producen un impacto más o menos directo en el núcleo. Esto se debe a que las fuertes fuerzas de interacción que mantienen unido al núcleo son fuerzas de corto alcance.

Algunas de estas interacciones emiten *radiación libre* o *bremstrahlung* tal es el caso de un gas ionizado caliente en el Universo, otras por ejemplo incluyen emisión en radio de regiones compactas de hidrógeno ionizado a temperaturas $T \approx 10^4$ K, la emisión de rayos X de fuentes binarias de rayos X para la cual $T \approx 10^7$ K y la emisión difusa de rayos X de un gas intergaláctico caliente en clusters de galaxias que pueden llegar a temperaturas $T \approx 10^8$ K [4].

Los rayos X y Rayos gamma no llegan directamente a la Tierra puesto que la atmósfera nos protege de la radiación de altas energías por lo que se nos dificulta detectarlos de manera directa. Existen métodos de detección de manera indirecta que se realiza mediante las cascadas de rayos gamma produciendo radiación Cherenkov en agua como es HAWC, pero para poder detectarlos de manera directa debemos de enviar telescopios u observatorios espaciales tal es el caso de FERMI y CHANDRA.

En la actualidad existen grandes experimentos dedicados a la astronomía gamma sobre la superficie de la tierra. Todos ellos hacen uso de la técnica de detección estereoscópica, es decir que la radiación Cherenkov producido por las cascadas de partículas es observado simultáneamente por 2 o mas telescopios utilizando la atmósfera y telescopios de fluorescencia como VERITAS, MAGIC y H.E.S.S. Esto mejora drásticamente la reconstrucción de la dirección de arribo y la sensibilidad en energía, principalmente gracias a una mejor separación entre la señal y el ruido (que en este caso son los rayos cósmicos); y existen otros como HAWC que utilizan la radiación Cherenkov en agua producidos por la casacada de partículas.

Gracias a estos instrumentos, la astronomía gamma de altas energías ha dado un

importante salto desde los primeros telescopios construidos en los años 80. Hasta el día de hoy estos instrumentos han detectado más de 150 fuentes de rayos gamma de altas energías [5].

Estos detectores son:

- * *MAGIC* (*Major Atmospheric Gamma Imaging Cherenkov*) el cual consta de dos telescopios Cherenkov ubicados cerca de la cima de la montaña Roque de los Muchachos (2000 m s.n.m), en La Palma, Islas Canarias. Los telescopios tienen 17 m de diámetro y están separados unos 85 m. Pertenece a una colaboración internacional de 8 países y 17 instituciones. Los cuales son dedicados a la observación de rayos gamma de fuentes galácticas y extragalácticas a muy altas energías en un rango de (VHE (a muy altas energías), 30 GeV a 100 TeV) [6].

- * *VERITAS* (*Very Energetic Radiation Imaging Telescope Array System*) que es un arreglo de 4 telescopios de 12 m de diámetro ubicados en el Observatorio Fred Lawrence Whipple (FLWO) en Arizona, USA. El rango de energía detectable por VERITAS es de 50 GeV a 50 TeV. Participan de este experimento 4 países: USA, Canadá, Reino Unido e Irlanda [7].

- * *HAWC* (En inglés *High-Altitude Water Cherenkov*) que está construido en una de las laderas del volcán Sierra Negra, cerca de Puebla, México. Se encuentra a una altura de aproximadamente 4100 metros sobre el nivel del mar. HAWC es usado para realizar un estudio general del cielo en las energías entre 100 GeV y 100 TeV. Es un laboratorio diseñado para detectar rayos gamma y rayos cósmicos con energías de TeV que cuenta con una apertura que cubre más del 15 % del cielo. Con su amplio campo de visión, el observatorio está expuesto a dos terceras partes del cielo durante cada ciclo de 24 horas. [8].

* *H.E.S.S. (High Energy Steroscopic System)* un sistema de 5 telescopios Cherenkov ubicados al sur de Namibia, cerca de la montaña Gamsberg, a 1800 m de altura. Cuatro de los telescopios tienen un disco reflector de 12 m de diámetro, mientras que el quinto, instalado recientemente, posee 28 m de diámetro de superficie colectora. Con la instalación de este último telescopio se logró bajar el umbral de energía detectable de los fotones hasta unos pocos GeV. Es el único arreglo de telescopios Cherenkov en el hemisferio sur y tiene una exposición única al plano galáctico. Operan este experimento 32 instituciones de 12 países [9].

Una ventaja principalmente de los detectores de altas energías lanzados al espacio es que detectan de manera directa al fotón es de particular importancia reconocer las limitaciones prácticas de estos detectores de Rayos X y Rayos gamma, ya que estos determinan la precisión con la que pueden medirse las intensidades y los espectros. Recordando que estos a menudo tendrán que ser transportados en vehículos espaciales. Esto inmediatamente establece restricciones sobre la masa y el volumen de los observatorios espaciales practicables.

Los observatorios espaciales se pueden dividir en dos clases generales: aquellos cuya misión es inspeccionar todo el cielo y los telescopios que sólo hacen observaciones de partes escogidas del firmamento. Muchos de los observatorios espaciales ya han completado sus misiones, mientras que otros están en funcionamiento. Los satélites y sondas espaciales para la observación astronómica han sido lanzados por la NASA (*National Aeronautics and Space Administration*), la ESA (*European Space Agency*) y la JAXA (*Japan Aerospace Exploration Agency*).

La serie Grandes Observatorios de la NASA son cuatro telescopios espaciales de gran potencia. Cada telescopio ha tenido un coste similar y han servido para ampliar los conocimientos en Astronomía. Las cuatro misiones han examinado una parte del

espectro electromagnético a la que estaban diseñados.

- * El *Telescopio espacial Hubble* (en inglés, *Hubble Space Telescope* o *HST*) conocido previamente como *Space Telescope (ST)*. Este telescopio observa principalmente la zona del espectro visible y la zona del ultravioleta cercano, el cual fue lanzado al espacio el 24 de abril de 1990 y se trata de un proyecto conjunto entre la NASA y la ESA [10].
- * El *Observatorio de Rayos Gamma Compton* (*Compton Gamma Ray Observatory* o *CGRO*) conocido previamente como *Gamma Ray Observatory (GRO)*. Observaba principalmente rayos gamma, aunque también rayos X duros. Sus giroscopios comenzaron a fallar por lo que se tuvo que elegir entre dejarlo sin control o destruirlo. Se escogió esto último y el 4 de junio de 2000 cayó sobre el Océano Pacífico [11].
- * El *Observatorio de rayos X Chandra* (*Chandra X-ray Observatory* o *CXO*) conocido previamente como *Advanced X-ray Astronomical Facility (AXAF)*. Observa principalmente rayos X blandos. Se ha utilizado para el estudio de galaxias lejanas y sigue en funcionamiento [12].
- * El *Telescopio espacial Spitzer* (*Spitzer Space Telescope* o *SST*) conocido previamente como *Space Infrared Telescope Facility (SIRTF)*. Observa el espectro infrarrojo. Es el último y fue lanzado el 24 de agosto de 2003 [13].

También se tiene al *telescopio Fermi* o *telescopio Espacial de Rayos Gamma Fermi* es un observatorio espacial diseñado para estudiar las fuentes de rayos gamma del universo con el objeto de detallar un mapa de las mismas. Dos años después de su puesta en funcionamiento, había generado un mapa de las 1451 fuentes de rayos gamma más brillantes conocidas [14].

En el primer capítulo de esta tesis hablaré sobre las principales fenómenos astrofísicos de altas energías que pueden generar radiación gamma, los cuales pueden ser los núcleos activos de galaxias, blazares, púlsares, materia oscura entre otros, describiremos sus características principales y como interactúan con el medio para generar dicha radiación.

Para el segundo capítulo daré una descripción de los procesos electromagnéticos como la radiación *Bremsstrahlung*, radiación sincrotrón, dispersión compton etc., que dan lugar a fotones energéticos y como estos fotones interactúan con la materia.

Luego, en el tercer capítulo trata sobre el Observatorio de Rayos X CHANDRA. En este capítulo daré información general sobre el satélite CHANDRA y también del sistema del telescopio.

En el capítulo número cuatro es principalmente sobre remanentes de supernovas, el origen, su estructura y evolución, la clasificación de los tipos de supernovas que existen y de cómo ocurre la aceleración de las partículas y la emisión de rayos gamma en las supernovas.

Para el siguiente capítulo se basa principalmente en el sistema HESSJ1841-055, primero daré una introducción sobre el sistema, para después explicar el plan de trabajo, las herramientas utilizadas en el análisis de HESSJ1841-055 y por último incluir las imágenes y tablas obtenidas.

Por último daré las conclusiones obtenidas y planes futuros sobre el trabajo realizado.

Capítulo 1

Fuentes de Rayos Gamma.

Los rayos γ son una forma de radiación electromagnética (EM) con una energía extremadamente alta. La radiación de rayos γ tiene una longitud de onda mucho más corta que la luz visible, por lo que los fotones de rayos γ tienen mucha más energía que los fotones de luz.

Los rayos γ se encuentran en el extremo de mayor energía del campo electromagnético. Los rayos X, tienen energía un poco más baja que los rayos γ . De hecho, los rangos espectrales de rayos X y rayos γ se superponen. Los rayos γ tienen longitudes de onda de aproximadamente 100 picómetros (100×10^{-12} metros) o menos, o energías de fotones de al menos 10 keV . Este tipo de onda electromagnética oscila en una frecuencia de 3 exahertz (EHZ o 10^{18} Hertz) o más [11].

La radiación γ o rayos γ es un tipo de radiación electromagnética, y por tanto constituida por fotones, producida generalmente por elementos radiactivos o por procesos subatómicos como la aniquilación de un par positrón-electrón. También se genera en fenómenos astrofísicos de gran violencia (a muy altas energías).

Constituyen un tipo de radiación ionizante y se producen por desexcitación de un nucleón de un nivel o estado excitado a otro de menor energía y por desintegración de

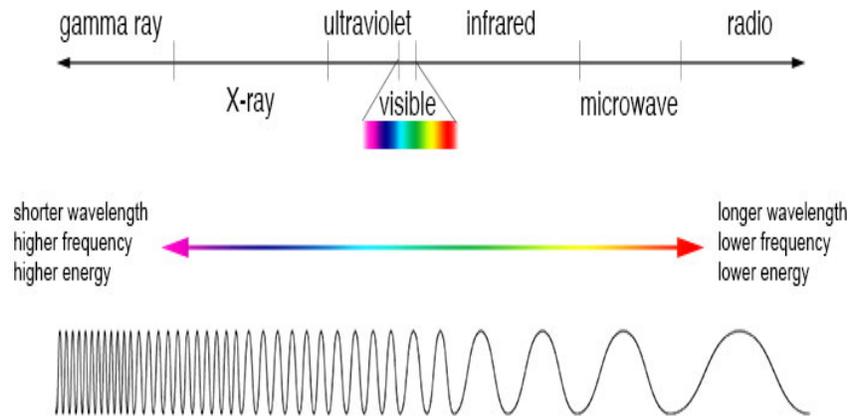


Figura 1.1: Únicamente la luz visible y las ondas de Radio logran atravesar totalmente la Atmósfera.

isótopos radiactivos. Se diferencian de los rayos X en su origen. Estos se generan a nivel extranuclear, por fenómenos de frenado electrónico.

En general, los rayos γ producidos en el espacio no llegan a la superficie terrestre, pues los absorbe la alta atmósfera. Para observar el universo en estas frecuencias es necesario utilizar globos de gran altitud u observatorios exoespaciales. Para detectarlos, en ambos casos se utiliza el efecto Compton. Estos rayos γ se originan por fenómenos astrofísicos de alta energía, como explosiones de supernovas o núcleos de galaxias activas.

Por lo que a continuación hablaremos en este capítulo sobre los objetos astronómicos que originan a los rayos γ .

1.1. Púlsares.

Como bien sabemos los *púlsares* son sistemas astrofísicos capaces de manifestar grandes diferencias de potencial que permiten una aceleración electrostática de partículas cargadas. Fueron descubiertos en 1967 por Jocelyn Bell y Antony Hewish y se trata de estrellas colapsadas donde la presión de la gravedad es sostenida por la presión de degeneración de los nucleones [15].

Algunas de las principales características de los púlsares son las siguientes:

El tamaño típico de estas estrellas es de $R_* \cong 10^6$ cm y su masa $M_* \cong 1,4 M_\odot$. Esto hace que su densidad sea:

$$\rho_{EN} \approx \frac{M_*}{4/3\pi R_*^3} \approx \frac{1,4 \times 1,99 \times 10^{33}}{4/3\pi 10^{18} \text{cm}^3} \approx 6,6 \times 10^{14} \text{g cm}^{-3}$$

Al colapsar, las estrellas arrastran su campo magnético, por lo que las estrellas de neutrones resultantes están magnetizadas y en rotación rápida. Su campo resultante típico es dipolar $B \cong 10^{12}$ G.

Tienen pulsos de períodos muy cortos y muy estables $P = 2\pi/\Omega \cong 10^{-3} - 3$ s (Ω es el momento angular de rotación) y emision en radio polarizada.

Los pulsos en radio se observan cuando el eje del campo magnético de la estrella y su eje de rotación están desalineados. Estos pulsos se originan a partir de los haces de emisión en radio emitida a lo largo del eje magnético.

Los púlsares pueden acelerar partículas hasta energías $\sim 10^{13}$ eV = 10 TeV. Si el púlsar es muy rápido, $E_{max} \sim 10^{15-16}$ eV. El límite efectivo es seguramente menor que esta cantidad ya que las partículas sufrirán pérdidas radiactivas durante el proceso de aceleración.

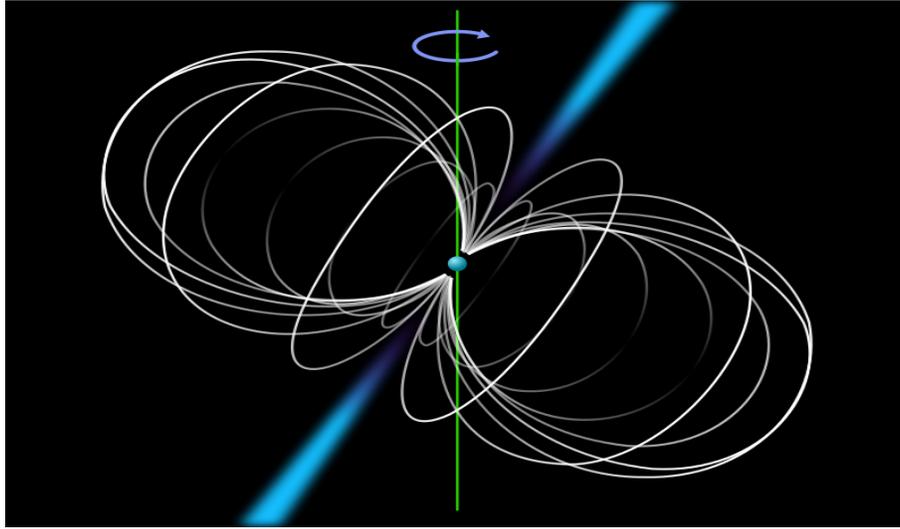


Figura 1.2: Este diagrama esquemático de un púlsar ilustra las líneas de campo magnético en blanco, el eje de rotación en verde y los dos chorros polares de radiación en azul.

Existen tres regiones de radiación no térmica asociadas con la emisión por pérdida de energía rotacional en una estrella de neutrones:

1. La primera región corresponde al pulsar y su magnetósfera, hasta el cilindro de luz. Esta emisión es periódica (pulsada).
2. La segunda región corresponde al viento del pulsar, cuya emisión es debida principalmente a dispersiones Compton inverso de los electrones relativistas.
3. Por último la nebulosa sincrotrón, donde las partículas son re-aceleradas en el choque entre el viento y el medio interestelar [16].

Los púlsares tienen espectro plano y son emisores constantes sobre largos períodos de tiempo, y su emisión gamma es mucho menor que la pérdida de energía rotacional. Todos tienen un corte en energías de rayos gamma en el rango de GeV-TeV.

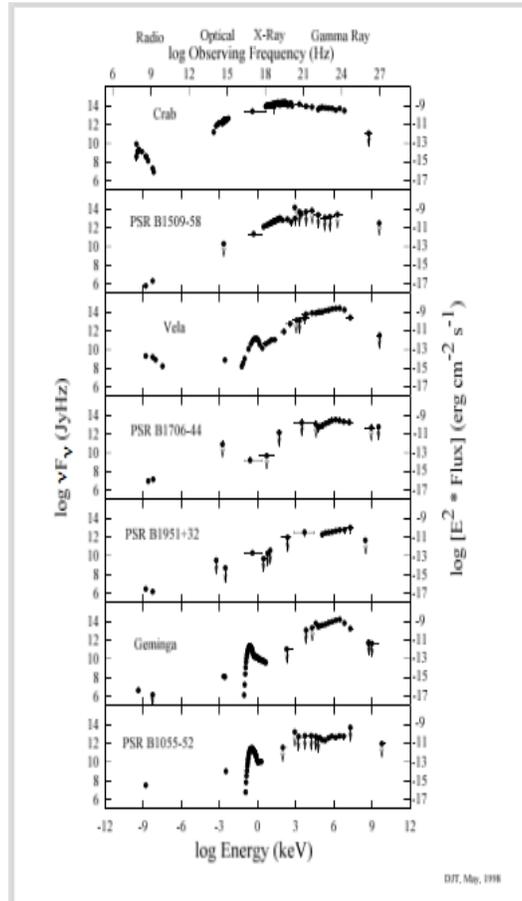


Figura 1.3: Espectros de luz de longitud de onda múltiple de Púlsares que emiten en rayos γ detectados por EGRET [17].

1.2. Núcleos de Galaxias Activas

Por más detalles del contenido de esta sección ver el curso “High Energy Astrophysics” impartido por el Dr. Omar Tibolla. [17].

Una galaxia se dice activa cuando una fracción significativa de la radiación electromagnética que emite no es debida a los componentes “normales” de una galaxia (estrellas, polvo y gas interestelar).

El término núcleo activo de galaxia (*Active Galactic Nuclei, AGN*) se usa frecuentemente para denominar este tipo de objeto, ya que la energía emitida por las galaxias activas se debe aparentemente a una región compacta en su centro. En algunos casos, esta región central emite chorros de partículas que se extienden por grandes distancias, provocando emisión desde regiones extendidas, si bien en todos los casos la fuente última de la energía emitida es la región central.

Las teorías actuales afirman que hay un agujero negro súper masivo (millones de masas solares) en el centro de cada AGN.

Cabe mencionar que los AGN son objetos pequeños, en muchos casos más pequeños que el Sistema Solar.

Los AGN son una categoría que comprende objetos que (al menos aparentemente) son muy diferentes entre sí:

- * Cuásares.
- * Blazares.
- * Radio Galaxias.
- * Galaxias Seyfert.

Estos objetos emiten en todas las longitudes de onda del espectro electromagnético (desde Radio hasta rayos γ) y son morfológicamente extremadamente diferentes unos de otros (en algunos vemos lóbulos gigantes, otros aparecen en cambio como galaxias “normales”).

1.2.1. Cuásares.

Los cuásares son fenómenos que surgen cuando un enorme agujero negro, situado en el núcleo de una galaxia, comienza a absorber toda la materia que encuentra en su

cercanía. Cuando esto ocurre, por efecto de la enorme velocidad de rotación del disco de acreción formado, se produce una gigantesca cantidad de energía, liberada en forma de ondas de radio, luz, infrarrojo, ultravioleta, y rayos X, lo que convierte a los cuásares en los objetos más brillantes del universo conocido.

Son los objetos más brillantes en el Universo, están en Radio galaxias y son objetos “viejos y lejanos” (cuando el Universo tenía casi 1/6 de tamaño en comparación con el presente y casi mil millones de años).

Los cuásares son observados cuando existieron hace mucho tiempo, y el Universo como era en su pasado distante por lo que se cree que hubo más cuásares en el pasado; hoy pensamos que los cuásares se sitúan a más de 1 Gpc ¹.

Tienen un espectro similar a los núcleos de Seyferts. Su núcleo es más brillante que las estrellas en un factor de 10 a 100.

Los cuásares manifiestan muchas propiedades idénticas a las de las galaxias activas: la radiación no es térmica y se ha observado que algunas tienen jets y lóbulos como las radio galaxias. Su luminosidad total $\sim 10^{12}$ luminosidades solares. (La luminosidad de Seyferts y cuásares puede cambiar muy rápidamente: días, horas, minutos) [18].

Son los aceleradores más poderosos en el Universo. Emiten rayos γ de 100 MeV a algunos GeV (también por encima de algunos TeV, pero en este caso se los considera Blazar). Por lo tanto, creemos que Seyferts y cuásares son el mismo tipo de objeto, pero se ven desde diferentes puntos de vista.

¹Los cuásares más luminosos por MBH (Masive Black Hole) muy masivo.

1.2.2. Blazares.

Son una fuente de energía muy compacta y altamente variable, asociada a un agujero negro situado en el centro de una galaxia. Los blazares están entre los fenómenos más violentos del Universo, y son un tema importante en la astronomía extragaláctica. Son caracterizados por emitir un jet relativista. Actualmente se acepta que un blazar es un cuásar, con la salvedad de que su jet se encuentra apuntando en dirección a la Tierra.

También irradian mucho en las frecuencias de radio y su luminosidades pueden cambiar mucho muy rápidamente (también en escalas de tiempo de pocas horas).

Los blazares no constituyen un grupo homogéneo, y se dividen en dos grupos:

- * cuásares altamente variables, (denominados también en inglés “OVV”, de Optically Violent Variable quasars), que son un pequeño subgrupo dentro de los cuásares.
- * objetos BL Lacertae, objetos *BL Lac* o simplemente *BL Lacs*.

Los rayos γ de algunos TeV (10^{12} eV) (en algunos casos los rayos γ tienen más de 10 TeV) Como ya se dijo, en los blazares uno de los 2 jets apunta hacia nosotros (Edad de oro para Blazars: hace 10 años 60 - 80 Blazars conocidos, ahora muchos más, gracias a Fermi LAT y a los IACT) [19].

1.2.3. Radio Galaxias.

Por definición, son galaxias que son poderosas fuentes de radio. La emisión de radio de una radio galaxia es radiación sincrotrónica no térmica.

La luminosidad de radio de la radio galaxia es típicamente $10^{33} - 10^{38}$ W, por lo tanto puede ser tan grande como la luminosidad total de una galaxia normal.

El rasgo característico de una radio galaxia fuerte es una estructura doble: hay dos grandes regiones emisoras de radio en los lados opuestos de la galaxia observada.

La doble estructura de una radio galaxia parece producida por el núcleo. Sin embargo, los electrones en los lóbulos de radio no pueden ser formados desde el centro de la galaxia, ya que perderían toda su energía durante un tránsito tan largo. Por lo tanto, los electrones deben acelerarse continuamente dentro de las regiones emisoras de radio.

Estas AGN irradian a frecuencias de radio y tienen lóbulos gigantes mucho mayores al tamaño de la galaxia hechos de gas y polvo excitados creados por enormes chorros que salen “del núcleo de la galaxia”.

Las radio galaxias tienen una emisión de radio de 10^{34} W y pueden alcanzar 10^{38} W (las galaxias “normales” no irradian tanto en la banda de ondas de radio: por ejemplo, la Vía Láctea irradia en radio $\sim 10^{30}$ W).

La dimensión se correlaciona directamente con la intensidad de la señal de radio (la más grande conocida es de 9,8 millones de años luz), cabe destacar que las radio galaxias son galaxias elípticas de las cuales las más grandes son las galaxias CD (donde los cuásares se encuentran cada vez en el centro de las radio galaxias).

Un ejemplo de estas es la Cygnus A (la Radio Galaxia más poderosa de nuestra parte del Universo).

1.2.4. Galaxias Seyfert.

Su emisión es producida por la acreción de materia en el agujero negro supermasivo situado en su centro. Tienen núcleo puntual muy brillante y produce líneas espectrales de emisión muy fuertes de gas altamente ionizado. Son generalmente galaxias espirales.

Las galaxias Seyfert se clasifican como Tipo 1 o Tipo 2, dependiendo de si el espectro muestra líneas de emisión estrechas y anchas, o solamente estrechas.

Se atribuye el notable ancho de las líneas de emisión a una distribución de velocidades relativamente grande en el gas que emite la radiación. Si tenemos en cuenta el *efecto Doppler*, esto es, el desplazamiento de longitud de onda o de frecuencia de la radiación electromagnética debido a la velocidad de la fuente, se pueden entonces deducir las velocidades a las que se encuentra el gas emisor [18].

La luminancia total es de $\sim 10^{10}$ luminosidades solares es decir cerca de $10^{36} - 10^{38}$ W.

Emiten rayos γ a energías más bajas, de 100 keV a energías del orden de MeV (pero ahora también en GeV).

Se cree que la energía, como de costumbre, se debe a la “caída” del gas y la materia que se transforma en espiral en el SMBH (*Super Massive Black Hole*, contienen entre un millón y mil millones de masas solares.).

1.2.5. Modelos Unificados.

La radiación potente de las galaxias de núcleo activo, galaxias de Seyfert, radio galaxias, blazares y cuásares se explica por la presencia en su centro de un agujero

negro supermasivo y un disco de acreción. ¿Pero cómo explicamos los diferentes tipos de galaxias observadas? Se trata simplemente de una consecuencia de la presencia de un cinturón opaco en torno al agujero negro y la posición de la Tierra con relación a este cinturón.

Aunque las formas de actividad galáctica pueden parecer a primera vista diversas, pueden unificarse dentro de un modelo esquemático bastante aceptado.

Según este modelo, la mayoría de las galaxias contienen un núcleo central compacto, que es un agujero negro supermasivo, con masa $10^7 - 10^9 M_{\odot}$, rodeado por un disco o anillo de gas. La fuente de energía es la energía gravitacional liberada a medida que el gas se acumula en el agujero negro. El disco puede dar lugar a un jet donde parte de la energía se convierte en movimientos perpendiculares a lo largo del eje de rotación. Se cree que cuando el agujero negro ha consumido todo el gas y polvo de su vecindad, la galaxia activa deja de emitir grandes cantidades de energía y se transforma en una galaxia normal. Este núcleo activo de galaxia es similar al de la Vía Láctea.

La tasa de acreción tiene un límite, llamado límite de Eddington, que se puede calcular a partir de un equilibrio entre la fuerza de la gravedad y la presión de radiación. Para la acreción esférica, la luminosidad en el límite de Eddington es:

$$L_{Edd} = \frac{4\pi G m_p c}{\sigma_T} \cdot M = 1,3 \times 10^{38} \frac{M}{M_{\odot}} \text{ erg/s} \quad (1.1)$$

El espectro se caracteriza por un doble componente, uno alcanzó casi las energías de los rayos X, probablemente causado por la emisión de sincrotron en el jet, y uno alcanzó casi a las energías GeV. Se han propuesto dos modelos para explicar la emisión de rayos gamma:

- * Un modelo leptónico, el modelo sincrotrón auto compton: en este modelo, los leptones primarios, acelerados en jets AGN, interactúan con fotones de energía

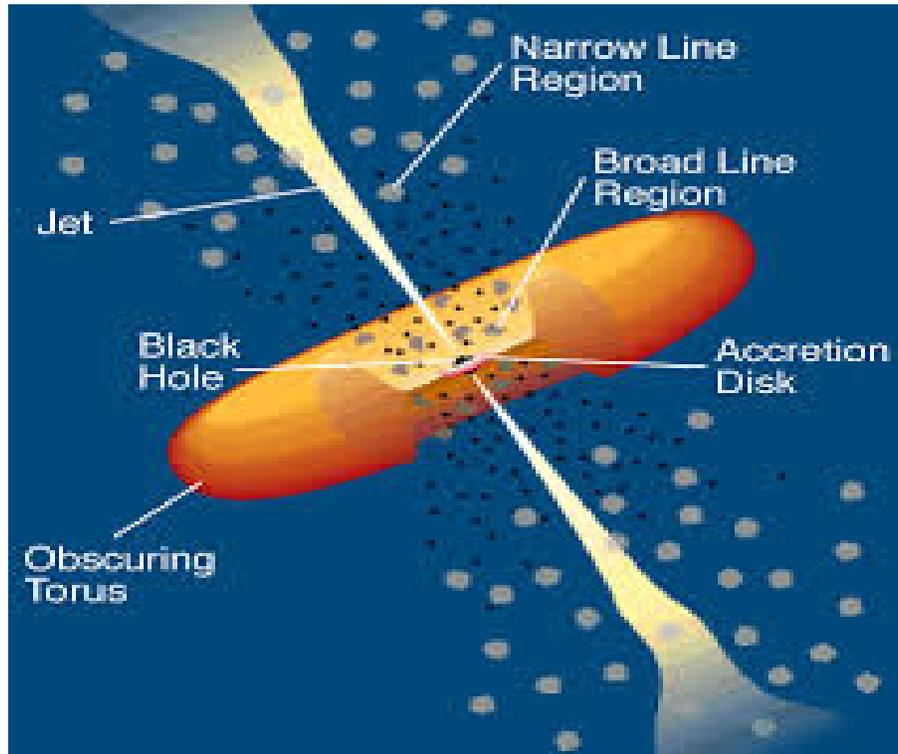


Figura 1.4: Vista esquemática del Modelo Estándar de un AGN: el SMBH central, un toro denso de materia, el disco de acreción y los dos jets [20].

más baja, a través de Compton inverso, y producen la radiación que vemos en la banda γ ; los fotones de energía más baja pueden ser rayos X originados por la emisión de sincrotrón. ²

- * Como modelo hadrónico: en este caso, los hadrones, especialmente los fotones, pueden acelerarse en jets, producen piones mediante interacciones con los fotones en el jet y finalmente causan radiación γ a través de la desintegración de π^0 .

Para ver comentarios más detallados sobre AGN puedes ver [21], [22] y [23].

²Los fotones pueden ser irradiados directamente desde el disco de acreción al jet, pero en este caso no podemos hablar adecuadamente sobre el modelo de SSC, incluso si el último mecanismo de Compton inverso es el mismo.

1.3. Materia Oscura.

El Centro Galáctico de la Vía Láctea (GC) ha sido de gran interés en los intentos de detectar indirectamente la materia oscura (*Dark Matter*, *DM*). Esto se debe a la existencia de un exceso esférico simétrico en los rayos gamma de alta energía y muy alta energía que se ha observado en sus alrededores por experimentos como el Telescopio de área grande Fermi (Fermi-LAT) y el Sistema estereoscópico de alta energía (H.E.S.S.) [24].

El advenimiento de este exceso de observación dio lugar a muchos intentos de explicarlo en términos de emisión resultante de la aniquilación de la DM en forma de partículas masivas de interacción débil WIMP (*Weakly Interacting Massive Particles*). Sin embargo, las explicaciones alternativas, como las poblaciones no resueltas de púlsares milisegundos, se han discutido extensamente en la literatura y han recibido un refuerzo reciente [25], ya que se ha demostrado que la misma función de luminosidad podría dar cuenta de poblaciones de púlsares tanto conocidas como no identificadas.

Además de esto, la región del espacio de parámetros WIMP favorecida por el análisis de las incertidumbres astrofísicas en el GC [26] se ha puesto bajo cierta presión por los datos existentes [27], con gran promesa mostrada por el Square Kilometre Array [28] (*SKA*) como una sonda futura de estos modelos.

Los WIMP podría ser revelado directamente (es decir, detectando directamente el paso de un WIMP a través de la materia) o indirectamente (es decir, viendo algunos efectos del WIMP sin detectarlo directamente); hay varias técnicas diferentes para tratar de detectar directamente estos WIMP; podemos dividirlos en 3 grupos [11]:

- Bolómetros (o detectores criogénicos): estos tratan de revelar el calor causado por WIMP que cruza la materia; podemos mencionar varios experimentos: Edelweiss, Edelweiss II, CDMS (Cryogenic Dark Matter Search), CDMS II, CRESST II

(Cryogenic Rare Event Search with Superconducting Thermometers), CRESST II, Mi-Beta, CUORICINO 42 kg, ROSEBUD.

- Detectores de Centellador, como DAMA/NaI (DARK MATter), DAMA/LIBRA (Large sodium Iodide for RARE processeces), ANAIS, ELEGANT IV, ELEGANT V, UKDMC, ZEPLIN I (Zoned Proportional scintillation in LIquid Noble gases), ZEPLIN II, ZEPLIN III.
- Detectores de Ionización, podemos mencionar: IGEX, H/M-HDMS (Heidelberg-Moscow), GENIUS-TF, Edelweiss I y II, CRESST I y II; Edelweiss y CRESST ambos son detectores de ionización y bolómetros.

Para ver más comentarios a cerca de materia oscura se puede ver [30].

1.4. Rayos Cósmicos y Emisión Interestelar.

Los rayos cósmicos (*Cosmic Rays, CRs*) son partículas subatómicas procedentes del espacio exterior cuya energía, debido a su gran velocidad, es muy elevada: cercana a la velocidad de la luz. Se descubrieron cuando se comprobó que la conductividad eléctrica de la atmósfera terrestre se debe a ionización causada por radiaciones de altas energías.

El descubrimientos de rayos cósmicos en el agua fue debido al físico italiano Domenico Pacini quien en los años entre 1907 y 1912 estuvo haciendo experimentos bajo el agua en el lago Di Bracciano en el mar Tirreno [31].

En 1909, Theodor Wulf desarrolló el primer electrómetro. Éste era un instrumento diseñado para medir la tasa de producción de iones dentro de un contenedor sellado herméticamente. Wulf usó este instrumento para demostrar que los niveles de radiación ionizante en la cúspide de la Torre Eiffel eran mayores que en su base [32].

En 1911, Victor Hess demostró que la ionización atmosférica aumenta proporcionalmente a la altitud. Concluyó que la radiación debía proceder del espacio exterior y

más tarde en 1912 elevó tres electrómetros de Wulf de precisión mejorada a una altitud de 5300 metros usando un globo aerostático y encontró que la tasa de ionización se multiplicaba aproximadamente por cuatro en comparación con la que podía medirse a nivel del suelo. También descartó al Sol como la fuente de radiación responsable mediante un nuevo ascenso en globo durante un eclipse de sol casi total. Cuando la Luna estaba bloqueando la mayor parte de la radiación solar visible, Hess todavía pudo medir una tasa de ionización en aumento con la altura, y concluyó: “La mejor explicación al resultado de mis observaciones viene dada por la suposición de que una radiación de un enorme poder de penetración entra en nuestra atmósfera desde arriba” [33] [34].

El nombre “Rayos Cósmicos” (introducido por Robert Millikan en 1936) se debe al hecho de que durante algún tiempo se creyó que la radiación era de naturaleza electromagnética; sin embargo, durante los años treinta se descubrió que la mayoría de los CR deben estar cargados eléctricamente, ya que son afectados por el campo magnético de la Tierra; Las Crs incluyen esencialmente algunos elementos de la Tabla Periódica³; los electrones constituyen casi el 1 % de los CRs galácticos.

Los rayos cósmicos cubren un amplio rango de energías que va desde 10^9 hasta 3×10^{20} eV como se ve en la Figura 1.5. En la región más baja del espectro (menor que 10^{11} eV) el espectro es prácticamente horizontal debido a la influencia del Sol (efectos solares). mientras que a rodilla del espectro muy probablemente se debe a que es la capacidad máxima de aceleración de partículas de las supernovas. El tobillo es muy probablemente que sea causado por la transición entre rayos cósmicos galácticos y extragalácticos. También podemos ver en el espectro se indican las energías alcanzadas

³Alrededor del 89 % de los núcleos son hidrógeno (protones), 10 % de helio y aproximadamente 1 % de elementos más pesados; los elementos más pesados producidos por la nucleosíntesis estelar (Carbono, Oxígeno, Magnesio, Silicio e Hierro) están presentes en aproximadamente las mismas abundancias relativas que en el Sistema Solar, pero hay algunas diferencias significativas en alguna composición elemental e isotropa, que podrían informarse privadamente en el origen y la historia de los CRs galácticos: por ej. hay sobreabundancia significativa de los elementos raros, como litio, berilio y boro, producidos por espalación por la materia interestelar y también el isótopo ^{22}Ne es sobreabundante (esto muestra que la nucleosíntesis de Crs y el material del sistema solar han sido diferentes).

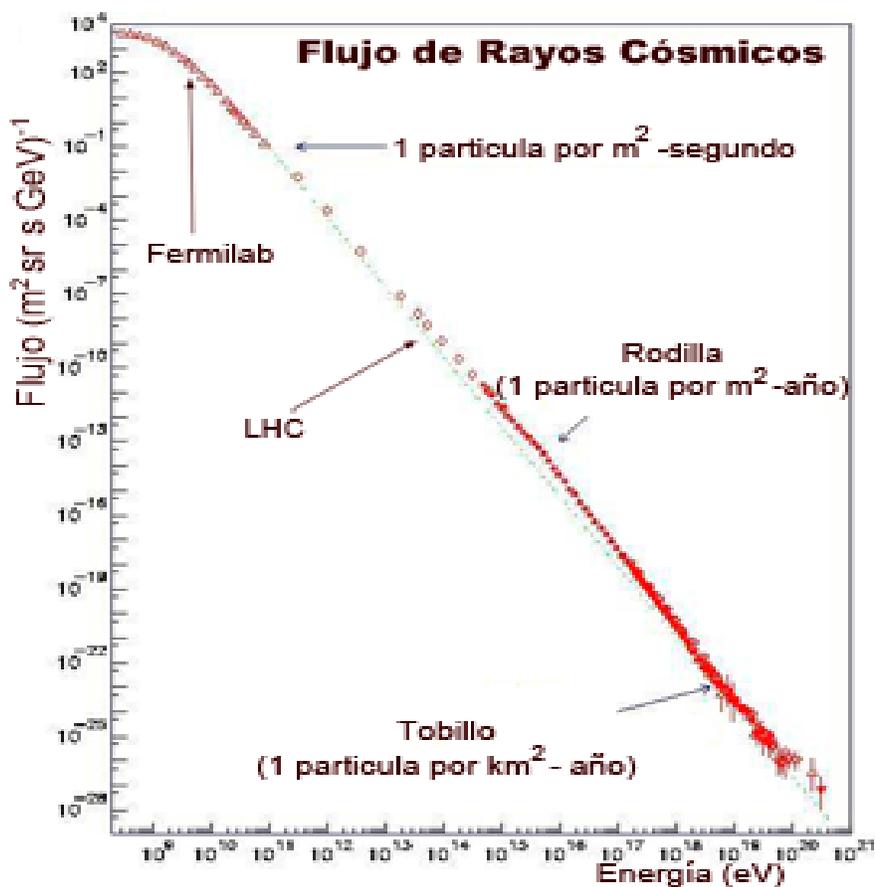


Figura 1.5: Espectro diferencial de CRs.

en el Fermilab (*Fermi Laboratorio*) y en el LHC (*Large Hadron Collider*) que son los aceleradores de partículas más grandes del mundo.

Los modelos teóricos y las observaciones muestran que el sitio más probable donde se pueden producir CR son las explosiones de supernovas y los restos de supernovas (SNR) [35] [36].

1.5. Destellos de Rayos Gamma.

Conocidos como GRB (*Gamma Rays Bursts*) son destellos de rayos gamma asociados con explosiones extremadamente energéticas en galaxias distantes. Son los eventos electromagnéticos más luminosos que ocurren en el universo.

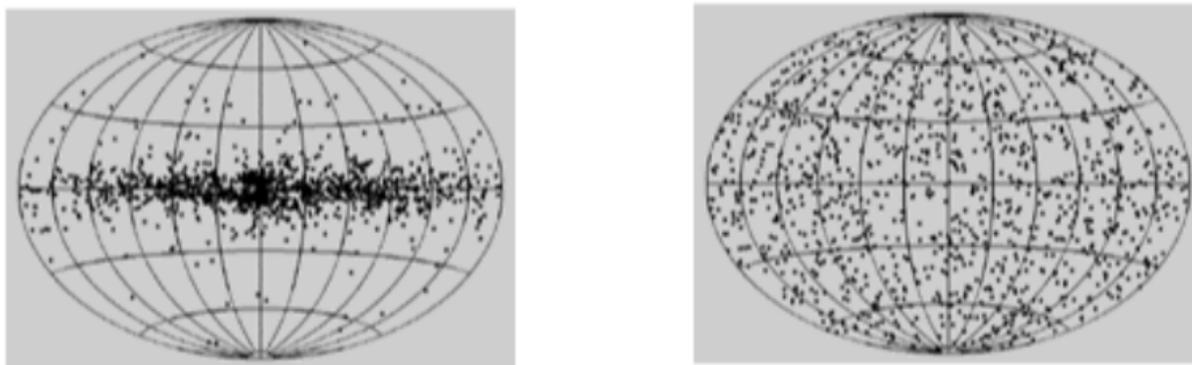


Figura 1.6: Distribución de los GRB en el cielo. a) Lado izquierdo: se creía que los GRBs provenían del centro galáctico o de cualquier dirección del espacio. b) Lado derecho: gracias a BATSE se concluyó que estos GRBs provienen de más allá de la Vía Láctea. citeOs1

Este fenómeno astronómico puede durar desde unos nanosegundos hasta varias horas, con frecuencia son seguidos por una luminiscencia residual de larga duración de radiación a longitudes de onda mayor (rayos X, radiación ultravioleta, luz visible, radiación infrarroja y radiofrecuencia) [37].

Los GRB se detectaron por primera vez en 1967 por los satélites Vela, una serie de satélites diseñados para detectar pruebas de armas nucleares encubiertas. Surgieron gran cantidad de teorías para explicar estos brotes, muchas de las cuales sugerían que éstos habían tenido su origen en la Vía Láctea. Hubo escasos avances hasta 1991, cuando se creó el Observatorio de rayos gamma Compton y su experimento “Burst And Transient Source Experiment” (BATSE), un detector de rayos gamma con una gran

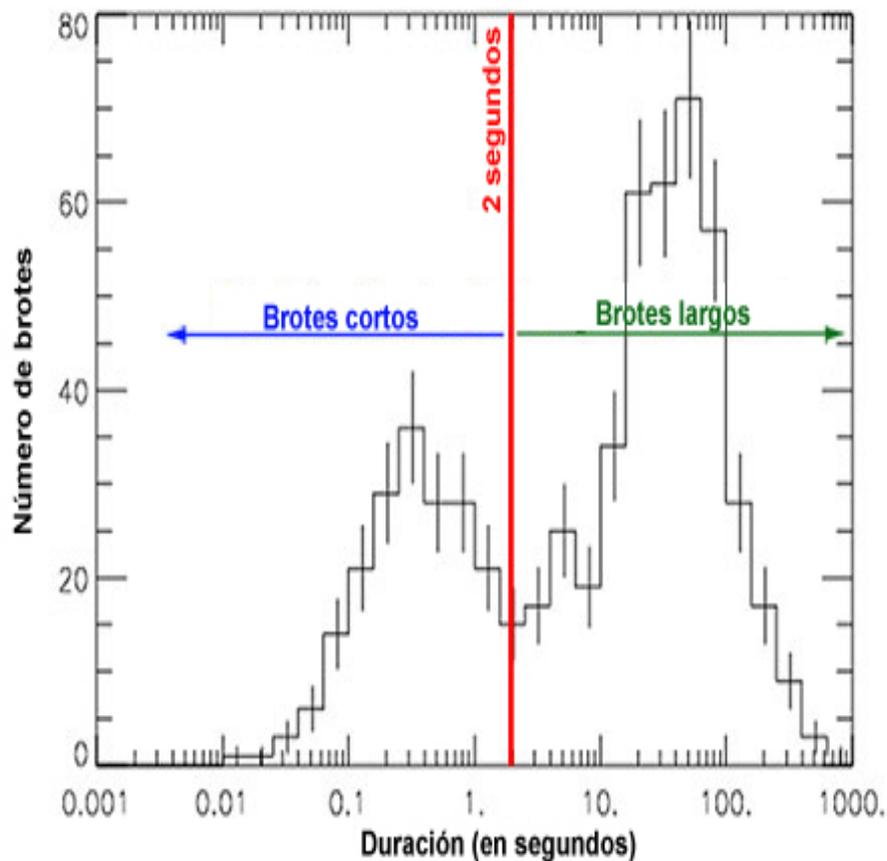


Figura 1.7: Distribución bimodal de los GRBs presentes en el catálogo de BATSE. [11]

sensibilidad. Este instrumento proporcionó información crucial que indicaba que la distribución de los GRB era isotropa —no sesgada hacia cualquier dirección en particular en el espacio, como el plano galáctico o el centro galáctico. Debido a la forma aplanada de la Vía Láctea, las fuentes dentro de nuestra propia galaxia se concentran sobre todo cerca del plano galáctico por lo que la ausencia de un patrón en el caso de los GRB aportaba pruebas concluyentes de que éstos provienen de más allá de la Vía Láctea [38].

En cuanto a su estructura temporal, cada GRB era diferente de los demás y cualquier intento de realizar una clasificación morfológica ha fracasado. Las duraciones oscilan

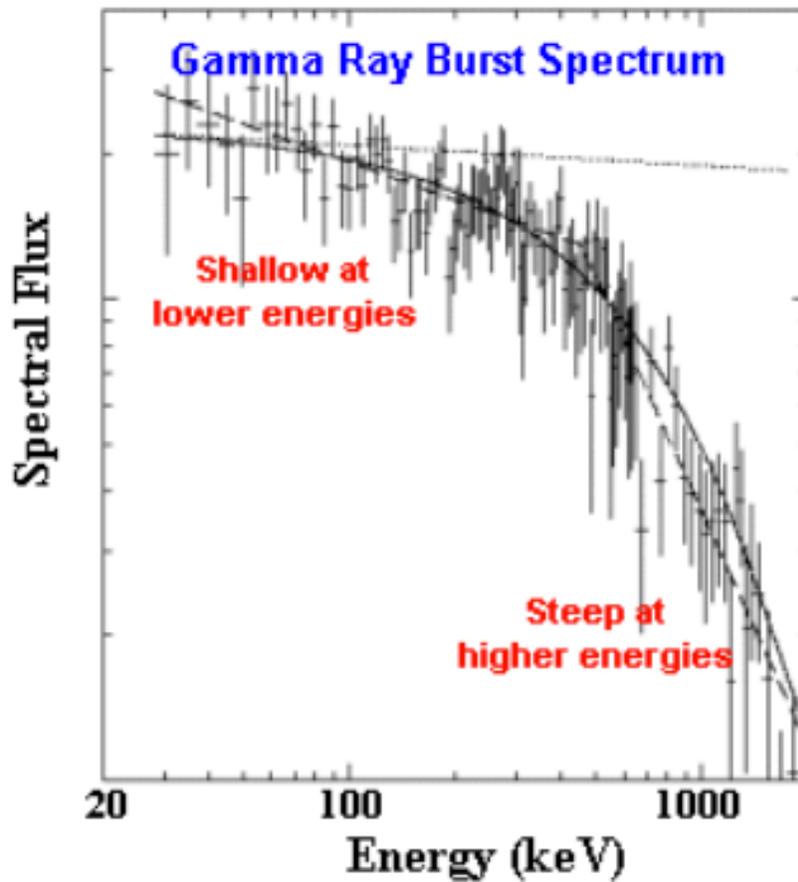


Figura 1.8: Ejemplo del espectro de un GRB. [11]

entre varios ms y más de 1 h, llegando a medirse variaciones en escalas de 0.2 ms, lo que implicaría regiones con unas dimensiones de menos de 60 km, en ausencia de movimientos relativistas. Sí que hay una clara evidencia de una distribución bimodal por lo que respecta a la duración, pudiendo diferenciar dos clases de GRBs: explosiones de corta duración (inferiores a 2 s), que suponen un 25 % y explosiones de larga duración (superiores a 2 s), el 75 % restante [39]. Estas últimas tienen un promedio de 20-30 s. Hasta la fecha, no hay evidencia alguna de GRBs producidos por una misma fuente (Ver Figura 1.7).

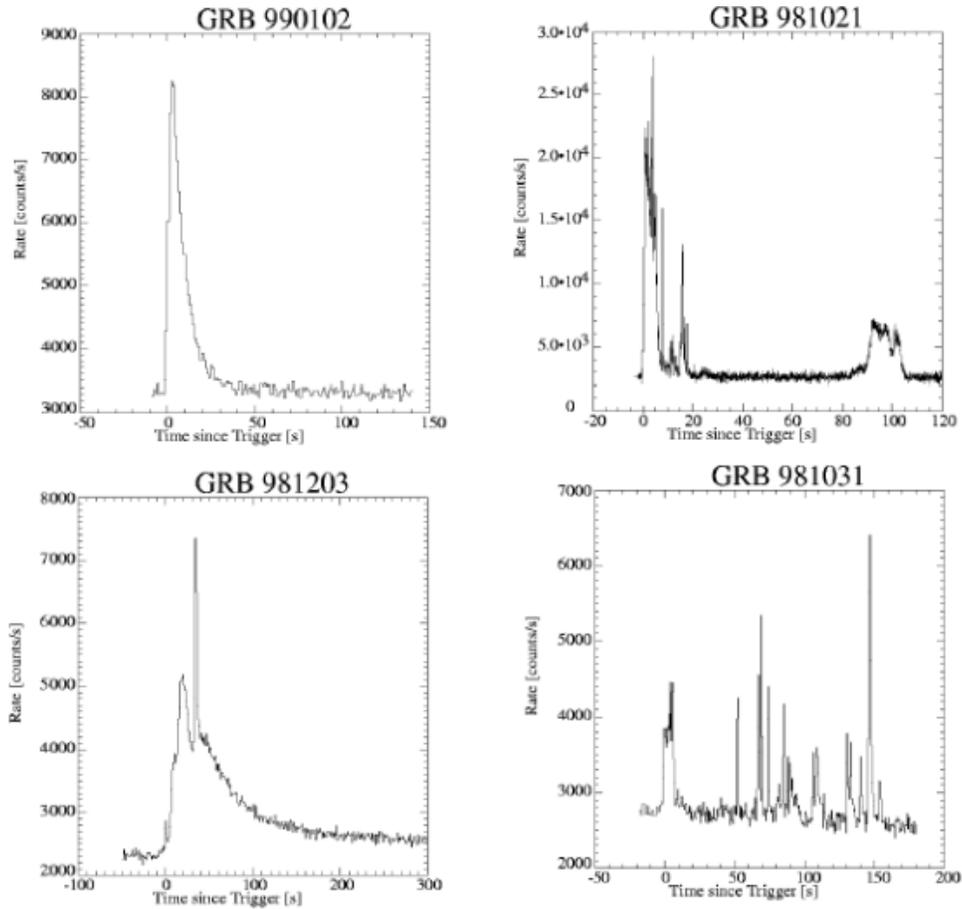


Figura 1.9: Diferentes curvas de luz de GRB: Pulso suave simple (GRB99012), Suave con picos (GRB981203), multiples picos (GRB981021) y caóticos (GRB981031). [11]

Los espectros en general son muy duros y alcanzan su punto máximo a energías de varios cientos de keV, siguiendo una ley de potencia descrita por índice espectral que varía durante el destello (Ver Figura 1.8).

Uno de los principales problemas en el análisis de GRB está dado por la variabilidad de sus curvas de luz (Ver Figura 1.9), es decir, los perfiles de tiempo de los GRB; el rango de las curvas de luz varía mucho y muchas personas intentaron clasificarlas; por ejemplo, podemos citar la clasificación de Gerry Fishman, que en 1993 intentó dividir las diferentes morfologías en 4 clases:

- * Pulso singular: Fenómenos con un solo pico; los eventos de FRED (*Fast Rise Exponential Decay*) son una subclase de este tipo de grupo.
- * Pulsos múltiples con picos bien definidos, a menudo caracterizados por aumentos y caídas similares.
- * Eventos con picos bien separados, en los que las pausas entre dos picos suelen ser más grandes que el tiempo de emisión.
- * GRBs caóticos, con estructuras complejas, en el que diferentes picos a menudo se superponen entre sí.

1.6. El Centro Galáctico.

El centro galáctico (*Galactic Center*, GC) es el centro de rotación de nuestra galaxia, la Vía Láctea. En 1985 la Unión Astronómica Internacional adoptó la distancia a 8.5 kiloparsecs del Sol. Sin embargo, investigaciones recientes han sugerido distancias menores a ésta.

Debido a que el polvo interestelar bloquea nuestra línea de visión hacia el centro de la galaxia, éste no puede ser estudiado mediante el espectro visible, el ultravioleta o por rayos X de baja potencia. En consecuencia, la información que actualmente se posee sobre el centro galáctico proviene de observaciones realizadas por rayos gamma, infrarrojos, observaciones de longitudes de onda submilimétricas, ondas de radio o rayos X de alta potencia.

El Observatorio H.E.S.S tiene décadas mapeando los rayos gamma de muy alta energía emitidos desde el centro de nuestra universo. En un análisis detallado de los datos más recientes de H.E.S.S., publicados el 16 de marzo de 2016, en la Revista Nature, revelan por primera vez una fuente de esta radiación cósmica a energías nunca antes observadas en la Vía Láctea: el agujero negro supermasivo en el centro de la galaxia,

probablemente para acelerar los rayos cósmicos a energías 100 veces mayores que las obtenidas en el acelerador de partículas más grande terrestre, el LHC en el CERN [40].

Recientemente H.E.S.S. detectó emisiones de muy altas energías desde el CG y los excesos los asoció con una fuente con una fuente coincidente con $1'$ de *Sag** [41]. Para explicar este exceso en GC, se han propuesto varios escenarios:

- Esto podría deberse a la emisión difusa de electrones acelerados confinados en el llamado Radio Arc [42] [43] [44].
- Producidas por protones interactuando con los ISM [45] [46], estrictamente relacionado con la producción de π^0 , y por lo tanto con la hipótesis de SNR.

Usando diferentes “aceleradores”:

- Algunos modelos consideran la emisión desde una acumulación de muchos púlsares de mediana edad [47] (el cual se centra en tratar de demostrar que la Vía Láctea es una débil Galaxia Seyfert).
- El exceso podría explicarse también con la ADAF (Advection Dominated Accretion Flow) de materia en un agujero negro [48] [49] [50] que también podría correlacionarse con un jet del GC [51].
- El candidato más prometedor para el acelerador de protones podría ser el extremadamente poderoso (energía de explosión $\sim 4 \times 10^{52}$ erg) y el joven ($\sim 10^4$ años) SNR Sgr A East [45] [46].
- También se han propuesto modelos que usan la aniquilación de neutralinos para explicar el exceso, incluso si no hay pruebas al respecto.

Capítulo 2

Procesos Electromagnéticos.

Este capítulo fueron complementado con [4] [11].

En este capítulo daremos una descripción de los procesos electromagnéticos (EM) que dan lugar a fotones energéticos, además de las firmas espectrales (conocida como la radiación reflejada en función de la longitud de onda) observables en fuentes astrofísicas. También hablaremos de como se interaccionan los fotones con la materia donde pueden ocurrir tres tipos de procesos básicos:

- * Ionización y excitación de los átomos y moléculas del material;
- * interacciones nucleares entre las partículas de altas energías y los núcleos de los átomos del material;
- * la destrucción de estructuras cristalinas y cadenas moleculares.

2.1. Emisión Térmica

La radiación electromagnética va desde las frecuencias en radio hasta los rayos gamma.

Se denomina *emisión térmica* a la emitida por un cuerpo debido a su temperatura. Todos los cuerpos emiten radiación electromagnética, siendo su intensidad dependiente

de la temperatura y de la longitud de onda considerada., a diferencia de la *emisión no térmica* que es la radiación electromagnética producida por cualquiera de varios procesos, incluida la radiación de sincrotrón. El esquema característico de una emisión no térmica es que incrementa su intensidad a medida que aumenta la frecuencia.

La radiación térmica es emitida continuamente por toda la materia cuya temperatura es superior al cero absoluto.

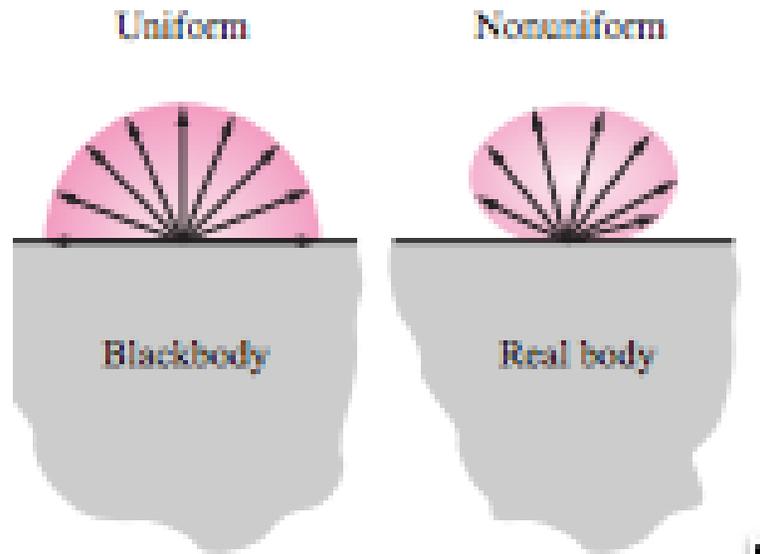


Figura 2.1: En la superficie de un cuerpo negro toda la energía incidente desde el exterior es absorbida, y toda la energía incidente desde el interior es emitida sin tener en cuenta la dirección.

Un cuerpo negro absorbe toda la radiación incidente, sin tener en cuenta la longitud de onda y la dirección. Además, un cuerpo negro emite energía de radiación uniformemente en todas las direcciones por unidad de área normal a la dirección de emisión.

El espectro de radiación emitida sigue la conocida distribución de cuerpo negro (o

distribución de Plack):

$$I(\nu) = \frac{8\pi h\nu^3}{c^3} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad (2.1)$$

La energía de radiación emitida por un cuerpo negro por unidad de tiempo y por área de superficie unitaria fue determinada experimentalmente por Joseph Stefan en 1879 y expresada como:

$$E = \sigma T^4 \quad (W/m^2) \quad (2.2)$$

donde $\sigma = 5,67 \cdot 10^{-8} W/m^2 \cdot K^4$ es la constante de Stefan-Boltzmann y T es la temperatura absoluta de la superficie en K. Esta relación fue verificada teóricamente en 1884 por Ludwig Boltzmann. La ecuación 2.2 se conoce como la ley de Stefan-Boltzmann, E se denomina potencia emisiva del cuerpo negro. Tenga en cuenta que la emisión de radiación térmica es proporcional a la *cuarta potencia* de la temperatura absoluta y la temperatura de la fuente emisora y la longitud de onda máxima de esta distribución están vinculadas por la ley de Wien:

$$\lambda_{max} T \approx 0,29 \text{ cm} \cdot K \quad (2.3)$$

para un cuerpo negro que emite rayos γ térmicos con un pico de alrededor de 10 MeV, la temperatura de la superficie es de aproximadamente $2 \times 10^{10} K$.

2.2. Radiación Bremsstrahlung y Radiación Sincrotrón

La comprensión de los mecanismos de radiación fundamentales observados en la naturaleza es esencial en la astrofísica moderna. Esta comprensión permite a un astrofísico analizar espectros de fuentes astronómicas distantes y obtener información sobre las condiciones presentes en las regiones del universo que atraviesa la radiación sino también las condiciones físicas de las regiones donde se producen dicha radiación.

Dentro de muchas regiones del universo, varios de estos mecanismos de radiación son de especial importancia. A través de una exploración de ejemplos veremos que los procesos de emisión bremsstrahlung, radiación sincrotrón son comúnmente observados y por lo tanto de gran importancia.

Tanto la radiación sincrotrón como la radiación bremsstrahlung se emiten cuando una partícula cargada se acelera, por lo que irradian ondas EM; gracias al origen similar, la radiación EM producida por estos dos procesos muestra algunas características:

- * la potencia emitida es proporcional al cuadrado de la carga y la aceleración cuadrada;
- * Los fotones se emiten en una forma dipolar característica: no hay emisión a lo largo del vector de aceleración y la emisión máxima es perpendicular al vector de aceleración;
- * La radiación emitida está polarizada: el vector del campo eléctrico es paralelo al vector de aceleración.

La radiación bremsstrahlung o el mecanismo de emisión libre-libre es un ejemplo de un proceso de radiación de un interés considerable en la astrofísica moderna. Este mecanismo implica la emisión de un fotón por un electrón debido a una interacción electrostática con otra partícula cargada. En otras palabras, cuando un camino de electrones se desvía por un núcleo atómico cargado, puede emitir o absorber un fotón.

Integrando la sección transversal del bremsstrahlung tenemos la expresión de la intensidad total en función de la frecuencia del fotón, de la velocidad v del electrón y del parámetro de impacto b :

$$I(\nu) = \frac{(Ze)^2 e^4 n}{12\pi^3 \epsilon_0^3 m_e^2 v_e} \ln\left(\frac{192v_e}{Z^{1/3}c}\right) J/cm^2 \quad (2.4)$$

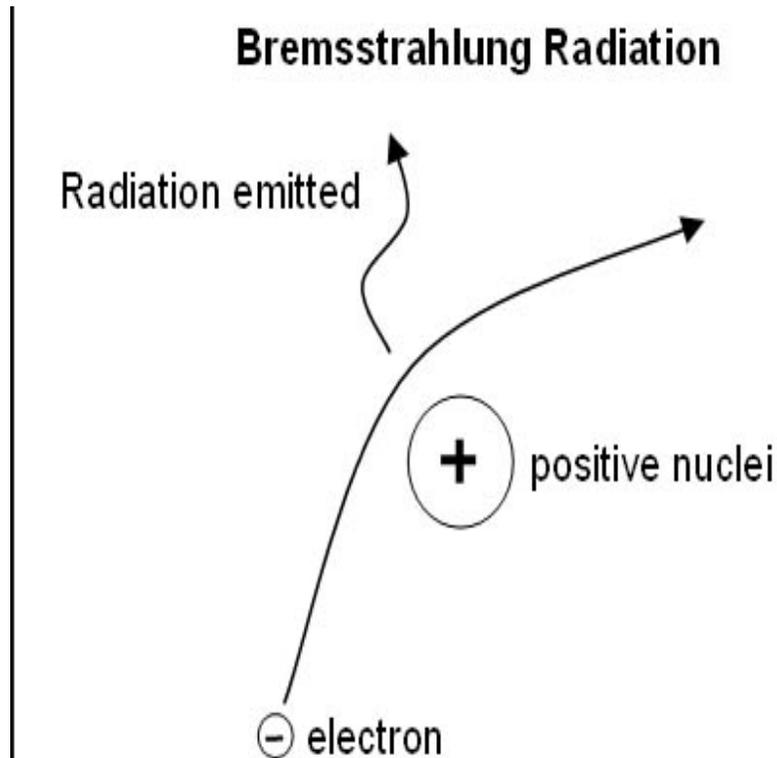


Figura 2.2: Radiación Bremsstrahlung.

donde n es la densidad del átomo en el medio que la partícula atraviesa.

El espectro de la radiación bremsstrahlung permanece plana hasta aproximadamente la energía cinética del electrón

$$E_k = (\gamma - 1)m_e c^2 \quad (2.5)$$

cuando cae bruscamente a cero, ya que toda la energía cinemática disponible del electrón se ha transferido al fotón. A altas energías, debido a la emisión relativista, el ángulo medio de emisión viene dado por:

$$\vartheta_\gamma = \frac{mc^2}{E} \quad (2.6)$$

En el caso de un plasma caliente de protones-electrones, la emisión total de todas las partículas se denomina *bremssstrahlung térmica*: si T es la temperatura del plasma, n_e y n_p las densidades de electrones a protones respectivamente, la emisividad espectral por unidad de volumen y tiempo es dada por:

$$k_\nu = \frac{1}{3\pi^2} \left(\frac{\pi}{6}\right)^2 \frac{(Ze)^2 e^4}{\varepsilon_0^3 c^3 m_e^2} \sqrt{\frac{m_e}{kT}} g(\nu, T) n_p n_e \exp\left(-\frac{h\nu}{kT}\right) \text{ W m}^{-3} \text{ Hz}^{-1} \quad (2.7)$$

donde $g(\nu, T)$ es el *factor Gaunt* y depende de los detalles del proceso de colisión y de las aproximaciones utilizadas: se puede aproximar en el régimen de rayos γ por $(E_\gamma/kT)^{1/2}$.

El mecanismo de emisión de *radiación sincrotrón* es otro ejemplo de un proceso astrofísico importante. La radiación de sincrotrón se observa en regiones donde los electrones relativistas (aquellos que viajan cerca de la velocidad de la luz) giran en espiral alrededor de las líneas del campo magnético. Este proceso da como resultado una radiación fuertemente polarizada concentrada en la dirección del movimiento de los electrones (llamada “emisión”). Similar a *bremssstrahlung*, el sincrotrón tiene una forma característica de su espectro que es un espectro de ley de potencia. La forma del espectro producido depende de la distribución de energía de los electrones emisores y se distingue fácilmente de la radiación térmica del cuerpo negro.

La radiación de sincrotrón es producida por partículas relativistas que se mueven en un campo magnético: es el equivalente relativista de la radiación de ciclotrón; la distorsión crucial es la dilatación del tiempo y los efectos de emisión Doppler, debido al gran factor de Lorentz de las partículas involucradas. La radiación sincrotrón es principalmente importante en el caso de los electrones, ya que son más ligeros y, por lo tanto, se desvían más fácilmente. Debido al campo magnético B las trayectorias de los electrones son giros de frecuencia:

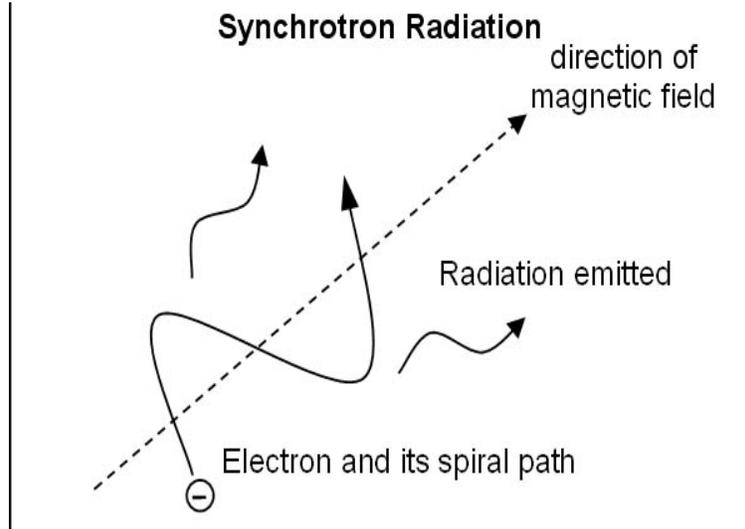


Figura 2.3: Radiación Síncrotrón.

$$\nu_{gyr} = \frac{eB}{2\pi\gamma m_e c} \quad (2.8)$$

Acelerando, los electrones emiten fotones que alcanzan su punto máximo con una frecuencia:

$$\nu_S = \frac{3}{2}\gamma^2\nu_{gyr} \sin(\vartheta) \quad (2.9)$$

donde ϑ es el ángulo entre el momento de la partícula y las líneas de campo. A medida que el electrón gira alrededor de las líneas de campo, la radiación emitida llega al observador solo cuando el haz de fotones está alineado con la línea de visión. Debido a esto, el espectro de síncrotrón es una suma de un gran número de armónicos de la emisión base del ciclotrón, el espectro sumado alcanza un pico agudo, con una emisión máxima a $\sim 0,29 \cdot \nu_S$ y con un comportamiento de intensidad:

$$I(\nu) \propto \left(\frac{\nu}{\nu_c}\right)^{\frac{1}{3}} \quad (2.10)$$

para $\nu \ll \nu_c$, y

$$I(\nu) \propto \left(\frac{\nu}{\nu_c}\right)^{\frac{1}{2}} e^{-(\nu/\nu_c)} \quad (2.11)$$

para $\nu \ll \nu_c$.

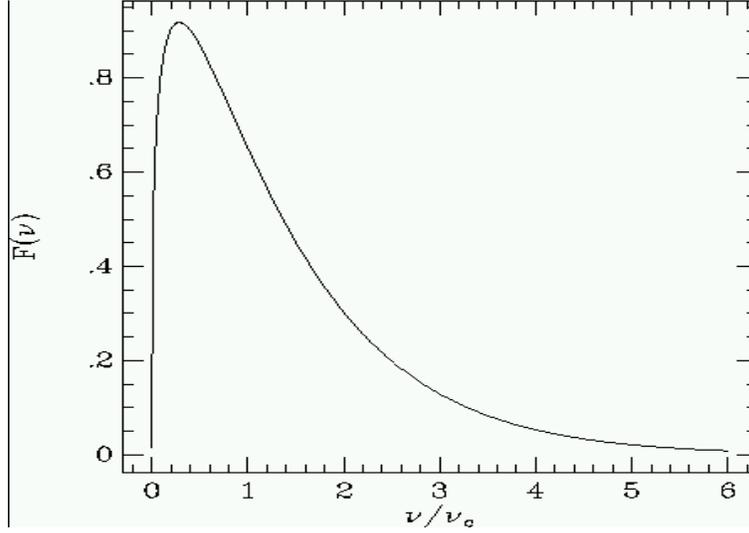


Figura 2.4: Espectro sincrotrón, alcanzó su pico a la frecuencia característica correspondiente a $0.29\nu_S$.

Los electrones energéticos o los campos magnéticos extremadamente intensos pueden desplazar esta energía máxima en el rango de rayos γ ; los candidatos para este fenómeno son, por lo tanto, electrones que se mueven cerca de la superficie de estrellas de neutrones, donde B puede ser del orden de 10^{10} G o más. Un electrón con energía E_e en presencia de un campo B irradiaría fotones de energía:

$$E_\gamma \approx 0,55 \left(\frac{E_e}{TeV}\right)^2 \left(\frac{B}{3\mu G}\right) eV \quad (2.12)$$

En presencia de campos magnéticos superiores a $\sim 10^{13}$ G, los efectos relativistas y cuánticos dan como resultado un escenario más complejo: las líneas del campo magnéti-

co; en este caso, la radiación se emite cuando las líneas de campo se curvan: este proceso se denomina *radiación magneto-bremsstrahlung* o *radiación de sincrocirculación*.

2.3. Dispersión Compton Inverso

Cuando el electrón no está en reposo, pero tiene una energía mayor que la energía típica del fotón, puede haber una transferencia de energía desde el electrón al fotón. Este proceso se llama *Dispersión Compton Inverso* para distinguirlo de la dispersión Compton directa, en la cual el electrón está en reposo, y es el fotón el que le da parte de su energía al electrón.

La emisividad espectral del plasma en el caso de fotones isótropos de frecuencia ν_0 y densidad $N(\nu_0)$ está dada por:

$$I\nu(\nu_0) = \frac{3\sigma_{TC}}{16\gamma^4} \frac{N(\nu_0)}{\nu_0^2} \nu \left[2\nu \cdot \ln\left(\frac{\nu}{4\gamma^2\nu_0}\right) + \nu + 4\gamma^2\nu_0 - \frac{\nu^2}{2\gamma^2\nu_0} \right] \quad (2.13)$$

donde ν_T es la sección transversal de dispersión Thomson.

La energía típica de los fotones dispersos arriba aumenta con la energía:

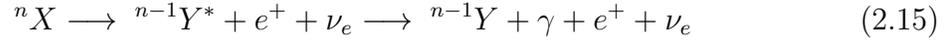
$$E_\gamma \approx 1,3 \left(\frac{E_e}{TeV} \right)^2 \left(\frac{E_{\gamma,0}}{2 \times 10^{-4} eV} GeV \right) \quad (2.14)$$

donde $E_{\gamma,0}$ es la energía de los fotones originales.

2.4. Transición Nuclear

Como para cualquier otro sistema cuántico, el núcleo atómico tiene niveles de energía cuantificados específicos dados por la fuerza fuerte que une los nucleones; estos estados nucleares tienen un espaciamiento del orden típico de \sim MeV: así, una transición entre dos estados nucleares puede liberar un fotón en este rango de energías.

Los procesos que conducen a las emisiones de la línea nuclear son, por ejemplo, la colisión entre CRs y núcleos del gas interestelar, o decaimientos radioactivos de un núcleo recién sintetizado. Por ejemplo, un proceso de descomposición típico en el decaimiento $\beta+$, que se puede expresar como:



Algunos niveles de energía característicos, importantes para la astronomía γ , son 4.438 MeV (${}^{12}C^*$), 6.129 MeV (${}^{16}O^*$) y 1.809 MeV (${}^{26}Mg^*$).

2.5. Decaimiento y Aniquilación

El decaimiento de partículas es el proceso espontáneo de una partícula subatómica inestable que se transforma en otras partículas múltiples. Las partículas creadas en este proceso (el estado final) deben ser menos masivas que el original, aunque se debe conservar la masa invariante total del sistema. Una partícula es inestable si hay al menos un estado final permitido que puede descomponerse. Las partículas inestables a menudo tienen múltiples formas de descomposición, cada una con su propia probabilidad asociada. Los decaimientos están mediados por una o varias fuerzas fundamentales. Las partículas en el estado final pueden ser inestables y estar sujetas a una descomposición adicional.

En la física de partículas, la aniquilación es el proceso que ocurre cuando una partícula subatómica colisiona con su respectiva antipartícula para producir otras partículas, como un electrón que colisiona con un positrón para producir dos (o más) fotones. La energía total y la cantidad de movimiento del par inicial se conservan en el proceso y, en general, se distribuyen entre un conjunto de otras partículas en el estado final. El proceso más abundante en búsquedas astrofísicas es la aniquilación electrón-antielectrón, pero con una energía liberada de solo 551 keV por fotón.

2.6. Absorción de fotones

El proceso por el que se absorben los fotones depende de su energía:

A energías altas (0.1 - 10 MeV), domina el *efecto Compton*: consiste en el aumento de la longitud de onda de un fotón cuando choca con un electrón libre y pierde parte de su energía. La frecuencia o la longitud de onda de la radiación dispersada depende únicamente del ángulo de dispersión.

La distribución angular de los fotones emitidos es $\propto (1 + \cos^2\theta)$ a energías más bajas, mientras que a momentos más altos los fotones son más radiantes:

$$\sigma_{Comp} \propto \frac{Z}{\nu} \quad (2.16)$$

El *efecto fotoeléctrico* consiste en la emisión de electrones por un material al incidir sobre él una radiación electromagnética (luz visible o ultravioleta, en general).

Capítulo 3

CHANDRA

El Observatorio de Rayos X CHANDRA ha sido una de las misiones importantes de la NASA para la astronomía de rayos X.

CHANDRA fue diseñado para observar los rayos X de las regiones de alta energía del Universo, como los remanentes de supernova.

3.1. Información General.

El nombre de CHANDRA fue elegido en memoria de *Subrahmanyan Chandra*, un indioamericano ganador del premio nobel y es conocido bajo el nombre de Chandra. El nombre Chandra también significa luna o brillante en sánscrito.

El Observatorio de Rayos X CHANDRA de la NASA fue lanzado y desplegado por Space Shuttle Columbia el 23 de julio de 1999, es un telescopio especialmente diseñado para detectar la emisión de rayos X de regiones muy calientes del Universo como remanentes de supernovas, cúmulos de galaxias y materia alrededor de agujeros negros. Debido a que los rayos X son absorbidos por la atmósfera de la Tierra y debe orbitar sobre ella, hasta una altitud de 139,000 km (86,500 mi) en el espacio.

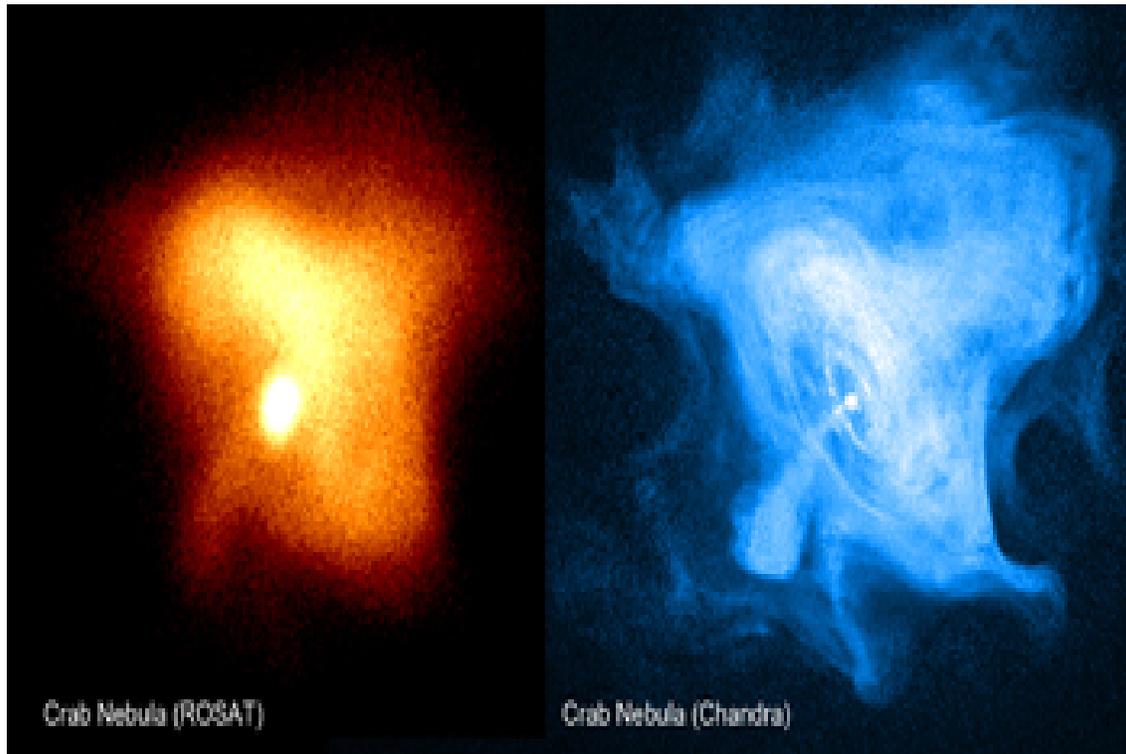


Figura 3.1: Comparación del remanente de supernova de la Nebulosa del Cangrejo entre ROSAT y Chandra (Nebulosa del Cangrejo - ROSAT: S. L.Snowden USRA, NASA/GSFC. Nebulosa del Cangrejo - CHANDRA: NASA/CXC/SAO/F.Seward).

La imagen de la izquierda es del High Resolution Imager en el RontgeSatélite (ROSAT), el observatorio con la mejor capacidad de imagen antes de CHANDRA. La imagen de la derecha, tomada por el Espectrómetro Avanzado de Imágenes CCD (ACIS) en CHANDRA, tiene una resolución aproximadamente cincuenta veces mejor (área de píxeles cincuenta o más veces más pequeña) que la de la izquierda. En la imagen de CHANDRA, los nuevos detalles (anillos y chorros en la región que rodea al púlsar) proporcionan información valiosa para comprender cómo el púlsar transmite energía a la nebulosa como un todo.

El Observatorio tiene tres partes principales:

- * el telescopio de rayos X , cuyos espejos enfocan los rayos X de los objetos celestes;
- * los instrumentos científicos que registran los rayos X para que las imágenes de rayos X puedan ser producidas y analizadas;
- * la nave espacial, que proporciona el entorno necesario para que funcionen el telescopio y los instrumentos.

CHANDRA lleva cuatro espejos muy sensibles anidados uno dentro del otro. Los rayos X energéticos golpean el interior de los caparazones huecos y se enfocan en detectores electrónicos al final del banco óptico de 9.2 m (30 pies). Dependiendo de qué detector se use, se pueden generar y analizar imágenes o espectros muy detallados de la fuente cósmica.

La nave espacial pasa el 85 % de su órbita por encima de las bandas de partículas cargadas que rodean la Tierra.

CHANDRA ha observado la región alrededor del agujero negro supermasivo en el centro de nuestra Vía Láctea, y ha encontrado agujeros negros en el Universo, también ha rastreado la separación de la materia oscura de la materia normal en la colisión de las galaxias en un clúster y está contribuyendo tanto a la materia oscura como a los estudios de energía oscura, y a medida que su misión continua, CHANDRA sigue descubriendo resto de estrellas explotadas y espectros que muestran la dispersión de los elementos.

3.2. El Satélite Chandra.

CHANDRA ha comenzado una exploración de las regiones turbulentas calientes en el espacio con imágenes 25 veces más nítidas que las imágenes de rayos X anteriores.

La sensibilidad mejorada de CHANDRA puede hacer posible estudios más detallados de agujeros negros, supernovas y materia oscura y aumentar nuestra comprensión del origen, la evolución y el destino del universo.

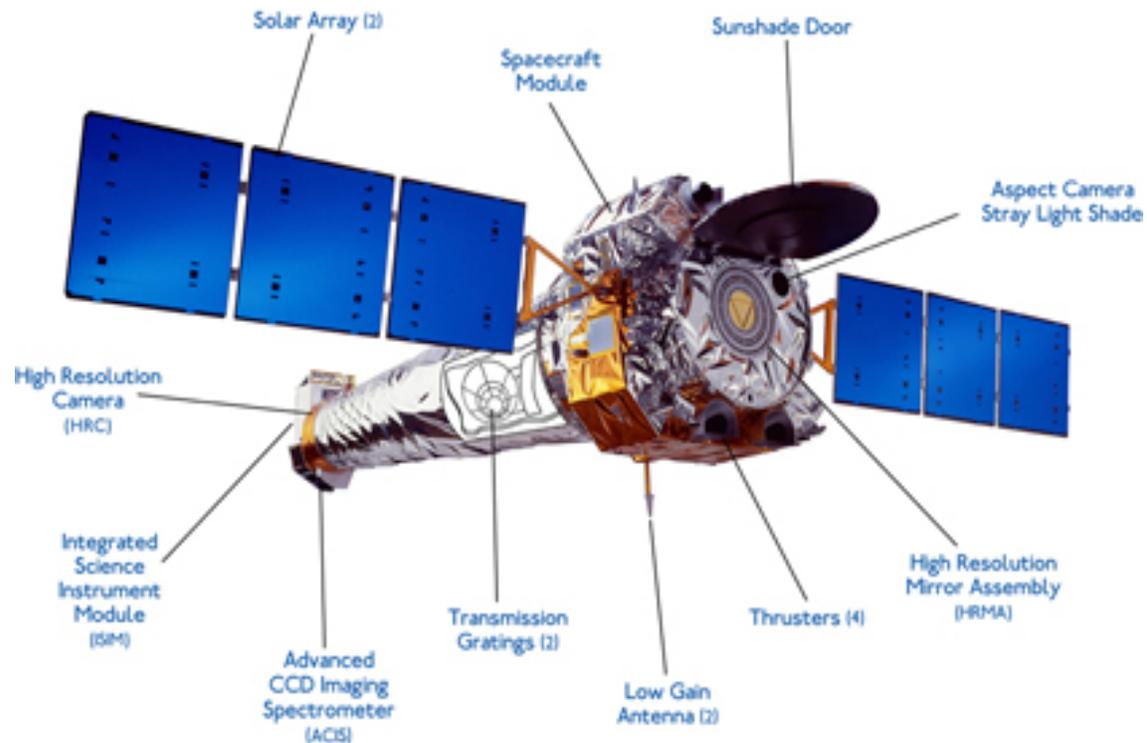


Figura 3.2: Imagen del Satélite CHANDRA (Tomada de la página oficial de CHANDRA <http://chandra.harvard.edu>).

El Observatorio de Rayos X CHANDRA combina los espejos con cuatro instrumentos de ciencia para capturar y sondear los rayos X de fuentes astronómicas. Las radiografías entrantes son enfocadas por los espejos a un punto diminuto (aproximadamente la mitad de ancho que un cabello humano) en el plano focal, a unos 30 pies de distancia. Los instrumentos de ciencia del plano focal, ACIS (Advanced CCD Imaging Spectrometer) y HRC (High Resolution Camera), se combinan bien para capturar las

imágenes nítidas formadas por los espejos y para proporcionar información sobre los rayos X entrantes: su número, posición, energía y hora de llegada.

3.3. Sistema del Telescopio Chandra.

El sistema del telescopio CHANDRA consiste en cuatro pares de espejos y su estructura de soporte.

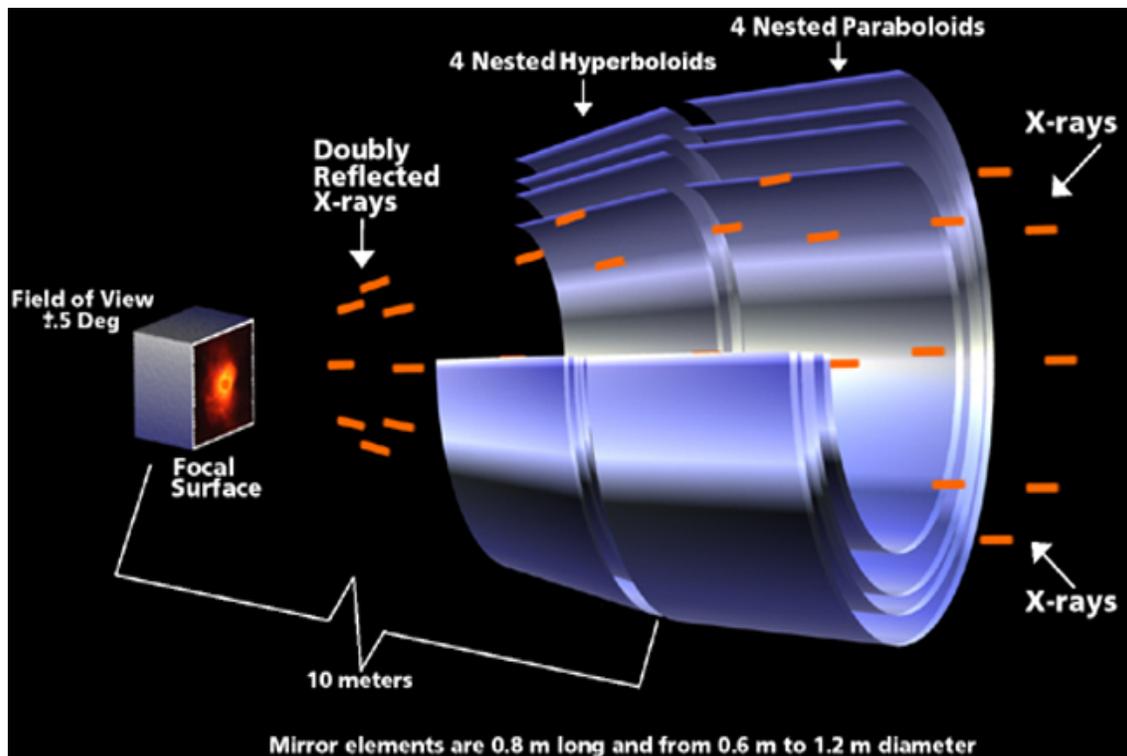


Figura 3.3: Imagen de los espejos del Telescopio CHANDRA. (NASA/CXC/D.Berry).

Los telescopios de rayos X deben ser muy diferentes de los telescopios ópticos. Debido a su alta energía, los fotones de rayos X penetran en un espejo de la misma manera que las balas chocan contra una pared. Del mismo modo, al igual que las balas rebotan cuando golpean una pared en un ángulo de pastoreo, también los rayos X rebotan en

los espejos.

Los espejos tienen que estar formados y alineados casi en paralelo a los rayos X entrantes. Por lo tanto, se parecen más a los barriles de vidrio que a la forma familiar de los telescopios ópticos.

ACIS FLIGHT FOCAL PLANE

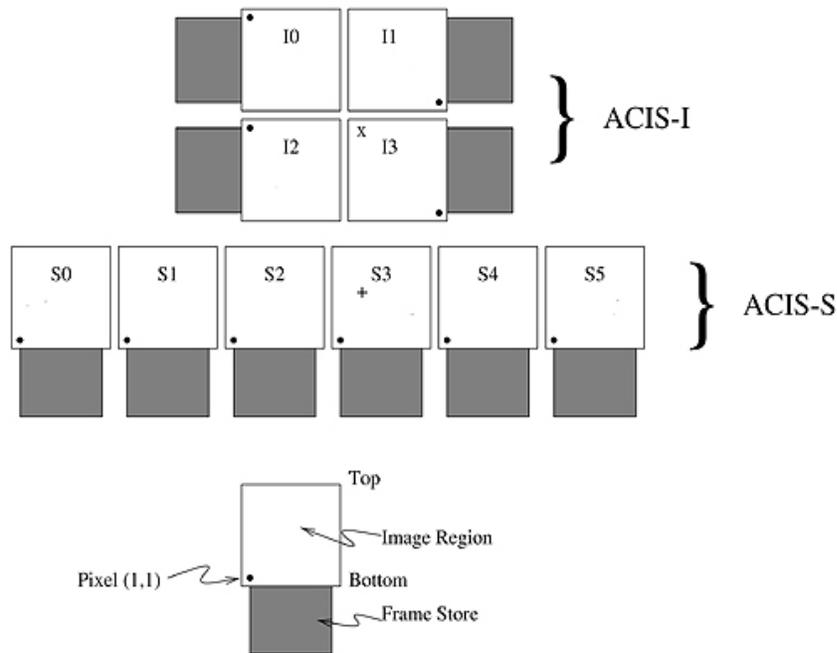


Figura 3.4: Vista aérea del diseño esquemático de ACIS.

El Observatorio de Rayos X CHANDRA combina estos espejos con instrumentos de ciencia para capturar y sondear los rayos X de fuentes astronómicas. Uno de estos instrumentos es ACIS (*Advance CCD Imaging Spectrometer*) que sirve para capturar imágenes nítidas formadas por los espejos y para proporcionar información sobre los rayos X entrantes: su número, posición, energía y hora de llegada.

En la siguiente imagen podemos observar la ubicación de las matrices de imágenes y espectroscópicas (ACIS-I y ACIS-S) de los buques CDD. Las fichas S3 son chips retroiluminados; todas las otras fichas tienen iluminación frontal.

El espectrómetro de imágenes Advance CCD Image Spectrometers (ACIS) es uno de los instrumentos del plano focal. Como su nombre lo indica, este instrumento es una matriz de dispositivos de carga acoplada CCD (Charged Coupled Devise), que son versiones sofisticadas de los CCD utilizados en videocámaras. El detector ACIS está trabajando en el rango de energía 0.3 - 10 keV con una muy buena resolución angular de 1 arcsegundo. Cada nave CCD tiene 1024×1024 píxel donde cada uno tiene un lado de 24 micrómetros. El campo de visión del detector ACIS es $17 \text{ arcmin} \times 17 \text{ arcmin}$.

Este instrumento es especialmente útil porque puede hacer imágenes de rayos X entrantes. Así los científicos pueden hacer imágenes de objetos usando solo rayos X producidos por un solo elemento químico, y así comparar (por ejemplo) la apariencia de un remante de supernova en la luz producida por iones de oxígeno con la de iones de neón o hierro.

Es el instrumento de elección para estudiar las variaciones de temperatura a través de fuentes de rayos X tales como vastas nubes de gas caliente en el espacio intergaláctico o variaciones químicas a través de las nubes que dejan las explosiones de supernova.

Hay dos instrumentos a bordo de CHANDRA dedicados a la espectroscopía de alta resolución: el espectrómetro de rejilla de transmisión de alta energía (HETG) y el espectrómetro de rejilla de transmisión de baja energía (LETG). Cada espectrómetro se activa balanceando un conjunto en posición detrás de los espejos. El conjunto contiene cientos de rejillas de transmisión doradas: cuando están ubicadas detrás de los espejos, las rejillas interceptan los rayos X reflejados por los espejos.

Estas rejillas difractan los rayos X interceptados, cambiando su dirección en cantidades que dependen sensiblemente de la energía de rayos X, de manera similar a como un prisma separa la luz en sus colores componentes. Una de las cámaras de plano focal, ya sea HRC o ACIS , detecta la ubicación de la radiografía difractada, lo que permite una determinación precisa de su energía.

La rejilla LETG es una rejilla de oro independiente hecha de alambres finos o barras con un espaciado regular, o período , de $1 \mu m$. Los finos alambres de oro se sostienen en dos estructuras de soporte diferentes, una cuadrícula lineal con $25.4 \mu m$ y una malla triangular gruesa con un espacio de $2 mm$. Las rejillas están montadas en una estructura de anillo toroidal adaptada a los espejos de Chandra. Las rejillas LETG están diseñadas para cubrir un rango de energía de 0.08 a $2 keV$.

Las rejillas HETG tienen un período mucho más fino, $0.2 \mu m$ o 2000 \AA para las rejillas de alta energía, y $0.4 \mu m$ o 4000 \AA para las rejillas de energía media. Para distinguirlos, los dos tipos de rejillas están orientados en ángulos ligeramente diferentes, de modo que los rayos X se difractan en un patrón “X” en el plano focal. Las rejillas HETG están diseñadas para cubrir un rango de energía de 0.4 a $10 keV$.

Capítulo 4

Remanentes de Supernovas

En este capítulo hablaremos sobre las remanentes de supernova (SNRs por sus siglas en inglés Supernovae Remnants) de como nacen, su estructura y evolución, además de la clasificación de los tipos de supernova que existen y por último mencionaremos cómo ocurre la aceleración de partículas y la emisión de rayos γ de las SNRs.

Este capítulo fue complementado con el capítulo 6 de la tesis doctoral del Dr. Omar Tibolla [52].

4.1. Origen de las Supernovas

La palabra *Supernova* fue introducida en 1934 [53]. Un remanente de supernova (SNR) es la estructura nebulosa que resulta de la gigantesca explosión de una estrella como supernova. El resto de la supernova está rodeado por una onda de choque en expansión que se conforma del material expulsado por la explosión y de material interestelar barrido y arrastrado durante el proceso.

La energía liberada, típicamente es $\sim 10^{51}$ erg esto produce la fuente óptica y de rayos X extendida que constituye la SNR gaseosa. Por lo tanto, desde 1953, se esperaba que con los electrones relativistas, también las partículas pesadas deberían acelerarse

hasta las energías relativistas y que la aceleración de los hadrones daría como resultado la emisión de rayos γ TeV a partir del decaimientos π^0 en las SNR [54] [55].

Hay dos modos posibles de originar una supernova. Las más comunes son las que se denominan supernovas de colapso gravitatorio. Se originan cuando una estrella masiva se queda sin combustible, dejando de generar energía de fusión en su núcleo, e implosionando bajo la fuerza de su propia gravedad para formar una estrella de neutrones o un agujero negro. Son las supernovas tipo II, Ib e Ic. El segundo mecanismo de generación de supernovas es bastante más raro y da lugar a lo que se conoce como supernovas termonucleares. Se originan cuando una enana blanca acumula material procedente de una estrella compañera hasta bailar tango en una masa crítica lo que la lleva a experimentar una explosión termonuclear que detona toda su masa de forma catastrófica. Son las supernovas tipo Ia).

4.2. Clasificación de las Supernovas.

En nuestra galaxia se han detectado más de 250 SNR en longitudes de onda de radio (ver Green Catalog) y se ven muy diferentes en el aspecto uno de la otra: la forma de las SNR depende en gran medida de la materia interestelar (ISM por sus siglas en inglés InterStellar Matter) cercana; por lo tanto, las SNR presentan una amplia gama de formas, tamaños angulares, edades y distancias; Otro componente vital de las SNR es el campo magnético, pero es imposible medirlo directamente.

Generalmente las SNRs se dividen en tres familias:

- * Los remanentes tipo shell presentan una estructura tipo cascarón. Esta estructura de plasma caliente que brilla tanto en radio como en X es formada cuando la onda de choque, producto de la explosión de supernova, barre el material del medio interestelar. Un prototipo de esta clase de remanentes es Cassiopeia A

(Ver Figura 4.1).

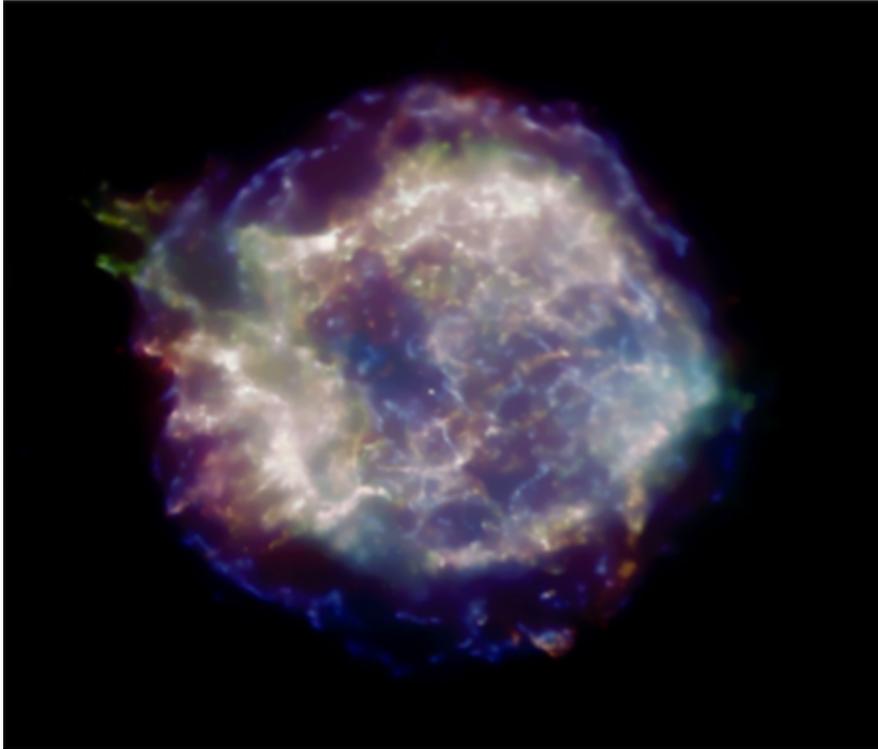


Figura 4.1: SNR Cassiopeia A vista por Chandra

- * Los remanentes tipo pleriones presentan emisión central tanto en radio como en rayos-X, pero por lo general no presentan emisión sobre las regiones externas, o en algunos casos ésta es muy débil. La emisión en el caso de estos objetos es debido al pulsar wind nebula, la cual se origina por una estrella de neutrones y no por el material interestelar barrido, como en el caso anterior. Un ejemplo de esta clase de remanentes es la famosa Nebulosa del Cangrejo (Ver Figura 4.2).¹
- * la distinción entre tipo cascarón y Plerions no es tan nítida; por lo tanto, también hay objetos intermedios: es decir, un pequeño plerion dejado por la onda expan-

¹el púlsar llena la SNR con electrones relativistas y, por lo tanto, la región alrededor del Pulsar está dominada por la radiación sincrotrón del e^- relativista.



Figura 4.2: La Nebulosa del Cangrejo vista por el Telescopio Espacial Hubble (HST).

siva de choque, detectable como una gran caparazón; un ejemplo de la familia podría ser dado por Vela SNR, caracterizado por un pequeño Plerion y una gran caparazón (Ver Figura 4.3).

4.3. Estructura y Evolución de Supernovas

Las SNR se detectaron generalmente como fuentes brillantes y polarizadas a bajas frecuencias ($\nu < 1GHz$), con espectro de radio de naturaleza sincrotrón: este espectro está bien representado por una ley de potencia:

$$S_\nu \propto \nu^{-\alpha} \quad (4.1)$$



Figura 4.3: La SNR Vela vista en óptico.

donde el factor α depende de Γ , el índice de la distribución de electrones en la fuente:

$$\alpha = \frac{\Gamma - 1}{2} \quad (4.2)$$

y, en general, la distribución de electrones sigue una ley de potencia:

$$N(E) = KE^\Gamma \quad (4.3)$$

Por lo que la evolución de las Remanentes de Supernova tienen las siguientes etapas:

* Primera etapa:

Después de que ocurre la explosión SN, una fracción de la masa estelar es ex-

pulsada a altas velocidades ($10000 \div 20000 \text{ km s}^{-1}$) en el ISM y forma una capa exterior que se expande libremente, ya que su densidad es mucho mayor que la densidad del ISM circundante; durante esta fase vemos que $R \propto t$, donde R es el radio del caparazón y t es el tiempo: esta fase continúa mientras la masa del barrido ISM sea menor que la eyección de masa coronal.

* Segunda fase:

Cuando la masa del ISM barrido es comparable con la masa del material expulsado y las pérdidas radiativas no son dinámicamente importantes, se produce una segunda fase, llamada adiabática. En esta etapa, la evolución de SNR puede describirse mediante las soluciones de similitud de Sedov: suponiendo un peso molecular medio de 0,61, que corresponde a la abundancia cósmica de $N_H/N_{He} = 10$, el tiempo desde la explosión SN, en el caso de un medio homogéneo y, como visto, dominado por el hidrógeno, se puede escribir como:

$$t \sim 4,7 \times 10^3 \left(\frac{n}{\text{cm}^{-3}} \right)^{1/2} \left(\frac{E_{SN}}{10^{51} \text{ erg}} \right)^{-1/2} \left(\frac{R}{10 \text{ pc}} \right)^{5/2} \text{ years} \quad (4.4)$$

donde E_{SN} es la energía originalmente liberada por SN explosion.

Entonces la velocidad del frente de choque de la cubierta en expansión viene dada por:

$$V_S \sim 6,9 \times 10^2 \left(\frac{n}{\text{cm}^{-3}} \right)^{-1/2} \left(\frac{E_{SN}}{10^{51} \text{ erg}} \right)^{1/2} \left(\frac{R}{10 \text{ pc}} \right)^{-3/2} \text{ km s}^{-1} \quad (4.5)$$

y la temperatura del gas inmediatamente detrás del choque es:

$$T_S \sim 2,8 \times 10^{11} \left(\frac{n}{\text{cm}^{-3}} \right)^{-2/5} \left(\frac{E_{SN}}{10^{51} \text{ erg}} \right)^{2/5} \left(\frac{t}{\text{years}} \right)^{-6/5} \text{ }^\circ K \quad (4.6)$$

* Tercera Fase:

Cuando se ha irradiado aproximadamente la mitad de E_{SN} , comienza la tercera fase de la evolución de SNR; En esta etapa, la materia detrás del choque se enfría rápidamente y por lo tanto no puede proporcionar ninguna fuerza motriz para el choque, por lo tanto, la cubierta expansiva se mueve a un impulso radial constante:

$$R_S \sim R_{rad} \left(\frac{8t}{5t_{rad} - \frac{4}{5}} \right)^{1/4} \quad (4.7)$$

donde R_{rad} y t_{rad} son respectivamente el radio y el tiempo en que la fase Sedov se detuvo.

* Fase Final:

Cuando la velocidad de choque llega a ser compatible con las velocidades aleatorias en el gas ambiente, se produce la última fase, es decir, la disipación de la SNR en el ISM: también esta fase depende estrictamente de la densidad del ISM y puede llevar desde cientos hasta varios miles de años.

Como se mencionó anteriormente, otra característica importante de las SNR es el campo magnético: durante la evolución de SNR, la expansión de la capa de gas provoca una disminución del campo magnético; asumiendo que el flujo magnético permanece constante:

$$B(R) = B_0 \left(\frac{R_0}{R} \right)^2 \quad (4.8)$$

donde B_0 y R_0 son constantes.

Las partículas relativistas en el caparazón también pierden energía en la expansión adiabática, pero las pérdidas son proporcionales a la energía y, por lo tanto, el espectro permanece sin cambios; la evolución del K “constante” en el espectro de partículas viene dada por:

$$K(R) = K_0 \left(\frac{R_0}{R} \right)^{\Gamma-1} \left(\frac{R_0}{R} \right)^3 \quad (4.9)$$

Usando ahora las ecuaciones sobre la emisión de sincrotrón de SNR, vemos que la densidad de flujo disminuye con R:

$$S_\nu = S_\nu(R_0) \left(\frac{R}{R_0} \right)^{-2\Gamma} \quad (4.10)$$

y disminuir con el tiempo como:

$$S_\nu = S_\nu(t_0) \left(\frac{R_0}{R} \right)^{4\Gamma/5} \quad (4.11)$$

Entonces, la densidad de flujo disminuye casi como:

$$\frac{\dot{S}_\nu}{S_\nu} = -\frac{4\Gamma}{5t} \quad (4.12)$$

Numéricamente se han obtenido resultados más rigurosos, pero para SNR jóvenes, los resultados anteriores son justamente correctos.

4.4. Aceleración de partículas en SNR

La aceleración de partículas en SNR se evidencia por la observación de emisión de sincrotrón, que requiere una población de electrones relativistas; además, la detección de emisión de rayos X no térmicos en SNR tipo cascarón confirma la presencia de electrones hasta $\sim 100\text{TeV}$.

Por lo tanto, desde los años setenta, los SNRs han sido propuesto como los principales candidatos para acelerar los CR en nuestra Galaxia; entonces, para encontrar un

mecanismo capaz de acelerar tanto los electrones como los iones, se propuso la *aceleración de choque difusivo* [56] [57] [58] [59]: el número de partículas aceleradas es una pequeña fracción, $\sim 10^{-4}$ del número total de partículas en el choque, que tienen una distribución cuasi-maxwelliana; se espera que algunas partículas de alta energía escapen del plasma corriente abajo hacia la región de plasma entrante aguas arriba del choque y que salgan de las ondas Magneto-Hidrodinámicas (MHD): las ondas MHD dispersan nuevas partículas e inician el proceso de aceleración difusa [60]; una vez que se han excitado las ondas de dispersión, las partículas se dispersan de manera estocástica hacia atrás y hacia adelante a través del frente de choque y la energía promedio ganada en cada ciclo es (suponiendo un choque no relativista):

$$\frac{\langle \Delta E \rangle}{E} \approx -\frac{4(\xi - 1)V_S}{3\xi} \quad (4.13)$$

donde V_S es, como de costumbre, la velocidad del choque y ξ es el *factor de compresión de choque*.

La tasa de pérdida de las partículas aceleradas es:

$$r_{loss} = n_{nt} \frac{V_S}{\xi} \quad (4.14)$$

donde n_{nt} es la densidad numérica en partículas no térmicas.

La velocidad a la que las partículas cruzan el choque, suponiendo una distribución isotrópica de partículas, está dada por:

$$r_{cross} = \frac{n_{nt}}{4\pi} \int_{-V_S}^1 (V_S + v \cos\theta) 2\pi d(\cos\theta) \approx -\frac{n_{nt}}{4} \quad (4.15)$$

donde v y θ son respectivamente la velocidad de la partícula y el ángulo al choque normal.

Por lo tanto, la probabilidad de una partícula de cruzar el choque y escapar es:

$$P_{escape} = \frac{r_{loss}}{r_{cross}} \approx \frac{4V_S}{\xi v} \quad (4.16)$$

y la probabilidad de que la partícula regrese al impacto después de cruzarla es:

$$P_{cross} = 1 - P_{escape} \quad (4.17)$$

de ahí la probabilidad de cruzar el choque k veces, siendo independiente la probabilidad de cada cruce:

$$P_{cross \geq k} = [1 - P_{escape}]^k \quad (4.18)$$

Además, k está relacionado con la energía obtenida ΔE :

$$k = \frac{\ln \frac{E}{E_i}}{\ln(1 + \frac{\Delta E}{E})} \quad (4.19)$$

donde E_i es la energía inicial de las partículas.

Entonces, el punto de energía integral que resulta del proceso de aceleración es:

$$J(> E) = K[1 - P_{escape}]^k \quad (4.20)$$

que nos permite escribir:

$$\ln J(> E) = K + \ln \frac{E}{E_i} \ln(1 + \frac{\Delta E}{E}) \ln[1 - P_{escape}] \quad (4.21)$$

eso se puede escribir como:

$$\ln J(> E) = K' - (\Gamma - 1) \ln E \quad (4.22)$$

donde K y K' son constantes, Γ está dado por:

$$\Gamma = 1 - \frac{\ln[1 - P_{escape}]}{\ln(1 + \frac{\Delta E}{E})} \approx \frac{\xi + 2}{\xi - 1} \quad (4.23)$$

El espectro diferencial de partículas no térmicas es:

$$J(E) \propto E^{-\Gamma} \quad (4.24)$$

y para un choque fuerte, $\xi = 4, \Gamma = 2$ que es más o menos consistente con los espectros de las SNR y también con el espectro de CR que localmente es $dN/dE \propto E^{-2,7}$, considerando que la propagación de CR en la galaxia debería cambiar su índice espectral de $\sim 0,6$.

Pero también la aceleración de Fermi en primer orden para un campo magnético interestelar de $3\mu G$ puede acelerar partículas de hasta $Z \times 30 TeV$ [61]; y las discusiones de espectros más empinados están disponibles [62].

Sin embargo, en un contexto más general, la evolución de un espectro de partículas sometido a aceleración difusiva debe estudiarse con la ecuación de difusión en tres dimensiones; y habría una amplia gama de tasas de aceleración, ya que todos estos modelos dependen dramáticamente de supuestos, especialmente sobre el campo magnético y los coeficientes de difusión [63] [64] [65] [66].

4.5. Emisión de Rayos Gamma en SNRs

Desde 1953, la presencia de partículas relativistas naturalmente llevó a la predicción de la emisión de rayos γ a partir de SNR [54]; Los protones relativistas que interactúan con la materia en la SNR producen π^0 , que se descomponen en rayos γ que básicamente reflejan el espectro de protones [67] [68] [69].

Por otro lado, los electrones muy energéticos interactúan con el fondo de microondas cósmico (CMB) o con los campos de radiación óptica e infrarroja interestelar y producen rayos γ ; los campos locales, como la emisión infrarroja del polvo calentado por el choque en SNR, también podrían contribuir a la producción de rayos γ por medio del proceso Compton Inverso (IC): si estas interacciones ocurren en el régimen Thomson (es decir, cuando $\gamma\bar{\epsilon} \ll m_e c^2$ donde γ es el factor de Lorentz del electrón y ϵ es la energía fotónica media del campo de radiación) y la población de electrones puede describirse mediante la ley de potencia que se muestra en la ecuación 4.3, como puede verse en las ecuaciones 4.1 y 4.2 el espectro de rayos gamma será $\propto E^{-(\Gamma+1)/2}$; en cambio, a energías más altas, se debe usar la sección transversal de Klein-Nishina y el índice espectral resultante sería < -3 .

Los electrones de alta energía también podrían enfriarse por Bremsstrahlung en la materia SNR y en este caso el espectro de rayos γ representará el espectro de electrones originales.

Consideremos una SNR con densidad de partículas $n \sim \frac{\rho}{m_p}$ [68] y asumamos una ley de potencia para protones y electrones:

$$N_p(E_p) = K_p^T E_p^{-\Gamma} \quad (4.25)$$

y

$$N_e(E_e) = K_e^T E_e^{-\Gamma} \quad (4.26)$$

pueden leerse como partículas por GeV y se integran en toda la SNR.

La luminosidad de rayos γ para $E_\gamma \gg \frac{m_{\pi^0} c^2}{2}$ de decaimientos de π^0 es:

$$L_{\pi^0}(E_\gamma) \approx cn \left(\sigma_{pp} \frac{2Z_{p \rightarrow \pi^0}^{(\Gamma)}}{\Gamma} \right) K_p^T E_p^{-\Gamma} \quad (4.27)$$

donde σ_{pp} es la sección transversal inelástica para interacciones pp y $Z_{p \rightarrow \pi^0}^{(\Gamma)}$ es el momento de espectros de longitud de la distribución de momentos de creación de piones en colisiones pp; en el caso de $\Gamma = 2$:

$$L_{\pi^0}(E_\gamma) \approx 1,5 \times 10^{-16} K_p^T \left(\frac{n}{cm^{-3}} \right) \left(\frac{E_\gamma}{GeV} \right)^{-2} ph GeV^{-1} s^{-1} \quad (4.28)$$

La luminosidad IC en el regimen de Thomson para $\Gamma = 2$ es:

$$L_{IC}(E_\gamma) \approx \sigma_{TC} (m_e c^2)^{-1} K_e^T n_{ph} \bar{\epsilon}^{-1/2} E_\gamma^{-3/2} \quad (4.29)$$

entonces, para la dispersión IC de fotones CMB con $n_{ph} \approx 400 cm^{-3}$ y $\bar{\epsilon} \approx 6,25 \times 10^{-4} eV$, se tiene:

$$L_{IC}(E_\gamma) \approx 1,3 \times 10^{-14} K_e^T \left(\frac{E_\gamma}{GeV} \right)^{-3/2} ph GeV^{-1} s^{-1} \quad (4.30)$$

En el caso de Bremsstrahlung relativista la luminosidad de los rayos γ está dada por:

$$L_{Brem}(E_\gamma) \approx N_e(E_\gamma) \rho c \chi_0^{-1} \quad (4.31)$$

donde χ_0 es la longitud de radiación; para el índice canónico $\Gamma = 2$ se tiene:

$$L_{Brem}(E_\gamma) \approx 7 \times 10^{-16} K_e^T \left(\frac{E_\gamma}{GeV} \right)^2 ph GeV^{-1} s^{-1} \quad (4.32)$$

Es interesante que considerando $\frac{N_p}{N_e} \sim 100$, similar a las abundancias observadas en CRs, y una densidad $n \sim 1 cm^{-3}$, la contribución de la interacción IC es similar a la contribución de la interacción pp: a partir de un espectro de electrones $\propto E^{-3}$, el espectro IC de rayos γ sería $\propto E^{-2}$, idéntica a lo que se espera por decaimiento de π^0 . Por lo tanto, en estas hipótesis, las observaciones de rayos γ por sí solas no son suficientes

para establecer si la radiación es de origen leptónico o hadrónico, si la característica protuberante a 68MeV no se observara claramente, por lo que solo las observaciones de multifrecuencia podrían introducir restricciones para establecer el origen de la radiación de rayos γ de SNRs.

Capítulo 5

HESSJ1845-055.

Durante este capítulo daré a conocer las características principales del sistema HESSJ1841-055, es decir, sus coordenadas ecuatoriales, la morfología que tiene con la cual identificaré las contrapartes posibles que nos darán información sobre la emisión en TeV de la fuente HESSJ1841-055, también explicaremos el plan de trabajo que se realizó para cada una de las observaciones así como de las herramientas de detección utilizadas, por último daremos a conocer las posible contrapartes que explicaran una parte o toda la emisión de rayos gamma de HESSJ1841-055.

5.1. Introducción de HESSJ1841-055

HESSJ1841-055 es una fuente de rayos gamma VHE (Very High Energy) no identificada descubierta por la colaboración H.E.S.S. durante el estudio del plano galáctico [72].

Es una fuente de rayos gamma de muy alta energía (VHE, $E > 10^{11} eV$). La emisión proviene de una región de al menos 1 grado de diámetro y tiene muchas contrapartes posibles: 2 remanentes de supernova (SNR), 3 púlsares con alta luminosidad rotacional y 2 sistemas binarios de rayos X.

La posición en coordenadas ecuatoriales a lo largo de la exploración del Plano Galáctico H.E.S.S. estan dadas por [72]:

* Ascensión recta: $18^h 27^m 52^s$

* Declinación: $-05^\circ 33' 00''$

Los resultados de un ajuste gaussiano 2-D alargado al exceso de rayos gamma para cada fuente. $\sigma_1 = 0,41^\circ \pm 0,04^\circ$ y $\sigma_2 = 0,25^\circ \pm 0,02^\circ$ son los ejes semi mayor y semi menor (en grados en el cielo), con el efecto de la función de dispersión de puntos eliminada. Los errores son estadísticos. El ángulo de posición se mide en sentido contrario a las agujas del reloj en grados relativos al eje RA.

HESSJ1841-055 muestra una morfología muy extendida, posiblemente de dos o tres picos; sin embargo, la inclinación entre los picos a lo largo del eje principal no es estadísticamente significativa ($< 1,5\sigma$). La fuente [72] tiene un espectro que cumple con la ley de potencia con índice $2,4 \pm 0,1_{stat} \pm 0,2_{sys}$. Una asociación con cualquiera de los púlsares PSRJ1841-0524 ($\dot{E}/D^2 = 4,4 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$) o PSRJ1838-0549 ($\dot{E}/D^2 = 4,7 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$), está descartada, Sin embargo, tomados por separado, cada uno requeriría aproximadamente un 200% de eficiencia para explicar la emisión de VHE [72].

Esto no es completamente inverosímil si ambos púlsares contribuyen juntos o si cualquiera de ellos tiene una luminosidad centrífuga mucho más alta en el pasado tiene un flujo centrífugo lo suficientemente alto como para ser un candidato homólogo, sin embargo está fuera de la región de emisión.

El SNR G027.4 + 00.0 (también conocido como KES 73), que es visible tanto en las bandas de rayos X como de radio, se encuentra al borde de la emisión.

Además, el sistema binario de rayos X de alta masa J1839-06 que se encuentra cerca del límite del exceso significativo de TeV.

Observaciones de ASCA muestran que una fuente puntual AXJ1841.0-0536, cerca del centro de la emisión VHE, que en base a su curva de luz de rayos X y emisión óptica se sugiere que sea un pulsar binario Be / X-ray con un flujo de energía de 6-20 keV en un rango de $1,1 \times 10^{-10} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ e índice de fotones de $2.2 + 0.3$ [72].

Una observación de CHANDRA de este objeto confirma la identificación, con un flujo en el rango de energía de 0.5-10 keV de $4,2 \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. Dado su alcance de punto, AXJ1841.0-0536 no es lo suficientemente grande como para explicar la fuente entera de H.E.S.S., sin embargo, puede ser responsable de un componente de la emisión [72].

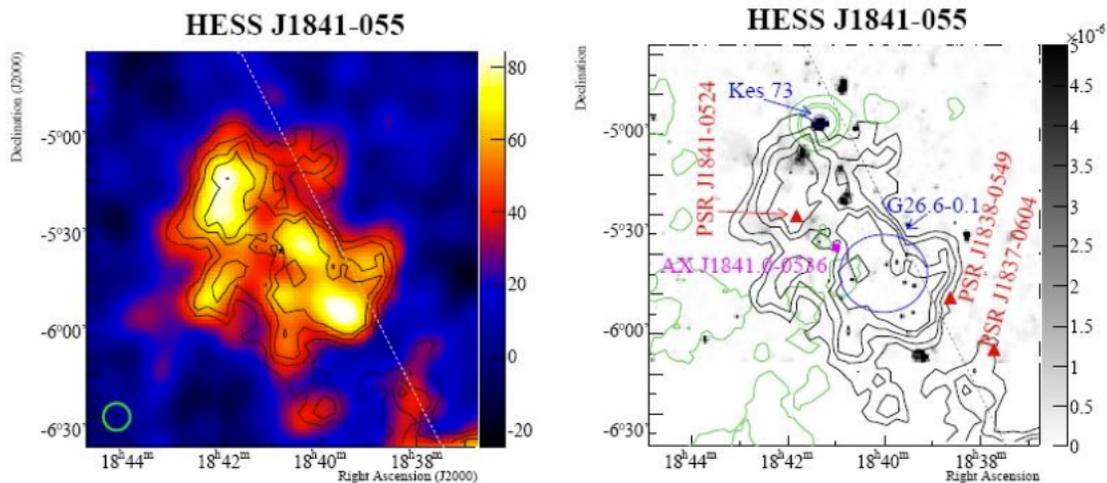


Figura 5.1: HESSJ1841-055. Ver los detalles de la descripción en el texto [72].

En la figura anterior podemos observar que: Izquierda: Imagen de rayos gamma de muy alta energía de HESSJ1841-055. Derecha: El contorno de la significancia de H.E.S.S. (negro) y los contornos de rayos X ROSAT (verde) [73], superpuestos en la imagen de radio NVSS (escala de grises) [?]. También se muestran la posición de los pulsares de flujo de alto frenado de rotación conocido (triángulos rellenos), el SNR KES73 (círculo), el candidato de rayos X SNR G26.6-0.1 (círculo azul) y el High Mass

X-rays Binary HMXB AXJ1841.0-0536. La fuente GS1839-06 de Ginga es compatible con la ubicación de AXJ1841.0-053 [72].

5.2. Plan de Trabajo

En esta sección hablaremos sobre las observaciones vista por CHANDRA de la región comprendida por HESSJ1841-055, además explicaremos el método de trabajo realizado para cada una de las observaciones y así poder identificar las posibles contrapartes que puedan permitir explicar la emisión de rayos γ de nuestro sistema HESSJ1841-055.

Buscamos las obervaciones de CHANDRA en la posición de HESSJ1841-055 tomando en cuenta la extensión de la emisión de TeV con la herramienta en linea Chaser (sitio web <http://cda.harvard.edu/chaser/>).

Como podemos observar en la Tabla 5.1 tenemos 13 observaciones hechas por CHANDRA, en donde las primeras dos columnas nos da el número de observación y el instrumento de CHANDRA con el cual fue detectado, las siguientes columnas nos dan el nombre de destino y el tiempo de observación en $ksec(1Ksec \approx 16,67min)$, la cuarta y quinta columna nos da los grados de ascensión recta y grados de declinación respectivamente y la última columna nos muestra la fecha y hora en que la observación fue realizada.

ObservationID 730 se obtuvo al contar el modo de reloj y, por lo tanto, no tiene información de imágenes y la observationID 8144 tiene demasiado bajo la exposición para ser considerado para estos estudios.

Ya que tenemos todas las observaciones, nos disponemos a realizar el siguiente método de trabajo.

Obs ID	INSTRUMENT	EXPOSURE (Ksec)	TARGET NAME	RA	DE	STAR DATE
729	ACIS-S	29.26	KES 73	18 41 19.00	-04 56 14.00	2007-07-23 20:54:25
730	ACIS-S	10.45	KES 73	18 41 19.00	-04 56 14.00	2007-07-29 06:04:21
16950	ACIS-S	28.68	KES 73	18 41 20.00	-04 56 11.00	2015-06-04 20:42:13
17668	ACIS-S	20.88	KES 73	18 41 20.00	-04 56 11.00	2015-7-7 11:19:54
17692	ACIS-S	23.26	KES 73	18 41 20.00	-04 56 11.00	2015-07-08 22:56:21
17693	ACIS-S	22.77	KES 73	18 41 20.00	-04 56 11.00	2015-07-09 21:59:38
8144	ACIS-S	1.63	AXJ184008-0543	18 40 0.8.40	-05 43 51.60	2008-02-19 06:09:55
7630	ACIS-I	27.46	RSG Cluster 2	18 39 19.90	-06 01 45.70	2007-11-05 17:20:36
9754	ACIS-I	10.02	RSG Cluster 2	18 39 19.90	-06 01 45.70	2007-11-07 21:57:52
4649	ACIS-S	20.1	G26.6-0.1	18 40 13.10	-05 40 28.00	2004-05-12 09:40:34
6732	ACIS-S	24.86	1E 1841-045	18 41 19.00	-04 56 14.00	2006-07-30 06:53:33
7493	ACIS-I	19.28	HESSJ1841-053-SW	18 39 25.00	-05 48 20.00	2008-3-9 4:57:30
7552	ACIS-I	18.9	HESSJ1841-053-NE	18 42 00.00	-05 22 04.00	2008-03-03 05:15:46

Tabla 5.1: Lista de Observaciones hechas por CHANDRA.

- 1.- Se calibraron y analizaron todas las observaciones de CHANDRA;
- 2.- Se realizó las detecciones de fuentes;
- 3.- Se identificaron las fuentes de rayos X;
- 4.- Se encontraron las contrapartes para la emisión de TeV.

En las siguientes secciones hablaremos detalladamente sobre como se fueron realizando cada uno de los paso mencionados anteriormente.

5.3. Análisis de datos de Rayos X

Para el análisis de Rayos X se trabajó con las herramientas que proporciona CHANDRA. Estas herramientas son:

- 1.- CIAO 4.8;
- 2.- CALDB;
- 3.- DS9.

El análisis de los datos de observación de CHANDRA se realiza con el programa CIAO v4.8 (que es el Análisis Interactivo de Observaciones de CHANDRA), provisto por el equipo de CHANDRA. Los datos de observación deben calibrarse con la base de datos de calibración más reciente CALDB (Calibration Database).

Para la calibración se utilizó `chandra_repro` el cual primero identificamos los píxeles defectuosos y los eliminamos del análisis, también determinamos la astrometría correcta para identificar píxeles que han tenido una temperatura más cálida que la promedio y así eliminar estos píxeles del análisis de datos.

Luego utilizamos la herramienta `dmcopy` que es el que crea las imágenes.

Y por último `fluximage` para determinar y obtener el mapa de exposición, también crea una imagen del rango de energía de 0.5 a 7 keV y un mapa de exposición de la observación.

Con estos dos métodos realizamos la calibración y el análisis de las observaciones y junto con SAOImage DS9¹ podemos visualizar las imágenes 2-D de cada una de las observaciones hechas por Chandra.

¹para mayor información visitar ds9.si.edu

5.4. Herramientas de Detección

La astronomía de rayos X plantea algunos desafíos especiales que exigen métodos especialmente desarrollados para la detección de fuentes. Además, aunque el área del haz extremadamente pequeña de la misión CHANDRA puede resolver grupos de fuentes reducidas, también significa que se resolverán fuentes más difusas, lo que hará que esos conglomerados sean más difíciles de detectar.

Método	Fortalezas	Debilidades
<i>celldetect</i>	1. Herencia larga (<i>EINSTEIN</i> , <i>Rosat</i>); bien entendido.	1. Requiere ajuste fino de parámetros para fuentes extendidas.
	2. Bueno para fuentes puntuales débiles fuera de campos abarrotados.	2. Divide las fuentes extendidas en múltiples fuentes puntuales.
		3. Tiene dificultad para separar fuentes puntuales estrechamente espaciadas.
<i>vtpdetect</i>	1. Encuentra características débiles con bajo brillo superficial.	1. Combina fuentes puntuales estrechamente espaciadas.
	2. Fuentes extendidas encontradas como fuente única en forma visual "correcta", independientemente de su forma real.	2. Combina emisión difusa con fuentes puntuales incrustadas.
		3. Lento por más de fotones. $\approx 10^5$

Tabla 5.2: Ventajas y desventajas de los métodos de CHANDRA.

CHANDRA ha respondido a estas necesidades proporcionando un conjunto de herramientas de *Detección* dentro del paquete de software de Análisis Interactivo de Observaciones (CIAO) de CHANDRA: *celldetect*, *vtpdetect* y *wavdetect*. Estas herramientas comprenden tres tipos de algoritmos, cada uno adaptado para abordar los diferentes

problemas de detección de fuentes que el usuario de los datos de CHANDRA puede encontrar.

Para las observaciones realizadas no tomamos en cuenta el método de *wavdetect* es difícil definir los parámetros apropiados para reducir el número de detecciones falsas.

La Tabla 5.1 nos muestra las ventajas y desventajas de cada uno de los métodos utilizados para determinar la detección de las imágenes en 2-D.

La manera más directa de examinar las detecciones en un archivo de región es superponerlo en los datos utilizados para crearlo. Esto es simple de hacer en *ds9*, el generador de imágenes empaquetado con CIAO.

El tamaño de la región (círculo) representa el tamaño de la función de dispersión de puntos en todos los ejes angulares y la extensión en caso de una fuente extendida (la función de dispersión de puntos es mejor más pequeña para fotones que llegan a los ejes).

5.4.0.1. *Celldetect*

Celldetect: busca las fuentes sumando recuentos en cuadrados, “detectar” celdas en el conjunto de datos y comparando los recuentos sumados con los de los cuadros “de fondo”. En cada punto donde se coloca una celda, se calcula una relación de señal a ruido (S/N) de recuentos de fuente a recuentos de fondo. Si esta relación está por encima del umbral de detección, se registra una fuente candidata.

Un ejemplo mostrado en la Figura 5.2 y 5.3.

Este método fue diseñado para optimizar la detección de fuentes no resueltas y tenía dos variantes, “detección local” y “detección de mapa”. En el primero, el fondo se es-

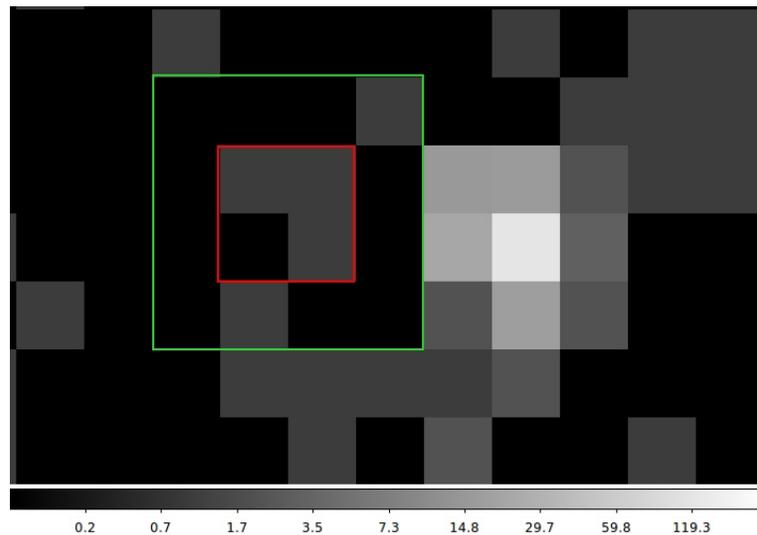


Figura 5.2: Al aumentar una observación visualizamos un pixel singular. Conteo de fuentes (cuadro pequeño de dimensiones 2×2 pixels) = 3; Conteo de fondo (cuadro grande de dimensiones 4×4) = 2. No es una Fuente. La barra de colores muestra el número de fotones.

tima en un marco alrededor de la celda de detección; este último requiere un mapa de fondo. `celldetect` es bueno para detectar fuentes no resueltas para una amplia variedad de datos, como imágenes sobremuestreadas, aquellas con niveles de fondo dominantes y aquellas que cubren un área muy grande en comparación con el tamaño del elemento de resolución.

La versión CXC de este método se basa en los códigos EINSTEIN y ROSAT, pero contiene mejoras para mejorar el rendimiento de los datos de CHANDRA.

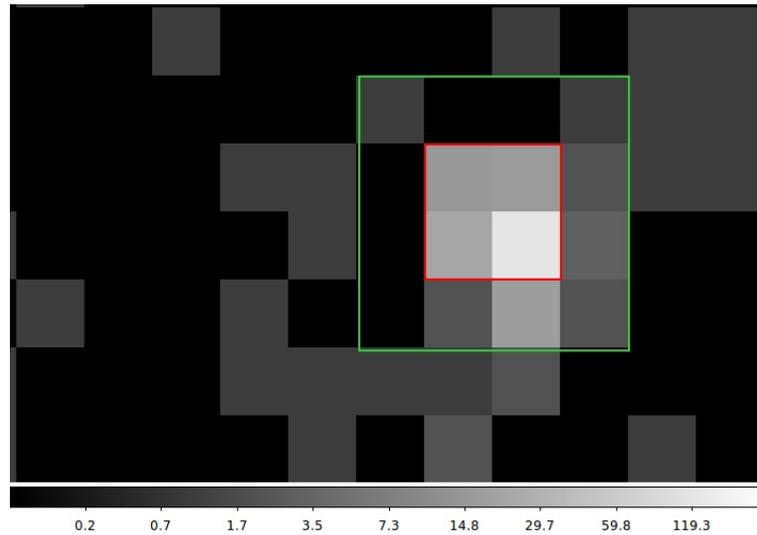


Figura 5.3: Al aumentar una observación visualizamos un pixel singular. Conteo de fuentes cuadro pequeño de dimensiones 2×2 pixels) = 171; Conteo de fondo (cuadro grande de dimensiones 4×4) = 28. Esto es una Fuente. La barra de colores muestra el número de fotones.

A continuación presentamos las imágenes obtenidas con el método celldetect.

Después del paso anterior, enumeramos las fuentes y con sus coordenadas (asención recta y declinación) les damos un nombre de acuerdo con la nomenclatura de CHANDRA; además incluimos la tabla con la lista de los nombres y el número que le corresponde a cada fuente vista por CHANDRA.

* ObservationID 7552

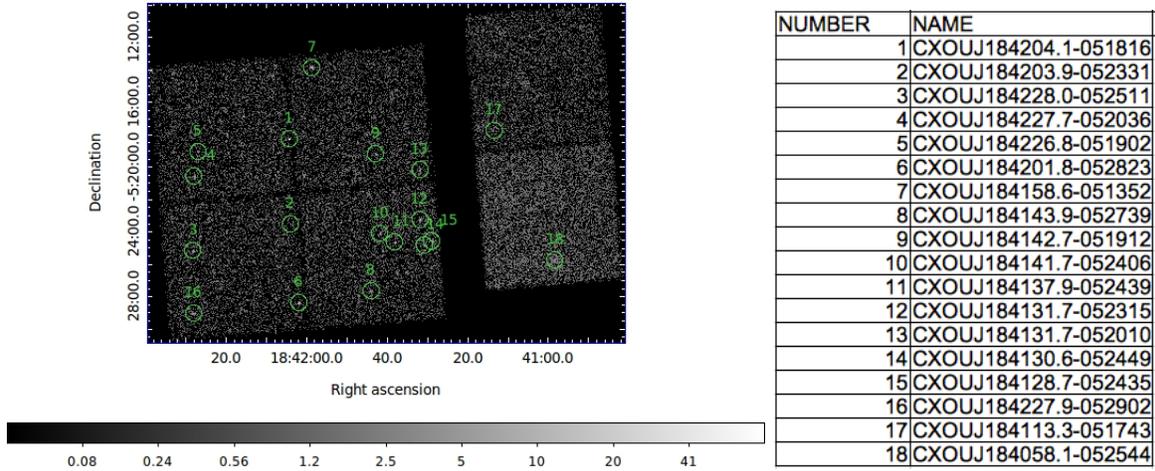


Figura 5.4: ObservationID 7552 y la tabla de nombres de cada una de las fuentes de la observación. La barra de colores muestra el número de fotones. En la primer columna vemos el número de observación correspondiente a la imagen de ObservationID 7552 y la segunda columna el nombre de la fuente.

Ahora presentamos las imagenes de ObservationID7493

* ObservationID 7493

Luego de tener las observaciones, empezamos a calibrar las imágenes, es decir ajustamos el tamaño de las fuentes observadas.

Después del paso anterior, enumeramos las fuentes y con sus coordenadas (asención recta y declinación) les damos un nombre de acuerdo con la nomenclatura de CHANDRA; además incluimos la tabla con la lista de los nombres y el número que le corresponde a cada fuente vista por CHANDRA.

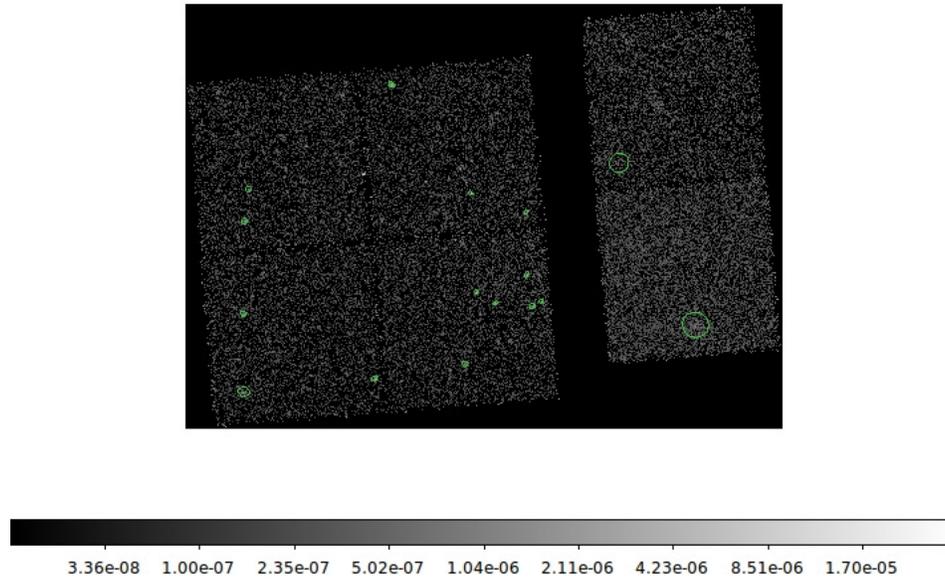


Figura 5.5: ObsetvationID 7552 con celldetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascension y el eje y es Declination.

* ObservationID 6732

Luego de tener las observaciones, empezamos a calibrar las imágenes, es decir ajustamos el tamaño de las fuentes observadas.

Después del paso anterior, enumeramos las fuentes y con sus coordenadas (asención recta y declinación) les damos un nombre de acuerdo con la nomenclatura de CHANDRA; además incluimos la tabla con la lista de los nombres y el número que le corresponde a cada fuente vista por CHANDRA.

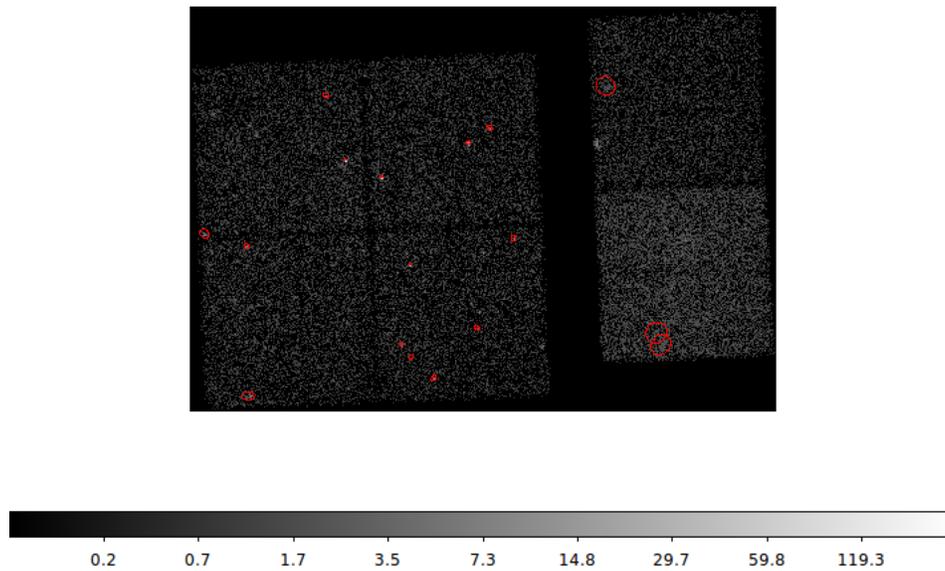


Figura 5.6: ObsetvationID 7493 con celldetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascension y el eje y es Declination.

* ObservationID 4649

Luego de tener las observaciones, empezamos a calibrar las imágenes, es decir ajustamos el tamaño de las fuentes observadas.

Después del paso anterior, enumeramos las fuentes y con sus coordenadas (asención recta y declinación) les damos un nombre de acuerdo con la nomenclatura de CHANDRA; además incluimos la tabla con la lista de los nombres y el número que le corresponde a cada fuente vista por CHANDRA.

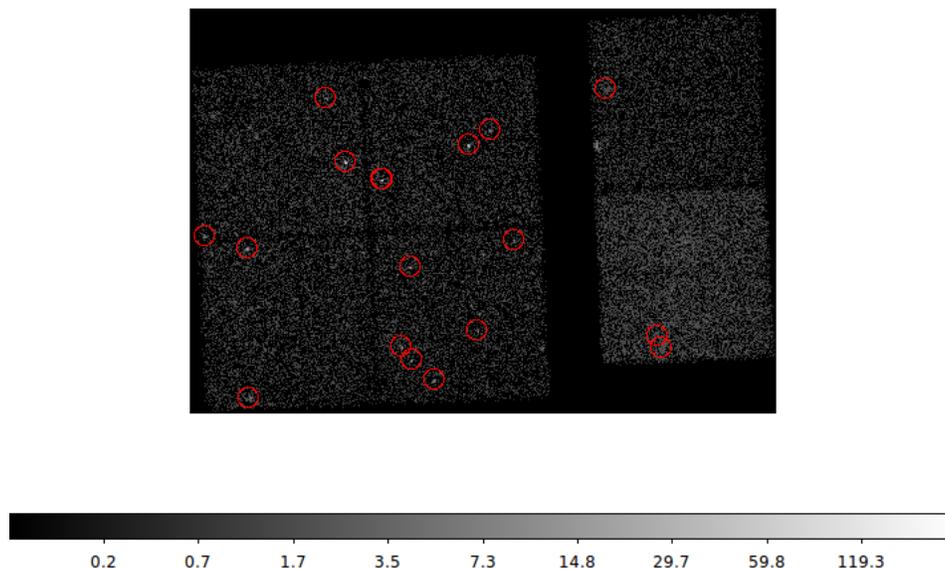


Figura 5.7: ObservationID 7493 calibradas. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascension y el eje y es Declination.

* ObservationID 7630

La ObservationID 9754 se obtuvo en la misma posición que la ObservationID 7630 con menor exposición. Por lo tanto, aquí los resultados de la observación ID 7630 son presentados.

Luego de tener las observaciones, empezamos a calibrar las imágenes, es decir ajustamos el tamaño de las fuentes observadas.

Después del paso anterior, enumeramos las fuentes y con sus coordenadas (asención recta y declinación) les damos un nombre de acuerdo con la nomenclatura de CHANDRA; además incluimos la tabla con la lista de los nombres y el número que le corresponde a cada fuente vista por CHANDRA.

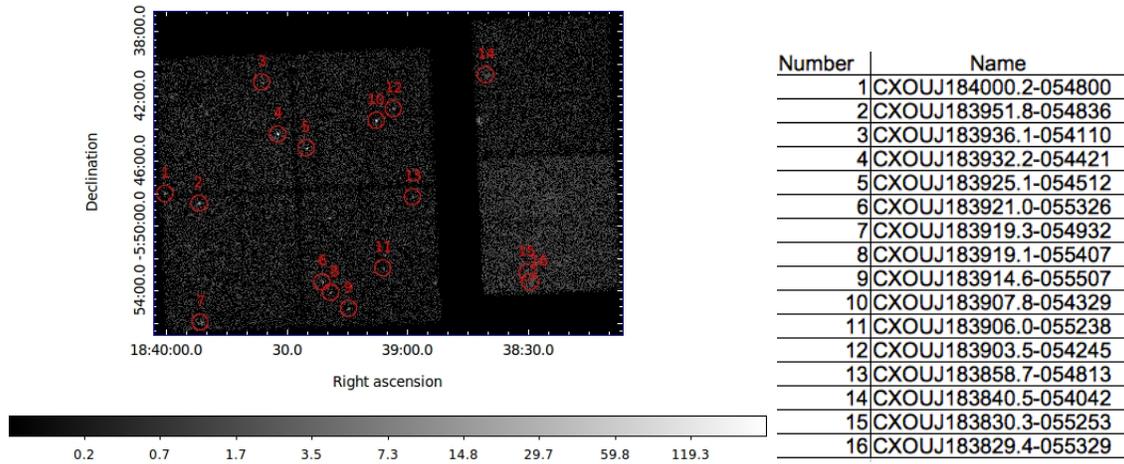


Figura 5.8: ObservationID 7493 y la tabla de nombres de cada una de las fuentes de la observación. La barra de colores muestra el número de fotones. En la primer columna vemos el número de observación correspondiente a la imagen de ObservationID 7552 y la segunda columna el nombre de la fuente.

* ObservationID 16950

Del mismo modo la observaciónID 729, 17668, 17692 y 17693 están en la misma posición de la ObservationID 16950 y, por lo tanto, las mismas fuentes están cubiertas por el campo de visión. Por lo tanto, solo presentamos los resultados de la observationID 16950.

Luego de tener las observaciones, empezamos a calibrar las imágenes, es decir ajustamos el tamaño de las fuentes observadas.

Por último, mostramos la imagen de la observación donde incluimos los ejes de ascensión recta y declinación.

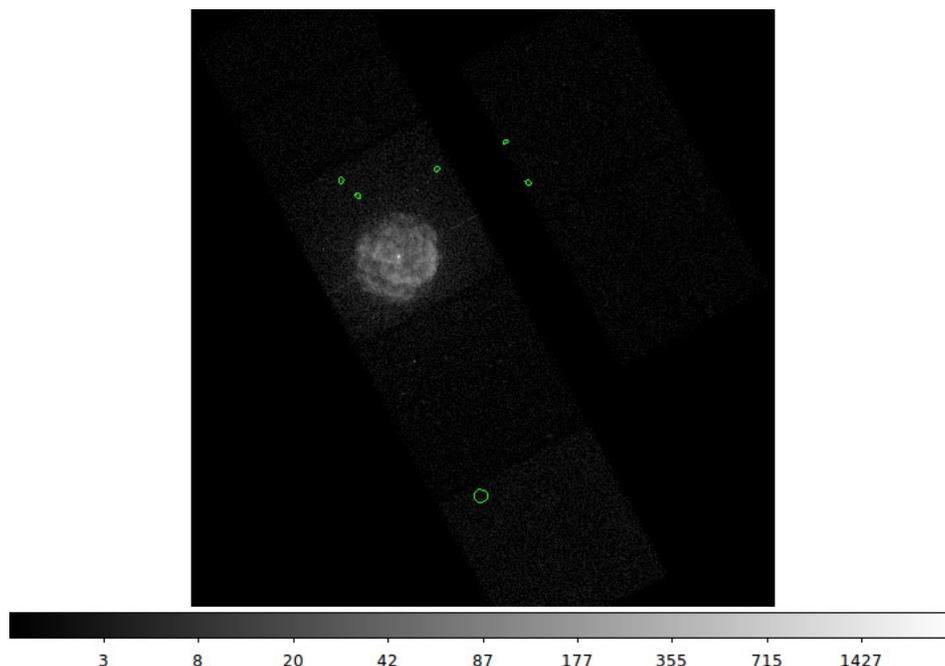


Figura 5.9: ObsetvationID 6732 con *celldetect*. La barra de colores muestra el número de fotones.

El segundo método es el *vtpdetect*, cabe mencionar que utilizamos ambos métodos para todas las observaciones.

5.4.0.2. *Vtpdetect*

Vtpdetect utiliza un enfoque bastante diferente, que se basa en el método Voronoi Tessellation and Percolation (VTP). La tessellation es el proceso de dividir el área total de la imagen en células Voronoi mediante la construcción de una celda sobre cada posición del evento. El área de cada celda es una medida de la densidad de los eventos. La percolación sigue creando enlaces entre las celdas que están por encima del nivel de ruido y que no están más alejadas entre sí que una distancia dada.

La ventaja de *vtpdetect* es que no se hacen suposiciones sobre las propiedades geométricas de las fuentes. Además, las fuentes muy extendidas se detectan como significativas sin un solo píxel en la imagen que necesita mostrar un recuento de fotones

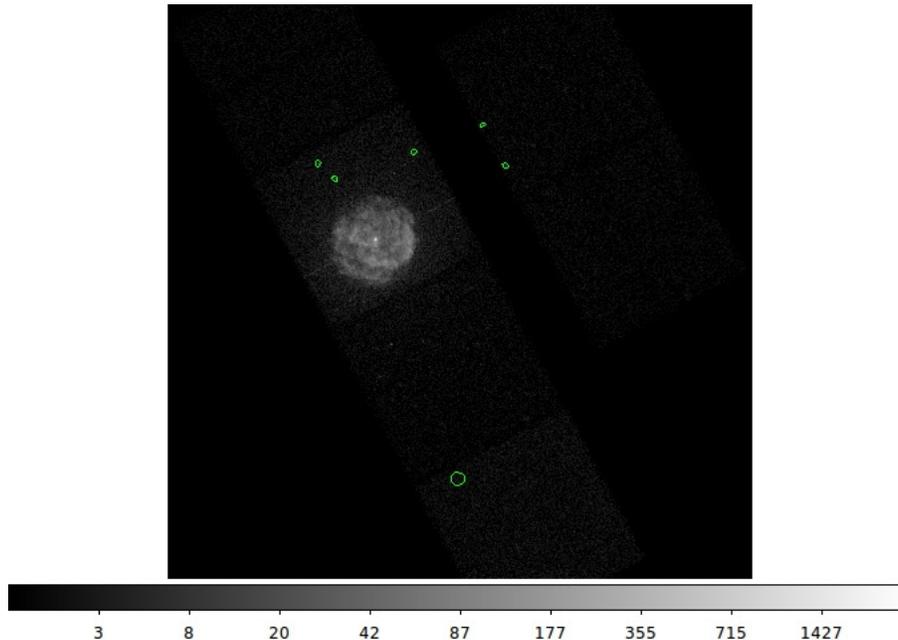


Figura 5.10: ObservationID 6732 calibradas. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascension y el eje y es Declination.

significativamente diferente del fondo. Por lo tanto, `vtpdetect` es especialmente adecuado para fuentes resueltas de bajo brillo superficial y forma potencialmente irregular.

5.5. SIMBAD

La base de datos SIMBAD está gestionada por el Centre de Données astronomiques de Strasbourg (CDS). La base de datos SIMBAD está gestionada por el Centre de Données astronomiques de Strasbourg (CDS). El software SIMBAD fue desarrollado por Anaïs Oberto, Marc Wenger, (CDS, Estrasburgo) con contribuciones de los estudiantes durante los entrenamientos.

El CDS se encuentra en el Observatoire Astronomique de Strasbourg (Francia). CDS funciona bajo un acuerdo entre el Instituto Francés de Ciencias de la Universidad

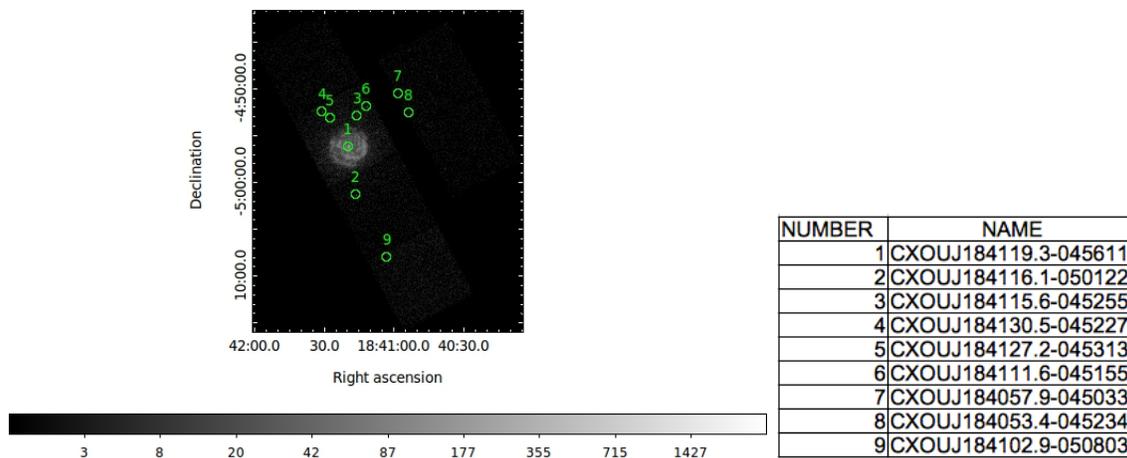


Figura 5.11: ObservationID 6732 y la tabla de nombres de cada una de las fuentes de la observación. La barra de colores muestra el número de fotones. En la primer columna vemos el número de observación correspondiente a la imagen de ObservationID 7552 y la segunda columna el nombre de la fuente.

(INSU) y la Universidad Louis Pasteur, Estrasburgo (ULP). El personal de CDS creó e implementó la base de datos SIMBAD y mantiene su sistema de datos y software. En 1972, se creó SIMBAD fusionando el Catálogo de identificaciones estelares (CSI) y el Índice de estrellas bibliográficas (ver Referencias) tal como existían en el Centro de cómputo de Meudon hasta 1979.

La base de datos SIMBAD actualmente (junio de 2016) contiene información para alrededor de 4,500,000 estrellas y aproximadamente 3,500,000 objetos no estelares (galaxias, nebulosas planetarias, cúmulos, novas y supernovas, etc.). Los únicos objetos astronómicos excluidos específicamente de SIMBAD son los cuerpos del Sistema Solar.

SIMBAD es una base de datos dinámica, actualizada todos los días laborables y nos proporciona la bibliografía, así como la información básica disponible, como la naturaleza del objeto, sus coordenadas, magnitudes, movimientos propios y paralaje, velocidad / desplazamiento al rojo, tamaño, tipo espectral o morfológico, y la multitud

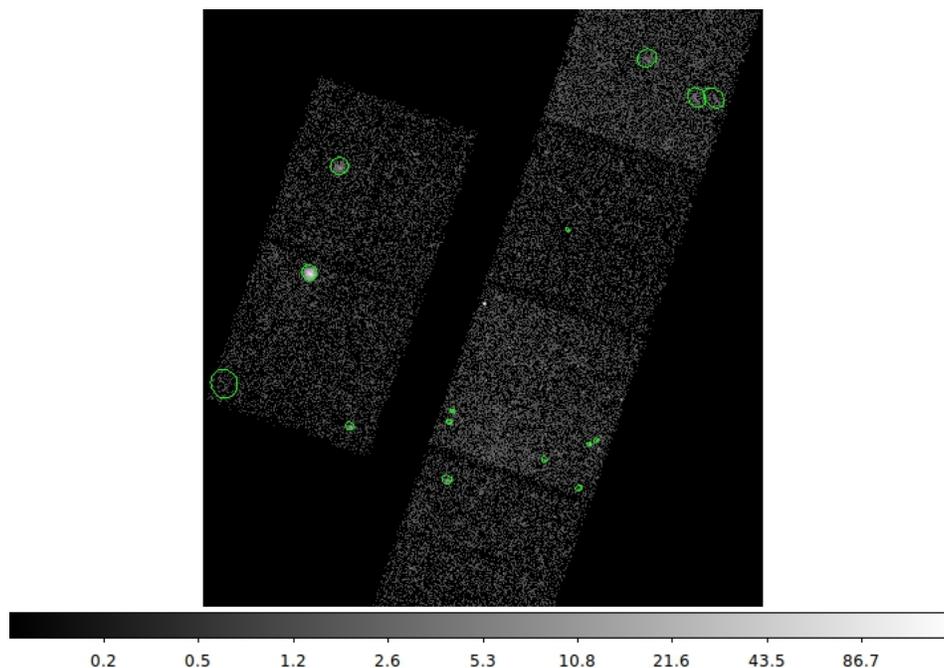


Figura 5.12: ObsetvationID 4649 con celldetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascension y el eje y es Declination.

de nombres (identificadores) dados en la literatura. El equipo de CDS también realiza identificaciones cruzadas basadas en la compatibilidad de varios parámetros, en el límite de una astrometría razonablemente buena.

Con la base de datos de SIMBAD identificamos las fuentes y podemos encontrar las posibles contrapartes de cada una de las observaciones de CHANDRA.

Para cada fuente detectada por el método de detección en las observaciones de CHANDRA, busqué en SIMBAD posibles contrapartes a diferentes longitudes de onda (tablas largas).

Identifiqué los contrapartes más razonables teniendo en cuenta la posición y la extensión de las fuentes. (Tabla pequeña).

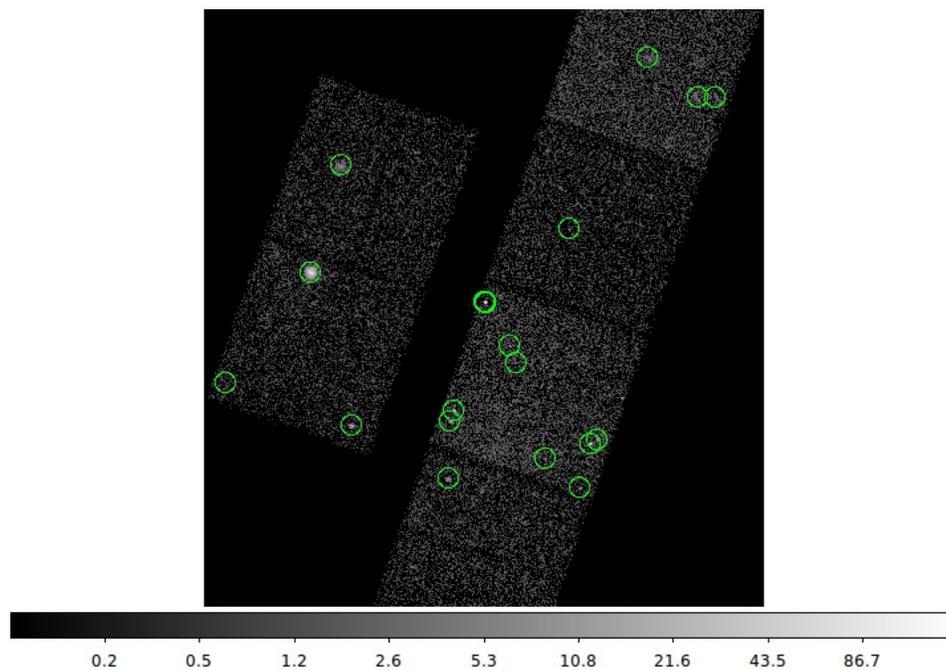


Figura 5.13: ObservationID 4649 calibradas. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascension y el eje y es Declination.

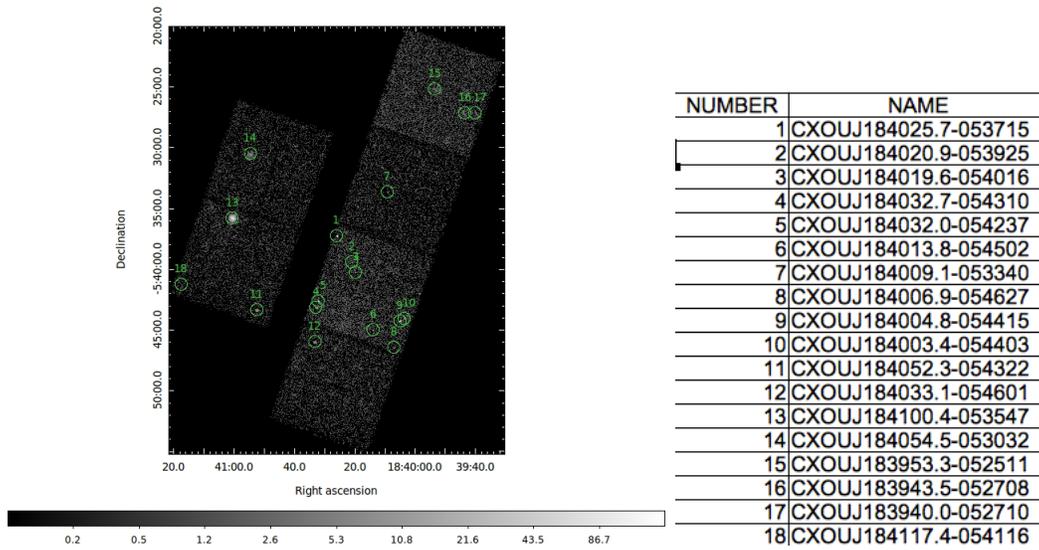


Figura 5.14: ObservationID 4649 y la tabla de nombres de cada una de las fuentes de la observación. La barra de colores muestra el número de fotones. En la primer columna vemos el número de observación correspondiente a la imagen de ObservationID 7552 y la segunda columna el nombre de la fuente.

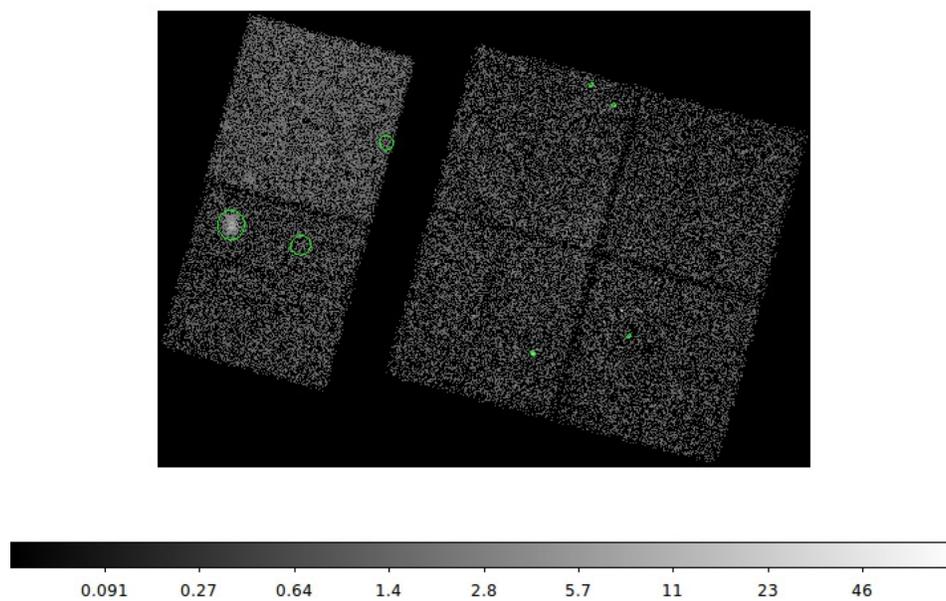


Figura 5.15: ObservationID con celldetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascension y el eje y es Declination.

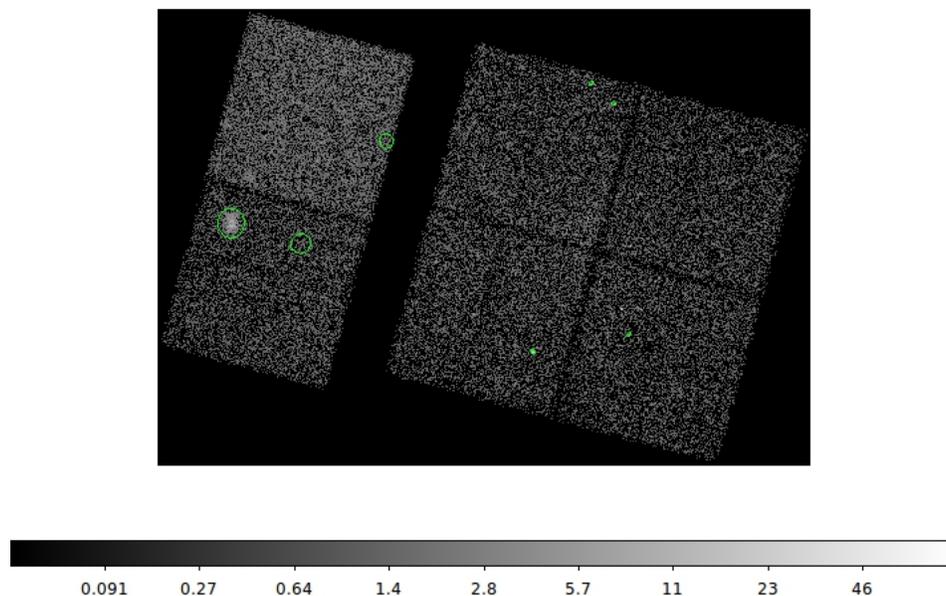


Figura 5.16: ObservationID 7552 calibradas. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascension y el eje y es Declination.

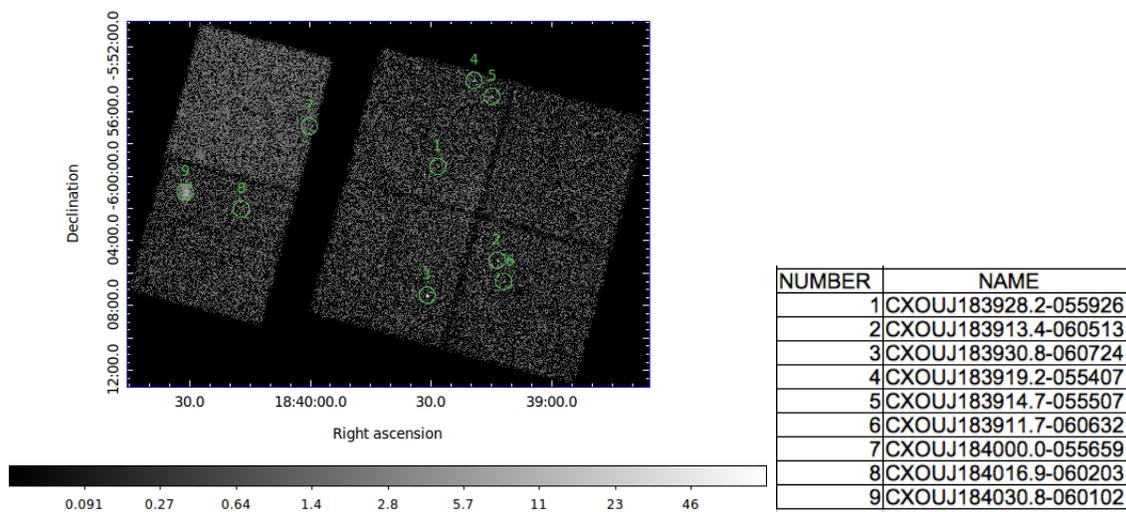


Figura 5.17: ObservationID 7630 y la tabla de nombres de cada una de las fuentes de la observación. La barra de colores muestra el número de fotones. En la primer columna vemos el número de observación correspondiente a la imagen de ObservationID 7552 y la segunda columna el nombre de la fuente.

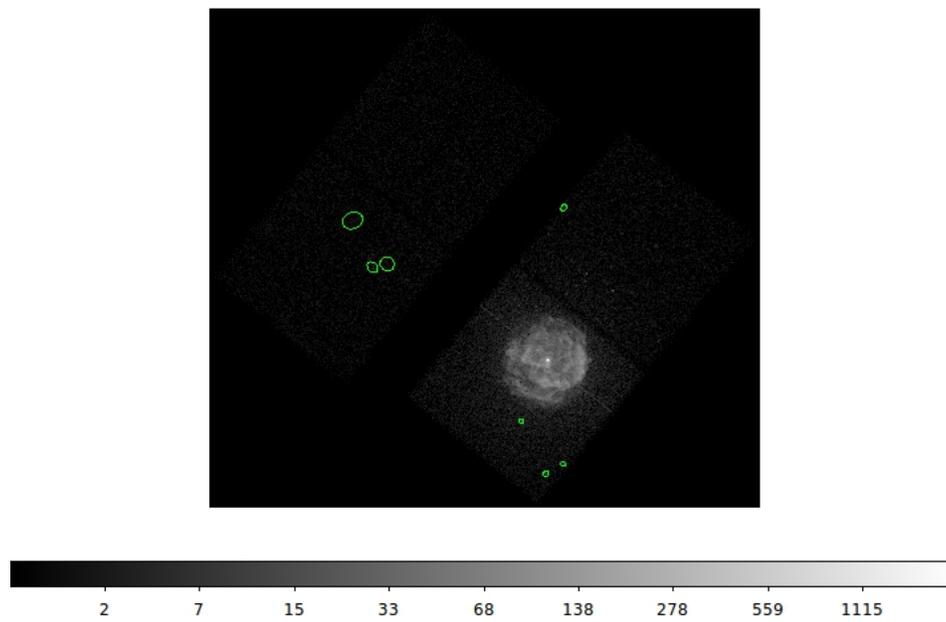


Figura 5.18: ObsetvationID 16950 con celldetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascension y el eje y es Declination.

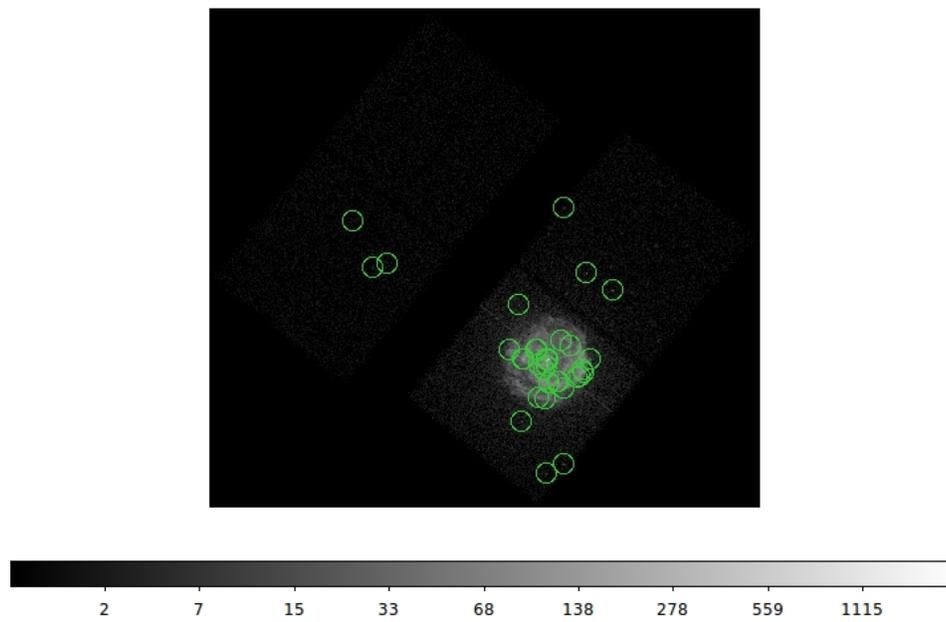


Figura 5.19: ObservationID 16950 calibradas. La barra de colores muestra el número de fotones.

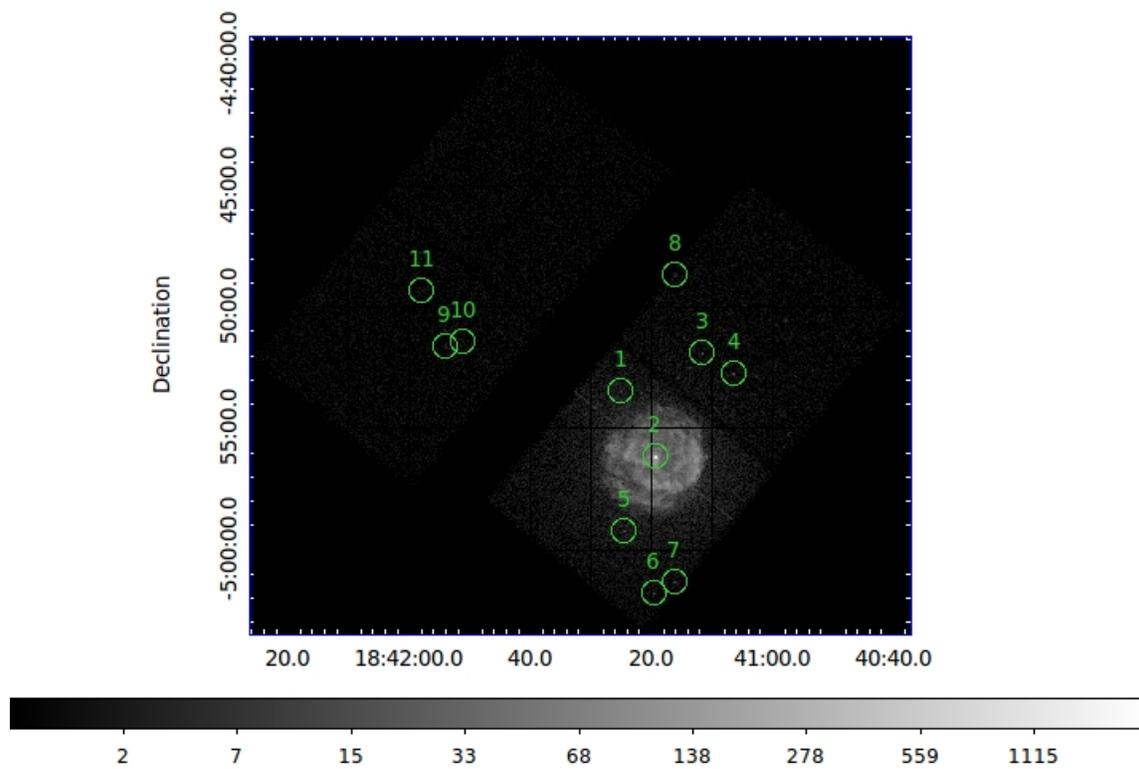


Figura 5.20: ObservationID 16950. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascension y el eje y es Declination.

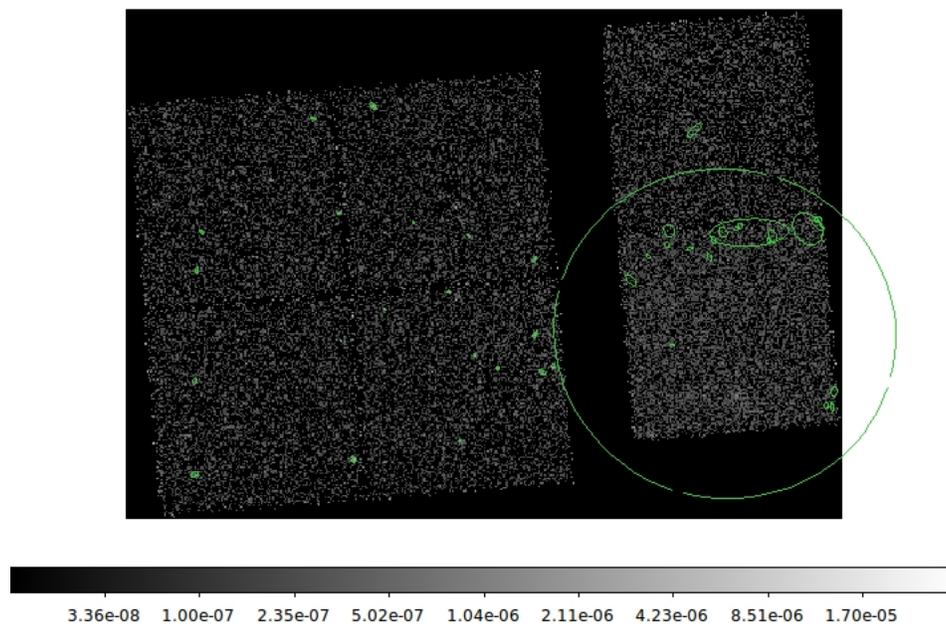


Figura 5.21: ObservationID 7552 con vtpdetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascension y el eje y es Declination.

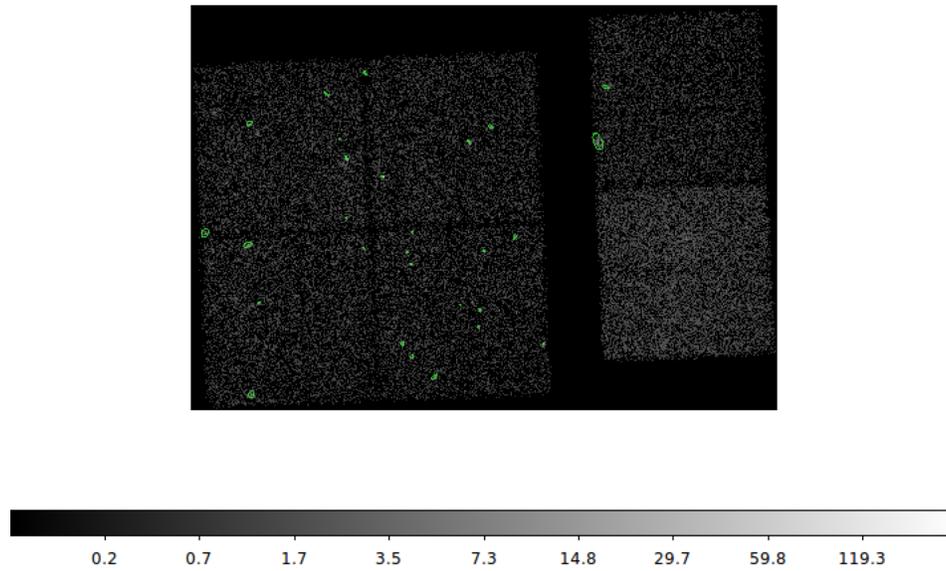


Figura 5.22: ObservationID 7493 con vtpdetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascension y el eje y es Declination.

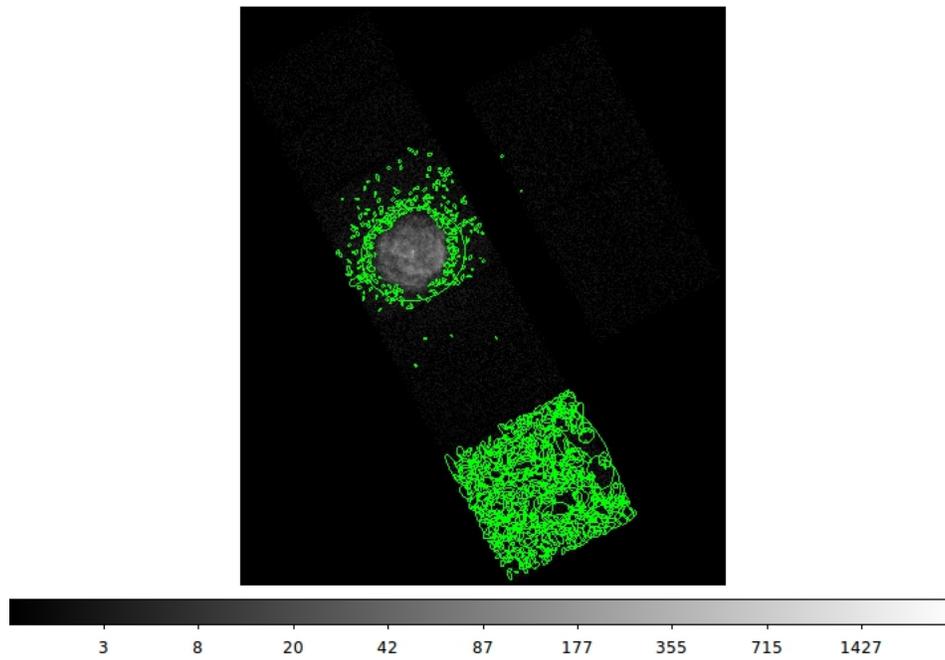


Figura 5.23: ObservationID 6732 con vtpdetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascension y el eje y es Declination.

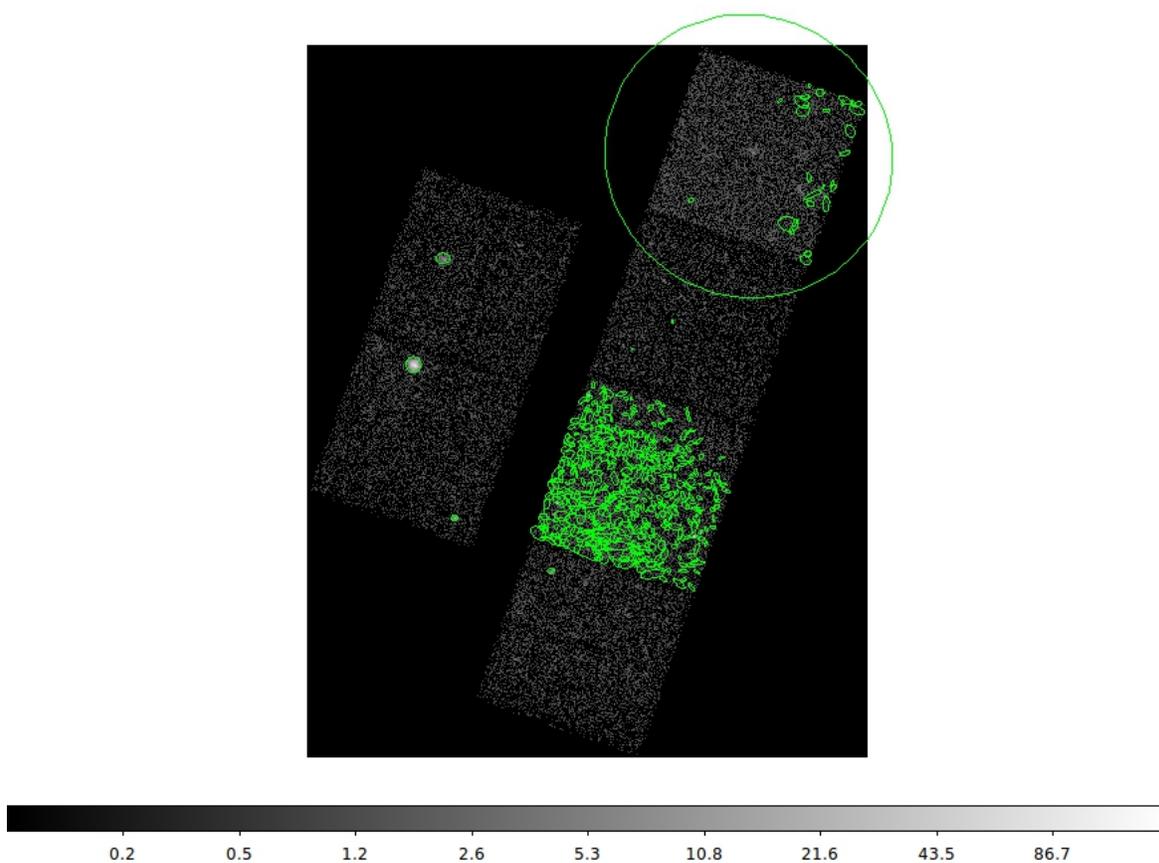


Figura 5.24: ObservationID 4649 con vtpdetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascension y el eje y es Declination.

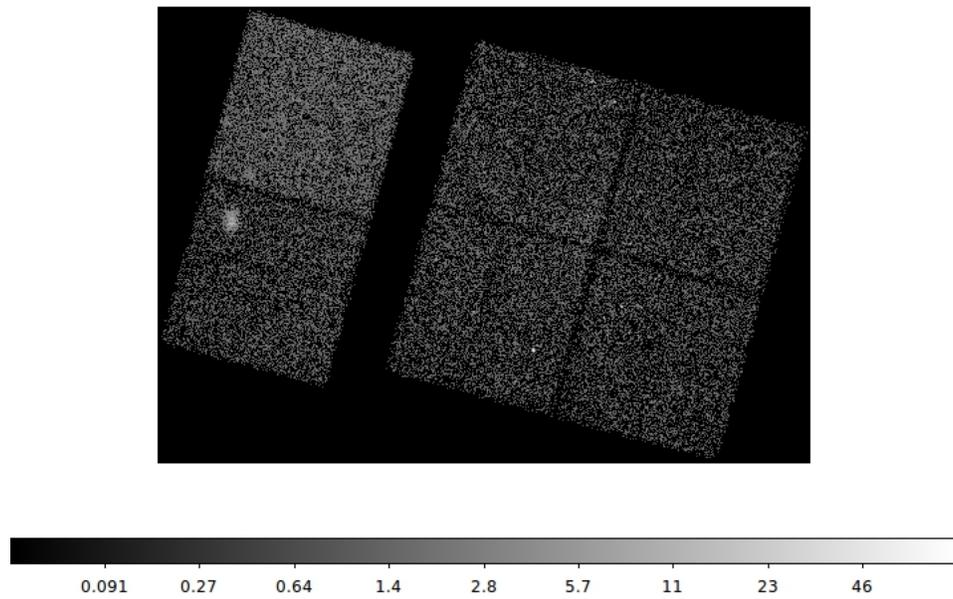


Figura 5.25: ObservationID 7630 con vtpdetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascension y el eje y es Declination.

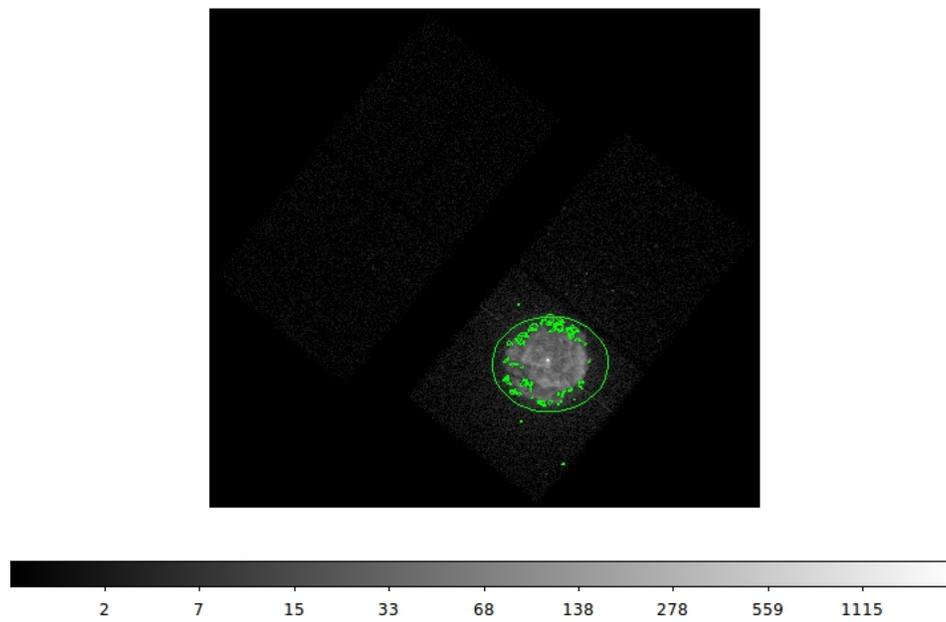


Figura 5.26: ObservationID 16950 con vtpdetect. La barra de colores muestra el número de fotones. De la misma forma que la Figura 5.4 el eje x es Right Ascension y el eje y es Declination.

NUMBER	NAME	RA	DEC	HII
1	CXOUJ184204.1-051816	18:42:04.19	-05:18:16.80	
2	CXOUJ184203.9-052331	18:42:03.92	-05:23:31.68	
3	CXOUJ184228.0-052511	18:42:28.10	-05:25:11.30	
4	CXOUJ184227.7-052036	18:42:27.78	-05:20:36.88	
5	CXOUJ184226.8-051902	18:42:26.90	-05:19:02.61	
6	CXOUJ184201.8-052823	18:42:01.86	-05:28:23.79	
7	CXOUJ184158.6-051352	18:41:58.60	-05:13:52.21	
8	CXOUJ184143.9-052739	18:41:43.98	-05:27:39.79	
9	CXOUJ184142.7-051912	18:41:42.76	-05:19:12.25	
10	CXOUJ184141.7-052406	18:41:41.72	-05:24:06.51	
11	CXOUJ184137.9-052439	18:41:37.95	-05:24:39.26	
12	CXOUJ184131.7-052315	18:41:31.78	-05:23:15.79	
13	CXOUJ184131.7-052010	18:41:31.79	-05:20:10.62	
14	CXOUJ184130.6-052449	18:41:30.62	-05:24:49.50	
15	CXOUJ184128.7-052435	18:41:28.77	-05:24:35.44	
16	CXOUJ184227.9-052902	18:42:27.92	-05:29:02.75	
17	CXOUJ184113.3-051743	18:41:13.38	-05:17:43.72	HRDS G027.030-00.146
18	CXOUJ184058.1-052544	18:40:58.16	-05:25:44.41	

Tabla 5.3: Lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7552 (Parte1). En la primer columna tenemos el número de la fuente detectada, la segunda columna nos muestra el nombre que se le asigna a cada fuente, después tenemos la columna de ascensión recta, luego sigue la declinación y la última columna HII (Región de Hidrógeno ionizado).

NUMBER	radio (mm)	Radio distance (arcsec)
1		
2		
3		
4		
5		
6		
7		
8	BGPS G026.967-00.359 BGPS G026.963-00.309 BGPS G026.984-00.313	78.25-88.33-95.09
9		
10	BGPS G027.001-00.299	52.67
11	BGPS G027.001-00.299 BGPS G026.984-00.313	22.78-106.87
12		
13	BGPS G027.036-00.219	75.66
14		
15		
16		
17	BGPS G027.041-00.131 BGPS G027.057-00.135 BGPS G027.030-00.169	79.95-85.75-118.27
18		

Tabla 5.4: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7552 (Parte 2). En la siguiente tabla apreciamos la primer columna los número de las fuentes detectadas, la siguiente columna fuentes en radio (mm), la tercer columna nos muestra la distancia de la posición de la fuente de la fuente de radio a la fuente CHANDRA en arsec.

NUMBER	Radio extension (arcmin)	Star
1		
2		TYC 5121-1001-1 TYC 5121-819-1
3		IRAS 18397-0526
4		
5		TYC 5121-611-1
6		
7		[LGB99] 41 [GKF2010] MN84
8	0.27-0.35-0.37	TYC 5121-684-1
9		TYC 5121-291-1
10	0.5	TYC 5121-837-1 BD-05 4727 TYC 5121-543-1
11	0.5-0.37	BD-05 4727 TYC 5121-837-1 TYC 5121-543-1 TYC 5121-570-1
12		TYC 5121-837-1
13	0.27	
14		TYC 5121-570-1 TYC 5121-618-1 TYC 5121-533-1 BD-05 4727
15		TYC 5121-533-1 TYC 5121-570-1 TYC 5121-618-1 TYC 5121-773-1 TYC 5121-837-1
16		
17	0.44-0.51-0.64	
18		TYC 5121-854-1

Tabla 5.5: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7552 (Parte 3). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna la extensión de la fuente radio en arcmin y la tercer columna nos muestras las estrellas.

NUMBER	Distance stars	Molecular Cloud	Dark nebula	distance	No astronomical object found
1					
2	30.12-78.57				
3					
4					
5	84.43				
6		SRBY 139			
7	49.47-109.84				
8	82.2		SDC G26.964-0.314	81.83	
9	98.87				
10	86.41-64.97-22.12		SDC G27.000-0.297	55.4	
11	0.23-49.76-87.28-84.78		SDC G27.000-0.297	17.62	
12	76.12				
13					
14	41.65-62.32-68.41-110.07				
15	44.96-72.30-83.66-93.71-113.15				
16					x
17		SRBY 141			
18	96.29				

Tabla 5.6: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7552 (Parte 4). La primer columna nos muestra los numeros de las fuentes detectadas, la segunda columna nos da la distancia de las estrellas a la fuente CHANDRA en arcsec, la siguiente columna muestra las nubes moleculares, la cuarta columna nos muestra las nebulas negras y la última columna nos da la distancia de las nebulas negras a la fuente de CHANDRA.

NUMBER	Rad	Radio distance	Radio extension
1	NEK 27.2-00.4	64.75	
2			
3			
4			
5			
6			
7			
8	SSTGLMC G026.9659-00.3570	72.41	
9			
10			
11			
12			
13			
14			
15			
16			
17			
18			

Tabla 5.7: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7552 (Parte 5). La primer columna nos da los números de las fuentes detectadas, la siguiente columna nos muestra el catálogo 2MASS y la tercer columna nos muestra las distancia hacia la fuente de CHANDRA en arcsec.

NUMBER	2MASS	Distance
2	calculo-de-una-variable-stewart-6th.pdf	
3		
4	2MASS J18422405-0521469	89.55
5		
6		
7	2MASS J18415914-0512244	88.16
8		
9	2MASS J18413751-0519392	82.85
10	2MASS J18413508-0525072	116.27
11	2MASS J18413508-0525072 2MASS J18413620-0525554	51.12-80.44
12		
13	2MASS J18413340-0520259 2MASS J18413751-0519392	28.54-91.11
14	2MASS J18413508-0525072 2MASS J18413620-0525554	68.92-106.31
15	2MASS J18413508-0525072 2MASS J18412383-0526073	99.45-117.87
16		
17		
18	2MASS J18405360-0525004 2MASS J18410523-0525076 2MASS J18405164-0526522	80.90-96.29-118.54

Tabla 5.8: Continuación de la lista de las posibles contrapartes más probables de la ObservationID 7552 (Parte 6). La primera columna nos muestra el número de las fuentes detectadas y la segunda columna nos muestra el púlsar.

NUMBER	NAME	RA	DEC	SRN	counterpart
1	CXOUJ184204.1-051816	18:42:04.19	-05:18:16.80	7.59	
2	CXOUJ184203.9-052331	18:42:03.92	-05:23:31.68	3.09	
3	CXOUJ184228.0-052511	18:42:28.10	-05:25:11.30	3.48	
4	CXOUJ184227.7-052036	18:42:27.78	-05:20:36.88	3.40	
5	CXOUJ184226.8-051902	18:42:26.90	-05:19:02.61	3.06	
6	CXOUJ184201.8-052823	18:42:01.86	-05:28:23.79	6.08	SRBY 139
7	CXOUJ184158.6-051352	18:41:58.60	-05:13:52.21	4.67	Molecular Cloud
8	CXOUJ184143.9-052739	18:41:43.98	-05:27:39.79	3.06	
9	CXOUJ184142.7-051912	18:41:42.76	-05:19:12.25	5.28	
10	CXOUJ184141.7-052406	18:41:41.72	-05:24:06.51	4.16	PSR J1841-0524
11	CXOUJ184137.9-052439	18:41:37.95	-05:24:39.26	6.55	Star
12	CXOUJ184131.7-052315	18:41:31.78	-05:23:15.79	3.97	BD-05 4727
13	CXOUJ184131.7-052010	18:41:31.79	-05:20:10.62	3.18	
14	CXOUJ184130.6-052449	18:41:30.62	-05:24:49.50	4.07	
15	CXOUJ184128.7-052435	18:41:28.77	-05:24:35.44	3.88	
16	CXOUJ184227.9-052902	18:42:27.92	-05:29:02.75	3.04	
17	CXOUJ184113.3-051743	18:41:13.38	-05:17:43.72	3.09	SRBY 141
18	CXOUJ184058.1-052544	18:40:58.16	-05:25:44.41	3.82	Molecular Cloud

Tabla 5.9: Lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7552. Nos muestra las más posibles contrapartes, la última columna nos muestra que tipo de objeto físico corresponde dicha contraparte.

NUMBER	NAME	RA	DEC	Xray source
1	CXOUJ184000.2-054800	18:40:00.22	-05:48:00.72	AX J1839.9-0546
2	CXOUJ183951.8-054836	18:39:51.81	-05:48:36.26	
3	CXOUJ183936.1-054110	18:39:36.14	-05:41:10.45	
4	CXOUJ183932.2-054421	18:39:32.28	-05:44:21.35	AX J1839.5-0544
5	CXOUJ183925.1-054512	18:39:25.16	-05:45:12.53	AX J1839.5-0544
6	CXOUJ183921.0-055326	18:39:21.05	-05:53:28.57	
7	CXOUJ183919.3-054932	18:39:19.36	-05:49:32.30	
8	CXOUJ183919.1-055407	18:39:19.14	-05:54:07.10	
9	CXOUJ183914.6-055507	18:39:14.66	-05:55:07.29	
10	CXOUJ183907.8-054329	18:39:07.80	-05:43:29.93	
11	CXOUJ183906.0-055238	18:39:06.01	-05:52:38.99	
12	CXOUJ183903.5-054245	18:39:03.53	-05:45:45.78	
13	CXOUJ183858.7-054813	18:38:58.78	-05:48:13.19	
14	CXOUJ183840.5-054042	18:38:40.52	-05:40:42.06	
15	CXOUJ183830.3-055253	18:38:30.35	-05:52:53.89	
16	CXOUJ183829.4-055329	18:38:29.44	-05:53:29.04	

Tabla 5.10: Lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7493 (Parte 1). En la primera columna tenemos el número de la fuente detectada, la segunda columna nos muestra el nombre que se le asigna a cada fuente, después tenemos la columna de ascensión recta, luego sigue la declinación y la última columna nos muestra fuentes de rayos X.

NUMBER	HII	Radio (mm)
1		
2		
3		BGPS G026.551+00.035
4	[LPH96] 026.467+0.018	BGPS G026.469+00.021
5	G026.435+00.060[LPH96] 026.467+0.018	BGPS G026.469+00.021
6	HRDS G026.317-00.012 G026.316-0.012 G026.319-0.011 G026.316-0.015	BGPS G026.305-00.019
7		BGPS G026.359+00.035
8	G026.316-0.012 HRDS G026.317-00.012 G026.316-0.015 G026.319-0.011	BGPS G026.305-00.019
9		BGPS G026.265+00.001
10		
11		BGPS G026.301+00.055
12		
13		
14		
15		BGPS G026.227+00.155
16		BGPS G026.227+00.155

Tabla 5.11: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7493 (Parte 2). En la siguiente tabla apreciamos la primer columna los número de las fuentes detectadas, la segunda nos muestra regiones de hidrógeno ionizado y la última columna son fuentes en radio (mm).

NUMBER	Radio distance	Radio extension	Star	distance stars	Dark nebula
1					
2					
3	104.91	0.24	IRAS 18370-0544	92.46	
4					
5			IRAS 18368-0546	98.66	
6	68.67	0.36			SDC G26.304-0.013
7	50.92	0.5	GSC 05125-01619 [R63] 103	62.6-82.97	SDC G26.358+0.033
8	65.18	0.36			SDC G26.304-0.013
9	37.95	3.38			SDC G26.304-0.013
10			HD 172191	78.49	
11	9.38	0.27			
12			HD 172191 TYC 5125-2405-1	1.12-60.28	
13					SDC G26.344+0.135
14			TYC 5125-2999-1	23.68	SDC G26.436+0.249
15	110.46	0.48			
16	110.46	0.48			

Tabla 5.12: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7493 (Parte 3). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna nos muestra la distancia de la posición de la fuente de la fuente de radio a la fuente CHANDRA en arsec, la tercer columna nos muestra la extension de la fuente de radio en arcmin, la siguiente columna columna nos muestra las estrellas, la quinta columna nos muestra la distancia de las estrellas a la fuente de CHNADRA y la última columna nos muestra las nebulosas negras.

NUMBER	2MASS
1	2MASS J18395861-0549549
2	2MASS J18395177-0549409
3	
4	2MASS J18393224-0544204 2MASS J18393228-0544148 2MASS J18393143-0544132
5	2MASS J18392955-0544222 2MASS J18393143-0544132 2MASS J18393224-0544204
6	
7	
8	2MASS J18392300-0553199 2MASS J18391336-0555179
9	2MASS J18391336-0555179 2MASS J18391446-0556159 2MASS J18391000-0556223
10	2MASS J18390907-0544425
11	2MASS J18390393-0554325
12	
13	2MASS J18385593-0547315 2MASS J18385882-0549337 2MASS J18390349-0546386
14	
15	
16	

Tabla 5.13: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7493 (Parte 4). La primera columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna nos muestra el catálogo 2MASS.

NUMBER	2MASS	Radio
1		116.75
2		64.72
3		
4	2MASS J18393458-0544230 2MASS J18392955-0544222 2MASS J18393582-0543104	1.06-6.54-15.05-34.36-40.67-88.43
5	2MASS J18392955-0544222 2MASS J18393143-0544132 2MASS J18393224-0544204	82.65-110.75-117.84
6		
7		
8		74.48-111.56
9	2MASS J18392042-0556071	22.05-68.72-102.29-104.79
10		75.1
11		117.67
12		
13	2MASS J18390544-0547077	59.40-80.58-117.86-119.11
14		
15		
16		

Tabla 5.14: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7493 (Parte 5). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna nos muestra la continuación del catálogo 2MASS y la última columna nos muestra la distancia en arcmin de las fuentes del catálogo a la fuente de CHANDRA.

NUMBER	NAME	RA	DEC	SRN	COUNTERPART
1	CXOUJ184000.2-054800	18:40:00.22	-05:48:00.72	3.85	AX J1839.9-0546 X-ray source
2	CXOUJ183951.8-054836	18:39:51.81	-05:48:36.26	6.37	
3	CXOUJ183936.1-054110	18:39:36.14	-05:41:10.45	3.29	
4	CXOUJ183932.2-054421	18:39:32.28	-05:44:21.35	13.81	AX J1839.5-0544 X-ray source
5	CXOUJ183925.1-054512	18:39:25.16	-05:45:12.53	9.55	AX J1839.5-0544 X-ray source
6	CXOUJ183921.0-055326	18:39:21.05	-05:53:28.57	4.07	
7	CXOUJ183919.3-054932	18:39:19.36	-05:49:32.30	7.81	
8	CXOUJ183919.1-055407	18:39:19.14	-05:54:07.10	4.47	
9	CXOUJ183914.6-055507	18:39:14.66	-05:55:07.29	4.44	
10	CXOUJ183907.8-054329	18:39:07.80	-05:43:29.93	12.64	
11	CXOUJ183906.0-055238	18:39:06.01	-05:52:38.99	3.27	
12	CXOUJ183903.5-054245	18:39:03.53	-05:45:45.78	4.16	HD 172191 Star
13	CXOUJ183858.7-054813	18:38:58.78	-05:48:13.19	3.16	
14	CXOUJ183840.5-054042	18:38:40.52	-05:40:42.06	3.24	
15	CXOUJ183830.3-055253	18:38:30.35	-05:52:53.89	3.36	
16	CXOUJ183829.4-055329	18:38:29.44	-05:53:29.04	3.22	

Tabla 5.15: Lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7493. Nos muestra las más posibles contrapartes, la última columna nos muestra que tipo de objeto físico corresponde dicha contraparte.

NUMBER	NAME	RA	DEC	Xray source	HII
1	CXOUJ184119.3-045611	18:41:19.33	-04:56:11.96	SWIFT J184116.3-045709	G027.370+00.010
2	CXOUJ184116.1-050122	18:41:16.17	-05:01:22.91		
3	CXOUJ184115.6-045255	18:41:15.64	-04:52:55.17	1RXS J184110.5-045304	
4	CXOUJ184130.5-045227	18:41:30.53	-04:52:27.42		
5	CXOUJ184127.2-045313	18:41:27.24	-04:53:13.38		
6	CXOUJ184111.6-045155	18:41:11.63	-04:51:55.23	1RXS J184110.5-045304	
7	CXOUJ184057.9-045033	18:40:57.96	-04:50:33.07		
8	CXOUJ184053.4-045234	18:40:53.44	-04:52:34.31		
9	CXOUJ184102.9-050803	18:41:02.91	-05:08:03.48		

Tabla 5.16: Lista de las posibles contrapartes de ObservationID 6732 (Parte 1). En la primer columna tenemos el número de la fuente detectada, la segunda columna nos muestra el nombre que se le asigna a cada fuente, después tenemos la columna de ascensión recta, luego sigue la declinación, en la siguiente tenemos fuente de rayos X y la última columna HII (Región de Hidrógeno ionizado).

NUMBER	radio (mm)	Radio distance (arcsec)	Radio extension (arcmin)
1			
2			
3	BGPS G027.407+00.039		
4	BGPS G027.489-00.037	115.06	0.47
5			
6	BGPS G027.431+00.077	58.23	0.39
7	BGPS G027.435+00.099	77.23	0.86
8			
9			

Tabla 5.17: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 6732 (Parte 2). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la siguiente columna son fuentes en radio (mm), la tercer columna nos muestra la distancia de la posición de la fuente de radio a la fuente CHANDRA en arcsec y la última columna la extensión de la fuente en radio.

NUMBER	Dark nebula	No astronomical object found
1		
2		
3		
4	SDC G27.440-0.017	
5	SDC G27.440-0.017	
6		
7	SDC G27.444+0.102 SDC G27.453+0.095	
8		x
9		

Tabla 5.18: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 6732 (Parte 3). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna nos muestra nebulas negras y la ultima columna nos muestra objetos astronómicos que no han sido identificados.

NUMBER	2MASS	Radio
1		
2		
3	2MASS J18411070-0451270	115.01
4	2MASS J18413058-0452257 2MASS J18413531-0451076 2MASS J18413585-0451107	1.96-107.11-110.56
5	2MASS J18413058-0452257 2MASS J18412658-0454242	69.19-71.57
6	2MASS J18411070-0451270 2MASS J18410623-0452191	31.47-84.10
7		
8		
9		

Tabla 5.19: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 6732 (Parte 4). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna el catálogo 2MASS y la última columna nos muestra la distancia de las fuentes del catálogo hacia la fuente Chandra.

NUMBER	Rad	Radio distance	PSR	SNR
1			PSR J1841-0456	SNR G027.3+00.0
2			PSR J1841-0500	
3				
4				
5				
6				
7				
8				
9	GPA 027.23+0.10	50.26		

Tabla 5.20: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 6732 (Parte 5). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la tercera columna son púlsares y la última columna nos muestra las remanentes de supernova.

NUMBER	NAME	RA	DEC	SNR	COUNTERPART		SNR G027.3+00.0	SNR
1	CXOUJ184119.3-045611	18:41:19.33	-04:56:11.96	47.70	SWIFT J184116.3-045709	X-ray source		
2	CXOUJ184116.1-050122	18:41:16.17	-05:01:22.91	3.86	PSR J1841-0500	Pulsar		
3	CXOUJ184115.6-045255	18:41:15.64	-04:52:55.17	4.19	1RXS J184110.5-045304	X-ray source		
4	CXOUJ184130.5-045227	18:41:30.53	-04:52:27.42	4.34	2MASS J18413058-0452257			
5	CXOUJ184127.2-045313	18:41:27.24	-04:53:13.38	3.46				
6	CXOUJ184111.6-045155	18:41:11.63	-04:51:55.23	5.23	1RXS J184110.5-045304	X-ray source		
7	CXOUJ184057.9-045033	18:40:57.96	-04:50:33.07	3.69				
8	CXOUJ184053.4-045234	18:40:53.44	-04:52:34.31	3.05				
9	CXOUJ184102.9-050803	18:41:02.91	-05:08:03.48	3.03				

Tabla 5.21: Lista de las posibles contrapartes de ObservationID 6732. Nos muestra las más posibles contrapartes, la última columna nos muestra que tipo de objeto físico corresponde dicha contraparte

NUMBER	NAME	RA	DEC	Xray source
1	CXOUJ184025.7-053715	18:40:25.70	-05:37:15.44	AX J1840.4-0537
2	CXOUJ184020.9-053925	18:40:20.96	-05:39:25.33	
3	CXOUJ184019.6-054016	18:40:19.64	-05:40:16.50	
4	CXOUJ184032.7-054310	18:40:32.71	-05:43:10.38	
5	CXOUJ184032.0-054237	18:40:32.00	-05:42:37.74	
6	CXOUJ184013.8-054502	18:40:13.82	-05:45:02.22	
7	CXOUJ184009.1-053340	18:40:09.11	-05:33:40.68	
8	CXOUJ184006.9-054627	18:40:06.94	-05:46:27.34	
9	CXOUJ184004.8-054415	18:40:04.87	-05:44:15.93	
10	CXOUJ184003.4-054403	18:40:03.44	-05:44:03.96	
11	CXOUJ184052.3-054322	18:40:52.39	-05:43:22.92	AX J1840.4-0545
12	CXOUJ184033.1-054601	18:40:33.12	-05:46:01.23	EXMS B1837-058
13	CXOUJ184100.4-053547	18:41:00.50	-05:35:47.95	SWIFT J184100.0-053541
14	CXOUJ184054.5-053032	18:40:54.53	-05:30:32.11	
15	CXOUJ183953.3-052511	18:39:53.39	-05:25:11.95	
16	CXOUJ183943.5-052708	18:39:43.51	-05:27:08.68	
17	CXOUJ183940.0-052710	18:39:40.08	-05:27:10.21	
18	CXOUJ184117.4-054116	18:41:17.41	-05:41:16.73	

Tabla 5.22: Lista de las posibles contrapartes de ObservationID 4649 (Parte 1). En la primer columna tenemos el número de la fuente detectada, la segunda columna nos muestra el nombre que se le asigna a cada fuente, después tenemos la columna de ascensión recta, luego sigue la declinación y la última columna fuentes de rayos X.

NUMBER	HII	radio (mm)	Radio distance (arcsec)	Radio extension (arcmin)
1	HII 13	BGPS G026.701-00.127	91.99	0.64
2				
3	G026.6-00.1			
4	G026.609-0.212 HRDS G026.610-00.212	BGPS G026.603-00.221	88.33	0.43
5	G026.609-0.212 HRDS G026.610-00.212	BGPS G026.603-00.221	112.43	0.43
6				
7				
8				
9				
10				
11		BGPS G026.631-00.261	40.48	0.6
12				
13				
14	Du 12			
15				
16				
17				
18				

Tabla 5.23: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 4649 (Parte 2). La primera columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna región de hidrógeno ionizado, la siguiente columna son fuentes en radio (mm), la cuarta columna nos muestra la distancia de la posición de la fuente de radio a la fuente CHANDRA en arcsec y la última columna nos da la extensión de la fuente en arcmin.

NUMBER	Star	Distance stars	Molecular Cloud	Dark nebula
1				
2	TYC 5125-1905-1	113.22		SDC G26.615-0.112
3	TYC 5125-1905-1	73.17	D26.60-0.11	
4	HD 172453	44.67		SDC G26.590-0.163
5	HD 172453	10.44		SDC G26.590-0.163
6	GSC 05125-01818	66.27		
7				
8	HD 172386	1.14		
9	TYC 5125-2830-1 GSC 05125-01818	27.80-82.03		SDC G26.532-0.103
10	TYC 5125-2830-1 GSC 05125-01818	23.08-104.55		SDC G26.532-0.103
11	TYC 5125-1911-1	51.73		
12	BD-05 4720	0.2		SDC G26.538-0.240
13	TYC 5121-529-1	115.68		
14				
15				
16				
17				
18				

Tabla 5.24: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 4649 (Parte 3). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la siguiente columna nos dan las estrellas, la siguiente columna nos muestra la distancia en arcmin de las estrellas a la fuente de CHANDRA, la cuarta columna nos muestra las nubes moleculares y por último las nebulas negras.

NUMBER	No astronomical object found	High Cuess Binary	2MASS
1			
2			2MASS J18401918-0539041 2MASS J18401922-0540451
3			2MASS J18401922-0540451 2MASS J18401918-0539041
4			2MASS J18403161-0542084 2MASS J18403182-0544476
5			2MASS J18403161-0542084
6			2MASS J18401126-0545596 2MASS J18400921-0545201
7	x		
8			
9			2MASS J18400921-0545201 2MASS J18395880-0543358
10			2MASS J18395880-0543358 2MASS J18395880-0543358
11			2MASS J18405494-0543562
12			2MASS J18403253-0545197 2MASS J18402969-0546359
13		[KRL.2007b] 332	2MASS J18410043-0535465 2MASS J18410764-0535045
14			
15			
16	x		
17			
18			2MASS J18412334-0540583

Tabla 5.25: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 4649 (Parte 4). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna nos muestra los objetos astronómicos que no han sido identificados, la tercer columna nos muestra los High Cuess Binary y la última columna una parte del catálogo 2MASS.

NUMBER	2MASS	Radio	Rad
1			
2		33.87-83.88	
3	2MASS J18401918-0539041	29.29-72.64-107.91	
4	2MASS J18403161-0542084 2MASS J18403182-0544476	64.05-98.17	
5			29.83
6		68.93-70.98	
7			
8			
9	2MASS J18395963-0545223 2MASS J18401012-0543090	91.18-99.11-102.06-103.03	
10	2MASS J18401012-0543090 2MASS J18400921-0545201	74.80-96.86-113.83-114.94	
11			50.68
12		61.80-76.08	
13		1.74-115.30	
14			
15			GPSR 026.793+0.086
16			
17			GPSR5 26.715+0.132
18			

Tabla 5.26: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 4649 (Parte 5). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna nos muestra la segunda parte del catálogo 2MASS y la tercer columna nos muestra el radio de las fuentes de los catálogos hacia la fuente de CHANDRA.

NUMBER	NAME	RA	DEC	SNR	counterpart	
1	CXOUJ184025.7-053715	18:40:25.70	-05:37:15.44	6.49	AX J1840.4-0537	X-ray source
2	CXOUJ184020.9-053925	18:40:20.96	-05:39:25.33	3.10		
3	CXOUJ184019.6-054016	18:40:19.64	-05:40:16.50	3.27	D26.60-0.11	Molecular Cloud
4	CXOUJ184032.7-054310	18:40:32.71	-05:43:10.38	4.76		
5	CXOUJ184032.0-054237	18:40:32.00	-05:42:37.74	9.89		
6	CXOUJ184013.8-054502	18:40:13.82	-05:45:02.22	3.05		
7	CXOUJ184009.1-053340	18:40:09.11	-05:33:40.68	3.38		
8	CXOUJ184006.9-054627	18:40:06.94	-05:46:27.34	3.27	HD 172386	Star
9	CXOUJ184004.8-054415	18:40:04.87	-05:44:15.93	12.09		
10	CXOUJ184003.4-054403	18:40:03.44	-05:44:03.96	6.25		
11	CXOUJ184052.3-054322	18:40:52.39	-05:43:22.92	7.52	AX J1840.4-0545	X-ray source
12	CXOUJ184033.1-054601	18:40:33.12	-05:46:01.23	6.24	EXMS B1837-058	X-ray source
13	CXOUJ184100.4-053547	18:41:00.50	-05:35:47.95	32.71	[KRL2007b] 332	X-ray Binary
14	CXOUJ184054.5-053032	18:40:54.53	-05:30:32.11	8.65		
15	CXOUJ183953.3-052511	18:39:53.39	-05:25:11.95	3.23		
16	CXOUJ183943.5-052708	18:39:43.51	-05:27:08.68	3.96		
17	CXOUJ183940.0-052710	18:39:40.08	-05:27:10.21	3.16		
18	CXOUJ184117.4-054116	18:41:17.41	-05:41:16.73	3.05		

Tabla 5.27: Lista de las posibles contrapartes de ObservationID 4649. Nos muestra las más posibles contrapartes, la última columna nos muestra que tipo de objeto físico corresponde dicha contraparte

NUMBER	NAME	RA	DEC	Xray source
1	CXOUJ183928.2-055926	18:39:28.20	-05:59:26.90	
2	CXOUJ183913.4-060513	18:39:13.43	-06:05:13.27	
3	CXOUJ183930.8-060724	18:39:30.89	-06:07:24.19	
4	CXOUJ183919.2-055407	18:39:19.23	-05:54:07.37	
5	CXOUJ183914.7-055507	18:39:14.73	-05:55:07.89	
6	CXOUJ183911.7-060632	18:39:11.79	-06:06:32.74	
7	CXOUJ184000.0-055659	18:40:00.00	-05:56:59.06	
8	CXOUJ184016.9-060203	18:40:16.99	-06:02:03.32	
9	CXOUJ184030.8-060102	18:40:30.88	-06:01:02.77	SWIFT J184030.4-060103

Tabla 5.28: Lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7630 (Parte 1). En la primer columna tenemos el número de la fuente detectada, la segunda columna nos muestra el nombre que se le asigna a cada fuente, después tenemos la columna de ascensión recta, luego sigue la declinación y las fuentes de rayos X.

NUMBER	HII
1	[JD2012] G026.240-00.080
2	[ADD2012] HII 12 GAL 026.10-00.07
3	
4	HRDS G026.317-00.012 [WBH2005] G026.316-0.012 [WBH2005] G026.316-0.015 [WBH2005] G026.319-0.011
5	
6	MSX6C G026.0905-00.0578 GAL 026.10-00.07 [ADD2012] HII 12
7	
8	
9	

Tabla 5.29: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7630 (Parte 2). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas y la segunda columna región de hidrógeno ionizado.

NUMBER	radio (mm)	Radio distance (arcsec)
1	BGPS G026.260-00.073	80.86
2	BGPS G026.115-00.059 BGPS G026.137-00.055 BGPS G026.111-00.093	
3		
4	BGPS G026.305-00.019	63.93
5	BGPS G026.265+00.001	37.53
6	BGPS G026.115-00.059 BGPS G026.111-00.093 BGPS G026.091-00.055	
7		
8		
9		

Tabla 5.30: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7630 (Parte 3). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columnanos muestra las fuentes de radio (mm) y la última columna columna nos muestra la distancia de la fuente radio en arcsec.

NUMBER	Radio extension (arcmin)	Star	Distance stars
1	0.44		
2			
3			
4		[GKF2010] MN83	73.7
5			
6			
7			
8			
9			

Tabla 5.31: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7630 (Parte 4). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la segunda columna nos muestra la extensión de la fuente en arcmin, la tercer columna nos muestra las estrellas y la última columna nos muestra la distancia de las estrellas a la fuente de CHANDRA.

NUMBER	Molecular Cloud	Dark nebula
1		
2	[ABJ2009] C26.10-0.07 b	SDC G26.260-0.070
3		
4		
5		SDC G26.304-0.013
6	[ABJ2009] C26.10-0.07 a [ABJ2009] C26.10-0.07 b	SDC G26.304-0.013
7		
8		
9		

Tabla 5.32: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7630 (Parte 5). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas, la siguiente columna nos muestra las nubes moleculares y la última columna las nebulas negras.

NUMBER	2MASS
1	2MASS J18392863-0559501 2MASS J18393078-0558233 2MASS J18392337-0559012 2MASS J18392411-0600228
2	2MASS J18391505-0605191 2MASS J18391603-0605031 2MASS J18391606-0604587 2MASS J18391774-0604025
3	2MASS J18392854-0606436 2MASS J18392538-0607175
4	2MASS J18391336-0555179
5	2MASS J18391336-0555179 2MASS J18391446-0556159 2MASS J18391000-0556223 2MASS J18392042-0556071
6	2MASS J18390633-06052212 2MASS J18391855-0607137 2MASS J18391831-0605424 2MASS J18391603-0605031
7	2MASS J18400438-0555443
8	2MASS J18401637-0602198 2MASS J18402166-0600552 2MASS J18401578-0600153
9	2MASS J18402838-0602104 2MASS J18402500-0601034

Tabla 5.33: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7630 (Parte 6). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas y la segunda columna nos muestra parte del catálogo 2MASS.

NUMBER	2MASS
1	2MASS J18392253-0600084 2MASS J18393508-0559158
2	2MASS J18390701-0605043 2MASS J18390633-0605221
3	
4	
5	
6	2MASS J18390447-0606133 2MASS J18390701-0605043 2MASS J18391606-0604587
7	
8	
9	

Tabla 5.34: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7630 (Parte 7). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas y la segunda columna nos muestra la segunda parte del catálogo 2MASS.

NUMBER	Radio
1	24.15-74.34-76.42-82.76-93.42-94.17-103.25
2	24.93-40.20-41.91-95.66-96.05-106.24
3	53.63-82.37
4	112.35
5	22.64-68.17-102.53-103.64
6	107.80-108.82-109.56-109.66-110.94-113.53-113.54
7	99.3
8	18.97-97.46-109.48
9	

Tabla 5.35: Continuación de la lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7630 (Parte 8). La primer columna nos muestra los números de las fuentes detectadas y la segunda nos muestra la distancia de las fuentes del catálogo 2MASS a la fuente de CHANDRA.

NUMBER	NAME	RA	DEC	SNR	counterpart
1	CXOUJ183928.2-055926	18:39:28.20	-05:59:26.90	3.35	
2	CXOUJ183913.4-060513	18:39:13.43	-06:05:13.27	3.53	[ABJ2009] C26.10-0.07 b
3	CXOUJ183930.8-060724	18:39:30.89	-06:07:24.19	1.29	
4	CXOUJ183919.2-055407	18:39:19.23	-05:54:07.37	3.69	
5	CXOUJ183914.7-055507	18:39:14.73	-05:55:07.89	4.25	
6	CXOUJ183911.7-060632	18:39:11.79	-06:06:32.74	3.04	[ABJ2009] C26.10-0.07 a
7	CXOUJ184000.0-055659	18:40:00.00	-05:56:59.06	3.12	
8	CXOUJ184016.9-060203	18:40:16.99	-06:02:03.32	3.03	
9	CXOUJ184030.8-060102	18:40:30.88	-06:01:02.77	1.47	SWIFT J184030.4-060103
					X-ray source

Tabla 5.36: Lista de las posibles contrapartes de ObservationID 7630. Nos muestra las más posibles contrapartes, la última columna nos muestra que tipo de objeto físico corresponde dicha contraparte.

Capítulo 6

Conclusiones

Casi todo nuestro conocimiento sobre el Universo procede del estudio de la luz emitida o reflejada por los objetos en el espacio; la luz lleva mucha información sobre la historia y evolución del Universo ya que estos fotones tienen que viajar billones de años luz para llegar a nuestros telescopios, entonces detectando y analizando la luz emitida por un objeto celeste, podemos calcular su distancia, movimiento, temperatura, densidad, composición química etc. Es natural pensar que la luz es la luz visible que detectan nuestros ojos, sin embargo esto es solo un tipo de radiación el cual está incluido en el espectro electromagnético que incluyen los rayos gamma, los rayos X, el ultravioleta, el visible, el infrarrojo y el radio. La diferencia entre estos tipos de radiación es su longitud de onda o su frecuencia (mientras la longitud de onda incrementa, la frecuencia disminuye de los rayos gamma a las ondas de radio), es por eso que cada tipo de radiación nos proporciona información única y para el conocimiento completo del Universo necesitamos observarlo con todo el rango del espectro electromagnético.

Debido a que necesitamos observar en todo el rango del espectro electromagnético, se han implementado varios observatorios espaciales como HUBBLE, FERMI, XMM-NEWTON, CHANDRA etc., por mencionar algunos, este último nos permite analizar en rayos X.

En este trabajo analizamos al sistema HESSJ1841-055 y los datos fueron obtenidos

de la base de datos de CHANDRA, el cual contiene 13 observaciones pero solo presentamos el análisis de 6 pues las restantes fueron omitidas puesto que presentan las mismas coordenadas con otras observaciones realizadas.

Hemos detectado 85 fuentes de rayos X en la región de HESSJ1841-055.

De las 85 fuentes pueden ser identificados como estrellas utilizando un catálogo de estrellas, la emisión de las estrellas es dominada por la emisión térmica y por lo tanto las estrellas no pueden ser contraparte de la emisión a muy altas energías TeV, que es dominada por la emisión no térmica. muchas de las fuentes detectadas tienen contraparte en el catálogo de fuentes infrarrojas 2MASS (IRSA Two Micron All Sky Survey), que son mayoritariamente estrellas, pero debido a la gran densidad de fuentes es difícil identificar la mejor contraparte infrarroja del catálogo 2MASS.

De estas 85 fuentes de rayos X dos pueden ser identificadas como púlsares con los nombres PSR J1841-0524 (obsID 7552, tabla 5.9) y PSR J1841-0500 (obsID 6732, tabla 5.22).

De estas 85 fuentes 5 nubes moleculares son espacialmente coincidentes con fuentes de rayos X.

Muchas de estas fuentes de rayos X están ya detectadas por observaciones previas, pero la mayoría son no identificadas (sin contrapartes a bajas energías).

Los púlsares PSR J1838-0549 y PSR J1837-0604, están en la cercanía de HESS J1841-055, están fuera del campo de visión de nuestras observaciones, sin embargo estos deben ser considerados como una buena contraparte al menos para explicar una fracción de la emisión en TeV.

La emisión de los púlsares y su pulsar wind nebulae son dominados por emisión no térmica; mas aún la emisión de los pulsar wind nebulae puede ser generalmente detectadas a muy altas energías (aún sin la presencia de una contraparte en rayos X, especialmente por sistemas muy viejos [75].) Por lo tanto el pulsar wind nebulae de estos púlsares pueden ser una buena contraparte.

La remanentes de supernova KES 73 (G027.3+00, obsID 6732, tabla 5.22) y la fuente puntual no identificada en medio de la remanente de la supernova CXOUJ184119.3-045611, identificada como Swift J184116.3-045709 (tabla 5.18), fueron detectados. Estas dos fuentes pueden ser responsables de la emisión de muy alta energía de la parte norte de HESS J1841-055.

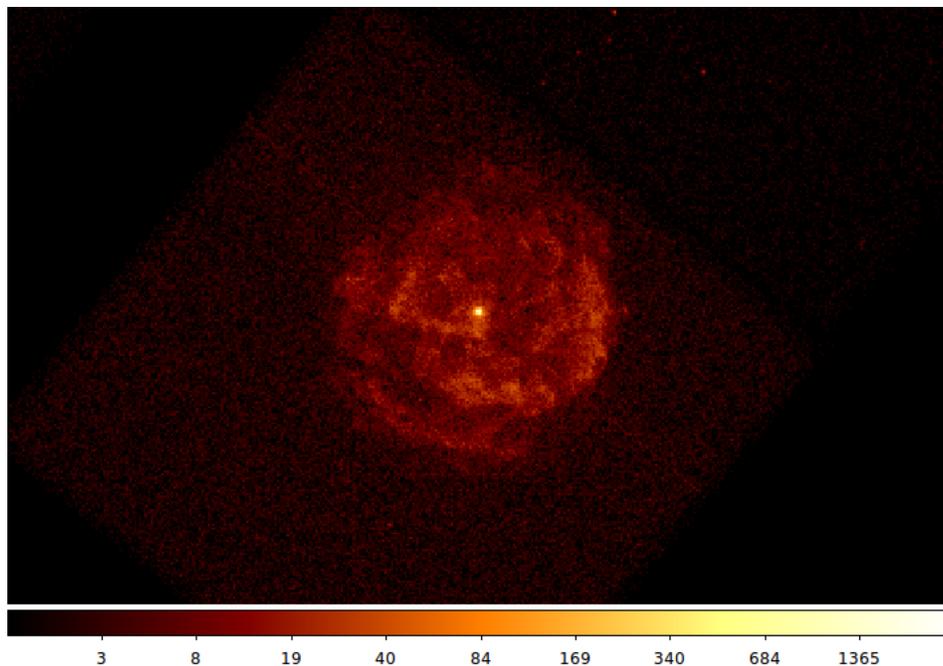


Figura 6.1: En esta bonita imagen mostramos con lujos de detalles la remanente desupernova KES 73 obtenidas con el análisis de datos de CHANDRA para esta tesis. La barra de colores nos indica el número de fotones, el eje X es la ascension recta, y el eje Y representa la declinación.

Resumiendo hemos encontrado físicamente algunos posibles candidatos para determinar la emisión de rayos gamma de HESS J1841-055. Estas son:

- La pulsar PSR J1841-0524
- Una remanente de supernova: KES 73. La otra supernova candidata para ser contraparte de HESJ1841-055, G26.6-0.1 no fue detectada; sin embargo esta última es muy débil y muy extensa por lo que es muy difícil para CHANDRA poder detectarla
- Una binaria de rayos X: AXJ1841.0-0586 (KRL2007b).

Ninguna de estas fuentes por sí solas puede explicar una fuente extensa y luminosa como HESS J1841-055 pero juntas pueden explicar una parte de esta emisión. Para determinar la otra parte de la emisión necesitaríamos más observaciones.

Bibliografía

- [1] S. FORNASIER et al., 2015, *A & A*, **18**, 583.
- [2] D. S. LAURETTA et al., 2017, *Space Science Reviews*, **12**, 212.
- [3] M. S. LONGAIR «High Energy Astrophysics», *Second edition, Volumen 1, Particles, photons and their detection*, **88418**.
- [4] M. S. LONGAIR «High Energy Astrophysics», *Second edition, Volumen 1, Particles, photons and their detection*.1992
- [5] F. GIOVANNELLI et al 1981, *A & A* **138**, 95.
- [6] J. ALEKSITC et al 2016, “The major upgrade of the MAGIC telescopes, Part I: The hardware improvements and the commissioning of the system” *Astroparticle, Physics* **72**, pp. 61-75.
- [7] J. HOLDER, «VERITAS: Status and Performance», *Department of Physics and Astronomy, University of Delaware*, November, 2006.
- [8] A. U. ABEYSEKARA et al., 2017, *ApJ*, **17**, 843.
- [9] C. ROMOLI, M. ZACHARIAS, «Observation of extremely bright flare of the FSRQ 3C279 with H.E.S.S. II», *Proceedings of science*, 2017.
- [10] PETERSEN, C. COLLINS, ed. al 1995, American Astronomical Society, 186th AAS Meeting, id.31.02; Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 27, p.856.

- [11] O. TIBOLLA, 2007, *Observability of Supernovae Remnants with GLAST*, Ph.D. Thesis.
- [12] WEISSKOPF, M. C., ed. al 2009, American Astronomical Society, 195th AAS Meeting, id.96.01; Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 31, p.1514
- [13] SOIFER, BARUCH T., ed. al 2003, American Astronomical Society, AAS Meeting #211, id.36.01; Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 39, p.788
- [14] W. B. ATWOOD, et. al. 2009 The Astrophysical Journal, Volume 697, Issue 2, pp. 1071-1102.
- [15] A. HEWISH et al. 1968. Nature, Issue 5130, pp.709-713.
- [16] AHARONIAN & BOGOVALOV, New Astronomy, Volume 8, Issue 2, p. 85-103.(2003).
- [17] O. TIBOLLA Master Course in the UNACH Program for Master in Physics “High Energy Astrophysics”, 2017.
- [18] OSTERBROCK, DONALD E. & GARY J. FERLAND, «Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei», *Saulito, CA: University Science*, 2ª edición, 2006.
- [19] R. D. BLANDFORD & R.L. ZNAJEK, 1977. MNRAS, 179, pp.433-456.
- [20] C. M. URRY & P. PADOVANI, 1995, *ApJ*, **387**, 449.
- [21] I. ROBSON. «Active Galactic Nuclei», *ChiChester, Wiley*, 1997.
- [22] B. M. PETERSON. «An Introduction to Active Galactic Nuclei,», *Cambridge University Pres*, 1997.
- [23] R. D. BLANDFORD, H. NETZER & L. WOLTJER, «Active Galactic Nuclei, Sass-Fee Advanced Course 20, Lecture Notes», *Swiss Society for Astrophysics and Astronomy, Springer-Verlag.*, 1990.

- [24] G. BECK & S. COLAFRANCESCO «A Multi-frequency analysis of possible Dark Matter Contributions to M31 Gamma-Ray Emissions.», *School of Physics, University of the Witwatersrand, Johannesburg, South Africa*, September, 2017.
- [25] H. PLOEG, C. GORDON, R. CROCKER & O. MACIAS *arXiv: 1705.00806, submitted to JCAP*, 2017.
- [26] F. CALORE, I. CHOLIS, C. MCCABE & C. WENIGER *Phys. Rev. D*, **91**, 063003. *arXiv:1411.4647*, [astro-ph], 2015.
- [27] G. BECK & S. COLAFRANCESCO *JCAP*, **05**, 013, 2016.
- [28] P. DEDNEY, W. TURNER, R. MILLENAAR, R. MCCOOL, J. LAZIO & T. COMWELL *SKA baseline desing document*, 2012.
- [29] EVANS, JARED A., eprint *arXiv:1712.0397*, 2017.
- [30] O. TIBOLLA «The Dark Side of the Universe», *Presentation available online in GLAST Padova*, 2005.
- [31] D. PACCINI ,1912, *Nuovo Cimento*, **3**, 93.
- [32] T. WULF, 1909, *Phys. Z.*, **10**, 155.
- [33] V. F. HESS, 1912, *Phys. Z.*, **13**, 1084.
- [34] «Nobel Prize in Physics 1936 – Presentation Speech», *Nobelprize.org. 10 de diciembre de 1936. Consultado el 27 de febrero de 2013*.
- [35] V. L. GINZBURG and S. L. SYROVATSKII, 1964, “The Origin of Cosmic Rays”, authorised English translation by H. S. H. Massey, Pergamon Press, Oxford.
- [36] F. GIORDANO et al., 2012, *ApJ*, **744**, id. L2.
- [37] «Biggest Explosions in the Universe Powered by Strongest Magnets», *eso1527-Science Release.*, 2015.

- [38] R. KLEBESADEL et al., 1973, «Observations of Gamma-Ray Bursts of Cosmic Origin» *Astrophysical Journal* , **182**.
- [39] KOUVELIOTOU IAU Circ., No. 5880, #1 (1993). Edited by Green, D. W. E..
- [40] T. NEWTON et al., 2016.
- [41] F. AHARONIAN et al., 2004, *A & A*, **425**, L13.
- [42] J. LASENBY et al., 1989, *ApJ*, **343**, 177.
- [43] M. POHL et al., 1992, *A&A*, **262**, 441.
- [44] M. POHL et al., 1997, *A&A*, **317**, 441.
- [45] Y. MAEDA et al., 2002, *ApJ*, **570**, 671.
- [46] M. FATUZZO and F. MELIA et al., 2003, *ApJ*, **596**, 1035.
- [47] P. G. MEZEGER et al., 1996, *A&A Rev.*, **7**, 289.
- [48] R. NARAYAN et al., 1996, *A&AS*, **120**, 287.
- [49] R. NARAYAN et al., 1998, *ApJ*, **492**, 554.
- [50] F. YUAN et al., 2003, *ApJ*, **598**, 301.
- [51] F. YUAN et al., 2002, *A&A*, **383**, 854.
- [52] O. TIBOLLA, 2007, *Observability of Supernovae Remnants with GLAST*", Ph.D. Thesis. pag. 125-144.
- [53] W. BAADE and F. ZWICKY, 1934, *Phys. Rev*, **46**, 76.
- [54] I. S. SHKLOVSKII, 1953, *Dolk. Akad. Nauk*, S.S.S.R **90**, 983.
- [55] I. S. SHKLOVSKII, 1953, *Dolk. Akad. Nauk*, S.S.S.R **91**, 475.
- [56] L. O'C. DRURY, 1983, *Rep. Prog. Phys*, **46**, 973.

- [57] R. BLANFORD and D. EICHLER, 1987, *Phys. Rep*, **154**, 1.
- [58] R. D. BLANFORD and J. P. OSTRIKER, 1978, *ApJ*, **221**, L29.
- [59] A. R. BELL, 1978, *MNRAS*, **182**, 147.
- [60] M. A. MALKOV and H. J. VOELK, 1995, *A & A*, **300**, 605.
- [61] R. A. MEWALD et al., 2001, *Space Science Review*, **99**, 27.
- [62] P. L. BLANFORD and R. G. STROM, 1993, *A & A*, **275**, 659.
- [63] P. O. LAGAGE and C. J. CESARSKY, 1983, *A & A*, **128**, 223.
- [64] H. J. VOELK and P. L. BIERMANN, 1988, *ApJ*, **333**, L65.
- [65] J. R. JOKIPII, 1987, *ApJ*, **313**, 842.
- [66] M. A. MALKOV and L. O'C. DRURY, 2001, *Rep. Prog. Phys*, **64**, 429.
- [67] T. NAITO and F. TAKARA, 1994, *J. Phys. G: Nucl. Part. Phys.*, **20**, 477.
- [68] T. K. GAISSER, et. al 1998, *ApJ*, **492**, 219.
- [69] L. O'C. DRURY, et. al 1994, *A & A*, **287**, 959.
- [70] T. A. PORTER, et. al 2006, *ApJ*, **648**, L29.
- [71] E. G. BEREZHKO and H. J. VOELK, 2006, *A & A*, **451**, 981.
- [72] AHARONIAN et al., 2008, *A&A*, **353**, 477.
- [73] W. VOGES et al., 2000, *IUA Circ*, **7432**, 3.
- [74] A. J. GREEN et al. 1999, *ApJS*, **122**, 207.
- [75] M. J. VORSTER et al., 2013 *ApJ*, **773**, 139.