

Emisión no térmica e infrarroja en torno a estrellas de gran masa

CINTIA S. PERI

Dirección: Dra. Paula Benaglia

Tesis de Doctorado en Astronomía

Diciembre 2014

**Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas
Universidad Nacional de La Plata**



El motivo de fondo de la tapa es un recorte del fresco del artista Rafael Sanzio, 'La escuela de Atenas'. Este fresco es parte de las obras que el pintor realizó en su estancia, en lo que hoy es el Museo del Vaticano, en Roma, Italia.

El recorte se centra en el personaje de Hipatia de Alejandría, quien vivió en la época de esplendor de la Biblioteca de esa ciudad griega. Hipatia es una de las primeras científicas de las cuales se tiene registro y se caracterizó por tener la intención de compartir los conocimientos con el pueblo.

Esta carátula es un homenaje a las mujeres científicas y a los que comparten que el conocimiento sea común a todos por igual.

Dumbo consiguió volar gracias a una pluma mágica, y, por el mismo motivo, es posible que un escritor sienta el impulso de recurrir a un verbo en pasiva o un adverbio maléfico. Antes de sucumbir, acuérdate de que a Dumbo no le hacía falta la pluma porque él también tenía magia.

Stephen King, *On writing*, 2000

Si la idea del Big Bang seguido por la expansión del Universo es correcta, que sucedió antes?
El universo carecía de toda materia y repentinamente la materia se creó? Cómo sucedió eso?
En muchas culturas la respuesta convencional es que un dios o varios dioses crearon el Universo de la nada.
Pero si tenemos el valor de seguir preguntando, debemos preguntarnos: de dónde vino Dios?
Si consideramos que es una pregunta sin respuesta, porqué no ahorrar un paso y decir que el origen del Universo no tiene respuesta?
O, si establecemos que Dios siempre existió, porqué no ahorrar un paso y decir que el Universo siempre existió?

Carl Sagan, Ann Druyan, Steven Soter, *Cosmos: a personal voyage*, 1980

Agradecimientos

Si bien el Doctorado lo desarrollan básicamente el Doctorando y su director, quiero hacer extenso mi profundo agradecimiento a todas las personas que estuvieron presentes en estos años.

A Paula Benaglia, mi directora.

Estoy muy agradecida por la dedicación que Paula entregó día a día en mi formación. No sólo me enseñó astrofísica y reducción de datos, sino que me impulsó a capacitarme, viajar, presentarme a congresos, Escuelas, etc., y también se preocupó, en todo momento, por mi bienestar como persona. Gracias por los mates en la ofi, por las veces que me sacaste del IAR, por algún que otro regalito, por preocuparte que tenga todo lo que necesite en mi trabajo, y por regalarme el conocimiento que te dió la experiencia como Astrónoma. Te agradezco muchísimo este tiempo que compartimos, tanto en lo profesional como en lo humano, que no fue corto.

Quiero agradecer a las tres personas que accedieron a ser parte del Tribunal examinador de esta Tesis: Sergio Parón, Alberto Noriega-Crespo y Roberto Gamen. Creo que tenerlos como evaluadores aportará muy buenos resultados en mi formación, y será una experiencia enriquecedora. Es un honor para mi tenerlos como jurado. Agradezco el tiempo que le dedican a leer esta Tesis. Espero no aburrirlos y que sea algo ameno.

Gracias al grupo GARRA. Desde mi Licenciatura estoy trabajando en el grupo, y me siento muy cómoda en él. Siempre compartimos buenos momentos, conocimientos, y reuniones tanto profesionales como personales. Gracias por dejarme ser parte del grupo.

Agradezco a mis compañeros del IAR con los que compartí muchos buenos momentos en los comienzos de mi Doctorado. María, Flor, Fer, Monany y Juli. Gracias por tantos almuerzos plagados de chistes, salidas, asados, empanadas y chacareras. Me ciegan de tanto cariño ;)

Gracias a los compas más nuevos del IAR. Clemen, Santi, Dani, Manuel, Matías, Caro, Fede, Ale, Jota, Lau, Gaby. Una vez más agradezco un montonazo de lindos momentos, sentados cerca de la antena almorzando, en el Comedor, o disfrutando de una imitación del Pictionary en el parque.

Gracias a mis compas de oficina, Lau, Fede y Ale. En especial agradezco a Lau.

Gracias a Fede B., Fer y Juan, quienes me ayudaron en cuestiones informáticas en todo momento que lo necesité. Gracias Fer por compilar esta Tesis.

Gracias al IAR por brindarme un lugar de trabajo, y gracias a todo el personal que hace posible que el Instituto funcione.

Gracias a TODOS los que alguna vez me llevaron en ese kilómetro y medio del Parque Pereyra.

Gracias a CONICET por financiar mi Doctorado.

Gracias a la Facultad de Ciencias Astronómicas por mi formación, y a todos aquellos que trabajan para hacer del Observatorio un lugar agradable, formativo, y profesional.

Gracias a mis compañeros de cátedra en la Facultad, por los momentos compartidos, por comprender cada vez que viajé, y por enseñarme tanto del Análisis Numérico, Pablo.

Gracias a mis amigos de la Facu, a todos los que conocí en el Obser. Son de las cosas más lindas que me pasaron en la vida.

Gracias a mis amigos de siempre. A veces no se entiende muy bien lo que hago, pero allí están, siempre a mi lado. Gracias Romi por mi ahijado, Gonza.

Gracias a mi familia. Mis padres, mi hermana, mi abuela, mis primos, y los más chiquitos, la nueva generación.

Gracias a mis amigos tangueros. Gracias a mis compañeros de running y a Seba, ellos sí que saben dar aliento. Correr la media maratón entrenando con ustedes fue un placer, y una meta hermosa de cumplir.

Por último, quisiera dedicar un afectuoso homenaje a Gisela Romero. Pasó por mi vida un breve lapso de tiempo, y siempre la reencontraba en Escuelas o viajes de trabajo, pero aprendí de ella muchísimo. Compartimos un viaje de paseo en una oportunidad, en el cual nos pasó de todo, pero siempre nos reímos. Gracias Gisela por todos los momentos que estuviste presente, por las charlas profundas sobre la vida, por disfrutar de cada pequeño detalle, y por enseñarme tanto en tan corto tiempo.

Índice general

1	Introducción	13
2	Estrellas de alta velocidad	19
2.1	Definición y origen dinámico	19
2.2	Efectos en el medio ambiente	22
2.2.1	Regiones HII	23
2.2.2	Burbujas interestelares	24
2.2.3	Bow shocks	26
2.3	Emisión electromagnética de <i>bow shocks</i>	30
2.3.1	Bajas energías	30
2.3.2	Altas energías y conexión radio- γ	32
2.4	Aporte específico de la Tesis	33
3	Catálogo E-BOSS 1	35
3.1	Búsqueda	35
3.2	Bases de datos utilizadas	36
3.2.1	Infrarrojo	36
3.2.2	Óptico	37
3.2.3	Radio	37
3.3	Muestras	38
3.4	Resultados	38
3.4.1	Catálogo E-BOSS 1	42
3.5	Estadística	43
3.6	Estudios en radioondas	44
3.7	Discusión	45

4	Catálogo E-BOSS 2	55
4.1	Búsqueda y bases de datos utilizadas	55
4.2	Muestras	55
4.3	Resultados	57
4.4	Catálogo E-BOSS 2	63
4.5	Estadística	65
4.6	Estudios en radioondas	67
4.7	Discusión	68
5	Radioobservaciones hacia <i>bow shocks</i>	77
5.1	Trabajos posteriores y paralelos a E-BOSS 1	77
5.1.1	Modelos radiativos y detecciones en altas energías	77
5.2	Radioobservaciones	79
5.3	Discusión	85
6	Regiones de formación estelar	87
6.1	El origen de las estrellas	87
6.2	Protoestrellas de gran masa	88
6.3	Emisión en sistemas protoestelares y objetos HH	91
6.4	Aporte específico de la Tesis	93
7	Tres sistemas con estrellas en formación	95
7.1	El sistema de IRAS 18162-2048	95
7.1.1	Emisión de HH 80 en el rango de rayos X	98
7.1.2	Datos de XMM-Newton	99
7.1.3	Datos de Chandra	100
7.1.4	Contrapartes en óptico e infrarrojo	100
7.1.5	Discusión	101
7.2	El sistema de IRAS 16547-4247	102
7.2.1	Observaciones GMRT	103
7.2.2	Discusión	104
7.3	RCW 49 y Westerlund 2	105
7.3.1	Estudio de las fuentes en la zona	108
7.3.2	Distancia	109
7.3.3	Discusión	109
8	Conclusiones	113
A	Radiointerferometría	119
A.1	Definiciones básicas	119
A.2	Radiotelescopio de disco simple	121

A.3	Arreglos de antenas: interferómetros	124
A.4	Calibración y edición	128
B	Procesos radiativos no térmicos	129
B.1	Partículas elementales	129
B.2	Distribución de partículas relativistas	130
B.2.1	Procesos de aceleración	131
B.2.2	Procesos radiativos	132
B.2.3	Escape de las partículas	136
B.2.4	Distribuciones espectrales de energía	136
B.2.5	Tiempos de enfriamiento	139
B.2.6	Tiempos característicos de aceleración y escape	139
B.2.7	Energía de quiebre y máxima	140
C	Publicaciones relacionadas a la Tesis	141
	Bibliografía	143
	Books	143
	Thesis	143
	Articles	144
	Proceedings	152



Resumen

La presente Tesis de Doctorado tiene como objetivo realizar aportes en el estudio observacional de ciertos objetos que producen emisión no térmica y contribuir con nuevos datos para un mayor entendimiento de la conexión existente entre la radiación electromagnética a bajas y altas energías del espectro, lo que se conoce como radioondas y rayos γ , respectivamente.

Hemos estudiado, por un lado, objetos en emisión producidos por estrellas de alta velocidad. Estos objetos se producen gracias a la interacción de esas estrellas con el medio interestelar. Dado que estas fuentes han sido poco exploradas observacionalmente, hemos realizado búsquedas en imágenes públicas de telescopios infrarrojos, y generamos catálogos que las listan. Se conoce sólo uno de estos objetos con emisión en radio; por lo tanto, hemos analizado cuáles de los objetos podrían emitir radioondas para poder, a largo plazo, dedicar tiempo de observación en radiotelescopios y caracterizar la zona y tipo de emisión. Hemos obtenido horas de observación en el radiointerferómetro VLA, y mostramos los resultados.

El segundo tipo de fuentes que estudiamos son sistemas generados por protoestrellas de gran masa. Se han reportado pocos casos de protoestrellas de gran masa con emisión térmica en la parte central y emisión no térmica en los radiolóbulos localizados en sus *jets*. Hemos analizado el caso de una protoestrella donde encontramos emisión en rayos X proveniente de uno de sus lóbulos, la cual pudo ser explicada por medio de emisión no térmica. Luego, hemos observado el sistema de otra protoestrella de gran masa para el cual generamos mapas de emisión en radio en frecuencias no observadas hasta el momento, con una calidad sin precedentes en la zona. Estos mapas y mapas complementarios aportarán información valiosa para los modelos teóricos de emisión en altas energías.

Por último, hemos investigado la relación entre una fuente de rayos γ extendida HESS y el supercúmulo Westerlund 2 y la región de hidrógeno ionizado circundante, RCW 49, a través de observaciones dedicadas en ondas centimétricas y datos infrarrojos.

1 — Introducción

La Astronomía y Astrofísica estudian el Universo a través de la detección de diferentes tipos de señales que arriban de distintos objetos celestes, y de la construcción de modelos físicos que intentan explicar la naturaleza y comportamiento de las fuentes y del Universo a gran escala. La contrastación entre los datos y modelos sufre una continua evaluación día a día.

Las señales que emiten los objetos celestes abarcan desde radiación electromagnética hasta emisión de partículas como neutrinos u ondas gravitacionales. La Astronomía se desarrolló desde sus comienzos y durante muchos siglos estudiando principalmente la emisión electromagnética, y especialmente el rango visual del espectro. Durante el siglo XX los desarrollos tecnológico y teórico revolucionaron el avance de la Astronomía en todas sus áreas.

La Astronomía, en sus orígenes, se valía de la observación del cielo a ojo desnudo, y se mantuvo de esa forma durante muchos siglos hasta que se desarrollaron distintos instrumentos que ayudaban a localizar objetos celestes con mayor calidad. El desarrollo del telescopio óptico por parte de Galileo Galilei, a principios del 1600, significó un gran avance en los estudios astronómicos y astrofísicos de la época. No muy lejos en el tiempo, el físico J. Maxwell estudiaba los fundamentos de la luz y el espectro electromagnético. Gracias a la teoría de la Electrodinámica planteada por Maxwell, se pudo comprender que la luz es una onda electromagnética que se mueve a una velocidad de aproximadamente 300000 km/s. En el siglo XX el físico M. Planck descubrió que los fotones poseen energía que está cuantizada¹ y logró desarrollar de manera teórica las ideas sobre la emisión de cuerpo negro. Este tipo de emisión no sólo podía estudiarse en laboratorios terrestres, sino que además era la que se observaba en la mayoría de los objetos celestes. Un hecho que enaltece la limitación del estudio casi exclusivo al rango visual, es que no todas las ondas electromagnéticas que llegan a la Tierra pueden atravesar la atmósfera y el

¹ $E = h\nu$, siendo E la energía de un fotón, ν su frecuencia y $h = 6,6161 \times 10^{-27}$ erg s la constante de Planck. Los fotones poseen energía con valores múltiplos de $h\nu$. Además, la relación entre la longitud de onda λ y la frecuencia ν , está dada por $c = \lambda\nu$, siendo $c \sim 300000$ km s⁻¹ la velocidad de la luz en el vacío.

desarrollo de dispositivos tales como satélites aún no se encontraba en plena acción. Se puede visualizar en la Figura 1.1 una representación donde se observan las bandas del espectro y la opacidad que la atmósfera interpone a los fotones según la longitud de onda que posean. También se puede apreciar que la banda visual del espectro es una porción pequeña de él. Otro factor que limitaba los estudios al rango óptico era la falta de construcción de detectores en bandas de energía distintas. Hasta el siglo XX las observaciones astronómicas se realizaban mayormente en el rango óptico del espectro, con un pequeño aporte en el infrarrojo.

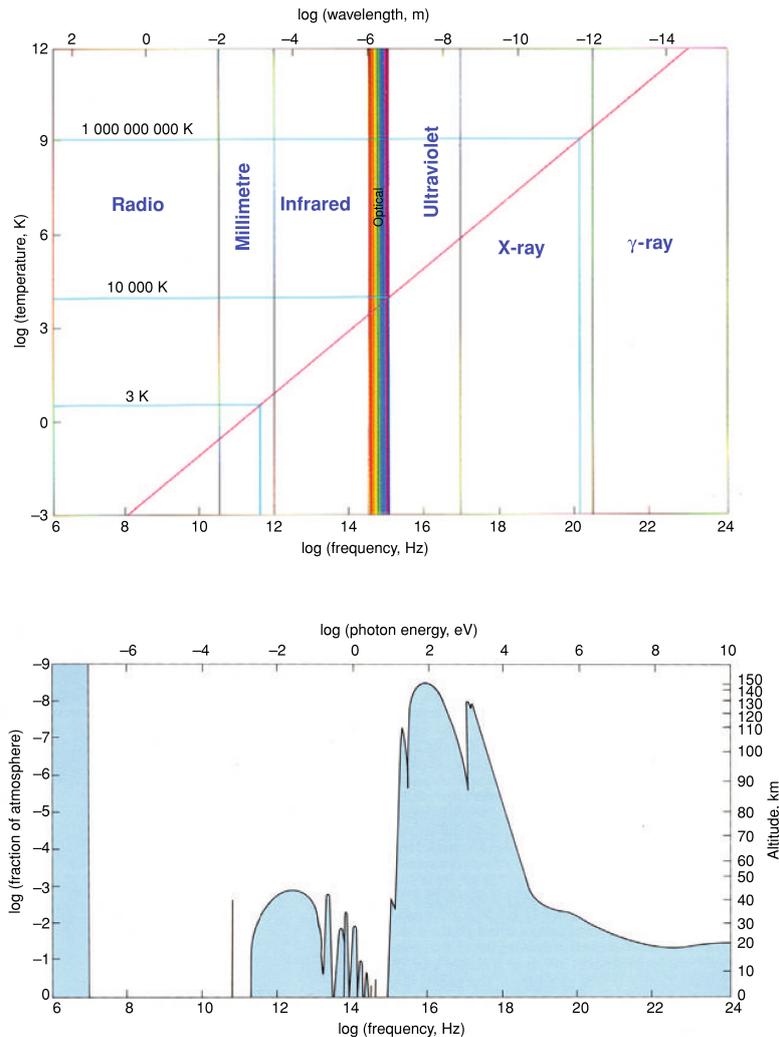


Figura 1.1. *Arriba:* la línea roja representa la mayor energía que puede emitir un cuerpo negro a cierta temperatura, según la longitud de onda (o frecuencia). Se muestran también las bandas del espectro electromagnético. *Abajo:* transparencia de la atmósfera para las diferentes bandas del espectro. La línea negra da las diferentes alturas sobre el nivel del mar para las cuales la atmósfera es transparente, según la longitud de onda (Longair, 2011).

A fines del siglo XIX las radioondas eran ampliamente estudiadas y comprendidas, y se utilizaba la radiocomunicación en Tierra de manera usual. Sucesivos intentos de detección de fuentes celestes fuera del rango visual, sobre todo en radioondas, no tuvieron éxito durante varias décadas. En los '30, el ingeniero Karl G. Jansky detectó por primera vez y por accidente radioondas provenientes de la Vía Láctea, en la longitud de onda de 14,6 m, mientras trabajaba en los laboratorios Bell en Estados Unidos. Unos años

después, G. Reber construyó una radioantena en su patio con la cual realizó mediciones del cielo a una longitud de onda más baja, del orden de cm. En la década siguiente sus resultados fueron publicados en dos artículos de la revista científica *The Astrophysical Journal* y en uno de ellos mostraba mapas de todo el cielo en radio.

Durante esa época creció ávidamente la Radioastronomía. Se comenzaron a construir radioantenas especialmente dedicadas y arreglos de antenas en donde se aplicaba la entonces nueva técnica de radiointerferometría. A pesar de las duras condiciones dadas por la Segunda Guerra mundial, científicos alemanes, ingleses, de la Unión Soviética y nuevamente de Estados Unidos, lograron realizar novedosas observaciones radioastronómicas del Sol, del material galáctico interestelar, y de líneas espectrales en radio. También se realizaron por primera vez radioobservaciones de objetos extragalácticos como la galaxia Cygnus A, que hoy se sabe es un *quasar*, y de un remanente de supernova de los más estudiados, Cassiopeia A. Pero no todo estaba tan claro: J. S. Hey, físico y astrónomo inglés, planteaba la existencia de una emisión en radio que no parecía tener origen térmico. Había fuentes que no podían explicarse por medio de la emisión térmica: ni la de cuerpo negro, ni la de Bremsstrahlung² (libre-libre). Hacia los '50, la Radioastronomía constituía una nueva y consolidada rama de la ciencia.

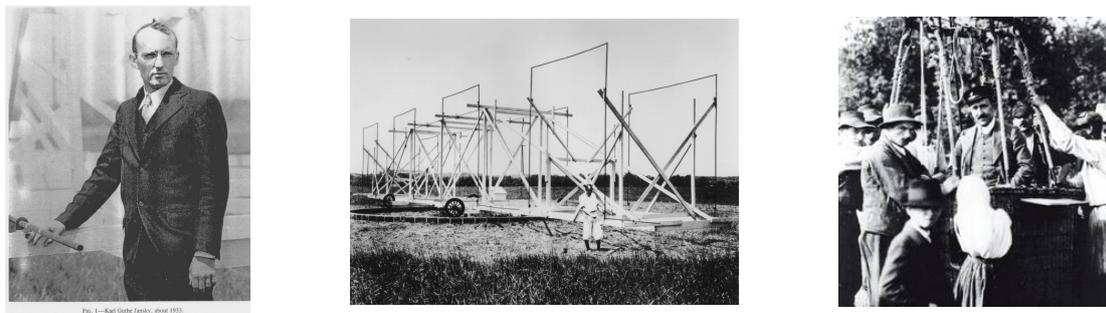


Figura 1.2. *Izquierda:* fotografía de Karl G. Jansky; *centro:* imagen de la antena construida por Jansky con la cual detectó emisión en radio proveniente de la Vía Láctea. Crédito: NRAO National Radio Astronomy Observatory, 'What is Radio Astronomy? History'. *Derecha:* Victor F. Hess en uno de los globos que construyó para realizar mediciones. Crédito: CERN timelines Web.

La Astrofísica relativista, o de altas energías, tuvo en sus principios un desarrollo independiente de la Radioastronomía. Desde comienzos del siglo XX se realizaron diversos experimentos atómicos y desarrollos teóricos donde se estimaban diferentes parámetros esperados para los fotones γ : desde cálculos de longitudes de onda esperadas, hasta posibles fuentes galácticas observables. A pesar de estos conocimientos, la tecnología desarrollada no era suficiente y la detección de fotones γ celestes no se hacía realidad. Dado que los fotones γ no atraviesan la atmósfera, y aún más, interaccionan con ella, debe captárselos elevándose en altura. Además, había que tener en cuenta la contribución de los rayos cósmicos, otro tipo de radiación de altas energías que no sólo puede estar presente, sino también interaccionar con el material con que se construyen los detectores. Tanto los rayos γ como los cósmicos no habían sido detectados a principios del siglo XX.

El físico Victor F. Hess³ comenzó un estudio que pretendía analizar un tipo de radiación ionizante que se encontraba en la atmósfera y fue uno de los primeros en realizar experimentos a bordo de globos, en la década del '10. A medida que aumentaba en altura, la emisión no disminuía en forma considerable, y así Hess descubrió una fuente celeste de altas energías: los rayos cósmicos.

²Interacción núcleo-electrón, que produce fotones en radiofrecuencias.

³<http://timeline.web.cern.ch/events/victor-hess-discovers-cosmic-rays>

En los '50 se llegó a la conclusión de que la atmósfera ocultaba las posibles fuentes de rayos γ galácticas. En los '60 se logró detectar por primera vez fotones γ del cielo por medio de un detector a bordo del satélite Explorer, y en la misma década se logró observar el centro galáctico en altas energías.

A partir de entonces, y de forma similar a la Radioastronomía, la Astrofísica de altas energías creció a pasos agigantados. Desde los '50 en adelante, no sólo se han superado las cuestiones técnicas, sino que se ha avanzado un gran trecho en lo que concierne al desarrollo de modelos teóricos y descubrimiento de gran cantidad de fuentes de fotones de altas energías. Actualmente se cuenta con detectores de rayos γ a bordo de satélites y en Tierra. Estos últimos aprovechan la producción de la emisión de tipo Cherenkov en el óptico que genera un fotón de muy alta energía una vez que ingresó a la atmósfera para detectar de forma indirecta fuentes de muy altas energías.

Estas dos jóvenes áreas de investigación, la Radioastronomía y la Astrofísica de altas energías, confluyen en lo que se conoce como emisión no térmica.

La emisión térmica se da en sistemas de partículas donde existe equilibrio termodinámico local y puede justificar la existencia de fotones solamente hasta el rango de los rayos X. La radiación no térmica sucede fuera del equilibrio termodinámico local y se da en presencia de partículas cargadas relativistas en interacción con campos de materia, de fotones, o magnéticos. Además, este tipo de emisión no sólo explica la generación de fotones que poseen energías desde el rango de radio hasta los rayos X, sino que permite explicar la producción de fotones del rango γ . La caracterización en ondas de radio de la emisión sincrotrón, de origen no térmico, brinda parámetros que pueden ser utilizados en modelos del resto de los procesos radiativos no térmicos, los cuales cubren todo el espectro electromagnético.

Existen actualmente extensos catálogos de fuentes γ , entre las cuales se hallan galaxias activas, pulsars, *quasars*, *microquasars*, remanentes de supernova y estrellas con choque de vientos, entre otros. Muchas de las fuentes de fotones γ que los instrumentos de altas energías han detectado no han sido identificadas con fuentes en otros rangos de energía. También sucede que, dadas las grandes incertezas que existen en la localización espacial de las fuentes γ , se las puede identificar con más de una contraparte en otras longitudes de onda. Se puede apreciar en la Figura 1.3 un gráfico porcentual obtenido a partir del último catálogo de las observaciones realizadas por el satélite *Fermi*, donde en color rojo se representan las fuentes no identificadas: un 31% del total (2011).

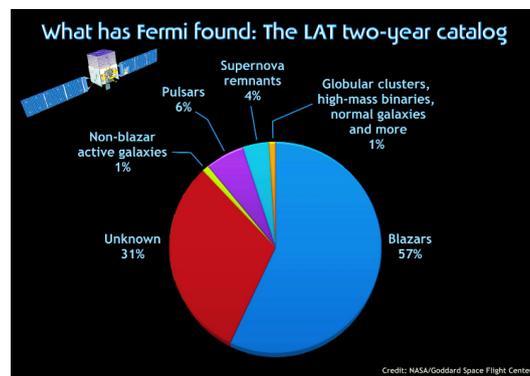


Figura 1.3. En este gráfico se representa porcentualmente el tipo de fuentes halladas en catálogos de longitudes de onda distintas a γ , para el segundo catálogo de *Fermi*. Un 31% de las fuentes detectadas no tiene una contraparte en otras bandas. Crédito: NASA/Goddard Space Flight Center.

Dado que los procesos no térmicos, y por ende, los fotones de altas energías, se

producen en la interacción de partículas relativistas cargadas con campos de materia, de fotones, o magnéticos, estudios multifrecuencia son el camino más adecuado para caracterizar la naturaleza y características de las fuentes no identificadas.

Existen varias razones que hacen que las fuentes no térmicas sean emisores multibanda. Es muy poco usual en la naturaleza que una fuente produzca fotones en un valor de energía específico o un rango acotado. Por otra parte, también es poco frecuente que se dé un sólo proceso radiativo de manera que no se produzcan fotones en ciertos rangos de energía. Por ejemplo, por medio del proceso sincrotrón, los electrones relativistas pueden emitir fotones desde la banda de radio hasta rayos X blandos, y por medio de la dispersión Compton inversa pueden producir fotones desde los rayos X duros hasta γ . También puede darse que partículas de muy alta energía, a medida que la pierden, emitan fotones a más bajas energías.

En esta Tesis de Doctorado aportamos información que puede ser de utilidad en el estudio de fuentes de altas energías no identificadas hasta el momento. Estudiamos el entorno de dos tipos de objetos astrofísicos que podrían generar fotones en el rango X ó γ del espectro: estrellas de alta velocidad y protoestrellas de gran masa.

Las estrellas de alta velocidad, o *runaway* por su nombre en inglés⁴, perturban el medio interestelar (MIE) a medida que se mueven. En la zona de material alterada, se producen procesos térmicos y no térmicos. Por ejemplo, los fotones ultravioletas estelares calientan el polvo que luego emite fotones en el infrarrojo. Por otra parte, también se producen ondas de choque, y en el entorno de la discontinuidad generada por estas ondas pueden acelerarse partículas hasta velocidades relativistas por medio de mecanismos como el de Fermi de primer orden. Estas partículas podrían interactuar con campos de materia, de fotones, y magnéticos, y generar la producción de fotones de altas energías.

El primer caso detectado en ondas de radio con evidencia de emisión sincrotrón es el del *bow shock*⁵ generado por la estrella supergigante de gran masa y alta velocidad BD +43° 3654, ubicada en la zona de la asociación Cygnus OB2 (Benaglia, Romero y col., 2010). Modelos radiativos no térmicos indican que la fuente podría ser detectada por instrumentos como CTA Norte, hecho que provoca la búsqueda y análisis de más fuentes de este tipo.

Las zonas de formación estelar y protoestrellas también podrían vincularse a fuentes de altas energías. Por ejemplo, en las zonas terminales de los flujos que generan las protoestrellas se produce un escenario muy similar a los *bow shocks*, en lo que se conoce como objetos Herbig-Haro. También se sospecha que la acción colectiva de los vientos de muchas estrellas jóvenes de gran masa puede acelerar partículas hasta velocidades relativistas y éstas interactuar con diferentes campos.

Son pocas las protoestrellas de gran masa donde se han hallado evidencias de emisión no térmica en radio, entre ellas las relacionadas a Serpens, HH 80-81, Cepheus A, W3 (H₂O), L778 VLA 5 e IRAS 16547-4247 (ver Carrasco-González y col. 2010 y referencias allí). Hemos elegido dos casos, IRAS 16547-4247 y 18162-2048 (vinculado a HH 80), los cuales son descritos en la Tesis. Luego, una región de formación estelar muy estudiada en relación a una fuente de alta energía detectada por HESS también forma parte de esta Tesis (Aharonian y col., 2007). El supercúmulo Westerlund 2 estaría vinculado a la fuente de altas energías y nuestra intención es poder aportar nueva información al respecto.

⁴Utilizaremos el término estrella *runaway* o de alta velocidad de manera equivalente en todo el texto.

⁵El término *bow shock* tiene su origen en la comparación de lo que producen las estrellas en el medio interestelar con las perturbaciones generadas por los barcos en el agua, por lo tanto la traducción a 'choque de proa' no la usaremos pues carece de sentido en este contexto.

2 — Estrellas de alta velocidad

Resumen

En este capítulo introducimos los conceptos básicos y características generales sobre las estrellas de alta velocidad y sus orígenes. Trataremos sobre los efectos que producen las estrellas de gran masa en el medio circundante, y especialmente sobre las estructuras en emisión conocidas como *bow shocks* por su nombre en inglés. Describiremos modelos que explican estas fuentes así como la radiación electromagnética que producen.

2.1 Definición y origen dinámico

Las estrellas de alta velocidad, conocidas como *runaway stars* por su nombre en inglés, son estrellas que se mueven con una velocidad espacial alta respecto a la velocidad de rotación media galáctica, respecto al medio interestelar y al resto de las estrellas que las circundan (Blaauw, 1961). Existe otro tipo de estrellas que poseen velocidades espaciales peculiares altas, por ejemplo las estrellas de hipervelocidad (ej.: Heber y col. 2008), pero en esta Tesis nos limitamos a las conocidas como *runaway stars* y que describimos a continuación.

El origen de las altas velocidades de las estrellas *runaway* puede ser explicado por dos mecanismos. El primero de ellos es el escenario de eyección dinámica (Poveda, Ruiz y Allen, 1967; Gies y Bolton, 1986; Leonard, 1990; Fujii y Portegies Zwart, 2011), en el cual se propone que, en el núcleo de sistemas estelares jóvenes y compactos se dan interacciones gravitacionales entre estrellas y alguna de ellas obtiene una gran velocidad y es expulsada del sistema. Las interacciones gravitatorias pueden darse entre un sistema binario y una estrella, entre dos sistemas binarios, o incluso entre varios sistemas múltiples (Fig. 2.2).

El otro marco es el escenario de supernova binaria (Blaauw, 1961; Stone, 1991). En un sistema estelar binario donde tiene lugar una explosión de supernova, la estrella compañera de gran masa obtiene un impulso que la desplaza fuera del sistema original con una velocidad de movimiento aproximada a la velocidad orbital que poseía.

El sistema binario puede evolucionar de diferentes maneras. Si el sistema contiene

una estrella de baja masa, ésta acreta material de la de gran masa y se produce una explosión de supernova, resultando la estrella de gran masa expulsada. Si el sistema binario está compuesto por dos estrellas de gran masa, se pueden dar varias situaciones (Moffat, Marchenko y col., 1998). La componente que posea mayor masa evolucionará más rápido y pasará a la fase de Wolf-Rayet para luego explotar como supernova. Si la explosión es simétrica el sistema queda ligado y como resultado se genera una binaria X de alta masa (HMXB, *high mass X-ray binary*, objeto compacto más estrella de gran masa, ej.: Moffat, Marchenko y col. 1998, van Kerkwijk y col. 1992, Gvaramadze, Röser y col. 2011). Posteriormente tendrá lugar una explosión de supernova en la otra estrella y como resultado se produce un sistema binario de pulsars. En muy pocos casos resultan dos pulsars binarios (de Cuyper, 1982; de Cuyper, 1985). Si la primera explosión de supernova (cuando el sistema todavía posee una WR más una O) es asimétrica, el sistema puede disgregarse y resultar una estrella O de muy alta velocidad (*high velocity star*) y un pulsar de alta velocidad (de Cuyper, 1982; de Cuyper, 1985).

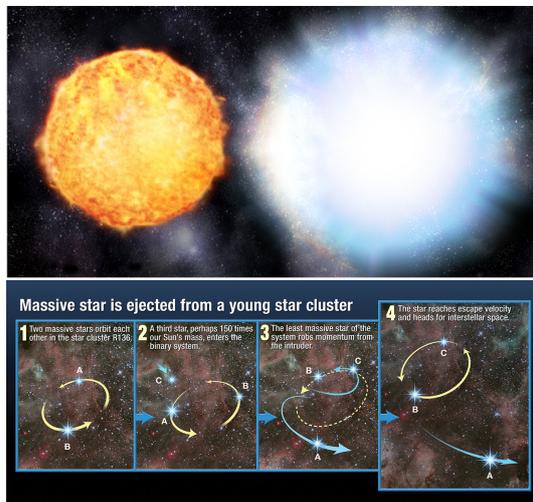


Figura 2.1. Esquemas representativos de los dos mecanismos generadores de estrellas *runaway*. *Arriba*: escenario supernova binaria. Crédito: NASA's Chandra X-ray Observatory Illustrations, M. Weiss. *Abajo*: escenario de eyección dinámica. Crédito: HubbleSite News center, News Release: STScI-2010-14.

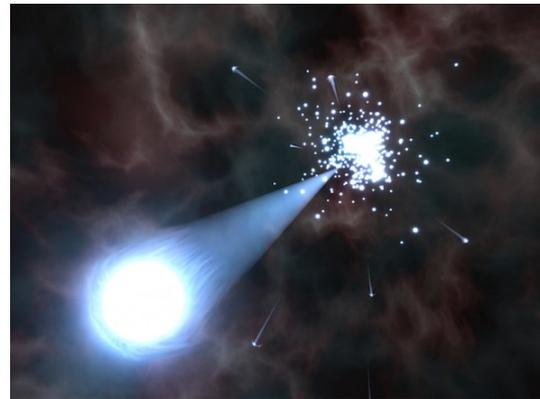


Figura 2.2. Impresión artística de una estrella *runaway* eyectada de un cúmulo denso. Crédito: Tomohide Wada/Four-Dimensional Digital Universe Project (4D2U), NAOJ.

Un aspecto interesante de las estrellas de alta velocidad y los mecanismos que las generan es que, una vez que se halla una de ellas, se pueden rastrear los objetos estelares con los cuales originalmente interaccionó. Si la estrella *runaway* fue expulsada por una supernova, puede encontrarse el pulsar o remanente producto de la explosión. En otros casos, puede hallarse alguna componente estelar que también fue disparada a gran velocidad como consecuencia de la interacción gravitacional. Además, debido a que la mayoría de las estrellas de alta velocidad son de tipo espectral temprano y relativamente jóvenes (hasta unos 50 Myr), no recorren más que algunos kpc desde su lugar de origen. Este hecho hace que en algunas ocasiones se pueda localizar el cúmulo o asociación de donde escaparon, y la edad de la estrella y cúmulo. Este método puede tener grandes márgenes de error debido a las incertezas existentes en las mediciones de velocidades y movimientos propios estelares.

A pesar de que en la literatura existe debate sobre cuál de los dos mecanismos de expulsión domina en la generación de estrellas *runaway*, se han hallado evidencias de

ambos. Hoogerwerf, de Bruijne y de Zeeuw (2000) muestran ejemplos de ambos casos. Las estrellas AE Aurigae, μ Columbae y ι Orionis se interceptaron hace ~ 2.5 Myr en el cúmulo Trapecio, y sus altas velocidades resultaron del encuentro de binarias (interacción gravitacional). Luego, ζ Ophiuchi y el pulsar PSR J1932+1059 (1 Myr aproximadamente) parecieran provenir ambos de Upper Scorpius (subgrupo estelar de la asociación Scorpius-Centaurus) y ser producto del escenario supernova binaria. Gvaramadze, Kniazev, Chené y col. (2013) también han hallado evidencias de interacciones gravitacionales (encuentro entre tres objetos) para estrellas provenientes del cúmulo joven NGC 3603.

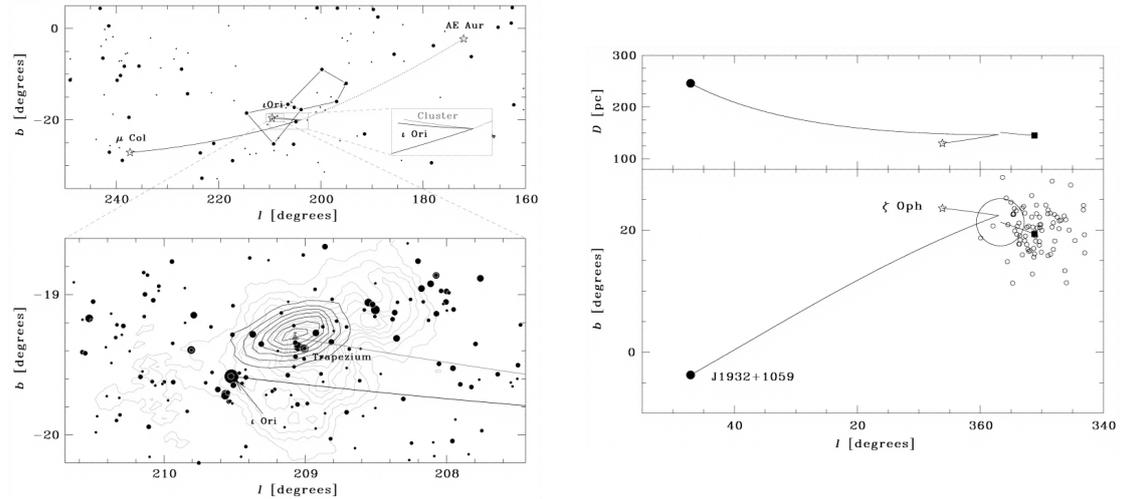


Figura 2.3. En esta figura se muestran los dos ejemplos de Hoogerwerf y col. (2000) donde se hallaron evidencias de los mecanismos de generación de estrellas *runaway*. *Izquierda:* eyección dinámica (encuentro gravitacional). En la parte superior se ven las trayectorias calculadas para AE Aur, ι Ori y μ Col y la constelación de Orión como referencia. En la parte inferior se hace un aumento sobre la zona del cúmulo Trapecio. *Derecha:* ejemplo de supernova binaria. Se estimaron las trayectorias de ζ Oph y el pulsar PSR J1932+1059, y se presenta al grupo de estrellas Upper Scorpius, de donde parecen provenir ambos objetos.

La mayoría de las estrellas *runaway* reportadas son de tipos espectrales O y B (Hoogerwerf, de Bruijne y de Zeeuw, 2000), y se estima que entre un 10 y 30% de las estrellas O son de alta velocidad, y entre un 5 y 10% de las estrellas B se comportan de la misma forma (Gies, 1987; Stone, 1991). Los porcentajes de estrellas *runaway* sobre el total de la población de tipo O y B pueden variar según la definición que se adopte.

Algunos autores definen como estrellas *runaway* a aquellas cuya velocidad espacial peculiar¹ supera los 40 km s^{-1} (Blaauw, 1961), o 30 km s^{-1} (Gies y Bolton, 1986), mientras que otros las han estudiado en base a mediciones de velocidades radiales (ej.: Cruz-González y col. 1974) o tangenciales (ej.: Moffat, Marchenko y col. 1998).

La distribución de velocidades medidas de estrellas de tipo temprano puede dividirse en dos conjuntos, ambos representados por curvas de tipo maxwellianas (Blaauw, 1961; Stone, 1991). Uno de los grupos contiene estrellas normales de Población I y de bajas velocidades; el otro, en cambio, está compuesto de estrellas de alta velocidad (Figura 2.4). A pesar de la distinción entre ambos grupos, y asumiendo que las estrellas *runaway* se encuentran en la segunda distribución, es necesario establecer un criterio de corte en la velocidad para poder identificarlas como tales.

El problema que surge al definir este criterio de corte es que, si se establece un número de km s^{-1} a partir del cual una estrella es *runaway*, estrellas con menores velocidades quedarían excluidas. Las bajas velocidades para las estrellas que resultan

¹Velocidad estelar corregida por movimiento solar y movimiento de rotación galáctico.

descartadas pueden explicarse por medio de una expulsión lenta del sistema original (Tetzlaff, Neuhäuser y Hohle, 2011), o de la pérdida paulatina de la gran velocidad de expulsión luego de transcurrido el tiempo (van Buren, Noriega-Crespo y Dgani, 1995).

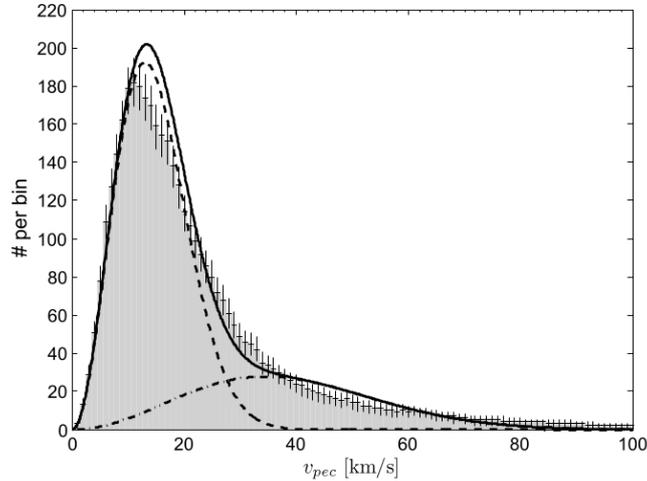


Figura 2.4. El histograma en color gris representa la distribución de velocidades espaciales peculiares para la muestra de estrellas estudiadas por Tetzlaff y col. (2011). Las dos curvas punteadas son las distribuciones maxwellianas para el conjunto de estrellas de baja y alta velocidad, que se intersectan en $v_{pec} \sim 28 \text{ km s}^{-1}$.

Tetzlaff y col. (2011) realizaron un trabajo que combina varios de los criterios mencionados de manera de obtener la mayor cantidad posible de candidatas a estrellas *runaway*. Los autores tomaron, del catálogo *Hipparcos* (van Leeuwen, 2007), 7663 estrellas jóvenes y a menos de 3 kpc del Sol y para todas ellas completaron, con fuentes de la literatura, los datos de velocidades radiales, tangenciales y espaciales peculiares. Luego, calcularon la probabilidad de ser *runaway* de cada una de las estrellas. También estudiaron algunas estrellas que mostraban altas velocidades respecto de su entorno. El resultado es una lista de 2547 estrellas candidatas a *runaway*. La probabilidad de ser *runaway* de todas ellas es mayor al 50% en al menos una de las componentes de la velocidad, y la contaminación debida a estrellas de baja velocidad (maxwelliana que contiene a estrellas de Población I) es de alrededor del 20%. En la lista resultante se agregaron estrellas reportadas en la literatura que no estaban contempladas en la muestra inicial, y estrellas que mostraban velocidades que hacían suponer que escapan de algún grupo estelar.

Los trabajos previos analizaban el origen de las estrellas *runaway* teniendo en cuenta las velocidades espaciales peculiares (Blaauw, 1961; Gies y Bolton, 1986), radiales (Cruz-González y col., 1974) o tangenciales (Moffat, Marchenko y col., 1998). El trabajo de Tetzlaff y col. (2011) aumentó la muestra de estrellas *runaway* reportadas al momento en un orden de magnitud al reunir todos estos criterios. A pesar del gran avance, el número de este tipo de estrellas conocido se encuentra en continua expansión y, gracias al desarrollo de instrumentos como Gaia², entre otros, el crecimiento sufrirá una incrementación mayúscula.

2.2 Efectos en el medio ambiente

Las estrellas interactúan con el medio interestelar (MIE) a través de sus campos de radiación y de la transferencia de masa, momento y energía por medio de los vientos

²<http://sci.esa.int/gaia/>

estelares. Las estrellas más calientes y jóvenes, de alta masa, emiten una cantidad importante de fotones ultravioletas (UV) y generan regiones de hidrógeno ionizado (HII) a su alrededor, a lo largo de su evolución. Las de baja masa producen nebulosas planetarias por medio de la ionización, en las fases previas a convertirse en enanas blancas.

La pérdida de masa dada por los vientos estelares produce un reciclaje de materia en el medio interestelar por medio del aporte de elementos resultantes de la nucleosíntesis estelar. Las estrellas de gran masa ($M > 8M_{\odot}$) son las que mayores efectos dinámicos causan en el MIE, dadas las grandes tasas de pérdida de masa que poseen y las altas velocidades de sus vientos que transfieren una cantidad considerable de momento al MIE. Los vientos estelares de este tipo de estrellas pueden producir lo que se conoce como burbujas.

El final violento de las estrellas de gran masa en explosiones de supernova, ya sea aisladas o en sistemas binarios, es uno de los fenómenos que más energía cinética aporta al MIE en menor tiempo: entre unos 10^{51} y 10^{52} ergios, en un lapso de tiempo del orden de segundos. Cuando un conjunto de estrellas de gran masa se halla en un cúmulo, los efectos de sus vientos y explosiones de supernova pueden generar supercáscaras, frecuentemente observadas en la Vía Láctea y otras galaxias espirales. Por último, los agujeros negros y las explosiones de rayos γ , son sin duda los objetos astrofísicos más extremos relacionados con el final de la vida de estrellas de gran masa que existen en el Universo.

2.2.1 Regiones HII

Las regiones HII son, básicamente, esferas de gas ionizado que rodean, en ocasiones en forma concéntrica, a las estrellas de gran masa. Los átomos de hidrógeno que circundan a estas estrellas son fácilmente ionizados por el campo de radiación estelar³, y específicamente por los fotones ultravioletas (UV) en el continuo de Lyman ($\lambda \leq 912 \text{ \AA}$), que poseen energía mayor a 13.6 eV (potencial de ionización del H). El límite entre el gas ionizado y neutro es lo que se conoce como frente de ionización (FI). La primera fase de la región HII sucede mientras el hidrógeno neutro es rápidamente ionizado y el FI avanza sobre el material.

Los electrones libres que se encuentran en la región se recombinan, y paralelamente continúa la ionización debido al arribo constante de fotones estelares. Una vez que se balancean las tasas de ionización y recombinación, se puede estimar el tamaño de la región HII, la cual es representada por una esfera de radio R_S (radio de Strömngren):

$$S_* = \frac{4}{3}\pi R_S^3 (xn)^2 \beta_2^2 \implies R_S = \left(\frac{3}{4\pi} \frac{S_*}{n^2 \beta_2} \right)^{1/3},$$

S_* es la tasa a la cual la estrella emite fotones ionizantes, n es la densidad numérica de átomos de hidrógeno, n_e la de electrones, x es el grado de ionización del hidrógeno (~ 1), y $n_e = xn$. β_2 es una aproximación del coeficiente de recombinación. Este cálculo es una estimación que no tiene en cuenta efectos dinámicos, y se realiza para la primer fase de la región HII. Además se considera el MIE homogéneo y de densidad constante (n en cm^{-3}), y la cantidad de fotones emitidos por la estrella constante en el tiempo (fotones s^{-1}). Si se toman valores típicos de una estrella O5.5V, y $n \approx 10^4 \text{ cm}^{-3}$, esta fase duraría unos 50 años y el radio de Strömngren sería $R_S \approx 0,15 \text{ pc}$.

³En un modelo simple (Dyson 1997) no se consideran moléculas en el medio interestelar, y además se toma como hipótesis que todos los átomos de hidrógeno están en el nivel fundamental debido a que el tiempo de vida de átomos de hidrógeno en niveles excitados es muy corto.

Las regiones HII no son estáticas. Tanto el material ionizado como el neutro están en movimiento. La presión del gas está dada por nkT , y debido a que tanto la temperatura del gas como el número de partículas aumenta (de 10^2 K a 10^4 K para T , y un factor 2 para n), la región HII se expande. El radio de la región HII depende del tiempo, pero mantiene su forma esférica (en el caso ideal).

Debido a que la expansión de la región HII tiene velocidad supersónica, se produce un frente de choque (FC) que precede al de ionización. Este choque altera los parámetros físicos del material, y en particular aumenta la densidad del medio. Entre el FC y el FI se acumula material neutro.

La expansión de la región HII cesa cuando la velocidad del fluido ionizado es del orden de la del medio sin perturbar. Si bien la primer fase de la región HII dura del orden de decenas de años, las siguientes fases pueden prologarse por miles de años.

Emisión.

En las regiones HII se producen distintos procesos radiativos que generan fotones en diferentes longitudes de onda.

La fotoionización producida por una estrella de gran masa cede energía constantemente al gas circundante y genera la presencia de iones y electrones libres. Cuando un electrón se recombina con un ion, el electrón se desplaza en cascada hacia niveles de energía cada vez menores, y emite líneas de recombinación. Las líneas de hidrógeno, helio y oxígeno ionizado una vez, suelen ser las más intensas. Los elementos más pesados que el hidrógeno son muy eficientes en hacer perder energía a la nube de gas, a pesar de ser mucho menos abundantes que el hidrógeno. En las regiones HII, las líneas espectrales son en general detectadas en el óptico, pero también pueden detectarse en radio.

Las partículas libres pueden interactuar y entonces se produce emisión en el continuo. El proceso de emisión que se produce en este tipo de interacción es el que se conoce como libre-libre (o bremsstrahlung térmico). En este proceso, un electrón libre pasa cerca de un núcleo que lo atrae y así pierde energía (se desacelera) y emite un fotón⁴. Este proceso tiene su mayor contribución en la banda de radio.

Por otra parte, los fotones UV de la estrella central calientan los granos de polvo presentes en la región HII, y luego éstos emiten fotones principalmente en la banda infrarroja del espectro.

2.2.2 Burbujas interestelares

Las estrellas de gran masa, además de ionizar el medio neutro a través de sus intensos campos de fotones, pierden masa desde sus atmósferas por medio de los vientos. Los vientos estelares están formados por material que se mueve con velocidades del orden de los miles de km s^{-1} , siendo el valor de $v_\infty = 2000 \text{ km s}^{-1}$ un número promedio representativo para la velocidad terminal. La pérdida de masa típica de una estrella de tipo O es del orden de $10^{-6} M_\odot \text{ yr}^{-1}$. La energía mecánica inyectada en el medio por medio del viento ($\dot{E}_* = \frac{1}{2} \dot{M}_* v_\infty^2$) resulta del orden de 10^{29} J s^{-1} (o del orden de $10^{51} \text{ erg s}^{-1}$), mientras que la otorgada por el campo de fotones UV en el continuo de Lyman es del orden de 10^{31} J s^{-1} . A pesar de la diferencia en dos órdenes de magnitud, la energía entregada por el viento resulta ser más eficiente que la de los fotones (Dyson 1997). La energía térmica aportada por el medio que compone el viento es despreciable.

En un modelo simplificado se supone que alrededor de una estrella de gran masa primero se genera una región HII; luego, se produce el efecto del viento. Dado que la

⁴Las partículas con carga positiva y negativa se atraen mutuamente y se aceleran, pero debido a que la masa del protón es mucho mayor que la del electrón, se considera al núcleo en reposo.

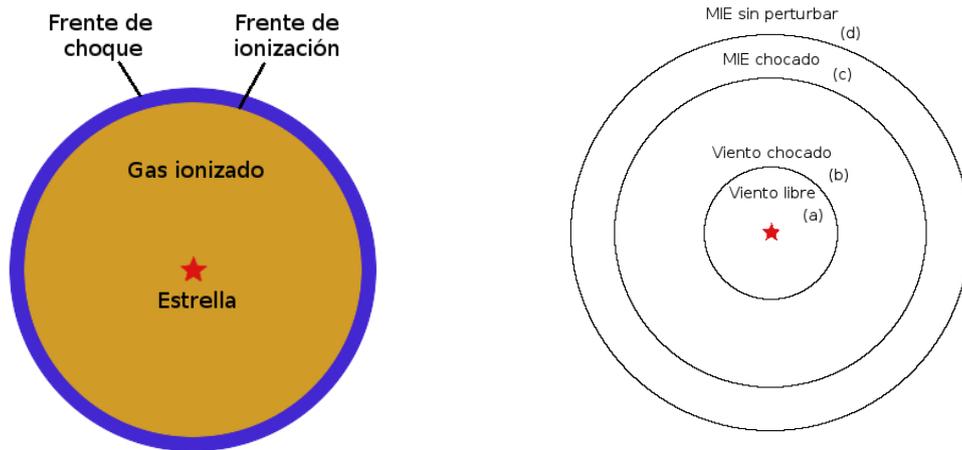


Figura 2.5. Esquemas ilustrativos de una región HII (Dyson 1997) y una burbuja interestelar (Weaver y col., 1977).

velocidad del viento es altamente supersónica, se genera una onda de choque en el medio interestelar (velocidad del sonido típica, $c_i = 10 \text{ km s}^{-1}$). El medio interestelar acumulado en combinación con el primer choque juegan el papel de pistón, y dado que el viento continúa actuando y siguen llegando partículas, se genera otro choque. Este segundo choque se conoce como reverso, y va en dirección a la estrella.

La estructura de la burbuja interestelar se puede representar por diferentes regiones alrededor de la estrella (Figura 2.5). La región más cercana, (a), está compuesta de viento estelar en libre expansión y sin chocar. La segunda región, (b), contiene viento estelar chocado, donde actúa el choque reverso. Este choque convierte parte de la energía del viento en energía térmica. Como la velocidad de la perturbación es grande, se considera un choque fuerte. Se puede estimar la temperatura del medio perturbado por la onda de choque:

$$T_S = \frac{3}{32} \frac{m_H v_*^2}{k} \approx 4 \times 10^7 \text{ K}.$$

El material chocado en esta región (viento chocado) es una burbuja que empuja al medio interestelar chocado (por el otro choque), y cuya velocidad de expansión se reduce pues entrega energía constantemente al medio circundante.

La región que sigue, (c), es material chocado que quedó detrás del primer choque (isotérmico). La densidad en esta zona es 4 veces más alta que en el MIE sin perturbar, y, el gas que entra en este choque lo hace con una velocidad mucho menor que la del gas del viento; por lo tanto, su temperatura es mucho menor a la que caracteriza a la región de viento chocado.

La superficie de discontinuidad C, que se encuentra entre el viento estelar chocado y el MIE chocado, es una región donde los parámetros físicos no son continuos. A esta superficie se la suele llamar de contacto.

La última región, (d), es material interestelar sin chocar. Allí, la velocidad del sonido típica es del orden de 10 km s^{-1} .

Weaver y col. (1977) han desarrollado un modelo simplificado para la evolución temporal de las burbujas interestelares. Se toman varias hipótesis: el viento de la estrella es constante y con simetría esférica, el MIE homogéneo, la luminosidad del

viento constante ($L_w = \frac{1}{2}\dot{M}v_w^2$), y la estrella se encuentra en reposo respecto al MIE. Las distintas fases que atraviesa el sistema son: expansión libre, expansión adiabática, 'barredora de nieve' (*snowplow expansion*), y disipación en el medio. La primera fase dura unos cientos de años, la segunda unos miles y la tercera se da durante casi toda la vida estelar, pues es sostenida mientras la estrella mantenga su viento intenso. La última fase finaliza cuando la velocidad de expansión de la burbuja es similar a la velocidad media del MIE sin perturbar.

Emisión.

En la región de viento estelar chocado (la segunda en dirección radial desde la estrella) la energía cinética se pierde mayormente en empujar el MIE chocado, y la energía térmica es la que domina. Esta capa posee una temperatura $T \approx 4 \times 10^7$ K, y el tiempo de enfriamiento se encuentra muy cerca del mínimo. Dado que el enfriamiento es bajo, se considera despreciable la emisión térmica en esta zona.

En la región que rodea a la anterior se encuentra el MIE chocado. El material está expuesto a los fotones UV de la estrella, y se enfría hasta una temperatura de $\sim 10^4$ K debido al balance entre la ionización y enfriamiento. Dado que la temperatura es del orden de 10^4 K, el enfriamiento radiativo es más eficiente que en el caso de la capa anterior. También pueden darse líneas prohibidas, por ejemplo O++, o líneas de recombinación producidas por colisiones.

La emisión producida por las burbujas es muy similar a la que producen las regiones HII.

2.2.3 Bow shocks

Los modelos tanto estáticos como dinámicos de regiones HII y burbujas interestelares que hemos descrito, han sido planteados para estrellas en reposo respecto al MIE (entre otras hipótesis utilizadas). Cuando una estrella se mueve con gran velocidad espacial la estructura que genera a su alrededor toma forma cometaria y es lo que se conoce como *bow shock*, por su nombre en inglés. El trabajo de Weaver y col. (1977) es uno de los primeros en estudiar cómo afecta la velocidad estelar a una burbuja interestelar. En la Figura 2.6 se puede apreciar el esquema presentado por los autores donde se muestra la forma de la burbuja en las distintas fases de la evolución de la misma, y dos ejemplos: una burbuja producida por una estrella de gran masa aproximadamente en reposo respecto al medio (Sharpless 308), y un *bow shock* generado por una estrella *runaway* en dirección de su movimiento (ζ Ophiuchi).

La estructura general de un *bow shock* es similar a la de burbujas interestelares, y consiste de cuatro regiones principales: viento estelar libre, viento estelar chocado (por el choque reverso), MIE chocado (por el choque que se dirige hacia afuera), y MIE sin perturbar (Peri, Araudo y col., 2011). En la Figura 2.7 (izquierda) se muestra un esquema. Algunos autores (ej.: Lamers y Cassinelli 1999, Comerón y Kaper 1998) consideran la superficie de contacto C como una cáscara fina de material que, si bien separa el viento chocado y el MIE chocado, está compuesta de MIE que fue acumulado en el choque externo, comprimido, y luego enfriado por radiación; se la suele nombrar como capa delgada radiativa (*thin shell*).

Modelos simples.

Un modelo teórico sobre *bow shocks* sostenidos por el momento del viento estelar fue realizado por Baranov, Krasnobaev y Kulikovskii (1971), quienes motivaron su estudio en la interacción del viento solar con el MIE local. El modelo consideraba viento estelar isotrópico, densidad del medio uniforme, velocidad de movimiento estelar no nula respecto al MIE, y que la superficie de contacto C era una capa de gas delgada (*thin*

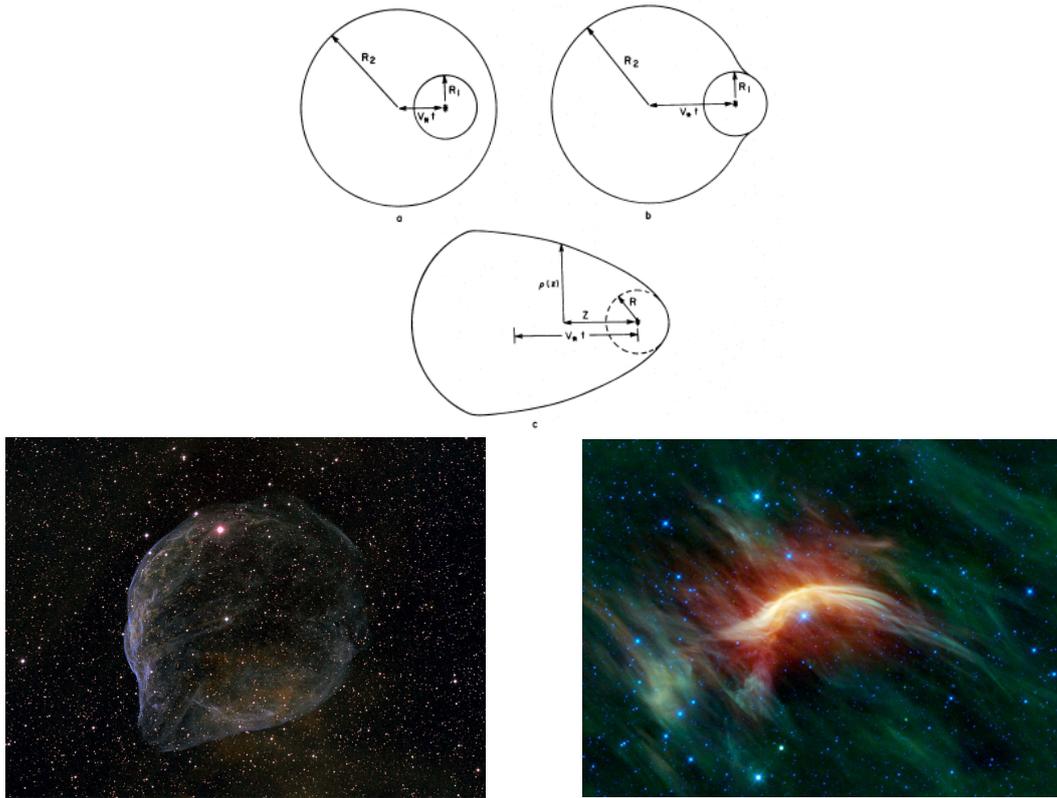


Figura 2.6. Arriba: efecto del movimiento estelar en la estructura de una burbuja interestelar (Weaver y col. 1977) en distintas fases evolutivas: (a) primer fase, (b) fase intermedia, (c) fase final. Abajo izquierda: fuente catalogada como Sharpless 308 (burbuja). La burbuja es producida por una estrella Wolf-Rayet (pre-supernova) situada en la zona del Can Mayor. La emisión mapeada en color violáceo se debe a oxígeno ionizado. Crédito: APOD, Jeff Husted. Abajo derecha: bow shock producido por la estrella de alta velocidad ζ Ophiuchi. La emisión mapeada es la detectada en banda infrarroja. Los colores azul y celeste representan la emisión a 3.4 y 4.6 micrones, donde predomina la emisión estelar. El verde y rojo muestran la radiación a 12 y 22 micrones, dominada por la emisión del polvo. Crédito: NASA/JPL-Caltech/WISE Team.

shell). Planteando conservación del momento en esa capa, se hallaba la forma del *bow shock*. Además, para el caso del Sistema Solar, se halló que la superficie de discontinuidad entre los dos choques se encontraba en la zona de la órbita de Plutón⁵.

Un modelo basado en el anterior (Wilkin, 1996), plantea nuevamente la conservación del momento en el material que forma al *bow shock*, y a partir de ello se obtienen la forma y distribuciones de masa y velocidad tangencial del material que atraviesa la región, en función de la posición en la zona del *bow shock*⁶. En este trabajo el modelo fue resuelto de forma exacta. Un resultado importante es que la distribución de velocidades obtenida muestra que el material que compone al *bow shock* se mueve de tal forma que se va perdiendo hacia los costados, como se puede apreciar en la Figura 2.7, izquierda.

Uno de los parámetros más utilizados para caracterizar los *bow shocks* es el que se conoce como *stand-off point* (R_0), que se desprende de la conservación del momento en la superficie de discontinuidad (balance entre el viento estelar y el medio). A partir de: $\rho_w v_\infty^2 = \rho_a v_*^2$, se obtiene:

⁵Los parámetros del viento solar y MIE se fijaron promediando valores que se tenían para esa época.

⁶Se utiliza un ángulo polar que tiene origen en la dirección de movimiento estelar.

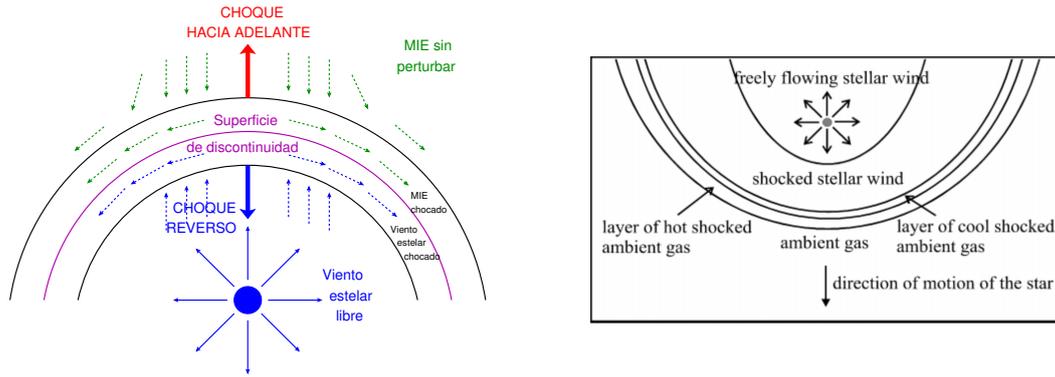


Figura 2.7. *Izquierda:* esquema genérico de las regiones de un *bow shock*, donde la superficie de discontinuidad C es considerada delgada, y se la toma como una superficie de contacto. Las flechas punteadas indican el movimiento del material. *Derecha:* El mismo esquema con una variación en lo que respecta a la capa C (Comerón y Kaper, 1998).

$$R_0 = \sqrt{\frac{\dot{m}_w v_\infty}{4\pi \rho_a v_*^2}},$$

que es la distancia desde la estrella a la capa C. ρ_w es la densidad del medio que compone al viento, v_∞ la velocidad terminal del viento, ρ_a la densidad ambiente, y v_* la velocidad espacial estelar.

Complejización de los modelos.

La presencia de diferentes tipos de inestabilidades puede producir deformación en la morfología usual de un *bow shock*. Dgani, van Buren y Noriega-Crespo (1996a) estudiaron un modelo hidrodinámico lineal de *bow shock* que verificaba ciertas hipótesis (conservación del momento y masa, *thin shell*, viento estelar con simetría esférica y MIE uniforme) y al cual sometían a perturbaciones pequeñas y de longitud de onda corta, es decir, menor al resto de las longitudes características del problema. Encontraron que las perturbaciones generan inestabilidades, y éstas son las que explicarían subestructuras observadas en el infrarrojo en *bow shocks* como el de ζ Oph. Las perturbaciones son los cambios en densidad en la capa delgada, que producen inestabilidades de aceleración transversal (IAT). Las inestabilidades crecen con la relación v_*/v_∞ , lo cual implica que un *bow shock* es estable si el viento estelar es mucho mayor a la velocidad de movimiento, y viceversa. En un segundo trabajo (Dgani, van Buren y Noriega-Crespo, 1996b), se plantea un modelo no lineal para las IAT, que es resuelto mediante simulaciones numéricas. El resultado es similar al caso lineal: en el modelo de capa delgada los *bow shocks* son inestables, y el crecimiento de las inestabilidades también crece con v_*/v_∞ . El *bow shock* producido por α Cam presenta acumulación de material en algunas zonas, y las IAT no lineales podrían explicarlo.

En 1998, Comerón y Kaper realizaron una serie de simulaciones numéricas con el fin de resolver varias cuestiones referentes a los *bow shocks*, y haciendo un repaso de los modelos realizados hasta el momento. Entre las hipótesis propusieron que el viento estelar chocado no sea incorporado como material del *bow shock* propiamente dicho, dado que el tiempo de enfriamiento es alto (como hemos analizado en el caso de burbujas). Ésto hace que el *bow shock* esté soportado principalmente por la presión del viento chocado y no por el momento que introduce el viento estelar a medida que transfiere masa al *bow shock*.

En las simulaciones los autores variaron el viento estelar, la densidad del medio, y

velocidad de la estrella, entre otros, pero esos tres valores son los que más influyen en los resultados. Encontraron que los casos resultantes podían separarse en tres grupos: 1) *bow shocks* donde se forma una capa densa, fría y estable (ej.: Vela X-1, Kaper y col. 1997; 2) *bow shocks* inestables, 3) *bow shocks* que no se forman. Además, dependiendo de la distribución de densidades y temperaturas, la morfología de los que sí se forman, puede variar. Las inestabilidades pueden aparecer si la densidad en el medio del *bow shock* es muy alta, ó si el tiempo de enfriamiento es bajo, y pueden deformar los *bow shocks* y que no se los reconozca como tales. Si la velocidad estelar es muy alta, o la densidad del medio baja, puede suceder que un *bow shock* no se forme.

Respecto a la estructura en capas, se agregan dos regiones y se pone en duda la validez de la capa delgada radiativa (superficie de contacto C, o '*thin shell*'), pero no se descarta. La primera y segunda capa coinciden con los modelos previos: viento estelar libre y viento chocado a muy alta temperatura a una distancia aproximada de R_0 de la estrella. Luego, existiría una capa gruesa donde la temperatura baja mucho dada la conductividad térmica entre el *bow shock* y el viento estelar chocado, y la densidad crece. La siguiente región es MIE chocado en equilibrio termodinámico local (capa delgada, *thin shell*), la cual es consistente con los modelos anteriores. Le sigue una región de viento estelar chocado que aún no se enfrió (capa nueva), y finalmente aparece el MIE sin perturbar.

Wilkin (2000) realizó agregados a su modelo simple y de resolución exacta (1996) donde considera la aproximación de capa delgada, planteando anisotropía en el viento y un gradiente de densidad en el MIE. Trata estos dos problemas por separado, y muestra una serie de gráficos donde se ve cómo varía la forma y orientación de los *bow shocks* respecto a la dirección de movimiento estelar, según el tipo de viento que se tome (asimétrico, ecuatorial, polar, etc.) o gradiente de densidad en el MIE. En el caso de hallarse observacionalmente alguna de estas variantes, se podría identificar cuál de los casos es y descubrir si la deformación del *bow shock* tiene origen en el viento o MIE.

La influencia del polvo interestelar y campos magnéticos en los *bow shocks* fue estudiada por van Marle, Decin y col. (2014) por medio de simulaciones numéricas magnetohidrodinámicas (MHD) que resuelven las ecuaciones de conservación de masa, momento y energía e incluyen enfriamiento radiativo. Los resultados fueron aplicados a dos estrellas particulares: α Orionis y BD +43° 3654.

El análisis del campo magnético fue aplicado a la estrella supergigante roja α Orionis (Decin y col., 2012), situada a una distancia de 8 kpc del Sol. Se tomó la densidad y velocidad del MIE constante, y el viento estelar de velocidad constante y densidad diluida con R^2 . La controversia en este caso es que observaciones de *Herschel*⁷ muestran que el *bow shock* producido por α Orionis es bastante ordenado a pesar de que la teoría y simulaciones indican que cuando la velocidad estelar respecto al MIE es mayor a la velocidad del viento, debería haber inestabilidades (Dgani, van Buren y Noriega-Crespo, 1996a; Comerón y Kaper, 1998). Podría justificarse lo observado por medio de una corta edad del *bow shock*, de la ionización o de campos magnéticos frenando las inestabilidades. Lo cierto es que las simulaciones muestran que, tomando el campo magnético paralelo a la dirección de movimiento estelar, se frenaría el crecimiento de las inestabilidades.

Los *bow shocks* suelen detectarse en el infrarrojo, motivo por el cual el polvo debe ser especialmente tratado. Existen evidencias de que los granos más grandes podrían desacoplarse del gas que forma a los *bow shocks* (van Marle, Meliani y col., 2011) en estrellas supergigantes rojas, donde se supone que el polvo proviene mayormente de la estrella. La estrella *runaway* BD +43° 3654, eyectada de la asociación Cygnus

⁷<http://www.cosmos.esa.int/web/herschel/home>

OB2 (Comerón y Pasquali, 2007), es de tipo espectral temprano O4If, y en ese caso se supone que el polvo se encuentra mayormente en el MIE. En simulaciones de *bow shocks* específicas para este caso se incluyen 3 tamaños de granos de polvo, con una temperatura aproximada para el MIE de 10000 K. Los granos más pequeños muestran menos compresión y penetran en el MIE chocado, y los frena eventualmente el viento estelar libre que se mueve en dirección opuesta. Esto debe ser tenido en cuenta en las observaciones en la banda infrarroja del espectro, ya que el polvo no delimitará una capa específica, sino una mezcla de varias.

En uno de los últimos trabajos sobre modelos de *bow shocks*, Meyer y col. (2014) realizan una serie de simulaciones numéricas magnetohidrodinámicas en dos dimensiones donde estudian la evolución del medio circumestelar de estrellas de gran masa en el plano galáctico desde la secuencia principal hasta la fase de supergigante roja. Tienen en cuenta un conjunto de variables: masas que van desde 10 hasta 40 M_{\odot} , velocidades estelares entre 20 a 70 km s^{-1} , y conductividad térmica detallada para cada fase de la estrella. Los resultados son consistentes con los de Comerón y Kaper (1998) donde se puede ver que hay una variedad de formas que no es tan simple como los modelos analíticos plantean (por ej. Wilkin 1996). Concluyen que la banda más apropiada para observar *bow shocks* es la infrarroja, y que los objetos más luminosos en el plano galáctico son los producidos por estrellas de gran masa y baja velocidad.

2.3 Emisión electromagnética de *bow shocks*

En esta Tesis hacemos hincapié en algunos de los procesos radiativos que se dan en los *bow shocks* generados por estrellas *runaway*, y sobre todo en los que puedan conectar la emisión a bajas y altas energías del espectro electromagnético.

Como hemos descrito en las secciones anteriores, el viento estelar en combinación con el movimiento de la estrella producen una acumulación de material en la dirección de desplazamiento. Sumado a ello, dadas las perturbaciones que superan la velocidad del sonido en el medio (viento y velocidad estelar), se producen ondas de choque. En consecuencia, se generan ciertas regiones en el medio circundante a la estrella que poseen diferentes características. Existen variantes en el modelado de estas regiones, las cuales dependen de los modelos utilizados por los distintos autores, y que intentan explicar lo observado para diferentes parámetros estelares y del MIE (tipos espectrales, clase de luminosidad, pérdidas de masa, densidad del medio, etc.).

En este contexto se generan distintos procesos radiativos, tanto térmicos como no térmicos, que hacen detectables los *bow shocks* en varias longitudes de onda. En lo que sigue, haremos mención a algunos de los reportes observacionales sobre *bow shocks*, explicaremos brevemente el origen de la emisión en distintas frecuencias, y mencionaremos nuestro aporte original en el tema que será abordado en detalle en los Capítulos 3, 4 y 5.

2.3.1 Bajas energías

Los primeros registros de *bow shocks* en el infrarrojo se publicaron en la década del '80 (van Buren y McCray, 1988) y surgieron de la búsqueda de regiones HII en imágenes infrarrojas a $60\mu\text{m}$ del entonces novedoso detector a bordo del satélite IRAS (Infrared Astronomical Satellite); se contaba con una lista de aproximadamente 15 objetos. Un estudio sistemático y orientado a 188 estrellas *runaway* reveló 58 candidatos en total (van Buren, Noriega-Crespo y Dgani, 1995), entre los cuales se incluían casos dudosos. Para esos 58 candidatos se realizaron mapas en alta resolución a $60\mu\text{m}$ (Noriega-Crespo, van Buren y Dgani, 1997) con el objetivo de distinguir en cada una de las fuentes el origen de la emisión, ya que podía haber otras fuentes IR, artefactos, o *bow shocks*

ambiguos. Algunas fuentes fueron eliminadas, otras confirmadas, y varias descubiertas. La lista de *bow shocks* era de 19 objetos para esa época.

En los sucesivos años se han descubierto, en la banda infrarroja, una cantidad importante de *bow shocks* en la Vía Látea, y citamos algunos ejemplos. *Bow shocks* en el entorno de regiones galácticas de formación de estrellas de gran masa fueron analizados por Povich y col. (2008) quienes hallaron tres de estas fuentes en la zona de M17 y tres en el entorno de Westerlund 2 (RCW 49) en imágenes del infrarrojo medio de *Spitzer*-GLIMPSE (Galactic Legacy Infrared Mid-Plane Survey Extraordinaire). Gvaramadze y Bomans (2008) encontraron tres objetos en cercanías de NGC 6611 (parte de la asociación Ser OB 1) por medio de la inspección visual de imágenes del infrarrojo medio del satélite MSX (Midcourse Space Experiment). Otros dos *bow shocks* fueron localizados en la zona de NGC 3603 (Gvaramadze, Kniazev, Chené y col., 2013), y el generado por la estrella BD +43° 3654 ha sido casualmente observado en un estudio que abarcaba la zona de Cygnus OB2 con el objetivo de estudiar la población estelar (Comerón y Pasquali, 2007). En este último trabajo, se analiza la emisión observada en MSX, se reclasifica el tipo espectral de BD +43° 3654, y se concluye por medio del estudio de movimientos propios que la estrella podría haber sido expulsada de Cygnus OB2.

La emisión en el infrarrojo tiene origen en el polvo presente en la zona. Las estrellas *runaway* se mueven a gran velocidad y acumulan el material que expulsan en conjunto con el que hallan al moverse. Los fotones ultravioleta estelares y los generados en el material calentado por choques calientan el polvo presente en la zona que luego re-emite fotones en la banda infrarroja del espectro. La estructura de la emisión observada en infrarrojo debe ser tratada cuidadosamente para poder indentificar qué regiones del *bow shock* se detectan. Trabajos como el de van Marle y col. (2014) plantean que los granos de polvo más pequeños del MIE pueden penetrar en las regiones más cercanas a la estrella, e incluso modelos donde se tratan inestabilidades de tipo dinámico (Dgani y col. 1996a) proponen que en algunos casos éstas pueden tener consecuencias en lo observado a longitudes de onda IR más largas (ej.: α Cam), dando origen a ciertas subestructuras que en otras longitudes de onda no se observarían. También hay que tener en cuenta que pueden aparecer estructuras en los *bow shocks* debido a inhomogeneidades presentes en el MIE (Noriega-Crespo y col. 1997), o anisotropías en el viento (Wilkin 2000, Comerón y Kaper 1998, Meyer y col. 2014). Meyer y col. (2014) aseguran que en el plano galáctico, y para la muestra de estrellas que estudian, las de gran masa ($\sim 40M_{\odot}$) y velocidades espaciales bajas (20 km s^{-1}) son las que producen los *bow shocks* más brillantes. Además, la banda infrarroja es la idónea para detectar estos objetos, dado que la luminosidad en ese rango es la más alta de todo el espectro.

Con respecto a la banda visual, puede suceder que el campo de fotones de la estrella ionice el medio y se produzca la línea H_{α} . Esta situación es análoga a la que se da en regiones HII. Brown y Bomans (2005) detectaron 8 objetos de una lista de 30 candidatos tomados de van Buren y col. (1995), luego de analizar los datos disponibles para cada uno de ellos en relevamientos públicos de H_{α} , que cubren el cielo norte y sur (VTSS y SHASSA, respectivamente). El *bow shock* producido por ζ Oph fue detectado en la línea prohibida de [OIII] por Gull y Sofia (1979) y fue uno de los primeros en observarse en el visual. Hay que tener en cuenta que en el óptico es más difícil detectar los *bow shocks* debido a la absorción (Dgani y col. 1996b). La luminosidad de los *bow shocks* de estrellas tempranas en el óptico estaría dominada por líneas prohibidas como [OII] y [OIII], y en menor medida (alrededor de un 10% de la luminosidad en el visual) se observarían líneas de H_{α} (Meyer y col. 2014).

El único *bow shock* reportado hasta el momento con observaciones dedicadas en radioondas (6 y 21 cm) es el producido por la estrella BD +43° 3654 (Benaglia, Romero y col. 2010, Tesis de Licenciatura Peri). La emisión detectada no sólo abarca longitudes de onda en radio, sino que llegaría a la banda X debido a que se hallaron evidencias de que la emisión observada en radio tendría origen en el proceso sincrotrón, que es de origen no térmico, y se da cuando electrones relativistas interactúan con campos magnéticos, espiralando alrededor de las líneas de campo.

2.3.2 Altas energías y conexión radio- γ

En el material que compone a los *bow shocks* no sólo puede haber una población de partículas con velocidades no relativistas que generen procesos radiativos de tipo térmico, sino que también puede existir una población de partículas relativistas a las cuales se le pueden asociar procesos radiativos no térmicos (ej.: Peri, Araudo y col. 2011).

Hemos visto que en el entorno de las estrellas *runaway* se generan choques: uno que va en dirección del movimiento estelar con velocidad aproximada a la de la estrella (desde algunos pocos km s^{-1} hasta cientos), y otro reverso, en la zona de viento estelar, con velocidad similar a la del viento (puede ir entre 1000 y 3000 km s^{-1}). Los choques afectan los parámetros del medio tales como la temperatura, densidad y velocidades, entre otros. El campo magnético también se ve afectado; se producen turbulencias magnéticas que hacen que las partículas cargadas crucen de un lado al otro de los choques repetidas veces y así se aceleren. Este tipo de mecanismo de aceleración se conoce como de Fermi de primer orden y es el que genera que las partículas lleguen a obtener velocidades relativistas, es decir, cercanas a la velocidad de la luz (Bell, 1978). Esta población de partículas constituye lo que en general se conoce como 'región de aceleración', en astrofísica relativista.

Las partículas relativistas pueden interactuar con campos de fotones, de materia, o campos magnéticos, y generar procesos radiativos no térmicos, como por ejemplo dispersión Compton inversa, Bremsstrahlung relativista, decaimiento de piones, entre otros. Estos procesos suceden fuera del equilibrio termodinámico local y son los responsables de la generación de fotones de altas energías. Algunos procesos no térmicos, como sincrotrón, pueden generar fotones que abarcan desde la banda de radio hasta los rayos X.

El hecho de poder observar en más de una frecuencia en radioondas cualquier fuente es lo que permite desarrollar mapas de índice espectral para analizar si la emisión es de origen térmico o no térmico ($S_\nu \propto \nu^{-\alpha}$, siendo S el flujo en radio, y α el índice espectral). En el caso de los *bow shocks*, si la emisión resulta no térmica, se explicaría por medio de radiación sincrotrón, dado que la radiación de curvatura⁸, aunque puede explicar un índice no térmico, requiere de campos magnéticos del orden de 10^{12} G al menos, lo cual no es posible en este tipo de fuentes, sino en fuentes como pulsares, por ejemplo (Romero y Paredes, 2011).

El primer *bow shock* donde se hallaron evidencias de emisión sincrotrón es el generado por la estrella supergigante BD +43° 3654 (Benaglia, Romero y col., 2010), Figura 2.8. A partir de ciertos parámetros obtenidos de las observaciones en radio, índice espectral principalmente, se realizó un modelo sencillo donde se estimaron las distribuciones espectrales de energía para diferentes procesos no térmicos. La región de aceleración en este sistema se considera en la zona del viento estelar chocado, ya que es la más

⁸La radiación de curvatura se da en presencia de partículas aceleradas y un campo magnético muy intenso. Cuando $B \rightarrow \infty$, el radiogiro de las partículas se vuelve muy pequeño ($r_g \rightarrow 0$) y así se mueven sobre las líneas de campo emitiendo fotones con un espectro característico.

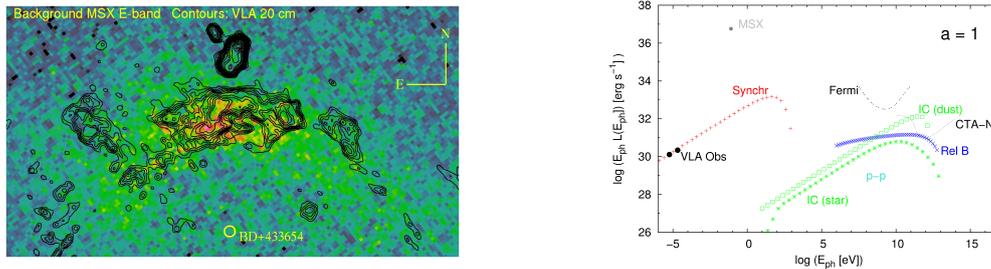


Figura 2.8. *Izquierda:* mapa de la emisión en la zona de BD +43° 3654. En colores se muestra la radiación detectada en la banda E (21.3 μm) de MSX, y en contornos negros la de VLA a 20 cm (Benaglia y col. 2010). La fuente que aparece por encima del *bow shock* es un objeto extragaláctico. *Derecha:* curvas de luminosidades esperadas para los distintos procesos radiativos no térmicos en la zona del *bow shock*. Los puntos negros representan los flujos para las dos bandas observadas con VLA (6 y 20 cm, Benaglia y col. 2010), y el punto gris el flujo de MSX.

eficiente para acelerar partículas en el contexto del mecanismo de Fermi de primer orden. Suponiendo que la densidad de energía cedida por protones y electrones es la misma, se obtiene que el mayor aporte a la luminosidad en altas energías estaría dado por el proceso no térmico de dispersión Compton inversa, que tiene origen en la interacción entre electrones relativistas y fotones de la banda infrarroja emitidos por el polvo presente en la zona. El pico de esta emisión estaría aproximadamente a 100 GeV. Si el aporte por parte de los protones fuese mayor al de electrones, en un factor 100, el proceso conocido como $p-p$, que genera piones neutros (π_0) que decaen en rayos γ , dominaría en el rango de TeV, y podría detectarse el *bow shock* con arreglos en Tierra de tipo Cherenkov como el futuro CTA norte⁹ (Figura 2.8).

Observaciones especialmente dedicadas hacia el *bow shock* producido por BD +43° 3654 en la banda de rayos X, con el satélite Suzaku (Mitsuda y col., 2007), fueron realizadas por Terada y col. (2012). No detectaron emisión en la zona del *bow shock*, pero estimaron que la cota máxima de luminosidad la banda X sería del orden de $1,1 \times 10^{32}$ erg s^{-1} en la banda 0.5-10 keV, considerando una distancia de 1.4 kpc (Hanson, 2003). Podría interpretarse que la no detección sea dada por una baja eficiencia de aceleración de partículas, lo cual puede tener origen en la escasa turbulencia del campo magnético (Terada y col., 2012). Debe tenerse en cuenta que la luminosidad sincrotrón decrece notablemente en la banda de rayos X (Benaglia, Romero y col., 2010), con lo cual, de observarse el *bow shock*, debería ser bajo un largo tiempo de exposición.

2.4 Aporte específico de la Tesis

El interés primordial de la Tesis con respecto a los *bow shocks* es estudiar su vínculo con emisión en altas energías del espectro. El caso de BD +43° 3654 estudiado en la Tesis de Licenciatura (Peri, Benaglia, Romero, y colaboradores) es el prototipo de fuente que nos interesa estudiar, y fue el que nos impulsó a continuar la búsqueda de casos similares.

Las listas de *bow shocks* al momento del comienzo de la Tesis de Doctorado eran escasas, y no se contaba con objetos que mostraran emisión en radio, más que BD +43° 3654. La detección en radio, y a más de una frecuencia, es fundamental para poder discernir entre emisión térmica o no térmica.

El surgimiento del trabajo de Tetzlaff, Neuhäuser y Hohle (2011), donde se publicó

⁹<https://portal.cta-observatory.org/Pages/Home.aspx>

una de las listas más completas de estrellas *runaway*, sumado a la divulgación de datos públicos del relevamiento infrarrojo de todo el cielo realizado por instrumentos a bordo del satélite WISE (Wright y col., 2010), nos motivó a buscar más *bow shocks* entre las imágenes IR de las mejores existentes en ese momento.

El aporte generado fue la confección de dos catálogos de *bow shocks*, gracias a los cuales se puede realizar una estadística más completa respecto a los vientos estelares, velocidades, densidad del medio, *stand-off point*, distribución espacial, etc.

En los Capítulos 3 y 4 describimos los dos catálogos, las muestras a partir de las cuales realizamos las búsquedas, y estudios complementarios.

Otro aporte novedoso es la realización de observaciones dedicadas con el VLA hacia 4 *bow shocks*, lo cual es tratado en el Capítulo 5.

3 — Catálogo E-BOSS 1

Resumen

En el presente capítulo describimos la confección del catálogo de *bow shocks* estelares llamado E-BOSS, ‘an Extensive stellar BOw Shock Survey’. Su nombre proviene del inglés dado que la publicación se realizó en ese idioma¹ (Peri, Benaglia y col., 2012).

Motivados por el lanzamiento de imágenes de las más novedosas y completas del cielo en la banda infrarroja y por la publicación de una de las listas más extensas de estrellas *runaway* al momento (Tetzlaff, Neuhäuser y Hohle, 2011), comenzamos la búsqueda de *bow shocks* estelares con la intención de aumentar la muestra disponible a la fecha.

De forma complementaria, realizamos estudios menores en los rangos óptico y de radio. Estudiamos algunos casos en particular por ser posibles emisores no térmicos.

3.1 Búsqueda

La búsqueda de *bow shocks* puede ser tan extensa como se quiera, razón por la cual decidimos acotar la inspección a ciertas muestras delimitadas y en longitudes de onda específicas.

Encontrar *bow shocks* en la banda infrarroja, en la Vía Láctea, es una tarea relativamente fácil, ya que su luminosidad en ese rango del espectro es la mayor respecto a todas las demás (ej.: Benaglia, Romero y col. 2010). Además, es de esperarse que la emisión en la banda infrarroja media, donde WISE obtuvo los datos, sea donde mayormente se detecte el medio interestelar calentado por emisión estelar.

El relevamiento consistió en la inspección visual de las imágenes de tipo FITS (Flexible Image Transport System) reducidas disponibles, y en la localización de estructuras en forma de coma en cercanías de las estrellas. Buscábamos, *a priori*, que la estructura sospechada como *bow shock* se halle en la dirección de movimiento estelar, con una separación apreciable de la estrella, y que los niveles de intensidad no estuviesen mezclados con ruido o emisión difusa, de forma de tener certeza de que se trataba un *bow shock*

¹C. S. Peri, P. Benaglia, D. P. Brookes, I. R. Stevens, y N. L. Isequilla, *Astronomy and Astrophysics*, Vol. 538, A 108, 2012.

delimitado, y no de una perturbación desordenada y/o aleatoria. Al menos dos autores realizaban una revisión para minimizar subjetividades. En los casos dudosos realizamos diferentes mapas que pudiesen aportar información que ayudara a descartar o confirmar la estructura en duda como *bow shock*. Por ejemplo, desplegábamos los mapas en diferentes niveles de energías, con diferentes contrastes y/o brillos, de forma de poder ver casi cualquier tipo de estructura desde evidente hasta oculta en las imágenes. Otra tarea que llevamos a cabo, una vez que hallamos los candidatos, fue el estudio de posibles fuentes en la zona, y trabajos que pudiesen mostrar resultados que nos ayudaran a descartar o confirmar casos.

3.2 Bases de datos utilizadas

3.2.1 Infrarrojo

IPAC (Infrared Processing and Analysis Center²) es el centro de procesamiento de datos infrarrojos perteneciente a la NASA (National Aeronautics and Space Administration, EE UU). El centro cuenta con un servicio llamado IRSA (Infrared Science Archive³) que administra los productos científicos de las misiones infrarrojas y submilimétricas de NASA, además de ofrecer su disponibilidad por medio de motores de búsqueda y descarga disponibles online. Hemos utilizado este servicio para descargar y analizar cada campo de interés observado por los distintos instrumentos de la banda infrarroja, con particular atención a los entonces nuevos datos de WISE.

A continuación describimos las características principales de los datos infrarrojos utilizados.

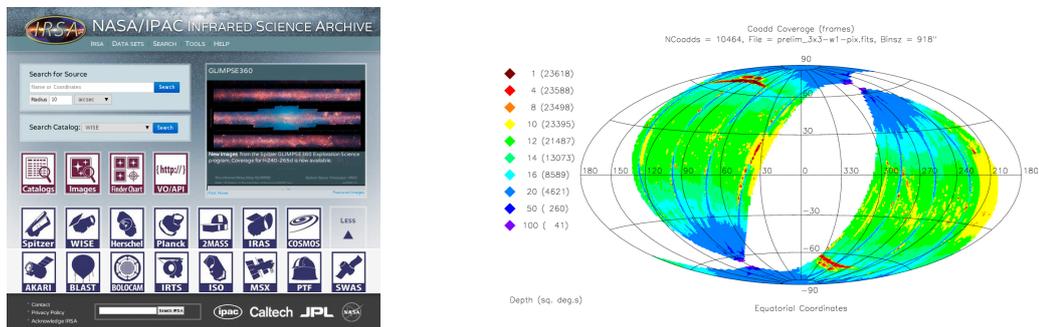


Figura 3.1. Izquierda: página principal de IRSA. Derecha: cobertura de la primera parte de los datos publicados de WISE (Wright y col. 2011).

- **WISE: Wide-field Infrared Survey Explorer**

La confección del catálogo E-BOSS comenzó apenas se divulgó la primera parte de los datos obtenidos por el satélite WISE, que mapeaban un 57% del total del cielo (Wright y col. 2010, Preliminary data release⁴). En la Figura 3.1 se puede apreciar la cobertura. Las cámaras infrarrojas a bordo del satélite realizaron un relevamiento en cuatro bandas del infrarrojo medio, a 3.4, 4.6, 12, y 22 micrones, con resolución angular de 6.1", 6.4", 6.5", y 12.0" respectivamente. El campo visual (FoV en inglés) de cada mapa es de 47°. La misión no sólo ofrecía mapas de cada zona observada (unos 700000 en la primera parte), sino también un extenso catálogo de fuentes puntuales (unas 257 millones).

²<http://www.ipac.caltech.edu>

³<http://irsa.ipac.caltech.edu>

⁴<http://wise2.ipac.caltech.edu/docs/release/prelim/>

Se suelen referir a las bandas de WISE como W1, W2, W3 y W4, en orden creciente de longitud de onda. En las bandas 1 y 2 se detectan mayormente componentes de tipo estelar (fuentes puntuales) y en las bandas 3 y 4 polvo tibio.

- **MSX: Midcourse Space Experiment**

El satélite MSX (Egan, Price y Kraemer, 2003) funcionó entre 1996 y 1997 y observó en cinco bandas del infrarrojo medio: A, B, C, D y E, estando disponibles todas menos la B. Las longitudes de onda son 8.28, 12.13, 14.65 y 21.3 micrones, respectivamente, y la resolución es $\sim 18''$. La misión se centró en observar el plano galáctico ($0^\circ < l < 360^\circ$, $|b| < 5^\circ$), los espacios no cubiertos por IRAS, y algunos objetos especialmente seleccionados. Si bien los datos de MSX son anteriores a WISE, y en bandas similares, aportaron información valiosa en algunos de los casos que WISE no cubría al momento de realizar E-BOSS. Además, en casos donde la emisión resultase similar a la mostrada por WISE, serviría de comparación.

- **Spitzer-GLIMPSE**

El satélite *Spitzer* comenzó a operar en el 2003 y continúa en funcionamiento en la actualidad (Werner y col., 2004). Sus observaciones se realizan sobre proyectos y fuentes específicas. El rango de longitudes de onda que cubre va desde 3.6 hasta 160 micrones, y se toman tanto imágenes como espectros con diferentes cámaras. Hemos utilizado particularmente uno de los productos generados por *Spitzer*, el llamado GLIMPSE (Galactic Legacy Infrared Midplane Survey Extraordinaire, Benjamin y col. 2003; Churchwell y col. 2009). La resolución angular es de ~ 2 arcsec/pixel.

3.2.2 Óptico

- **H_α : VTSS y SHASSA**

El Virginia Tech. Spectral-Line Survey⁵ (VTSS, Dennison y col. 1997) es un relevamiento del cielo norte ($\delta > -15^\circ$) del medio interestelar tibio (del inglés WIM, *warm interstellar medium*, plasma a $T \sim 10000$ K).

El VTSS ofrece mapas que muestran la línea de recombinación del hidrógeno H_α (6563 Å) y el doblete del azufre ionizado una vez, [SII] (6717 y 6731 Å). Las imágenes poseen resoluciones del orden del minuto de arco (1.6').

El relevamiento Southern H-Alpha Sky Survey Atlas⁶ (SHASSA, Gstaad y col. 2001), cubre el hemisferio sur ($\delta < +15^\circ$) y es un complemento de VTSS. SHASSA ofrece mapas de emisión de la línea de H_α por medio de imágenes con resolución del orden del minuto de arco (0.8').

3.2.3 Radio

- **NVSS**

El relevamiento NVSS⁷ (NRAO VLA Sky Survey, Condon y col. 1998) reúne datos a 1.4 GHz en el continuo de radio que cubren el cielo norte ($\delta > -40^\circ$), y cuyas observaciones se realizaron con el arreglo VLA (Very Large Array), situado en Socorro, EE UU. Los campos presentados cubren $4^\circ \times 4^\circ$ cada uno, y son más de dos mil. También se puede consultar un catálogo de fuentes puntuales que cuenta con aproximadamente 1.8 millones de objetos.

⁵<http://www.phys.vt.edu/halpha/>

⁶<http://amundsen.swarthmore.edu/>

⁷<http://www.cv.nrao.edu/nvss/>

3.3 Muestras

- **Grupo 1: Noriega-Crespo y col. 1997, *bow shocks* detectados por IRAS**
En el trabajo de Noriega-Crespo y col. (1997) se presentó una lista de 58 estrellas *runaway* que mostraban emisión a $60\mu\text{m}$ (IRAS) en su entorno por medio de diferentes estructuras, y 19 de ellas eran candidatos a *bow shocks*. Tomamos los 58 objetos y descartamos dos estrellas Wolf-rayet (HD 50896 y HD 192163), quedando en total 56, que mostramos en la Tabla 3.1. En la primer columna se listan los nombres dados por *Hipparcos* (van Leeuwen, 2007); en la segunda otro nombre (HD o alguno usualmente conocido); en la tercera el tipo espectral, tomado del catálogo de estrellas O GOSC (Maíz-Apellániz y col., 2004) o de Noriega-Crespo y col. (1997); en las tres últimas columnas representamos con distintos símbolos la emisión observada en las diferentes bases de datos, a las cuales haremos referencia en la sección de resultados.

- **Grupo 2: Tetzlaff y col. 2011, lista de estrellas *runaway***
Este grupo tiene un origen diferente al anterior, ya que surge de una lista de estrellas candidatas a *runaway*, a partir de las cuales queremos estudiar el entorno y la validez del enunciado que establece que alrededor de toda estrella de este tipo existirá un *bow shock*. El resultado de esta búsqueda puede aportar información importante a la hora de analizar las condiciones que deben darse para poder detectar un *bow shock*, como por ejemplo velocidad estelar, densidad del MIE, entre otros, y así se pueden comparar las detecciones con los modelos, tanto analíticos como numéricos (Wilkin 1996, 2000, Dgani y col. 1996 a y b, Comerón y Kaper 1998, etc.).

La lista de estrellas *runaway* presentada por Tetzlaff, Neuhäuser y Hohle (2011) es la más completa disponible al momento y presenta estrellas cuyas distancias no superan los 3 kpc, lo cual aumenta las probabilidades de observar *bow shocks*, puesto que la lejanía es un factor de dilución importante en cualquier detección. Debido a que la lista elegida es muy extensa (alrededor de 2500 estrellas), decidimos tomar una submuestra de estrellas con tipos espectrales desde O hasta B2, pues son las que poseen vientos más intensos. Este filtro arrojó una muestra de 1035 estrellas. De estas 1035 fuentes, sólo estudiamos las que poseían datos de velocidad tangencial y espacial (Tetzlaff, Neuhäuser y Hohle, 2011); en total quedaron 244 estrellas. En la Tabla 3.2 mostramos los objetos con su nombre de *Hipparcos* y tipo espectral (Tetzlaff, Neuhäuser y Hohle, 2011).

- **Objetos en común**
Hallamos 17 objetos comunes a ambos grupos, pero decidimos dejarlos en cada muestra para poder analizar estadísticamente por separado los dos grupos.

3.4 Resultados

★ Grupo 1.

Para este conjunto de 56 objetos realizamos la búsqueda en los relevamientos de WISE, MSX y *Spitzer-Glimpse* (todos ellos habían sido detectados con datos de IRAS, Noriega-Crespo y col. 1997). En la Tabla 3.1, columnas 4, 5 y 6, representamos con símbolos la emisión observada en WISE, MSX e IRAS. Las detecciones realizadas con IRAS fueron reproducidas del trabajo de Noriega-Crespo y col. (1997). Solamente hallamos dos casos cubiertos por *Spitzer-GLIMPSE* y están marcados con † en la tabla, HIP 85569 y 88333, y no muestran emisión que aparente ser un *bow shock*.

Los objetos que muestran el símbolo "—" en las columnas de MSX o WISE no fueron

HIP	HD/BD/Otro	Tipo esp.	MSX	WISE	1997
1415	1337	O9IIIInn+...	—	—	no
2599	2905 / κ Cas	B1Iae	★	▷	▷
3478	4142	B5V	—	★	●
13296	17505	O6Ve	★	●*	o?
14514	19374	B1.5V	—	★	●
15063	19820	O8.5III	★	★	▷?
17358	22928	B5III	—	▷	▷
18370	24431	O9IV-V	×	★	●
22783	30614 / α Cam	O9.5Iae	—	▷	▷
24575	34078	O9.5Ve...	—	▷	●
25947	+39 1328	O9III:	×	★	●
—	36862 / λ Ori	B0.5V	—	[a]	▷
26220	37020	B0.5V	⊙	⊙	●
26889	37737	B0II:	×	●*	o?
28881	41161	O8V	—	▷	▷
29147	41997	O7.5V	—	⊙	●
29276	42933 / δ Pic	B3III+...	—	▷	▷
31978	47839	O7Ve	★	⊙	no
32067	48099	O6e	★	▷	▷
33836	52533	O9V	★	●	●
34536	54662	O7III	★	▷	▷
35415	57061 / τ CMa	O9Ib	—	⊙	▷
38430	64315	O6e	⊙	▷	●
39429	66811	O4If(n)p	—	—	●
50253	89137	O9.5III(n)p	×	—	●
—	92206	O6.5V	[b]	—	●
56726	101131	O6V((f))	—	⊙	●
63117	112244	O9Ibe	—	●	●
72510	130298	O5/O6	★	▷	▷
74778	135240	O8.5V	—	●	●
77391	329905	O+...	×	▷	●
78401	143275 / δ Sco	B0.2IVe	—	▷	▷
81377	149757 / ζ Oph	O9V	—	▷	▷
84588	156212	O+...	★	★	no
85569†	158186	O9.5V	★	●	●
88333†	164492	O6	●	●*	●
90320	169582	O5e	×	●	●
91113	171491	B5	★	⊙	▷
92865	175514	O8:Vnn	★	▷	▷
97280	186980	O7.5III...	×	ϕ	●
97796	188001	O7.5Ia...	—	▷	▷
98418	227018	O6.5III	⊙	—	●
98530	189957	B0III	—	—	●
101186	195592	O9.5Ia	▷	—	▷
—	+43 3654 / U824	O4I	▷	—	▷
103371	199579	O6V((f))	★	—	●
104642	202214	B0II	—	—	●
105186	203064	O8e	★	—	●
105268	203467 / 6 Cep	B3IVe	—	—	▷
107598	207538	O9V	●	—	●
109556	210839 / λ Cep	O6If(n)p	★	—	▷
110609	212593	B9Iab	—	—	●
110817	213087	B0.5Ibe...	—	—	●
111841	214680	O9V	—	—	▷?
114990	+63 1964	B0II	★	▷	●
117957	224151	B0.5II-III	—	★	●

Tabla 3.1. Grupo 1, Noriega-Crespo y col. (1997). Se ve: nombres de las estrellas de *Hipparcos* (van Leeuwen y col. 2007), otra identificación (HD u otro), tipo espectral tomado del catálogo GOSC (Maíz-Apellániz y col. 2004) o de Noriega-Crespo y col. (1997), y distintos símbolos que representan la emisión observada. Las columnas MSX y WISE fueron realizadas por nosotros, y la que dice 1997 reproduce lo hallado en los mapas de IRAS por Noriega-Crespo y col. (1997). Las estrellas con † aparecen en *Spitzer*-GLIMPSE pero no se observa emisión similar a un *bow shock* en ninguna. [a] y [b]: descartados (ver texto). Los símbolos de la emisión son: ★: fuente puntual sobre la posición estelar, ▷: candidato a *bow shock*, ▷?: candidato a *bow shock* dudoso, —: campo no cubierto por el satélite correspondiente, ×: no se observa emisión estelar ni extendida, ⊙: emisión extendida sobre la posición estelar, ●*: confusión con estructura en emisión mayor, ϕ : emisión difusa, ●: exceso de emisión, o?: posible burbuja. Hallamos 18 candidatos a *bow shock*.

HIP	Tipo esp.	HIP	Tipo esp.	HIP	Tipo esp.												
278	B2IV	505	O6pe	1805	B0IV	2036	B1V	2599	B1Ia	4532	B1II	4983	B2IV-V	5391	B1V	10463	B2IV-V
10527	B0.5III	10641	B2Ib	6027	B2III	8725	O8V	9538	B1V	10463	B2IV-V	11347	B1Ib	10641	B2Ib	11279	B2Ia
12009	B1Iab	11394	O6	10849	B2V	10974	B2	11099	O8.5V	11792	O9V	14777	B2	11394	O6	11891	O5
14777	B2	12293	B2	11396	B2	11473	O9.5V	11792	O9V	14514	B1.5V	18151	B1III	12293	B2	14626	B1V
18151	B1III	14969	B2IV	13736	B0II-III	13924	O7V	14514	B1.5V	16566	O	22461	B1II-III	14969	B2IV	17387	B2V
22461	B1II-III	18350	O9.5	15270	B2.5IV-V	16518	B1V	21626	B2.5V	22061	B2.5V	26064	B2IV-V	18350	O9.5	22061	B2.5V
26064	B2IV-V	23060	B2V	18614	O7.5Iab	19218	O8	24575	O9.5V	24575	O9.5V	28756	B2V	23060	B2V	25923	B0V
28756	B2V	26397	B0.5V	24072	B2III	24238	B2V	27850	B1V	27850	B1V	29678	B1V	26397	B0.5V	27941	O6
29678	B1V	29201	B0V	26889	B0II	27204	B1IV-V	29321	B2V	29321	B2V	32602	O6	29201	B0V	29563	B2V
32602	O6	30961	B2.5IV-V	29276	B0.5IV	29317	B1V	32067	O6	32067	O6	34986	B0.5III	30961	B2.5IV-V	32300	B0.5IV
34986	B0.5III	32947	B2V	31766	O9.5II	31787	B0IV	34536	O6	34924	B2III	38855	B2V	32947	B2V	34924	B2III
38855	B2V	35149	B1.5III	33300	B2V	33754	B1Ib	36778	B2V	36778	B2V	48715	B1Ib	35149	B1.5III	37169	O9.5Iab
48715	B1Ib	39172	B2.5V	35951	B2V	36369	O6	36778	B2V	36778	B2V	62829	B0.5III	39172	B2.5V	46760	B2V
62829	B0.5III	52670	B2.5V	40047	O5p	44685	B2IV	45880	B2	45880	B2	67663	B2V	52670	B2.5V	62322	B2V
67663	B2V	63049	B0IV	54572	B2V	58748	B1II	61431	B1Ib	61431	B1Ib	70877	B2III	63049	B0IV	62322	B2V
70877	B2III	68002	B2.5IV-V	63117	O9Ib	63170	B0.5Ia	63256	B2V	63256	B2V	75141	B2Ib	68002	B2.5IV-V	64272	B1Ib
75095	B2Ib	68817	B0.5V	68817	B0.5V	69892	O8.5	69996	B2.5IV	69996	B2.5IV	75141	B1.5IV	68817	B0.5V	70574	B2IV
78582	B2V	71264	B2V	72438	B2.5V	72510	O7.5	72710	B2	72710	B2	78582	B2V	71264	B2V	74778	O8.5V
81305	O9Ia	75141	B1.5IV	75711	B2II/III	76013	B1	76642	B2III	76642	B2III	82775	O8Iab...	75141	B1.5IV	78145	B0.5Ia
82775	O8Iab...	79466	B2III	80782	B1.5Iap	80945	B1Ia	81100	O6e	81100	O6e	84338	B2III	79466	B2III	81122	B0Ia
84338	B2III	81377	O9.5V	81696	O7V	82171	B0Iab	82378	O9.5IV	82378	O9.5IV	85885	B2II	81377	O9.5V	82691	O7e
85885	B2II	82783	O9Ia	83003	O...	83574	B2Iab	83635	B1V	83635	B1V	88714	B2Ib	82783	O9Ia	84226	B1Ib
88714	B2Ib	84401	O9	84687	B0V	84745	B2V	85331	O6.5III	85331	O6.5III	91049	B2II	84401	O9	84226	B1Ib
91049	B2II	87397	B2III	84687	B0V	84745	B2V	85331	O6.5III	85331	O6.5III	94934	B2IV	87397	B2III	85530	B2V
94934	B2IV	89743	O9.5V	88004	B1Iab	88496	B2V	88584	O6	88584	O6	97679	B2.5V	89743	O9.5V	88652	O9.5Iab
97679	B2.5V	90610	B2V	90610	B2V	90804	B2V	90950	B0Ia/Iab	90950	B0Ia/Iab	3013	B2	90610	B2V	91003	O7
3013	B2	92133	B2.4V	92133	B2.4V	93118	O7.5	93796	B1Ib	93796	B1Ib	41463	B2V	92133	B2.4V	93934	B2II
41463	B2V	96130	B1.5III	96130	B1.5III	96362	B2V	97246	B1Ia	97246	B1Ia	44251	B2.5V	96130	B1.5III	97545	B1V
44251	B2.5V	38518	B0.5Ib	39429	O8Iaf	39776	B2.5III	40341	B2V	40341	B2V	48730	B2IV-V	38518	B0.5Ib	41168	B2IV
48730	B2IV-V	41878	B1.5Ib	42316	B1Ib	42354	B2III	43158	B0II/III	43158	B0II/III	52526	B0Ib	41878	B1.5Ib	43868	B1Ib
52526	B0Ib	44368	B0.5Ib	46950	B1.5IV	47868	B0IV	48469	B1V	48469	B1V	61958	Op	44368	B0.5Ib	48527	B2V
61958	Op	48745	B2III	49608	B1III	49934	B2IV	50899	B0Iab/Ib	50899	B0Iab/Ib	97845	B0.5III	48745	B2III	51624	B1Ib
97845	B0.5III	52849	O9V	52898	B2III	54179	B1Iab	54475	O9II	54475	O9II	99580	O5e	52849	O9V	58587	B2IV
99580	O5e	65388	B2	74368	B0	89902	B2V	94716	B1II-III	94716	B1II-III	101186	O9.5Ia	65388	B2	58587	B2IV
101186	O9.5Ia	98418	O7	98661	B1Iab	99283	B0.5IV	99303	B2.5V	99303	B2.5V	104579	B1V	98418	O7	97045	B0V
104579	B1V	99953	B1V	100088	B1.5V	100142	B2V	100314	B1.5Ia	100314	B1.5Ia	107864	Op	99953	B1V	97045	B0V
107864	Op	101350	B0V	102999	B0IV	103763	B2V	104316	O9	104316	O9	109556	B1II	101350	B0V	100409	B1Ib
109556	B1II	104814	B0.5V	105186	O8	105912	B2II	106620	B2V	106620	B2V	110386	B2IV-V	104814	B0.5V	104548	B1V
110386	B2IV-V	108911	B2Iab	109051	B2.5III	109082	B2V	109311	B1V	109311	B1V	114482	O9.5Iab	108911	B2Iab	106716	B2V
114482	O9.5Iab	109562	O9Ib	109996	B1II	110025	B2III	110287	B1V	110287	B1V	114685	O7	109562	O9Ib	109332	B2III
114685	O7	110662	B1.5IV-V	110817	B0.5Ib	111071	B0IV	112482	B1II	112482	B1II			110662	B1.5IV-V	110362	B0.5IV
																112698	B1V

Tabla 3.2. Grupo 2, estrellas extraídas de Tetzlaff y col. (2011). Arriba: zonas cubiertas por WISE (164), abajo: zonas no cubiertas (80). Los tipos espectrales fueron tomados de Tetzlaff y col. (2011). Los 17 bow shocks están marcados en negrita.

cubiertos por ninguno de los dos satélites; para MSX son 25, y para WISE 17. Esto quiere decir que un 55% de la lista posee datos en MSX, y un 70% en WISE. Los símbolos que utilizamos, tanto para nuestro trabajo como para reproducir los de Noriega-Crespo y col. (1997), son:

- ★ fuente puntual sobre la posición estelar,
- ▷ candidato a *bow shock*,
- ▷? candidato a *bow shock* dudoso,
- campo no cubierto por el satélite,
- × no se observa emisión estelar ni extendida,
- ⊙ emisión extendida sobre la posición estelar,
- * confusión con estructura en emisión mayor,
- exceso de emisión,
- ϕ emisión difusa,
- o? posible burbuja.

De los 56 objetos, 8 no tenían imágenes ni en WISE ni en MSX. De los 48 que pudimos analizar, hallamos 18 candidatos a *bow shocks*, de los cuales 15 se encontraron en campos de WISE y 3 en MSX (ninguno se observó en ambos relevamientos).

Con respecto a la lista de Noriega-Crespo y col. (1997), de los 19 objetos que presentan como candidatos a *bow shock*, hallamos 14 en coincidencia con la clasificación hecha por ellos⁸, 4 nuevos⁹, y 2 donde vemos que la morfología no correspondería a *bow shocks*, sino a emisión extendida alrededor de la estrella¹⁰ (quizás envoltura circumestelar). Creemos que las diferencias entre nuestro trabajo y el de Noriega-Crespo y col. (1997) se deben a la mayor sensibilidad y resolución de los datos más actuales.

En la Figura 3.2 mostramos una comparación entre los mapas de IRAS y WISE para HIP 77391; en el mapa de IRAS había sido clasificado como exceso de emisión (Noriega-Crespo y col. 1997), en cambio en WISE como *bow shock*.

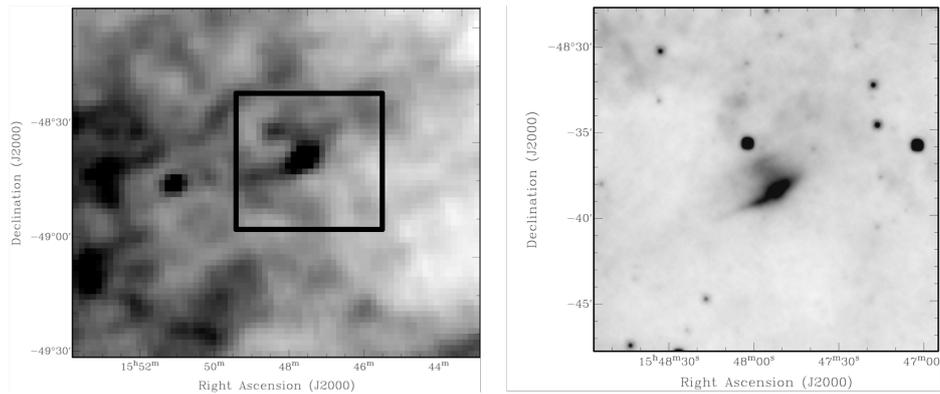


Figura 3.2. Estructura en emisión en torno a HIP 77391. *Izquierda:* imagen IRAS, *derecha:* imagen WISE. El mapa de IRAS sólo muestra exceso de emisión, en cambio el de WISE (zona marcada con un cuadrado a la izquierda) muestra un *bow shock* (E-BOSS 1).

Existen dos casos que descartamos. La estrella HD 92206 estaría generando una región HII (Cappa y col., 2008), por lo cual la descartamos como *bow shock*. Por otra

⁸HIP 2599, 17358, 22783, 28881, 29276, 32067, 34536, 72510, 78401, 81377, 92865, 97796, 101186 y BD +43° 3654.

⁹HIP 24575, 38430, 77391 y 114990.

¹⁰HIP 35415 y 91113.

parte, HD 36862 se encuentra muy próxima HD 36861 (O8III) y ambas pertenecen al cúmulo Ori (Bouy y col., 2009), por lo cual un *bow shock* generado por HD 36862 podría quedar oculto en emisión infrarroja presente en la zona.

Las observaciones de H_α tanto de VTSS como de SHASSA, no mostraron ningún caso convincente en el Grupo 1. A pesar de que Brown y Bomans (2005) encontraron 8 casos entre *bow shocks* de van Buren y col. (1995), consideramos que la poca emisión de H_α se mezcla con otras estructuras mayores y no es totalmente coincidente con la emisión en IR.

En las Figuras 3.7 a 3.11 se pueden apreciar imágenes de los 18 candidatos a *bow shocks* en tres colores (RGB: red-green-blue, del inglés), donde cada uno de ellos representa una banda distinta de WISE. En color rojo se despliega la banda 4, a $22.2 \mu\text{m}$, en verde la banda 3, a $12.1 \mu\text{m}$, y en azul la banda 1, a $3.4 \mu\text{m}$. Como hemos mencionado con anterioridad, las bandas 3 y 4 son las que mapean mayormente el polvo tibio. Muchos de los *bow shocks* se evidencian en estas dos bandas, a excepción de casos como α Cam (HIP 22783) ó ζ Oph (HIP 81377) que se observan en las 4 bandas. Para los dos objetos hallados mediante imágenes de MSX (HIP 101186 y BD $+43^\circ 3654$), realizamos mapas a tres colores. En azul se representa la banda A, a 8.3 micrones, en verde la C, a 12.1 micrones, y en rojo la E, a 21.3 micrones.

Las etiquetas que aparecen en cada imagen son los nombres de las estrellas que generan los *bow shocks*. Los vectores se construyeron a partir de las mediciones de movimientos propios disponibles (Tabla 3.3, composición de $\mu_\alpha \cos \delta$ y μ_δ). El vector más grueso representa el movimiento propio medido por *Hipparcos* (van Leeuwen y col. 2007) y el más delgado el movimiento propio corregido por movimiento del MIE (rotación galáctica) y del Sol. El largo de los vectores no se hizo a escala ya que nos interesaba principalmente identificar la dirección de movimiento estelar, y en algunos casos el vector quedaría muy corto o por el contrario fuera de la imagen.

★ Grupo 2.

Este grupo consta de 244 objetos, y lo separamos en dos. El primer subgrupo contiene 164 estrellas para las cuales WISE cubría las regiones. El segundo subgrupo contiene 80 estrellas sin imágenes en WISE. En la Tabla 3.2 se pueden observar los dos subgrupos y los 17 *bow shocks* marcados en negrita, que hallamos luego de inspeccionar las imágenes de todas las bandas de WISE en cada campo. De estos 17 objetos, 7 coinciden con los del Grupo 1. En la Figuras 3.7 a 3.11 se muestran imágenes análogas a las construidas para el Grupo 1. No encontramos ningún caso claro de tipo *bow shock* en los relevamientos norte y sur de H_α .

3.4.1 Catálogo E-BOSS 1

Un total de 28 candidatos a *bow shock* compone la lista final del catálogo E-BOSS. En la Tabla 3.3 enumeramos los objetos y mostramos una serie de parámetros estelares que caracterizan a las estrellas que generan los *bow shocks*.

En la primera columna se encuentra el nombre que identifica a cada estrella, luego el grupo al cual pertenece (1, 2, o ambos) y las coordenadas galácticas tomadas de Simbad¹¹. Le sigue el tipo espectral tomado de GOSC catalog para las estrellas O disponibles en él y de Simbad para el resto. Las distancias fueron extraídas de varios trabajos, y se encuentran distinguidas con diferentes supraíndices: (a) Megier y col. (2009), (b) Mason y col. (1998), (c) Schilbach y Röser (2008), (d) Hanson (2003), (e) Thorburn y col. (2003). Las distancias que se encuentran marcadas con () se calcularon en base a los datos disponibles de paralajes de *Hipparcos*, y en una primera aproximación estimadas con:

¹¹<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

$d[\text{pc}] = 4,74/\pi''$. Las tasas de pérdida de masa $\dot{M}[\text{M}_\odot/\text{yr}]$ fueron derivadas de Vink, de Koter y Lamers (2001) utilizando datos de T_{eff} , M_* , L_\odot , v_∞ específicos para cada caso. Obtuvimos velocidades tangenciales de Tetzlaff y col. (2011), o las derivamos por medio de los movimientos propios de *Hipparcos* (van Leeuwen 2007); éstas últimas se encuentran marcadas con []. Las velocidades radiales las tomamos del catálogo ‘Second Catalog of Radial Velocities with Astrometric Data’ (Kharchenko y col., 2007).

En la Tabla 3.4 listamos una serie de parámetros geométricos que caracterizan a los *bow shocks*, y que estimamos de las detecciones de la banda 4 de WISE. Calculamos el largo l , ancho w y distancia R_0 que va desde la estrella hasta el punto medio del *bow shock*. Las tres cantidades se presentan en unidades angulares, y luego, a partir de las distancias, se convierten a unidades lineales [pc]. Se estimó también la densidad del medio n_{MIE} por medio de la fórmula que involucra a R_0 (Capítulo 2, sección 2.2.3), para los 28 casos,

$$R_0 = \sqrt{\frac{\dot{m}_w v_\infty}{4\pi\rho_a v_*^2}}.$$

Los resultados obtenidos para n_{MIE} deben ser tomados con precaución pues existen varios factores que pueden afectar su valor. Por ejemplo, la tasa de pérdida de masa, la velocidad terminal del viento e incluso la velocidad estelar, pueden tener errores importantes.

3.5 Estadística

Con el fin de analizar la distribución espacial de los *bow shocks* para los Grupos 1 y 2, realizamos un diagrama con las coordenadas galácticas (l, b) de cada objeto, donde separamos los candidatos a *bow shocks*, los que descartamos como tales, y los objetos que no presentaban imágenes en WISE ó MSX. En la Figura 3.3 se puede observar esta clasificación. Debe recordarse que la mayoría de los objetos de nuestro estudio no superan los 3 kpc de distancia. La distribución estelar sigue la que presentan las estrellas de gran masa (concentración hacia el plano), con una minoría de objetos con latitudes grandes. Los *bow shocks* no se ubican de forma preferencial, lo cual está en concordancia con los trabajos que los modelan, ya que otros parámetros distintos a la ubicación de las estrellas *runaway* serían de mayor importancia en la formación y detección de *bow shocks*, como por ejemplo densidad del medio, velocidad estelar, velocidad terminal del viento, etc.

Para estudiar si existen tendencias de algún tipo con respecto a otros parámetros estelares realizamos histogramas de los tipos espectrales para los dos grupos por separado. En la Figura 3.4 se puede apreciar la cantidad de estrellas en distintos rangos de tipo espectral, y en cada rango, la cantidad de *bow shocks*. Era de esperarse detectar más *bow shocks* para estrellas de tipos espectrales más tempranos debido a que los vientos son más intensos, poseen fuertes campos de fotones UV y mayor temperatura. Sin embargo, no debe dejar de tenerse en cuenta que también tienen influencia en la formación de *bow shocks* la densidad del MIE, las velocidades de las estrellas y/o del medio, y las velocidades relativas entre ambos. Vemos que, como estudiaron Comerón y Kaper (1998), es una combinación de todos los factores mencionados lo que hace que los *bow shocks* se formen o no, y si se forman, pueden hacerlo con distintas morfologías dependiendo de las condiciones físicas en las cuales se generaron.

Por último, en la Figura 3.5, presentamos histogramas según las edades y masas estelares para el Grupo 2, y no encontramos ningún tipo de tendencia.

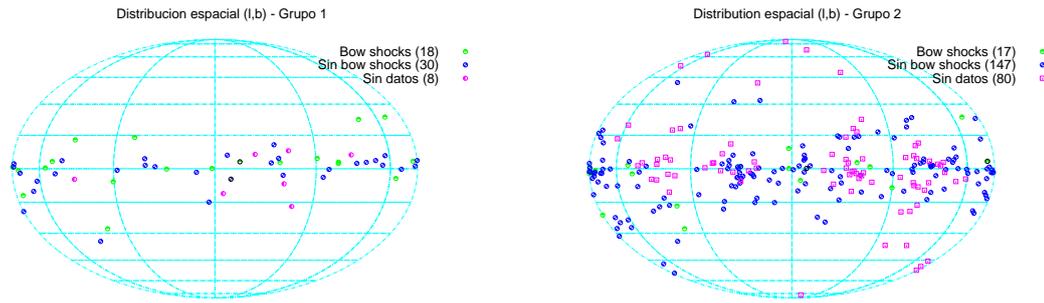


Figura 3.3. Distribución espacial de las fuentes del Grupo 1 (izquierda) y Grupo 2 (derecha). Separamos en tres las muestras: *bow shocks*, casos descartados, y regiones sin observaciones.

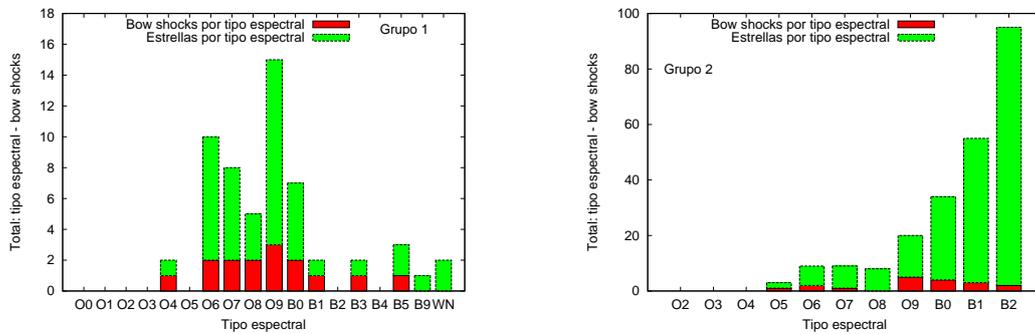


Figura 3.4. Histogramas de las distribuciones de estrellas según el tipo espectral, Grupo 1 y 2. En color rojo se presenta la cantidad de objetos con *bow shocks* que hallamos en cada rango de tipos espectrales.

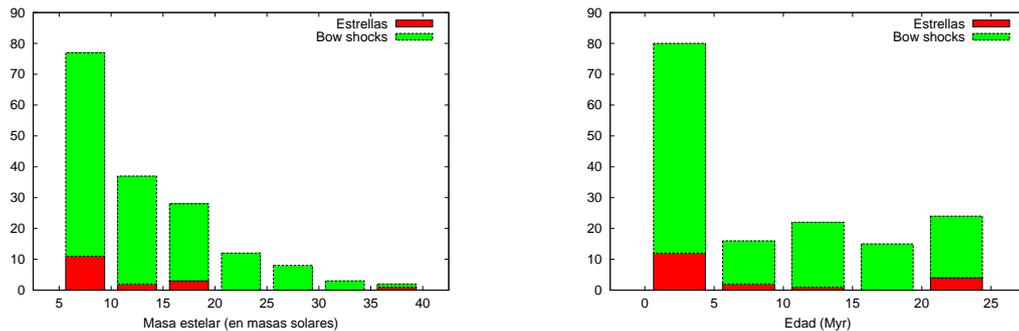


Figura 3.5. Histogramas de las distribuciones de estrellas según rangos de masas estelares y edades, solamente para el Grupo 2. En color rojo se presenta la cantidad de objetos con *bow shocks* que hallamos en cada rango de masas.

3.6 Estudios en radioondas

De los 28 candidatos, encontramos tres objetos con emisión a 1.4 GHz (relevamiento NVSS, Condon y col. 1998), coincidentes en posición (o cerca) de la emisión en el infrarrojo. Las estrellas relacionadas a la emisión hallada son HIP 11891, 38430 y 88652

(Figura 3.6). Estos tres casos son candidatos para continuar estudios similares al realizado en BD +43° 3654 (Benaglia y col. 2010), donde se hallaron evidencias de emisión no térmica.

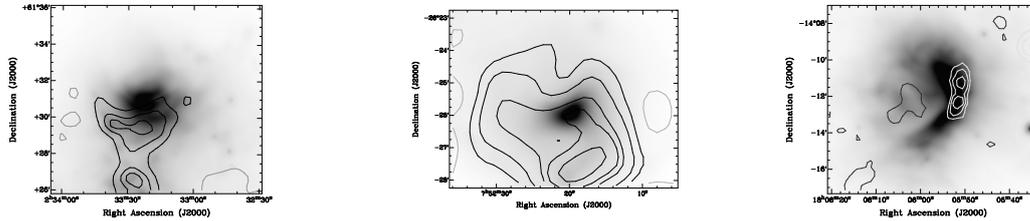


Figura 3.6. Casos de *bow shocks* donde hallamos emisión a 1.4 GHz en NVSS (contornos). La emisión en WISE se despliega en grises. Las estrellas son HIP 11891, 38430, 88652, de izquierda a derecha.

3.7 Discusión

El catálogo E-BOSS 1 es el más completo y extenso sobre *bow shocks* realizado al momento. Brinda una base de datos que pretende aportar información valiosa en la realización de los modelos, simulaciones y observaciones sobre este tipo de objetos.

Para el Grupo 1 hemos podido contrastar lo observado hace décadas con datos más modernos, principalmente de WISE y MSX, lo cual nos permitió confirmar muchos casos, descartar otros, y agregar nuevos.

Un ejemplo interesante es el de HIP 24575 (HD 34078, AE Aur), que en los mapas de alta resolución de IRAS de Noriega-Crespo y col. (1997) muestra solamente exceso de emisión a $60 \mu\text{m}$ sin una forma clara, y en cambio en los mapas de WISE se pueden observar tanto filamentos (banda 4, 22 micrones), como la típica forma de *bow shock* (bandas 3 y 4, 12.1 y 22 micrones). Otro caso llamativo es el de la estrella HIP 17358 (HD 22928). Esta estrella posee tasa de pérdida de masa y viento estelar bajos, pero una velocidad estelar alta, lo cual hace que el *bow shock* se forme muy cerca de la estrella. Dado que la velocidad tangencial domina en el movimiento estelar, se puede observar el *bow shock* sin problemas. Otro hecho que se desprende de la cercanía del *bow shock* a la estrella es que se obtiene una densidad del medio alta (Tabla 3.4).

Las estrellas del Grupo 2 fueron especialmente elegidas por ser candidatas a *runaway* y porque alrededor de ellas probablemente se forman *bow shocks*. De la muestra total que poseían mapas disponibles (164) hallamos 17 objetos en emisión tipo *bow shock* en su entorno, aproximadamente un 10% del total. Sobre el resto de las estrellas no podemos asegurar que en todos los casos no existan *bow shocks*, ya que hay varios motivos que pueden hacer que no se los detecte: confusión con otras fuentes, que la emisión sea débil, velocidad en el plano del cielo baja, entre otros. Luego, también puede suceder que no se formen: alta velocidad estelar, densidad del medio baja, tasa de pérdida de masa baja, etc.

Con respecto a la lista final de 28 objetos hallados, podemos observar en las figuras RGB de todos ellos (Figuras 3.8 a 3.12) que las formas que presentan son variadas: algunos son del tipo canónico, como HIP 32067, 72510, 81377 (α Cam), otros muestran capas como HD 30614 (HIP 22783), HD 42933 (HIP 29276), y HD 15629 (HIP 11891), otros evidencian posibles inhomogeneidades en el MIE (HIP 34536), y por último, pueden estar muy bien alineados con la velocidad estelar (HIP 75095), en una situación intermedia (HIP 32067) o hallarse en el lado opuesto al movimiento (HIP 62322).

Se puede observar una variedad de tamaños considerable, como mostramos en la Tabla 3.4, con longitudes que van desde menos de 1 pc hasta unos 15, y anchos desde 0.22

hasta unos 2 pc: domina el largo sobre el ancho. Los distintos valores son representativos de las posibles condiciones de entorno como velocidad del viento, velocidad estelar, densidad del medio, entre otros.

Los *bow shocks* que hallamos desalineados con respecto al movimiento estelar decidimos incluirlos en la muestra final debido a que los errores en los movimientos propios pueden llegar a ser del orden del módulo del mismo, y por el momento no tenemos argumentos suficientes como para descartar estos casos. Además, al corregir el movimiento propio estelar respecto al movimiento del MIE, estamos teniendo en cuenta el modelo de rotación galáctica (Brand y Blitz, 1993), y puede suceder que ciertas regiones se aparten del modelo. Los *bow shocks* que se encuentran directamente en la dirección opuesta al movimiento (suponiendo que su error en la medición sea bajo) pueden explicarse por medio de flujos de material que se acerca a la estrella. Por ejemplo, existe un caso en la zona de RCW 49 (Povich y col. 2008) donde la estrella *runaway* que genera el *bow shock* S1 se aleja del cúmulo, y el *bow shock* en lugar de formarse en dirección saliente del grupo estelar, se forma hacia el cúmulo. Ésto puede explicarse por medio del flujo de material que se escapa del cúmulo debido a la contribución conjunta de muchas estrellas de alta masa.

Todas las situaciones descritas pueden explicarse por medio de las condiciones físicas específicas de cada sistema y los valores de diferentes parámetros que determinan la posición y morfología de los *bow shocks*, en el caso de formarse: valores de velocidad estelar en tres dimensiones, gradiente de densidad en el MIE, inhomogeneidades en el mismo, flujos de material en el MIE, tasa de pérdida de masa estelar, velocidad terminal del viento, etc.

Finalmente, los tres objetos que muestran emisión a 1.4 GHz (Figura 3.6) son casos de especial interés pues, de confirmarse emisión no térmica en radio (sincrotrón), son potenciales emisores de fotones de altas energías.

Fuente	Grupo	l [°]	b [°]	Tipo esp.	d [pc]	v_∞ [km s ⁻¹]	$\dot{M} \times 10^6$ [M_\odot yr ⁻¹]	v_{tg} [km s ⁻¹]	v_r [km s ⁻¹]	$\mu_\alpha \cos \delta$ [mas yr ⁻¹]	μ_δ [mas yr ⁻¹]
HIP 2036	2	120.9137	+09.0357	O9.5III+B1V	757±161 ^a	[1200]	0.48	15.2	-5	-1.66	1.90
HIP 2599	1,2	120.8361	+00.1351	B1 Iae	1457±300 ^a	[1105]	0.12	26.2	-2.3	3.65	-2.07
HIP 11891	2	134.7692	+01.0144	O5 V(f)	(900)	[2810]	1.10	11.9	-48	0.03	-2.16
HIP 16518	2	156.3159	-16.7535	B1 V	(650)	[500]	0.006	47.3	25	-8.28	3.44
HIP 17358	1	150.2834	-05.7684	B5 III	(150)	[500]	<0.001	[35]	4	25.58	-43.06
HIP 22783	1	144.0656	+14.0424	O9.5 Ia	1607±275 ^a	[1590]	0.25	[52]	6.1	-0.13	6.89
HIP 24575	2	172.0813	-02.2592	O9.5 V	548±68 ^a	[1200]	0.1	140.0	59.1	-3.58	43.73
HIP 25923	2	210.4356	-20.9830	B0 V	(900)	[1000]	0.06	16.8	17.4	-0.10	-4.87
HIP 26397	2	174.0618	+01.5808	B0.5 V	(350)	[750]	0.014	11.9	-19	0.88	-3.61
HIP 28881	1	164.9727	+12.8935	O8 Vn	1500 ^b	[2070]	0.03	[17]	5	-0.82	-1.49
HIP 29276	1,2	263.3029	-27.6837	B1/2 III	(400)	[600]	<0.001	9.2	30.6	-4.90	7.41
HIP 31766	2	210.0349	-02.1105	O9.7 Ib	1414±28 ^a	[1590]	1.07	6.7	58.4	-0.34	-0.83
HIP 32067	1,2	206.2096	+00.7982	O5.5V(f)+...	2117±367 ^a	[2960]	0.13	23.4	31	0.84	2.55
HIP 34536	1,2	224.1685	-00.7784	O6.5V(f)+...	1293±206 ^a	[2456]	0.19	14.3	58	-1.96	4.40
HIP 38430	1	243.1553	+00.3630	O6Vn+...	(900)	[2570]	0.7	[13]	28	-3.04	-0.38
HIP 62322	2	302.4492	-05.2412	B2.5 V	(150)	[300]	0.006	4.5	42	-41.97	-8.89
HIP 72510	1,2	318.7681	+02.7685	O6.5III(n)(f)	(350)	[2545]	0.27	7.4	-74	-7.49	-5.15
HIP 75095	2	322.6802	+00.9060	B1Iab/Ib	(800)	[1065]	0.14	28.6	4	-8.42	-9.18
HIP 77391	1	330.4212	+04.5928	O9 I	(800)	[1990]	0.25	[19]	15	-4.63	-1.84
HIP 78401	1	350.0969	+22.4904	B0.2 IVe	224±24 ^a	[1100]	0.14	[38]	-7	-10.21	-35.41
HIP 81377	1,2	006.2812	+23.5877	O9.5 Vnn	222±22 ^a	[1500]	0.02	24.4	-15	15.26	24.79
HIP 82171	2	329.9790	-08.4736	B0.5 Ia	845±120 ^a	[1345]	0.09	65.7	-53.3	-4.64	-20.28
HIP 88652	2	015.1187	+03.3349	B0 Ia	(650)	[1535]	0.5	8.2	30	-1.05	-1.38
HIP 92865	1	041.7070	+03.3784	O8 Vnn	(350)	[1755]	0.04	[2]	-41	-0.78	0.46
HIP 97796	1	056.4824	-04.3314	O7.5 Iabf	2200 ^c	[1980]	0.50	[110]	9	-2.03	-10.30
HIP 101186	1	082.3557	+02.9571	O9.7 Ia	1486±402 ^a	[1735]	0.23	22.3	-28	-2.37	1.37
BD+43 3654	1	082.4100	+02.3254	O4 If	1450 ^d	[2325]	6.5	[14]	-66.2	-0.44	1.3
HIP 114990	1	112.8862	+03.0998	B0 II	1400 ^e	[1400]	0.6	[52]	-125.3	-7.86	-0.71

Tabla 3.3. Catálogo E-BOSS 1 compuesto por 28 objetos. La primera columna contiene el nombre de la estrella que genera cada *bow shock* y la segunda el grupo al cual corresponde. Luego se presentan las coordenadas galácticas (Simbad) y el tipo espectral (B de Simbad, O de GOS catalog, Maíz-Apellániz y col. 2004). Distancias: (a) Megier y col. (2009), (b) Mason y col. (1998), (c) Schilbach y Röser (2008), (d) Hanson y col. (2003); distancias en corchetes: estimadas por medio de las paralajes de *Hipparcos* (van Leeuwen 2007). Las velocidades terminales de los vientos entre corchetes se extrajeron de Howarth y col. (1997), y el resto fueron inter o extrapoladas de Prinja, Barlow y Howarth (1990). Tasas de pérdida de masa: Vink y col. (2001). Velocidades radiales: 'Second Catalog of Radial Velocities with Astrometric Data' (Kharchenko y col., 2007).

Fuente	l	w [']	R	l	w [pc]	R	n_{MIE} [cm ⁻³]
HIP 2036	4.5	1.3	1	0.99	0.29	0.22	130
HIP 2599	9	1.3	3	3.81	0.55	1.27	0.4
HIP 11891	4	1	1	1.05	0.26	0.26	3
HIP 16518	4	1	0.7	0.76	0.19	0.13	0.2
HIP 17358	3	1	1	0.13	0.04	0.04	600
HIP 22783	33	10	10	15.43	4.67	4.67	0.02
HIP 24575	2	0.5	0.4	0.32	0.08	0.06	3
HIP 25923	4	1	1.5	1.05	0.26	0.39	1
HIP 26397	3	1	1	0.31	0.10	0.10	2
HIP 28881	9	1.5	3	5.54	0.92	1.85	0.3
HIP 29276	5	2	2	0.58	0.23	0.23	0.003
HIP 31766	5	2	2	2.06	0.82	0.82	0.03
HIP 32067	13	2.5	3	8.01	1.54	1.85	0.1
HIP 34536	12	3	4	4.51	1.13	1.50	0.01
HIP 38430	2	0.5	0.5	0.52	0.13	0.13	60
HIP 62322	4	1.2	1	0.17	0.05	0.04	0.02
HIP 72510	4.5	0.8	1.5	0.46	0.08	0.15	0.2
HIP 75095	1.5	0.5	0.5	0.35	0.12	0.12	40
HIP 77391	4	1	1	0.93	0.23	0.23	30
HIP 78401	25	2	6	1.63	0.13	0.39	2
HIP 81377	22	2	5	1.42	0.13	0.32	1
HIP 82171	2	0.5	0.7	0.49	0.12	0.17	1
HIP 88652	6	1	1.5	1.13	0.19	0.28	2
HIP 92865	11	1	3	1.12	0.10	0.31	0.003
HIP 97796	13	2.5	6	8.32	1.60	3.84	0.02
HIP 101186	19	2.5	4	8.21	1.08	1.73	0.1
BD+43 3654	12	3	3.5	5.06	1.27	1.48	0.2
HIP 114990	3.5	0.75	1.5	1.43	0.31	0.61	0.05

Tabla 3.4. Magnitudes que caracterizan la morfología de los *bow shocks*. Columnas 2 a 7: longitud l , ancho w y distancia R (estrella-*bow shock*), en unidades angulares y lineales. En la columna 8 listamos los valores de n_{MIE} estimados para cada objeto.

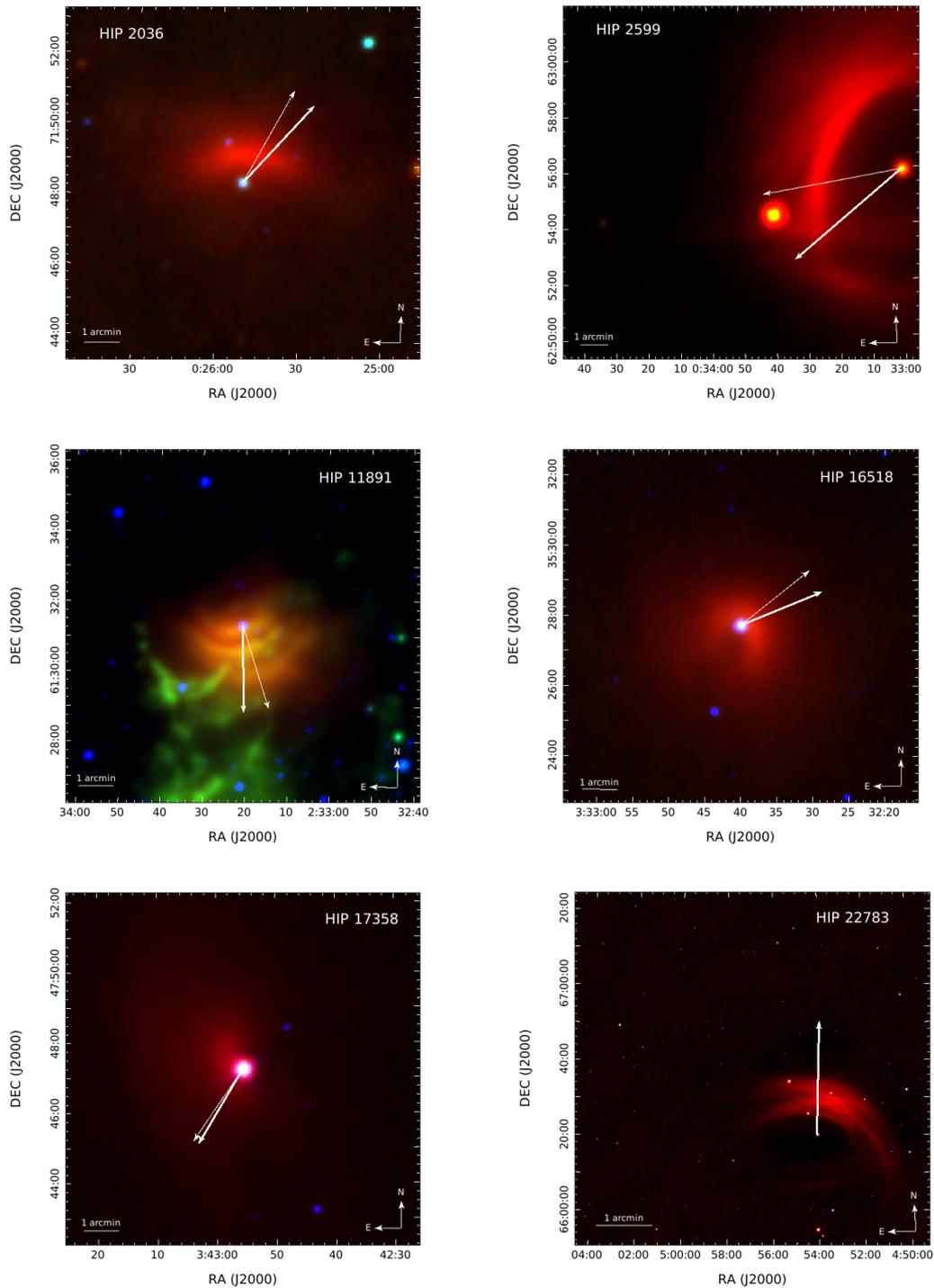


Figura 3.7. Candidatos a *bow shocks*. Imágenes generadas a partir de los datos WISE. Rojo: banda 4, $22,2\mu\text{m}$. Verde: banda 3, $12,1\mu\text{m}$. Azul: banda 1, $3,4\mu\text{m}$. La etiqueta representa el nombre de la fuente que genera el *bow shock*. Los vectores representan el movimiento propio (composición de $\mu_\alpha \cos \delta$ y μ_δ). Los vectores gruesos representan el movimiento propio medido por *Hipparcos* (van Leeuwen y col. 2007), y los más delgados el movimiento propio corregido por movimiento del MIE y rotación galáctica. El largo de los vectores no está a escala, nos interesaba resaltar la dirección estelar.

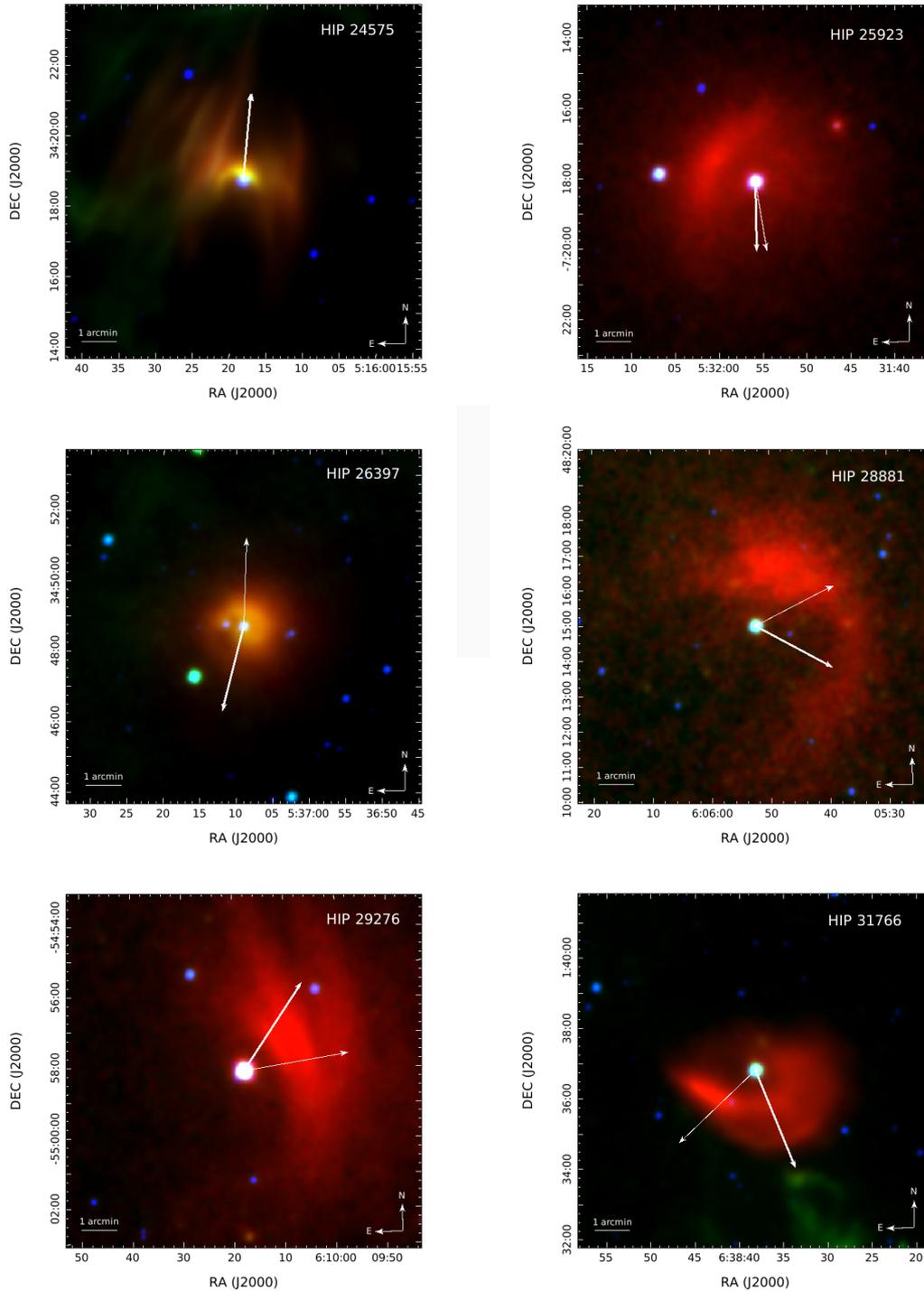


Figura 3.8. Candidatos a *bow shocks*. Imágenes generadas a partir de los datos WISE. Rojo: banda 4, $22,2\mu\text{m}$. Verde: banda 3, $12,1\mu\text{m}$. Azul: banda 1, $3,4\mu\text{m}$. La etiqueta representa el nombre de la fuente que genera el *bow shock*. Los vectores representan el movimiento propio (composición de $\mu_\alpha \cos \delta$ y μ_δ). Los vectores gruesos representan el movimiento propio medido por *Hipparcos* (van Leeuwen y col. 2007), y los más delgados el movimiento propio corregido por movimiento del MIE y rotación galáctica. El largo de los vectores no está a escala, nos interesaba resaltar la dirección estelar.

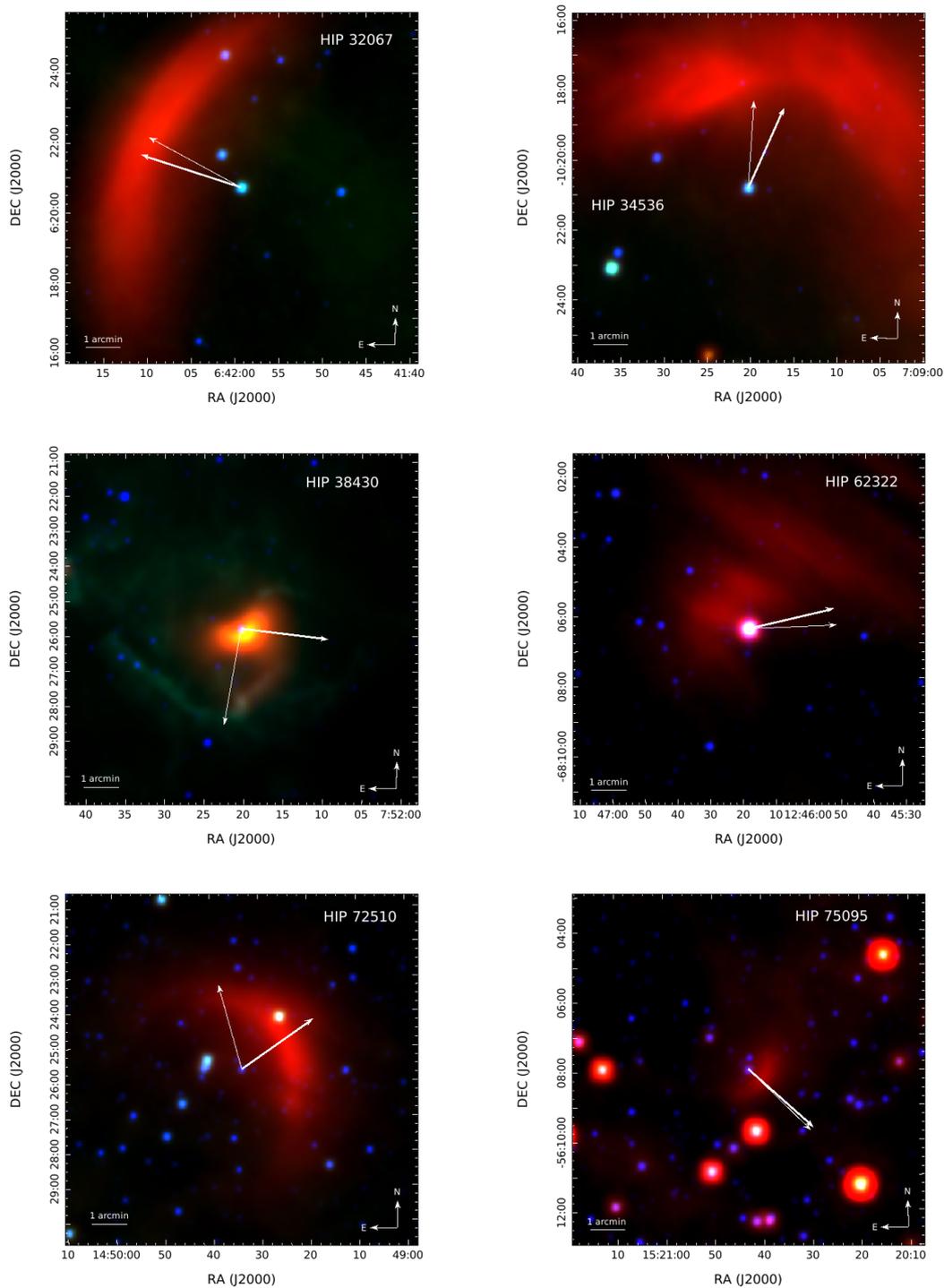


Figura 3.9. Candidatos a *bow shocks*. Imágenes generadas a partir de los datos WISE. Rojo: banda 4, 22,2 μm. Verde: banda 3, 12,1 μm. Azul: banda 1, 3,4 μm. La etiqueta representa el nombre de la fuente que genera el *bow shock*. Los vectores representan el movimiento propio (composición de $\mu_{\alpha} \cos \delta$ y μ_{δ}). Los vectores gruesos representan el movimiento propio medido por *Hipparcos* (van Leeuwen y col. 2007), y los más delgados el movimiento propio corregido por movimiento del MIE y rotación galáctica. El largo de los vectores no está a escala, nos interesaba resaltar la dirección estelar.

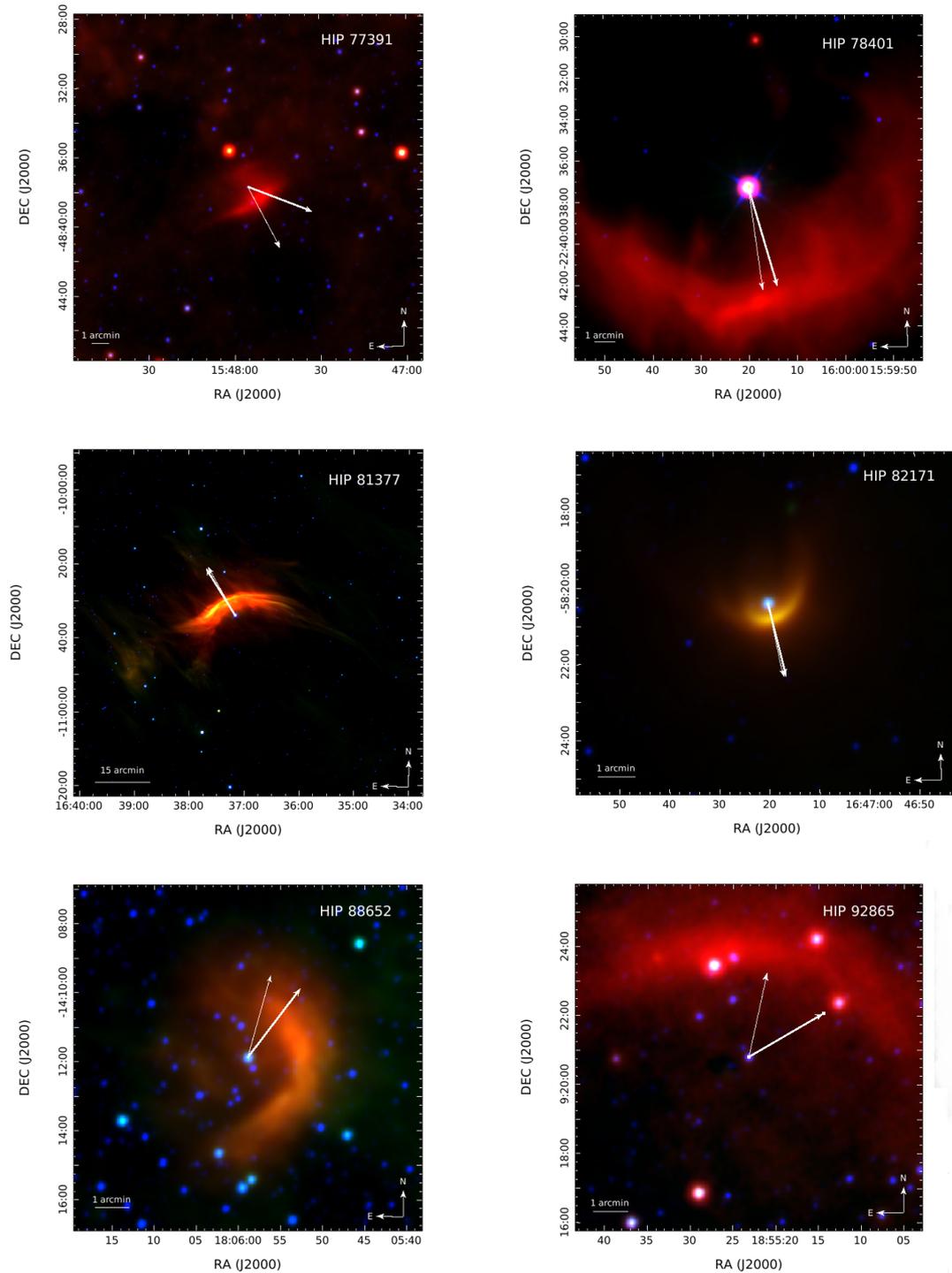


Figura 3.10. Candidatos a *bow shocks*. Imágenes generadas a partir de los datos WISE. Rojo: banda 4, $22,2\mu\text{m}$. Verde: banda 3, $12,1\mu\text{m}$. Azul: banda 1, $3,4\mu\text{m}$. La etiqueta representa el nombre de la fuente que genera el *bow shock*. Los vectores representan el movimiento propio (composición de $\mu_\alpha \cos \delta$ y μ_δ). Los vectores gruesos representan el movimiento propio medido por *Hipparcos* (van Leeuwen y col. 2007), y los más delgados el movimiento propio corregido por movimiento del MIE y rotación galáctica. El largo de los vectores no está a escala, nos interesaba resaltar la dirección estelar.

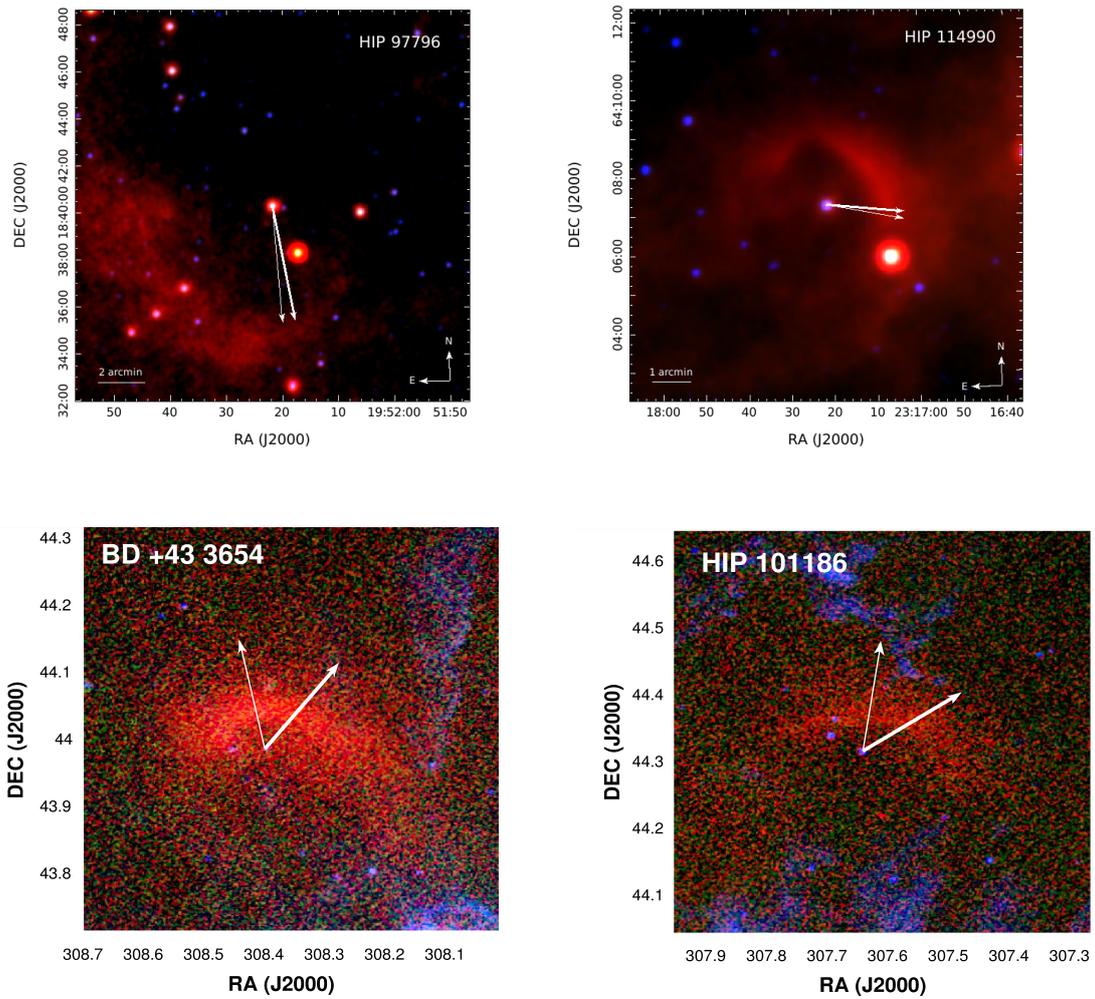


Figura 3.11. Candidatos a *bow shocks* en el panel superior: imágenes generadas a partir de los datos WISE. Rojo: banda 4, $22,2\mu\text{m}$. Verde: banda 3, $12,1\mu\text{m}$. Azul: banda 1, $3,4\mu\text{m}$. La etiqueta representa el nombre de la fuente que genera el *bow shock*. Candidatos del panel inferior: lo mismo pero con datos de MSX. Azul, $8,3\mu\text{m}$. Verde, $12,1\mu\text{m}$. Rojo, $21,3\mu\text{m}$. Los vectores representan el movimiento propio (composición de $\mu_\alpha \cos \delta$ y μ_δ). Los vectores gruesos representan el movimiento propio medido por *Hipparcos* (van Leeuwen y col. 2007), y los más delgados el movimiento propio corregido por movimiento del MIE y rotación galáctica. El largo de los vectores no está a escala, nos interesaba resaltar la dirección estelar.

4 — Catálogo E-BOSS 2

Resumen

En este capítulo describimos la segunda parte del catálogo E-BOSS. El trabajo fue realizado de forma análoga a E-BOSS 1, focalizando la búsqueda al infrarrojo y complementándola con estudios en el rango de radio¹.

La muestra de base ha sido extendida a estrellas de tipos espectrales más tardíos, objetos que encontramos en la literatura y hallados azarosamente durante la investigación.

Uno de los principales motivos que nos impulsó a continuar con la búsqueda fue la publicación de la segunda parte de los datos relevados por WISE en la banda infrarroja media.

4.1 Búsqueda y bases de datos utilizadas

Hemos utilizado los datos disponibles en el relevamiento NVSS y de WISE, ambos descriptos en el Capítulo anterior (Capítulo 3).

4.2 Muestras

Las muestras utilizadas las nombramos Grupos 3 a 7, para continuar con lo realizado en E-BOSS 1 de manera uniforme y con el fin de evitar confusiones.

■ Grupo 3: Tetzlaff WISE 2

El Grupo 2 de E-BOSS 1 estaba compuesto de 244 estrellas *runaway* de tipos espectrales O a B2 (Tetzlaff y col. 2011), de las cuales 164 estaban cubiertas por el relevamiento preliminar de WISE (Wright y col., 2010). Los 80 objetos restantes son los que componen el Grupo 3, y se los puede ver listados en la Tabla 4.1.

■ Grupo 4: Tetzlaff B3-B5

Este grupo está compuesto por estrellas de tipos espectrales que van desde B3 hasta B5, y fue tomado de la lista de estrellas *runaway* de Tetzlaff, Neuhäuser

¹‘E-BOSS: An Extensive stellar BOw Shock Survey. II. Catalogue second release’, C. S. Peri, P. Benaglia y N. L. Isequilla. Este trabajo ha sido enviado y está en proceso de referato, y el reporte del arbitro fue favorable.

HIP	Tipo esp.	HIP	Tipo esp.	HIP	Tipo esp.
3013	B2	38518	B0.5Ib	39429	O8Iaf
39776	B2.5III	40341	B2V	41168	B2IV
41463	B2V	41878	B1.5Ib	42316	B1Ib
42354	B2III	43158	B0II/III	43868	B1Ib
44251	B2.5V	44368	B0.5Ib	46950	B1.5IV
47868	B0IV	48469**	B1V	48527	B2V
48730	B2IV-V	48745	B2III	49608	B1III
49934	B2IV	50899	B0Iab/Ib	51624	B1Ib
52526	B0Ib	52849	O9V	52898	B2III
54179	B1Iab	54475	O9II	58587	B2IV
61958	Op	65388	B2	74368	B0
89902	B2V	94716	B1II-III	97045	B0V
97845	B0.5III	98418	O7	98661	B1Iab
99283	B0.5IV	99303	B2.5V	99435	B0.5V
99580	O5e	99953	B1V	100088	B1.5V
100142	B2V	100314	B1.5Ia	100409	B1Ib
101186*	O9.5Ia	101350	B0V	102999	B0IV
103763	B2V	104316	O9	104548	B1V
104579	B1V	104814	B0.5V	105186	O8
105912	B2II	106620	B2V	106716	B2V
107864	Op	108911	B2Iab	109051	B2.5III
109082	B2V	109311	B1V	109332	B2III
109556	B1II	109562	O9Ib	109996	B1II
110025	B2III	110287	B1V	110362	B0.5IV
110386	B2IV-V	110662	B1.5IV-V	110817	B0.5Ib
111071**	B0IV	112482	B1II	112698	B1V
114482	O9.5Iab	114685	O7		

Tabla 4.1. Grupo 3: Tetzlaff WISE 2. Este conjunto tiene origen en el Grupo 2 de E-BOSS 1: son las fuentes que no poseían observaciones de WISE al momento, 80 en total. Los tipos espectrales fueron tomados de Tetzlaff y col. (2011), y van de O hasta B2. Los 6 candidatos a *bow shocks* se encuentran sombreados en gris. La zona de HIP 101186 fue estudiada en E-BOSS 1 pero con datos de MSX. Las fuentes marcadas con ** son dudosas, pero no descartadas.

y Hohle (2011). El conjunto cuenta con 234 estrellas, y se encuentra en la Tabla 4.2.

- **Grupo 5: GOSC**

Este grupo contiene estrellas que fueron clasificadas como *runaway* en el catálogo de estrellas O de la Galaxia llamado GOSC (Maíz-Apellániz y col. 2004), y se presenta en la Tabla 4.3. Esta muestra cuenta con 42 estrellas.

- **Grupo 6: Hoogerwerf y col. 2001**

Hoogerwerf y col. (2001) realizaron un estudio hacia 56 estrellas y 9 pulsars *runaway* con el objetivo de estudiar el origen dinámico de cada objeto. Aprovechamos esta lista de estrellas y descartamos los casos que aparecían en el resto de los grupos (1 al 5). Como resultado quedó una lista de 10 fuentes; Tabla 4.4.

- **Grupo 7: 'Serendipity' y literatura**

Este grupo tiene dos contribuciones. La primera se generó durante la realización de E-BOSS 1 y momentos posteriores, y surgió del hallazgo continuo de publicaciones relacionadas a *bow shocks* y que a nuestro parecer merecen ser incluídas en este segundo catálogo. La segunda está relacionada a objetos que aparecieron durante la confección de E-BOSS 2 y tienen apariencia de *bow shocks*, por lo cual decidimos darles un estudio más detallado. Todos los objetos, tanto los que hallamos en la literatura como de forma casual, están listados en la Tabla 4.5, y para ellos damos algunos detalles más que en el resto de las tablas.

- **Estrellas Wolf-Rayet**

El trabajo de Tetzlaff y col. (2011), entre las estrellas que presenta como candidatas a *runaway*, incluye 18 estrellas Wolf-Rayet². Sobre este grupo también hicimos una inspección de la emisión infrarroja.

4.3 Resultados

La inspección sobre la emisión infrarroja se realizó de manera análoga a lo hecho en E-BOSS 1, buscando una forma cometaria en cercanías a las estrellas, y descartando los casos que podrían ser causados por otras fuentes, o al menos separándolos como dudosos.

- ★ **Grupos 3 a 6.**

El Grupo 3, 'Tetzlaff WISE 2', cuenta con 80 objetos. Entre ellos hallamos 6 *bow shocks* y 2 casos dudosos. Los 6 casos clasificados como *bow shocks* son los asociados a las estrellas HIP 44368, 47868, 98418, 101186, 104579 y 105186, y están sombreados en gris en la Tabla 4.1. El *bow shock* relacionado a HIP 101186 había sido estudiado en E-BOSS 1 pero solamente a partir de datos de MSX debido a que WISE no ofrecía observaciones de esa zona al momento del estudio. Agregamos la imagen de WISE de este campo en E-BOSS 2. Los dos objetos dudosos están marcados con ** en la Tabla 4.1, y serían los generados por HIP 48469 y 111071. Estas fuentes no muestran una morfología clara por lo cual los separamos como casos dudosos pero no los descartamos como posibles *bow shocks*. En la Figura 4.5 mostramos imágenes RGB, de los candidatos a *bow shock*, análogas a las realizadas en E-BOSS 1 (Capítulo 3).

En el Grupo 4, 'Tetzlaff B3-B5', encontramos 3 *bow shocks* y 13 casos dudosos. Se encuentran sombreados con gris y marcados con ** en la Tabla 4.2, respectivamente. Los 3 *bow shocks* están vinculados a las estrellas HIP 17358, 46928 y 107789 (Figura 4.6). El caso de HIP 17358 fue analizado en E-BOSS 1 (Grupo 1, Noriega-Crespo y col. 1997), por lo cual no construimos una imagen nueva. Cuando analizamos los casos de este grupo, hallamos dos estructuras tipo *bow shock* en las regiones de HIP 5569 y 33987,

²WR 2, 11, 15, 24, 31, 46, 47, 52, 66, 79, 110, 111, 121, 136, 138, 139, 153 y 156.

HIP	T. esp.	HIP	T. esp.	HIP	T. esp.	HIP	T. esp.	HIP	T. esp.	HIP	T. esp.	HIP	T. esp.
398	B3V	744	B5V	1115	B4V	1621	B3	3478**	B5V...	3887	B3Ia		
4281	B5	4769	B	4902	B5	5023	B	5062	B3V	5569	B5		
6775	B3	7873	B3V	9026	B5	9549	B5V	11487	B5III	11607	B5V		
11894**	B3	12724	B5	13187	B3	14898	B3V	15114**	B5Ve	15180	B5II		
15188	B3V	15424	B5III	15535	B3IIV/V	15981	B3III	16203	B3III	16466	B4V		
17358	B5III	17686	B5	18871	B3V	20860	B5V	22075	B5	24667	B3		
24674	B5III	24795	B5	25066	B3V	25235	B3 ^{vw}	25288	B4IVh	25777	B5		
25906	B3II	25969	B5	26602	B4	26821	B4/B5III	27447	B3II	27548	B5		
27683	B...	28949	B5IV	28981	B5	29213	B4V	29681	B5	29900	B5IV/V		
30143	B3V	30169**	B5III	30943	B5IV	31068	B3V	31642	B5III	31875	B3V		
32220	B5	32269	B5/B6V	32786**	B5IaIb/b	32864	B4IV	33490	B3V	33509	B5		
33987	B5III	34485**	B5III	34611	B5	35013	B5V	35051	B3Vh	35217	B5III		
35767	B4III	36024	B5III	36040	B5	36235	B5	36246	B5V	36323	B5V		
36682	B4/B5V	37245	B3V	37345	B4III	37444	B4IaIb	37524	B4V	39184	B5Vh		
39776	B2/B3III	39866	B3V	39943	B4V	40430	B+...	41599	B3Vhne	41823	B3V		
42038	B3V	42041	B5V	42251	B3ne	42605	B3IV/V	43057	B5Ib	43114	B3V		
43589	B3Vh	43878	B5V	43955**	B3V	44105	B5	44879	B3IV/V	45014	B3III		
45119	B4III	45145	B5V	45372	B5V	45563	B3	45742	B5V	45776	B5II		
45817	B5Vh	46224	B4V	46296	B3V	46329	B5V	46470	B5IV/V	46928	B5		
47005	B3/B4III	48440	B3IV	48547	B3/5V	48589**	B3V	48835	B3V	49281	B4:Vne		
50044	B4Ve	50519	B5III	50764	B5III	51940	B5V:	52161	B5Vh	53294	B5II		
53880	B5III	54082	B3III	54226	B+...	56709	B5	57669	B3V	57870	B4II		
59232	B3IV	59607	B4III	60823	B3V	61602	Bp	62913**	B3Ib:	64622	B4V:ne		
65020	B5III	66220	B	66291	B3p	66339	B5e	66524	B5II	67042	B4V		
68247	B4III	69122	B5IV	69491	B5V	69591	B5V	69619	B3p	69978	B4IV/V		
70042	B3III/IV	73020	B5V	74117	B3V	74680	B3V	74716	B3IV	75959	B3V		
76416**	B5IV	78355	B5IV	80405	B4V	82596	B4III	82617	B3III	82658	B5V		
82868	B3Vnpe	83629	B5III	84260	B3Vh	84282	B4IV	85159	B4IV	85357	B3III		
85398	B5IV:	85919	B5IV:	87280	B5Vh	87886	B5Vh	87928	B4III	88156	B		
88201	B3V	89061	B3II	89956	B4:Iae	89975	B3V	90761	B5	90992	B5III		
91713	B3IV/V	92038	B5III	93396	B5	93463	B5/B6IV	93581	B4Vh	93974	B5		
94157	B5V	94385**	B3V	94391	B4	94740	B5	94859	B5V	94899	B3Vh		
95372	B3IV	95624	B5	95818	B5Vh	95856	B	95952	B5II	96115	B5		
96254	B3III	97201	B5	97611	B5V	97680	B3V	99349	B3/B4IV	99527†	B4Ieq		
99618**	B5	100296	B5	100308	B	100392	B5	100556	B3II/III	101112	B5		
101634	B3	101909	B3V	102943	B5	104320	B3V	104609	B3	105164	B5V		
105268**	B3IVe	105690	B5	107789	B5	108215	B3IV	108597	B5III	108975	B3V		
110298	B5IV	110603	B5IaIb	112790	B5V	113577	B5	114998	B5II/III	115186	B3V		
115729	B3III	117100	B	117290	B5	117315	B3V	117700	B5	118214	B4Vne		

Tabla 4.2. Grupo 4: Tetzlaff B3-B5. Estas estrellas fueron tomadas de Tetzlaff y col. (2011), y poseen tipos espectrales que van de B3 a B5, son 234 fuentes. La estrella HIP 99527 (†) tiene dos tipos espectrales posibles: tomamos el B4Ieq (el segundo era K2Ib). Muchas de las estrellas B no poseen subtipo espectral. Los candidatos a *bow shock* se encuentran sombreados en gris: HIP 17358, 46928 y 107789. El primer caso fue estudiado en E-BOSS 1. Todas las fuentes que presentan ** son estructuras dudosas, pero no descartadas como *bow shock*.

HIP	T. esp.	HIP	T. esp.	HIP	T. esp.	HIP	T. esp.	HIP	T. esp.
1415	O9III	11099	ON8V	11473	O9.5II-III	18350	O9.5	18614	O7.5III
22783	O9.5Ia	24575	O9.5V	27204	O9.5V	28881	O8 V	29147	O7.5V
39429	O4I	43158	O9.7Iab	50253	O9.5III	52849	O9V	69892	O8
81377	O9.5V	84588	O9.7Iab	85331	O6.5II	88469	O7.5Iab	93118	O6.5III
98530	O9.5III	99580	O5V	102999	O9V	104316	ON9V	105186	O7.5III
109556	O6I	114482	O9.5Iab						
HD	T. esp.	HD	T. esp.	HD	T. esp.	HD	T. esp.	HD	T. esp.
12993	O6.5V	37043	O9III	36879	O7V	57682	O9I	60858	O8V
105056	ON9.7Ia	105627	O9II-III	116852	O9III	148546	O9Ia	153919	O6.5Ia
163758	O6.5Ia	168941	O9.5II-III	175754	O8 II	188209	O9.5Iab	191423	O9III

Tabla 4.3. Grupo 5: GOSC. Estrellas catalogadas como *runaway* en el catálogo GOSC (Maíz-Apellániz y col. 2004), 42 fuentes. En la parte superior se encuentran las estrellas que ya habían sido analizadas en grupos anteriores, y abajo el resto. Hallamos un sólo *bow shock*, está sombreado en gris, HD 57682.

HIP	Tipo esp.	HIP	Tipo esp.	HIP	Tipo esp.	HIP	Tipo esp.
3881	B5V+...	20330	B5	38455	B2.5V	48943	B5V
86768	B1.5V	92609	B2II-IIIe	97774	B2III	102274**	B5
103206	B5IV	105811	B0Ib				

Tabla 4.4. Grupo 6: estrellas extraídas de Hoogerwerf y col. (2001), 10 en total. Los tipos espectrales fueron tomados de Simbad. En gris está marcado el único *bow shock* de este grupo, HIP 86768, y con ** un caso dudoso.

pero aparentemente esos objetos no están vinculados a estas dos estrellas. Estos dos objetos los hemos incluido en el Grupo 7 bajo el nombre de SER 5 y 6, siendo SER las tres primera letras de ‘Serendipity’. En la Figura 4.11 se pueden ver las imágenes en RGB que muestran la emisión en las bandas 1, 3 y 4 de WISE.

El Grupo 5, ‘GOSC’, presentó solamente un candidato a *bow shock*, generado por HIP 57682. El objeto está sombreado con gris en la Tabla 4.3 y desplegado en la Figura 4.6. En el Grupo 6, ‘Hoogerwerf y col. (2001)’, hallamos un sólo *bow shock* y un caso dudoso. El primero está marcado con gris y mostrado en la Figura 4.6, HIP 86768, y el segundo con **, HIP 102274.

★ Grupo 7.

Este grupo surgió de diferentes trabajos con *bow shocks* especialmente analizados en la literatura, y de casos que encontramos azarosamente durante la confección de E-BOSS 2. Se puede apreciar la lista en la Tabla 4.5, donde damos: nombre del objeto en este grupo particular, identificación según trabajos previos, ascensión recta y declinación, referencia, tipo de emisión en WISE, Figura, y un comentario.

El primer trabajo que analizamos es el presentado por Povich y col. en 2008. Estos autores estudiaron el entorno de dos zonas de formación estelar de la vía Láctea: M17 y RCW 49. Hallaron, en imágenes del infrarrojo medio de *Spitzer-Glimpse*, 3 *bow shocks* en la zona de M17 y 3 en la zona de RCW 49. En nuestro relevamiento buscamos los 6 objetos en los datos de WISE, y hallamos que 5 de ellos poseen imágenes de brillo saturado. El único caso que se puede observar claramente es RCW 49-S1, y es mostrado en la Figura 4.6.

Kobulnicky y col. (2010) hallaron 10 *bow shocks* en datos de *Spitzer* en la zona de la asociación Cygnus OB2. Además, confirmaron la naturaleza *runaway* de la estrella BD +43° 3654. Para el caso de E-BOSS 2, estudiamos los 11 objetos, los llamamos K1 a K11, y generamos imágenes de WISE para todos excepto K8 y K9. Estos dos casos los separamos como dudosos pero no los descartamos y quedan pendientes para reanalizar en un futuro. BD +43° 3654 se encuentra en E-BOSS 1, pero sin datos de WISE en ese

Número	Nombre	RA (J2000)	DEC (J2000)	Ref.	WISE	Figura	Comentario
G7-01	M17-S1	18:20:22.72	-16:08:34.27	A	●	-	Zona M17
G7-02	M17-S2	18:20:25.88	-16:08:32.48	A	●	-	Zona M17
G7-03	M17-S3	18:20:26.63	-16:07:08.55	A	●	-	Zona M17
G7-04	RCW 49-S1	10:22:23.06	-57:44:27.92	A	○	Fig. 4.6	Zona RCW 49
G7-05	RCW 49-S2	10:24:03.12	-57:48:36.00	A	●	-	Zona RCW 49
G7-06	RCW 49-S3	10:24:39.18	-57:45:20.97	A	●	-	Zona RCW 49
G7-07	K1	20:34:28.9	+41:56:17.0	B	○	Fig. 4.7	Zona Cygnus-X
G7-08	K2	20:34:34.5	+41:58:29.3	B	○	Fig. 4.7	Zona Cygnus-X
G7-09	K3	20:28:30.2	+42:00:35.2	B	○	Fig. 4.7	Zona Cygnus-X
G7-10	K4	20:28:39.4	+40:56:51.0	B	○	Fig. 4.7	Zona Cygnus-X
G7-11	K5	20:34:55.1	+40:34:44.0	B	○	Fig. 4.7	Zona Cygnus-X
G7-12	K6	20:36:13.3	+41:34:26.1	B	○	Fig. 4.7	Zona Cygnus-X
G7-13	K7	20:36:04.4	+40:56:13.0	B	○	Fig. 4.7	Zona Cygnus-X
G7-14**	K8	20:20:11.6	+39:45:30.1	B	?	-	Zona Cygnus-X, caso especial
G7-15**	K9	20:25:43.9	+38:11:13.2	B	?	-	Zona Cygnus-X, caso especial
G7-16	K10	20:29:22.1	+37:55:44.3	B	○	Fig. 4.8	Zona Cygnus-X
G7-17*	K11	20:33:36.1	+43:59:07.4	B	○	Fig. 4.8	Zona Cygnus-X, BD +43° 3654
G7-18	G1	17:27:11.23	-34:14:34.9	C	○	Fig. 4.8	Zona NGC 6357
G7-19	G2	17:22:03.43	-34:14:24.1	C	○	Fig. 4.8	Zona NGC 6357
G7-20	G3	17:28:21.67	-34:32:30.3	C	○	Fig. 4.8	Zona NGC 6357, HD 319881
G7-21	G4	17:18:15.40	-34:00:06.1	C	○	Fig. 4.8	Zona NGC 6357, nueva figura RGB
G7-22	G5	17:22:05.62	-35:39:55.5	C	○	Fig. 4.9	Zona NGC 6357, [N78] 34
G7-23	G6	17:22:50.02	-34:03:22.4	C	○	Fig. 4.9	Zona NGC 6357
G7-24	G7	17:27:12.53	-33:30:40.0	C	○	Fig. 4.9	Zona NGC 6357
G7-25	G8	17:24:05.62	-34:07:09.5	C	○	Fig. 4.9	Zona NGC 6357
G7-26**	HD 192281	20:12:33.12	+40:16:05.45	D	?	-	Caso especial
G7-27*	Vela X-1	09:02:06.86	-40:33:16.9	E, F	○	Fig. 4.5	HIP 44368, Grupo 3, HMXB
G7-28	4U 1907+09	19:09:37.9	+09:49:49	F	○	Fig. 4.9	HMXB
G7-29	4U 1700-37	17:03:56.77	-37:50:38.92	G	?	-	HMXB
G7-30	J1117-6120	11:17:12.93	-61:20:08.6	H	○	Fig. 4.9	Zona NGC 3603
G7-31	TYC 3159-6-1	20:18:40.37	41:32:45	I	○	-	Zona Cygnus-X
G7-32	BD -14 5040	18:25:38.9	-14:45:05.74	J	○	Fig. 4.10	Zona NGC 6611
G7-33*	HD 165319	18:05:58.84	-14:11:52.9	J	○	-	Zona NGC 6611, HIP 88652, Grupo 2
G7-34	Star 1	18:15:23.97	-13:19:35.8	J	○	Fig. 4.10	Zona NGC 6611
G7-35	H1	15:00:58.55	-63:16:54.7	K	+	-	En la región: YSO y HH 139
G7-36	H2	20:21:18.99	+34:57:50.96	L	+	-	Probable YSO
G7-37	H3	20:34:12.92	+41:08:15.94	M	+	-	EGCs (evaporating gaseous globules)
G7-38**	H4	05:46:51.51	+25:03:48.18	?	?	-	Probable <i>bow shock</i> ?
G7-39	SER1	08:58:29.4	-43:25:09	○	○	Fig. 4.10	Probablemente generado por TYC 7688-424-1
G7-40	SER2	10:03:42	-58:30:28	○	○	Fig. 4.10	Confusión
G7-41	SER3	10:38:19	-58:53:22	○	○	Fig. 4.10	Probablemente generado por HD 303197
G7-42	SER4	23:46:37	+66:46:20	○	○	Fig. 4.10	Probablemente generado por HIP 117265
G7-43	SER5	07:06:33.6	-11:17:24.5	○	○	Fig. 4.11	Probablemente generado por HIP 34301
G7-44	SER6	01:11:24.3	+57:33:38	○	○	Fig. 4.11	Confusión
G7-45	SER7	17:01:20	-38:12:24.5	○	○	Fig. 4.11	Confusión

Tabla 4.5. Grupo 7: 'Serendipity' y literatura. G7 representa al Grupo 7 y el número que le sigue es específico de esta Tabla. Los casos 01 al 38 fueron tomados de la literatura, y se pueden ver las referencias en la columna 5. Los objetos 39 a 45 fueron hallados casualmente durante la confección de E-BOSS 2. (*): estas fuentes están incluidas en algún otro grupo (1 al 6). (**): no hallado en ninguna publicación y no descartado como candidato a *bow shock*. El nombre fue extraído de las referencias (01 a 34), las coordenadas son de las estrellas o del centro (aproximado) del *bow shock* para los casos donde no se identificó una estrella generadora. Símbolos de la emisión en WISE: ○: *bow shock*, ○?: *bow shock* dudoso, ●: exceso de emisión en la zona del *bow shock*, ? : casos especiales, †: resolución no suficiente para identificar los *bow shocks* en WISE. Figura: imagen RGB WISE, número de figura. Referencias de la columna 5: A: Povich y col. (2008), B: Kobulnicky, Gilbert y Kiminki (2010), C: Gvaramadze, Kniazev, Kroupa y col. (2011), D: Arnal y col. (2011), E: Kaper y col. (1997), F: Gvaramadze, Röser y col. (2011), G: Ankay y col. (2001), H: Gvaramadze, Kniazev, Chené y col. (2013), I: Gvaramadze, Mitroshinchenko y col. (2014), J: Gvaramadze y Bomans (2008), K: Liu y col., 2011, L: Magner y col., 1999, M: Sahai, M. R. Morris y Clausen, 2012.

momento. Todos los *bow shocks* se ven en las Figuras 4.6, 4.7 y 4.8 (RGB WISE).

En las cercanías de la región de formación estelar catalogada con el nombre NGC 6357 existen 8 candidatos a *bow shock* (Gvaramadze y col. 2011a) detectados con MSX, *Spitzer* y WISE. Solamente uno de los objetos presentaba imagen en WISE en la publicación, razón por la cual los localizamos y desplegamos nuevas imágenes RGB para los 8 (Figuras 4.8 y 4.9). Sus nombres van de G1 hasta G8.

Un *bow shock* observado en mapas de hidrógeno neutro (CGPS, Taylor y col. 2003) en la zona circundante a la estrella HD 192281, fue estudiado por Arnal y col. (2011). En los mapas de WISE, la emisión que se observa en la zona no evidencia la presencia de un *bow shock* en el infrarrojo.

Los siguientes objetos son HMXB (del inglés, high-mass X-ray binary), y de naturaleza *runaway*. Vela X-1 fue el primer objeto de este tipo donde se observó un *bow shock* (Kaper y col. 1997), razón por la cual lo buscamos en los mapas de WISE. Casualmente, Vela X-1 coincide con HIP 44368, contenido en el Grupo 3, por lo que se puede apreciar el mapa RGB de WISE en la Figura 4.5. A continuación, seleccionamos el objeto 4U 1907+09 por su origen *runaway* (Gvaramadze y col. 2011c). Encontramos el *bow shock* asociado y lo mostramos en la Figura 4.9, en las mismas bandas de WISE que el resto. Este caso es el segundo *bow shock* observado en IR en torno a una HMXB, luego de Vela X-1. Por último, elegimos 4U 1700-37, también por su alta velocidad (Ankay y col. 2001). No hallamos evidencias de una estructura tipo *bow shock* en ninguna de las bandas de WISE.

Gvaramadze y col. presentaron una serie de trabajos donde exponen distintos *bow shocks* en torno a sistemas estelares, los cuales incluimos en la búsqueda y describimos en lo que sigue. En el 2008, presentaron 3 objetos alrededor de estrellas de gran masa de tipo O: BD -14° 5040, HD 165319 y ‘star 1’ (estrella sin catalogar hasta ese momento), todos presuntamente expulsados del cúmulo joven NGC 6611. Hallamos los 3 objetos en los mapas de WISE, y además encontramos que HD 165319 formó parte de E-BOSS 1. Mostramos los 2 nuevos *bow shocks* en la Figura 4.10. En el 2013, Gvaramadze y col. presentaron mapas de *Spitzer* de la zona circundante a la estrella J1117-6120, eyectada de NGC 3603, y aparentemente ex-compañera de la estrella WR42e, que aún se halla en el cúmulo. El sistema aparentemente fue disgregado por medio el mecanismo de encuentro gravitacional. Hallamos emisión sobre J1117-6120 en las imágenes de WISE, pero no en la zona de W42e ya que se encuentra aún en el cúmulo y allí los mapas está saturados. Finalmente, en 2014, los autores presentaron observaciones espectroscópicas para la estrella TYC 3159-6-1 (zona de Cygnus-X) y debaten sobre la posibilidad de que haya sido originada en el cúmulo Dolidze 7. Debido a que los autores despliegan un mapa en la banda 3 de WISE, no realizamos nuevos mapas, pero sí incluimos el *bow shock* en la lista final de E-BOSS 2.

Los siguientes cuatro objetos tienen origen en una nota electrónica de Hubble Space Telescope (HST, <http://hubblesite.org/newscenter/archive/releases/star/bow-shock/2009/03/>), donde varios autores publicaron imágenes de lo que aparentan ser cuatro *bow shocks* observados en el óptico, con instrumentos a bordo del satélite. Estos objetos fueron detectados como parte de un proyecto de observación hacia nebulosas preplanetarias realizado por R. Sahai (HST Ciclo 14, propuesta 10536), y utilizando la cámara ACS en su modo SNAPShot (Sahai, M. Morris y col., 2007). Hemos nombrado a los objetos H1, H2, H3 y H4, donde la H proviene de Hubble.

Analizamos cada campo del HST en las imágenes de WISE, y uno de los problemas que hallamos es la diferencia de resolución entre las imágenes a distintas bandas. El telescopio Hubble posee una resolución angular de aproximadamente 0.05 segundos de

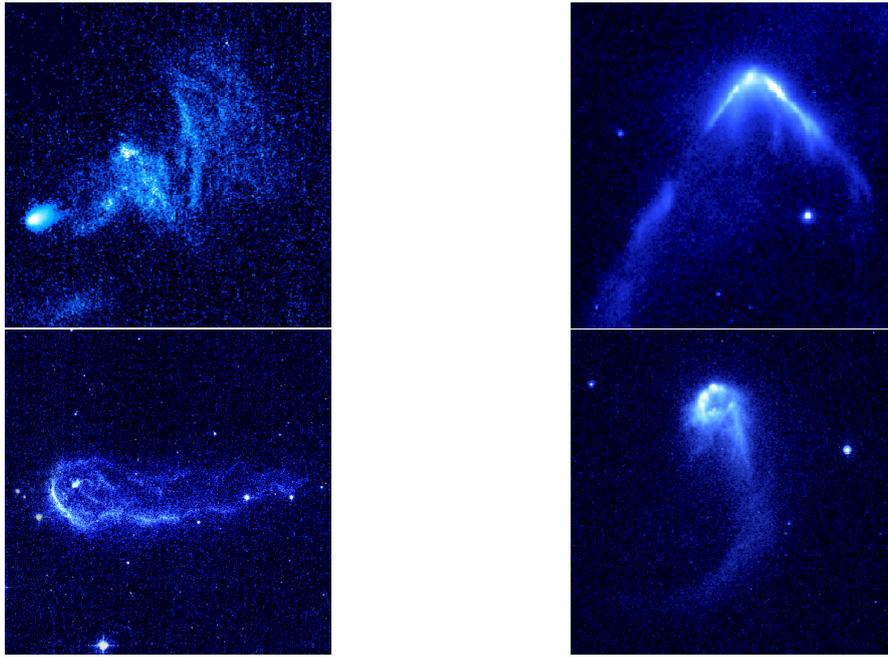


Figura 4.1. Imágenes obtenidas con los instrumentos a bordo del HST de los supuestos cuatro *bow shock*. R. Sahai (HST Ciclo 14, propuesta 10536).

arco, mientras que WISE tiene una resolución que va desde 6.1 a 12 segundos de arco, dependiendo de la banda de observación. Ésto hace que las fuentes de Hubble queden embebidas en las de WISE, sin poder identificar si existen fuentes infrarrojas sin resolver dentro. De cualquier forma, investigamos las cuatro zonas.

El objeto H1 estaría relacionado a un *young stellar object* (YSO), lo que en español conocemos como protoestrella. Un estudio realizado por Liu y col. (2011) muestra que en la zona hay dos grupos de protoestrellas, asociadas a la nube molecular Circinius. H1 se encuentra en una región intermedia. Hemos hallado una fuente puntual de WISE sobre H1, pero como la fuente infrarroja supera a la óptica en tamaño angular, e incluso abarca también el objeto Herbig-Haro 139, no podemos asegurar que H1 sea un *bow shock*, a pesar de que tiene esa apariencia en la longitud de onda visual.

El objeto H2 también se encuentra en una zona de formación estelar. Un trabajo de Magnier y col. (1999) muestra una lista de protoestrellas en transición clasificadas según su apariencia óptica e índices de color en IRAS. Entre esas fuentes se encuentra IRAS 20193+3448, la cual es la fuente más cercana a H2 (dentro de la fuente WISE). Si H2 está relacionado a esa fuente, lo descartamos como *bow shock*, ya que la emisión estaría asociada a una protoestrella y no una estrella *runaway*.

El objeto H3 se encuentra ubicado en una zona donde existen varios núcleos densos originados en la nube molecular de Cygnus (Sahai y col. 2012). Los autores que estudiaron la región presentaron un análisis multibanda, donde aseguraron que la fuente IRAS 20324+4057, relacionada al objeto H3, es una estructura gaseosa en fotoevaporación producto de la radiación ultravioleta proveniente del cúmulo Cygnus OB2. Descartamos H3 como posible *bow shock*.

Por último, H4 presenta una forma tipo *boomerang* en las imágenes ópticas, pero una vez más, la fuente WISE supera en tamaño angular a la primera varias veces. No hallamos fuentes catalogadas en un radio de 30 segundos de arco respecto a H4, razón por la cual no lo descartamos como *bow shock*.

En resumen, de las cuatro fuentes Hubble, H4 permanece como posible *bow shock*.

Los últimos 7 objetos de la Tabla 4.5 (G7 39 a 45) son los *bow shocks* que hallamos casualmente, y a los cuales llamamos SER 1 a 7. El *bow shock* SER 1 estaría generado por la estrella TYC 7688-424-1, de tipo espectral B5Ve, según las fuentes listadas por Simbad. Para SER 2 no hallamos ninguna estrella generadora del objeto. SER 3 parece ser generado por la estrella HD 303197 (B5). Esta estrella se encuentra cerca al cúmulo NGC 3324, y el *bow shock* que generaría es un caso similar a RCW 49-S1 (Povich y col. 2008), pues parece que el movimiento estelar se da en dirección al cúmulo. SER 4 puede estar relacionado a HIP 117265 (B2IV), y SER 5 a HIP 34301 (TYC 5389-3064-1) ó BD -11° 1790C, una estrella doble. SER 6 y 7 son casos para los cuales tampoco hallamos posibles estrellas *runaway* que los generen.

★ **Estrellas Wolf-Rayet.**

Las estrellas WR que analizamos son las que aparecen en el trabajo de Tetzlaff y col. (2011) como *runaway*. En los mapas de WISE de las zonas de cada WR, hallamos: emisión de fuentes puntuales (WR 24, 153), burbujas (WR 136), alto nivel de ruido (WR 111), y ningún tipo de emisión por encima del ruido medio para el resto de los objetos.

4.4 Catálogo E-BOSS 2

Reunimos un total de 45 nuevos objetos de las búsquedas descriptas anteriormente, de los cuales algunos son nuevos y otros tomados de la literatura. En la Tabla 4.6 listamos los *bow shocks*.

En la primer columna damos el nombre que identifica a la estrella que genera cada objeto o el nombre del objeto si la estrella no fue identificada. El objeto marcado con (1) es Vela X-1. Le sigue el número de grupo, longitud y latitud galáctica para las estrellas que los generan (Simbad o referencia correspondiente), o para el centro del *bow shock* en los casos donde la estrella no fue identificada. Luego se presenta el tipo espectral, tomado de Simbad para las estrellas de tipo B, de GOS Catalog (Maíz-Apellániz y col., 2004) para las de tipo O, o de las referencias correspondientes (mismas de la Tabla 4.5, Grupo 7). SER 2, 6 y 7 no poseen estrellas relacionadas, por lo tanto el tipo espectral se encuentra vacío. Las distancias fueron tomadas de distintos trabajos: Megier y col. (2009), Mason y col. (1998), y de los trabajos citados en el Grupo 7. El resto fueron estimadas por medio de las paralajes disponibles en *Hipparcos*. La velocidad terminal del viento fue inter o extrapolada de la Tabla 3 de Prinja y col. (1990), y el resto tomadas de Peri, Benaglia y col., 2012. Las tasas de pérdida de masa fueron estimadas de Vink y col. (2001). La velocidad tangencial de HIP 44368 fue calculada a través de los movimientos propios, y para el resto de las fuentes de los grupos 3 y 4 tomadas de Tetzlaff y col. (2011). Las velocidades radiales de las estrellas pertenecientes a los grupos 3 a 6 se tomaron de Kharchenko y col. (2007), para el Grupo 7 de las referencias utilizadas allí, y para SER 1, 3, 4 y 5 de Simbad. Los movimientos propios fueron extraídos de *Hipparcos* para los grupos 3 a 6 y K3 (HD 195229); para G1 a G8 mostramos dos posibles valores de Gvaramadze y col. (2011b); para TYC 3159-6-1, BD -14° 5040 y ‘star 1’ de Gvaramadze y Bomans (2008); y para SER 1, 3, 4 y 5, la fuente fue Simbad.

Dejamos pendientes para reanalizar en el futuro algunos casos dudosos que hallamos durante la búsqueda. En las diferentes Tablas, estos casos están marcados con **, o nombrados como casos especiales, y son: HIP 48469 en el Grupo 3; HIP 3478, 11894, 15114, 30169, 32786, 34485, 43955, 48589, 62913, 76416, 94385, 99618 y 105268 en el Grupo 4; HIP 102274 en el Grupo 6, y K8, K9, HD 192281 y H4 en el Grupo 7. Todos estos casos no muestran en forma clara una estructura en forma de coma. Puede suceder que la velocidad radial domine por sobre el resto de las componentes, que el *bow shock*

Fuente	Gr.	l [$^{\circ}$]	b [$^{\circ}$]	Tipo esp.	d [pc]	v_{∞} [km/s]	$\dot{M} \times 10^6$ [M_{\odot}/yr]	v_{rg} [km/s]	v_{r} [km/s]	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ [mas/yr]	μ_{δ} [mas/yr]
HIP 443681	3,7	263.1	+3.9	B0.5 Iab	1900 \pm 0.1 z	1100	0.8	52.2	-1.00	-5.5	8.8
HIP 46928	4	295.6	-21.04	B5V	[175,44]	100	0.03	13.6	-42.00	-34.81	14.18
HIP 47868	3	261.8	+17.4	B0.5IIIn	[1075,27]	1200	0.3	29.5	31.70	-11.44	5.92
HIP 98418	3	71.6	+2.9	O7	[529,10]	2545	0.24	21.8	20.00	-5.56	-9.59
HIP 104579	3	81.0	-8.07	B1Vp	[1149,42]	650	0.03	26.6	-6.00	0.37	0.53
HIP 105186	3	87.6	-3.8	O8e	1130 \pm 190 a	2340	0.1	57.0	-30.00	4.85	-8.40
HIP 107789	4	102.1	+4.8	B5	[1190,47]	1900	0.03	16.3	-16.00	-1.51	-5.07
HD 57682	5	224.4	+2.6	O9 IV	1600 b	1900	0.16	24.10	2.410	10.46	13.38
HIP 86768	6	18.7	+11.6	B1.5V	737 a	[550]	0.03	-	-26	-4.32	-10.60
MI7-S1	7	15.07	0.64	O9-B2V	1600 z	1000	0.03	-	-	-	-
MI7-S2	7	15.08	0.65	O7-O8V	"	[1500]	0.16	-	-	-	-
MI7-S3	7	15.10	0.64	O7V	"	2300	0.25	-	-	-	-
RCW 49-S1	7	284.08	0.43	O5III	6100 z	2800	3.23	-	-	-	-
RCW 49-S2	7	284.30	0.3	O6 V	"	2600	0.6	-	-	-	-
RCW 49-S3	7	284.34	0.2	O3V/O6.5III	"	2800	2	-	-	-	-
K1	7	80.86	0.97	O9V	1500 z	1500	0.05	-	-17 \pm 6	-	-
K2	7	80.90	0.98	B1V-B3V	"	500	0.03	-	-12 \pm 15	-	-
K3	7	80.26	1.91	B0.2III	[1250]	1250	0.1	-	-3 \pm 2	-0.22	3.84
K4	7	79.42	1.28	B2V-B3V	[300]	1500	0.03	-	-	-	-
K5	7	79.82	0.09	O9V	"	1500	0.05	-	10 \pm 10	-	-
K6	7	80.76	0.49	B4V-B6V	"	250	0.03	-	-	-	-
K7	7	80.24	0.14	O5V	"	2500	1.5	-	-	-	-
K8	7	77.52	1.90	B1V-B3V	[400]	400	0.03	-	2 \pm 4	-	-
K9	7	76.84	0.12	B?	[550]	400	0.03	-	-	-	-
K10	7	77.05	-0.61	B1V-B2V	"	500	0.03	-	-	-	-
G1	7	353.42	0.45	O7.5-O7V	1700 z	2100	0.2	-	-	-	-
G2	7	352.82	1.33	O5.5-O6.5/V	2250	0.4	-	-	-1.5/-3.8	-1.6/-5	-
G3	7	353.30	0.08	O6Vn-O5V	2000	0.4	-	-	-8.5/-8.9	-3.2/-11.3	-
G4	7	352.57	2.11	O6.5-O6V	2550	0.5	-	-	0/3.4	-2.8/-3.2	-
G5	7	351.65	0.51	O8/B0III/V-O6.5V	2000	0.1	-	-	-4.4/-9	0.9/2.3	-
G6	7	353.06	1.29	B0V	[1000]	1000	0.1	-	-4.9/-11.8	11.7/18.7	-
G7	7	354.03	0.85	B0V	[1000]	1000	0.1	-	-4.6/-8.1	0.8/0.1	-
G8	7	353.16	1.05	O9.9.5V	[1500]	1500	0.04	-	-3.9/-7.3	0.0/-3.2	-
4U 1907+09	7	43.74	0.47	O9.5Iab	2900	0.7	-	-	-6.0/-9.4	1.9/-2.5	-
J1117-6120	7	291.88	-0.50	O6 V	7600 z	2600	0.6	-	-21.4	-2.4	-0.1
TYC 3159-6-1	7	78.83	+3.15	O9.5-O9.7 Ib	1500 z	2900	0.7	-	-35.8	-	-
BD -14 5040	7	16.89	-1.12	B	1800 z	400	0.03	-	-	5.5/7.7	-3.0/-4.6
Star 1	7	16.98	1.75	O9.5III/O5V-O7.5III/O4V	1800 z	2200	0.63	-	-	0/4.3	12/0.9
SER1	7	264.78	1.54	B5 Ve	250	0.03	-	-	-	-9.5	8.5
SER2	7	282.48	-2.46	-	-	-	-	-	-	-	-
SER3	7	286.46	-0.34	B5 (V)	250	0.03	-	-	-9.7	8.71	-3.59
SER4	7	116.59	4.70	B2 IV	500	0.03	-	-	31	-3.14	3.32
SER5	7	224.69	-1.82	B0.5IV	550	0.03	-	-	-	-	-
SER6	7	125.62	-5.20	-	-	-	-	-	-	-	-
SER7	7	347.15	2.36	-	-	-	-	-	-	-	-

Tabla 4.6. Lista de candidatos a *bow shock* de E-BOSS 2. En la columna 1 se da un nombre que identifica a las estrellas o *bow shocks*. (1): Vela X-1. Luego mostramos el Grupo, las coordenadas galácticas (Simbad o referencia correspondiente del Grupo 7). Los tipos espectrales fueron tomados de Simbad, para las de tipo O disponibles en GOSC de allí, y de las referencias del Grupo 7. SER 2, 6 y 7 no poseen estrellas relacionadas, por ende, tipo espectral tampoco. Distancias: (a) Megier y col. (2009) (b) Mason y col. (1998), (z) referencias Grupo 7. []: derivadas de las parciales de *Hipparcos*. Velocidades terminales: inter o extrapoladas de la Tabla 3 de Prinja, Barlow y Howarth (1990). []: Peri, Benaglia y col. (2012). Tasas de pérdida de masa: Vink, de Koter y Lamers (2001). Velocidades tangenciales: para HIP 44368 fue estimada a través de los movimientos propios, para el resto de las fuentes de los grupos 3 y 4 tomadas de Tetzlaff, Neuhäuser y Hohle (2011). Velocidades radiales: para los grupos 3 a 6 de Kharchenko y col. (2007); para los objetos del grupo 7 de las referencias allí citadas: para SER 1, 3, 4 y 5, Simbad. Movimientos propios: tomados de *Hipparcos* para los grupos 3 a 6 y K3 (HD 195229); para G1 a G8 tomamos los valores de Gvarnadze, Kniazev, Kroupa y col. (2011); para TYC 3159-6-1, BD -14 $^{\circ}$ 5040 y 'star 1', cita usada en el Grupo 7; para SER 1, 3, 4 y 5, Simbad.

esté muy cerca a la estrella, o que quede mezclado con emisión que no proviene del propio *bow shock*. A medida que aumenten las resoluciones de los instrumentos o se obtengan nuevos datos cinemáticos, se podrán dilucidar estos casos.

De manera análoga a lo realizado en E-BOSS 1, estimamos parámetros geométricos de los *bow shocks* para poder caracterizarlos (Tabla 4.7). Calculamos el largo l , ancho w y la cantidad R_0 (distancia desde la estrella hasta el *bow shock*) en unidades angulares, utilizando las imágenes de la banda 4 de WISE. Si la distancia se encontraba disponible, convertimos estos parámetros a lineales. Luego, de la misma forma que en el Capítulo anterior, estimamos la densidad del medio n_{MIE} . Para algunos casos no fue posible realizar estas aproximaciones pues no contábamos con imágenes de WISE. Por ejemplo, algunos de los *bow shocks* de la zona de M17 (Povich y col. 2008) no se pudieron observar debido a saturación en los mapas infrarrojos.

4.5 Estadística

En esta segunda parte de E-BOSS, realizamos dos tipos de gráficos con el fin de analizar si existen tendencias de algún tipo en la detección y localización de *bow shocks*.

El primer gráfico (Figura 4.2) muestra la distribución espacial en coordenadas galácticas de los objetos de los Grupos 2 al 6, debido a que todos ellos fueron construidos a partir de listas de estrellas *runaway*, lo cual nos permite derivar conclusiones de manera homogénea. Representamos las estrellas *runaway* vinculadas con *bow shocks* con el color verde, y el resto en azul. Los *bow shocks* no se ubican de manera preferencial ni agrupados en una zona en particular.

En la Figura 4.3 mostramos un histograma donde separamos las estrellas por tipo espectral y en cada rango mostramos el porcentaje de estrellas con *bow shocks* (verde y rojo, respectivamente). Descartamos de esta muestra estrellas con subtipos espectrales no disponibles (12 estrellas de tipo B) y dos estrellas de tipo Op. Sobre el total de estrellas, 84 de tipo O y 486 de tipo B, la proporción de *bow shocks* hallados en cercanías de estrellas B es de $\sim 1.2\%$, y menor que para estrellas O, $\sim 3.6\%$. Estas cantidades deben ser tenidas en cuenta apreciando el hecho de que en E-BOSS 2 el número de estrellas B es mucho mayor que en E-BOSS 1, tal como se espera para el caso general. Volveremos a ello en la discusión.

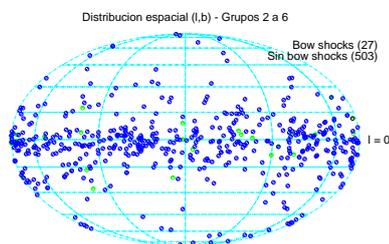


Figura 4.2. Distribución espacial de las fuentes del Grupo 2 al 6. Unificamos estos grupos pues todos los objetos se hallaban catalogados como estrellas *runaway*. Separamos en dos: *bow shocks* y casos descartados.

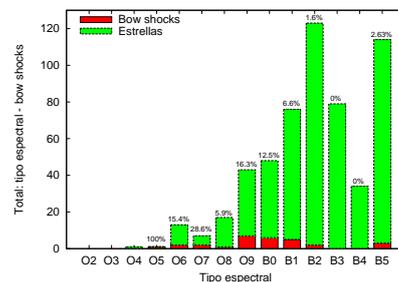


Figura 4.3. Histogramas de las distribuciones de estrellas según el tipo espectral, Grupo 2 al 6. En color rojo se presenta la cantidad de objetos con *bow shocks* que hallamos en cada rango de tipos espectrales, y presentamos el porcentaje de *bow shocks* encontrados en cada intervalo. Descartamos de esta muestra estrellas con subtipos espectrales no disponibles (12 estrellas de tipo B) y dos estrellas de tipo Op.

Fuente	l	w	R	l	w	R	n_{MTE}	Fuente	l	w	R	l	w	R	n_{MTE}
	[°]	[°]		[pc]	[pc]		[cm^{-3}]		[°]	[°]		[pc]	[pc]		[cm^{-3}]
HIP 44368	5	1.25	0.8	2.76	0.69	0.44	1.8	G1	4	0.8	0.8	1.98	0.4	0.4	14
HIP 46928	1.8	0.47	1	0.09	0.02	0.05	2	G2	6	1.2	1.2	2.97	0.59	0.59	14
HIP 47868	5	1.7	1.6	1.56	0.53	0.50	2.6	G3	5	1.5	1	2.47	0.74	0.49	16
HIP 98418	1.66	0.6	0.5	0.26	0.09	0.08	380	G4	3	1	0.8	1.48	0.49	0.4	42
HIP 101186*	22	4	4.5	9.50	1.73	1.94	2.63	G5	3	1	1	1.48	0.49	0.49	4
HIP 104579	3	1.3	1.1	1.00	0.43	0.37	0.7	G6	1.5	0.5	0.4	0.74	0.25	0.2	13
HIP 105186	7	2	2.5	2.30	0.66	0.82	0.3	G7	1.5	0.5	0.3	0.74	0.25	0.15	23
HIP 107789	1.2	0.4	0.3	0.42	0.14	0.10	1.8	G8	1.5	0.5	0.5	0.74	0.25	0.25	5
BD +43°3654*	19	3	4	8.01	1.26	1.69	3.5	4U 1907+09	3.5	1	1.5	4.07	1.16	1.74	0.1
HD 57682	1.6	0.4	0.3	0.74	0.19	0.14	85	J1117-6120	1.5	0.5	0.5	3.31	1.1	1.1	6.4
HIP 86768	4	2	2	0.86	0.43	0.43	0.1	BD -14 5040	4	1	1	2.09	0.52	0.52	0.1
RCW 49-S1	2.5	0.5	0.7	4.43	0.89	1.24	30	Star 1	7	1	1.5	3.66	0.52	0.78	-
K1	3	1	0.7	1.31	0.44	0.31	4	SER1	4	1.5	1	-	-	-	-
K2	4	0.3	0.5	1.74	0.13	0.22	1.7	SER2	2.5	1	1	-	-	-	-
K3	2	0.5	0.4	0.87	0.22	0.17	16.6	SER3	2.5	0.5	0.5	-	-	-	-
K4	1	0.3	0.3	0.44	0.13	0.13	2.8	SER4	2.5	1	1	-	-	-	-
K5	4	1	1	1.74	0.44	0.44	2	SER5	6	1	2	-	-	-	-
K6	2.5	0.5	0.7	1.09	0.22	0.31	0.4	SER6	2.5	0.6	0.5	-	-	-	-
K7	5	1	1.5	2.18	0.44	0.65	44	SER7	8	1.5	1.5	-	-	-	-
K10	2	0.5	0.5	0.87	0.22	0.22	1.8								

Tabla 4.7. Magnitudes que caracterizan la morfología de los *bow shocks*. Columnas 2 a 4 y 10 a 12: longitud l , ancho w y distancia R (estrella-*bow shock*), en unidades angulares, estimadas de la banda 4 de WISE. Columnas 5 a 7 y 13 a 15: mismas magnitudes pero en unidades lineales, para las estrellas con datos de distancia disponibles. Columnas 8 y 16: densidad del medio estimada de forma análoga a E-BOSS 1. (*): fue analizada en E-BOSS 1 pero solamente con imágenes de MSX.

4.6 Estudios en radioondas

Sobre la lista final de candidatos hicimos una búsqueda de emisión en radio morfológicamente similar y/o cercana posicionalmente a la emisión infrarroja, entre los mapas a 1.4 GHz que ofrece el relevamiento NVSS (Condon y col. 1998). Debido a que el relevamiento se realizó para declinaciones mayores a -40° , tuvimos que descartar varios casos: HIP 46928, SER 1, 2 y 3, y J1117-6120. Pudimos observar distintos tipos de emisión: muchos casos no mostraban radiación por encima del ruido, otros presentaban estructuras mezcladas con otras mayores, y muchos emisión al nivel del ruido, con lo cual no se podía discernir qué era ruido y qué no. Los casos más convincentes de ser posibles *bow shocks* en 1.4 GHz son G2, G3 y SER 5. Para el caso de la región de formación RCW 49, construimos mapas con datos del radiointerferómetro australiano ATCA (Australia Telescope Compact Array), que descargamos del servicio Web ATOA (Australia Telescope Online Archive). Hallamos radioemisión para RCW 49-S1 y S3 (nombres extraídos de Povich y col. 2008). Estos dos *bow shocks* tienen mapas saturados de WISE.

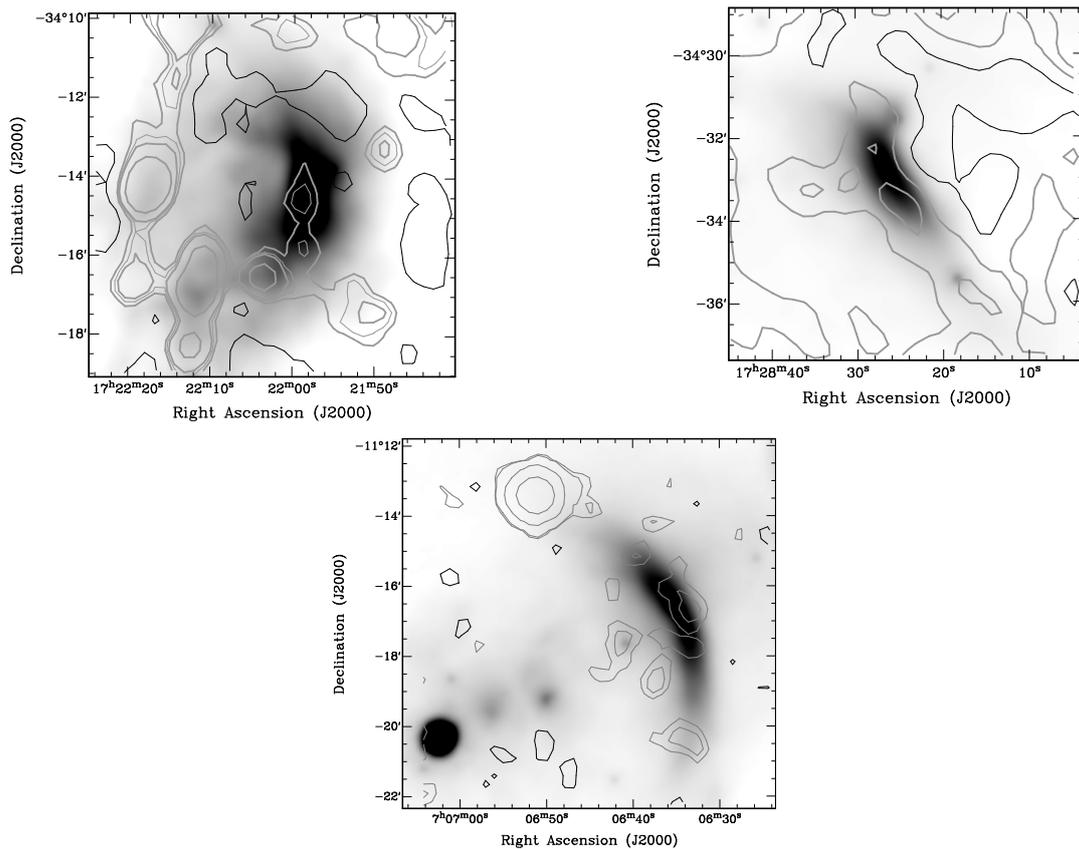


Figura 4.4. Objetos que presentan emisión en NVSS y WISE. Escala de grises: emisión infrarroja, banda 4 WISE, 22.2 micrones. Contornos: emisión a 1.4 GHz, NVSS. Valores positivos en gris, negativos en negro. *Arriba izquierda:* G 2, niveles: -1, 1, 1.5, 2, 5 mJy/b. *Arriba derecha:* G 3, niveles: -5, 1, 5 mJy/b. *Abajo:* SER 5, niveles: -1, 1, 1.5, 20, 150 mJy/b.

4.7 Discusión

En esta segunda parte del catálogo, aumentamos las muestras de búsqueda agregando tipos espectrales más tardíos, casos de la literatura, y *bow shocks* encontrados azarosamente. El resultado fue una lista de 45 objetos, entre los cuales 29 fueron reunidos de otros trabajos, y 16 nuevos. De manera análoga a E-BOSS 1, caracterizamos las estrellas y *bow shocks* por medio de tablas que exponen los valores que pudimos estimar o reunir de la literatura.

Con respecto a la estadística, considerando los grupos 2 al 6, agrupamos 503 estrellas *runaway* de muestra y hallamos 27 *bow shocks*, lo cual representa un 5.4% de éxito. Esta proporción es menor respecto a E-BOSS 1, donde para el Grupo 2, parte 1 (estrellas *runaway* tomadas de Tetzlaff y col. 2011 con datos de WISE en 2011), teníamos 164 estrellas y hallamos 17 *bow shocks*, un 10%. Creemos que la diferencia se debe a la gran cantidad de estrellas B agregadas en este trabajo: sumando los grupos del 2 al 6, la muestra tiene 84 estrellas O y 486 estrellas B. Por otra parte, la proporción de *bow shocks* hallados en cercanías de estrellas O ($\sim 3.6\%$) es mayor que para estrellas B ($\sim 1.2\%$). Creemos que ésto puede estar asociado a los valores de los parámetros de estrellas de tipo O, como ser la tasa de pérdida de masa, los intensos campos UV, temperaturas más altas, y velocidad terminal del viento.

Con respecto a los tamaños y formas de los *bow shocks*, se puede ver que existe variedad al igual que en E-BOSS 1. Hay *bow shocks* que tienen una forma canónica como BD +43° 3654 o HIP 101186, otros que poseen capas como SER 1, o asimetrías como HIP 98418. Varios factores pueden tener directa o indirecta influencia en la forma y estabilidad de los *bow shocks*, y hasta en algunos casos, anularlos totalmente o ni siquiera permitir formarlos. Entre estos factores están: las condiciones físicas del MIE, inhomogeneidades, inestabilidades, temperatura y densidad, los parámetros estelares, y las velocidades relativas entre las estrellas y el MIE.

En total, sumando ambas versiones, catalogamos 73 objetos. Al igual que en la primer versión, buscamos candidatos con emisión en radio. Continuaremos estudiándolos en el futuro, y en particular, analizaremos si se trata de emisión no térmica. Haremos también estudios en la banda infrarroja, que nos ayudarán a caracterizar el medio y el polvo.

En la Tabla 4.8 aunamos los objetos de los dos trabajos quedando la lista final de 73 casos.

ID	Nombre	Rel.	Grupo	ID	Nombre	Rel.	Grupo	ID	Nombre	Rel.	Grupo
EB01	HIP 2036	r1	2	EB26	HIP 101186	r1	1	EB51	HIP 86768	r2	6
EB02	HIP 2599	r1	1,2	EB27	BD+433654	r1	1	EB52	Star 1	r2	7
EB03	HIP 11891	r1	2	EB28	HIP 114990	r1	1	EB53	M17-S1	r2	7
EB04	HIP 16518	r1	2	EB29	SER6	r2	7	EB54	M17-S2	r2	7
EB05	HIP 17358	r1	1	EB30	SER5	r2	7	EB55	M17-S3	r2	7
EB06	HIP 22783	r1	1	EB31	HIP 57862	r2	5	EB56	BD -14 5040	r2	7
EB07	HIP 24575	r1	2	EB32	SER1	r2	7	EB57	4U 1907+09	r2	7
EB08	HIP 25923	r1	2	EB33	HIP 44368	r2	3,7	EB58	HIP 98418	r2	3
EB09	HIP 26397	r1	2	EB34	HIP 46928	r2	4	EB59	TYC 3159-6-1	r2	7
EB10	HIP 28881	r1	1	EB35	HIP 47868	r2	3	EB60	K8	r2	7
EB11	HIP 29276	r1	1,2	EB36	SER2	r2	7	EB61	K9	r2	7
EB12	HIP 31766	r1	2	EB37	RCW 49-S1	r2	7	EB62	K3	r2	7
EB13	HIP 32067	r1	1,2	EB38	RCW 49-S2	r2	7	EB63	K4	r2	7
EB14	HIP 34536	r1	1,2	EB39	RCW 49-S3	r2	7	EB64	K10	r2	7
EB15	HIP 38430	r1	1	EB40	SER3	r2	7	EB65	K1	r2	7
EB16	HIP 62322	r1	2	EB41	J1117-6120	r2	7	EB66	K2	r2	7
EB17	HIP 72510	r1	1,2	EB42	SER7	r2	7	EB67	K5	r2	7
EB18	HIP 75095	r1	1,2	EB43	G4	r2	7	EB68	K7	r2	7
EB19	HIP 77391	r1	1	EB44	G2	r2	7	EB69	K6	r2	7
EB20	HIP 78401	r1	1	EB45	G5	r2	7	EB70	HIP 104579	r2	3
EB21	HIP 81377	r1	1,2	EB46	G6	r2	7	EB71	HIP 105186	r2	3
EB22	HIP 82171	r1	2	EB47	G8	r2	7	EB72	HIP 107789	r2	4
EB23	HIP 88652	r1	2	EB48	G1	r2	7	EB73	SER4	r2	7
EB24	HIP 92865	r1	1	EB49	G7	r2	7				
EB25	HIP 97796	r1	1	EB50	G3	r2	7				

Tabla 4.8. Lista del total de candidatos a *bow shock* sumando los objetos de E-BOSS 1 (28) y 2 (45). Las etiquetas r1 y r2 corresponden a *release*, y tienen origen en que ambas publicaciones se realizaron en inglés. El nombre EB seguido de un número fue pensado para poder continuar agregando objetos.

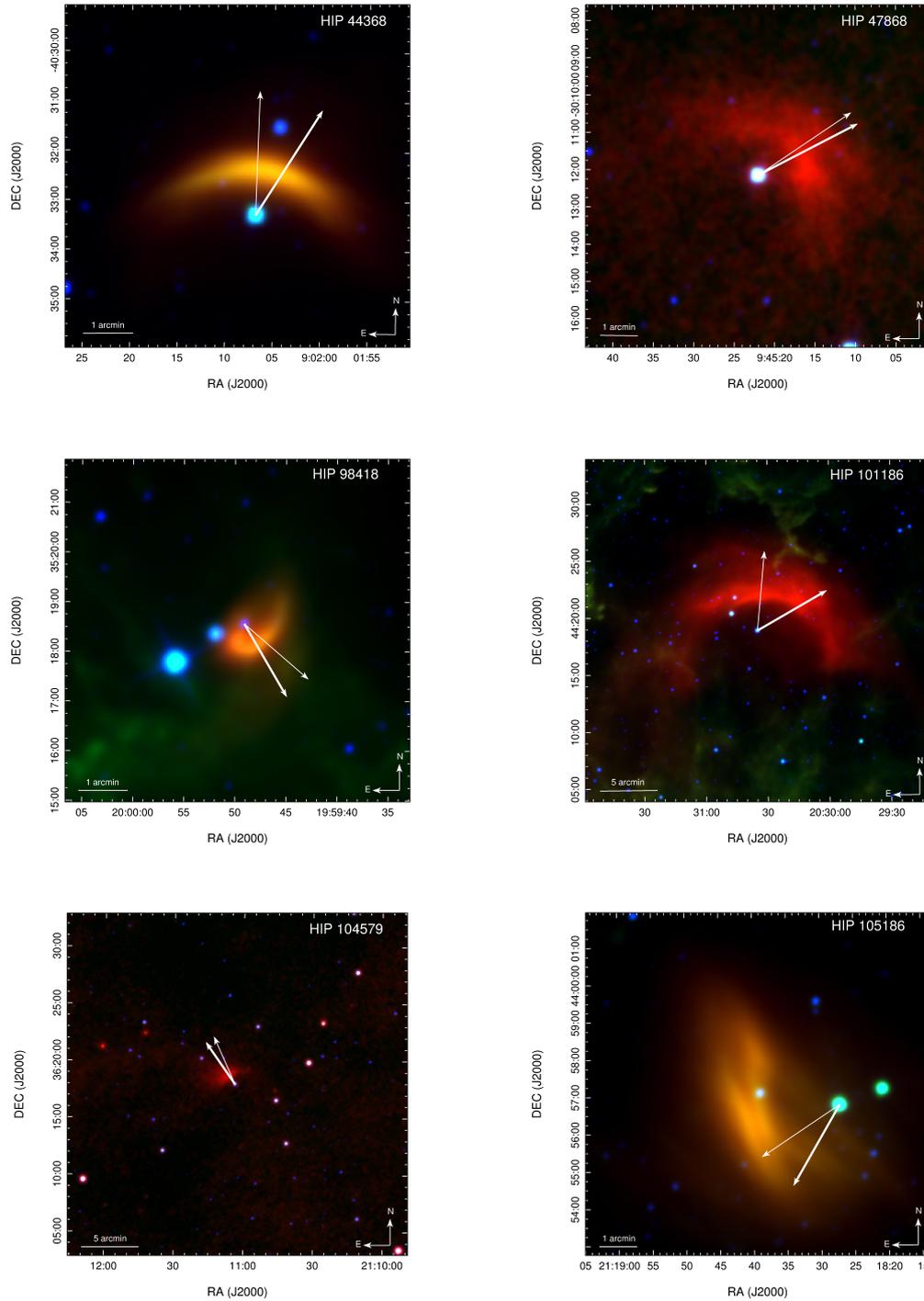


Figura 4.5. Candidatos a *bow shocks* del Grupo 3. Imágenes generadas a partir de los datos WISE. Rojo: banda 4, $22,2\mu\text{m}$. Verde: banda 3, $12,1\mu\text{m}$. Azul: banda 1, $3,4\mu\text{m}$. La etiqueta representa el nombre de la fuente que genera el *bow shock*. Los vectores representan el movimiento propio (composición de $\mu_\alpha \cos \delta$ y μ_δ). Los vectores gruesos representan el movimiento propio medido por *Hipparcos* (van Leeuwen y col. 2007), y los más delgados el movimiento propio corregido por movimiento del MIE y rotación galáctica. El largo de los vectores no está a escala, nos interesaba resaltar la dirección estelar.

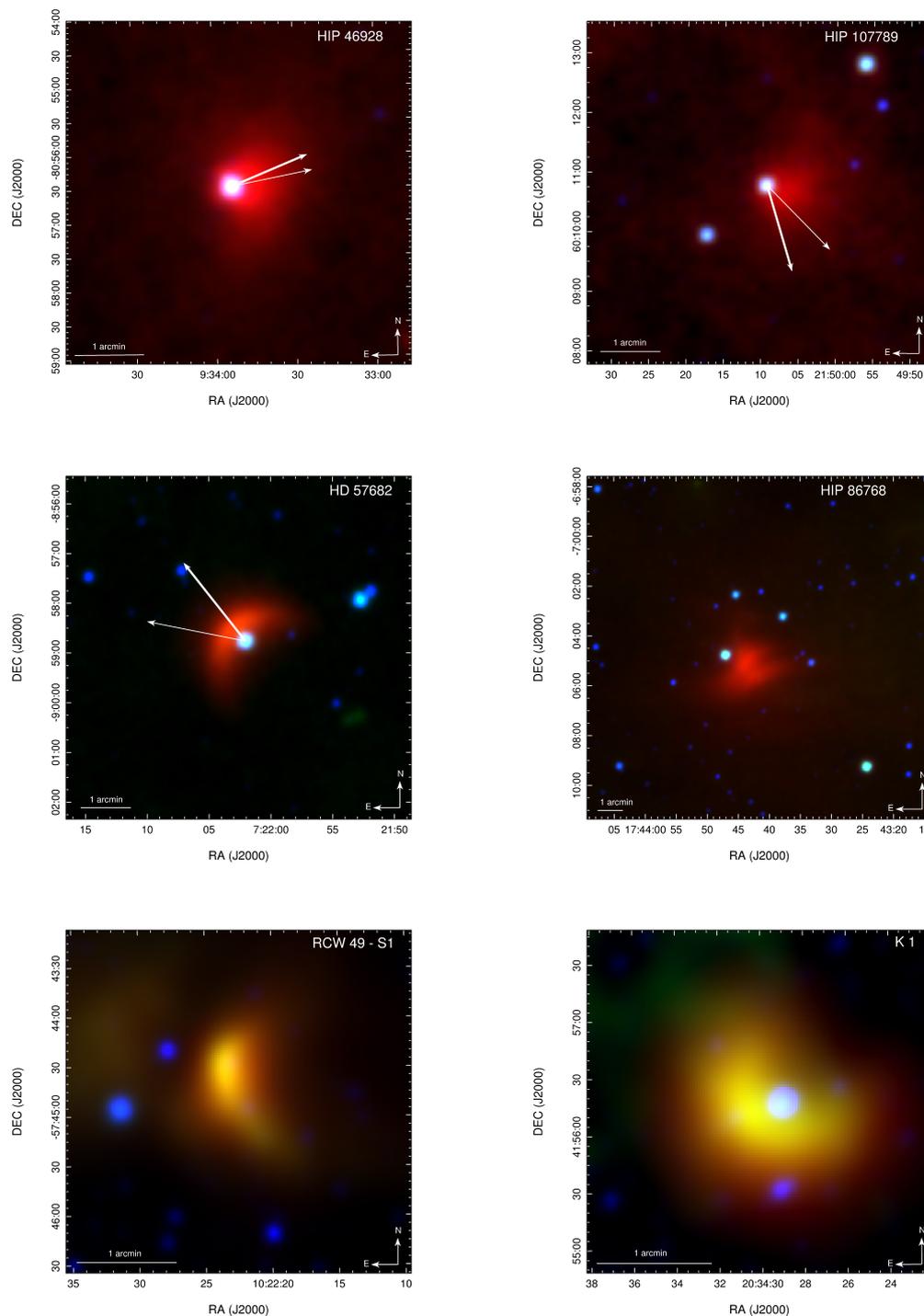


Figura 4.6. Candidatos a *bow shocks* del Grupo 4, 5, 6 y 7. Imágenes generadas a partir de los datos WISE. Rojo: banda 4, 22,2 μm. Verde: banda 3, 12,1 μm. Azul: banda 1, 3,4 μm. La etiqueta representa el nombre de la fuente que genera el *bow shock*. Los vectores representan el movimiento propio (composición de $\mu_{\alpha} \cos \delta$ y μ_{δ}). Los vectores gruesos representan el movimiento propio medido por *Hipparcos* (van Leeuwen y col. 2007), y los más delgados el movimiento propio corregido por movimiento del MIE y rotación galáctica. El largo de los vectores no está a escala, nos interesaba resaltar la dirección estelar.

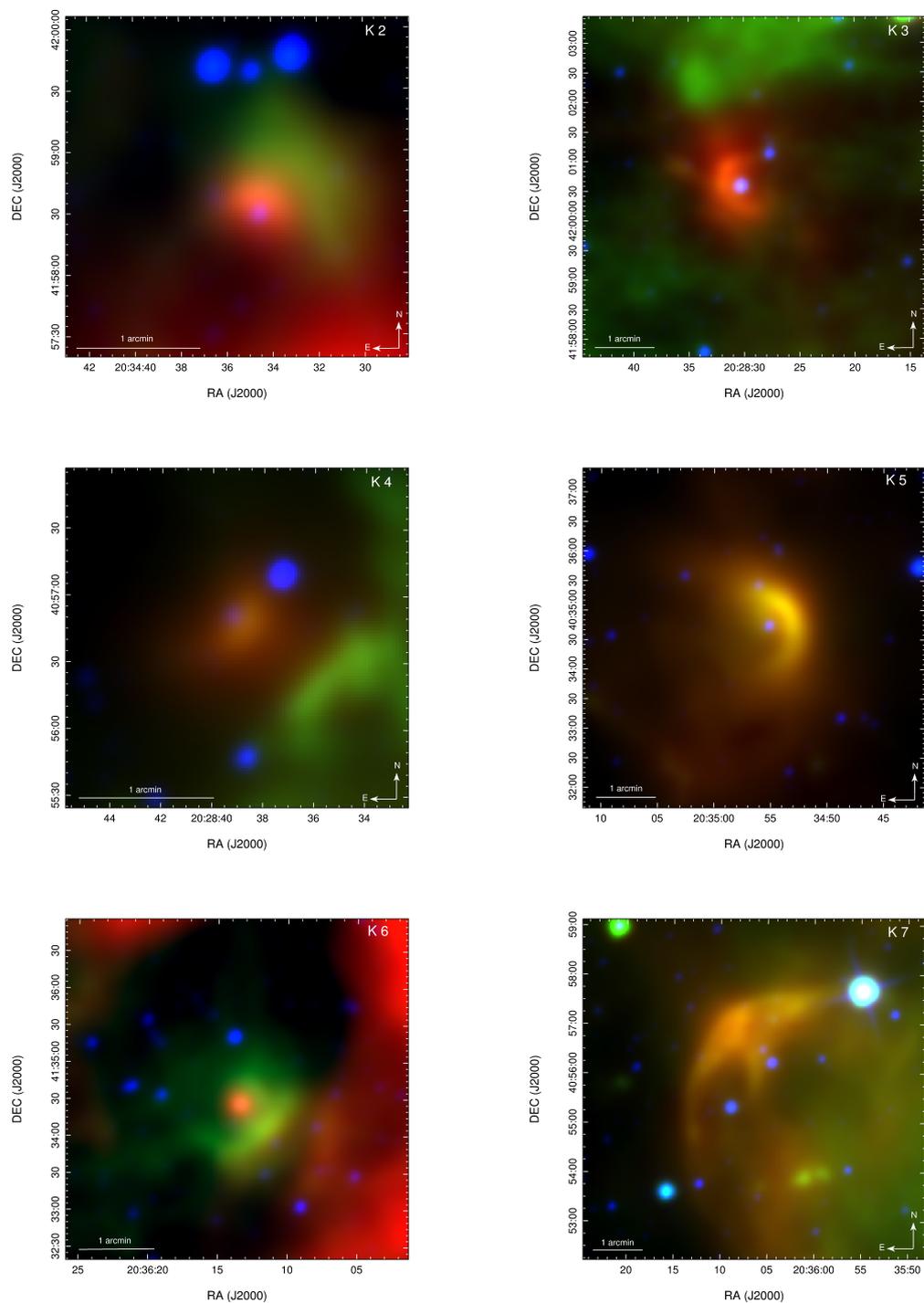


Figura 4.7. Candidatos a *bow shocks* del Grupo 7. Imágenes generadas a partir de los datos WISE. Rojo: banda 4, $22,2\mu\text{m}$. Verde: banda 3, $12,1\mu\text{m}$. Azul: banda 1, $3,4\mu\text{m}$. La etiqueta representa el nombre de la fuente que genera el *bow shock*.

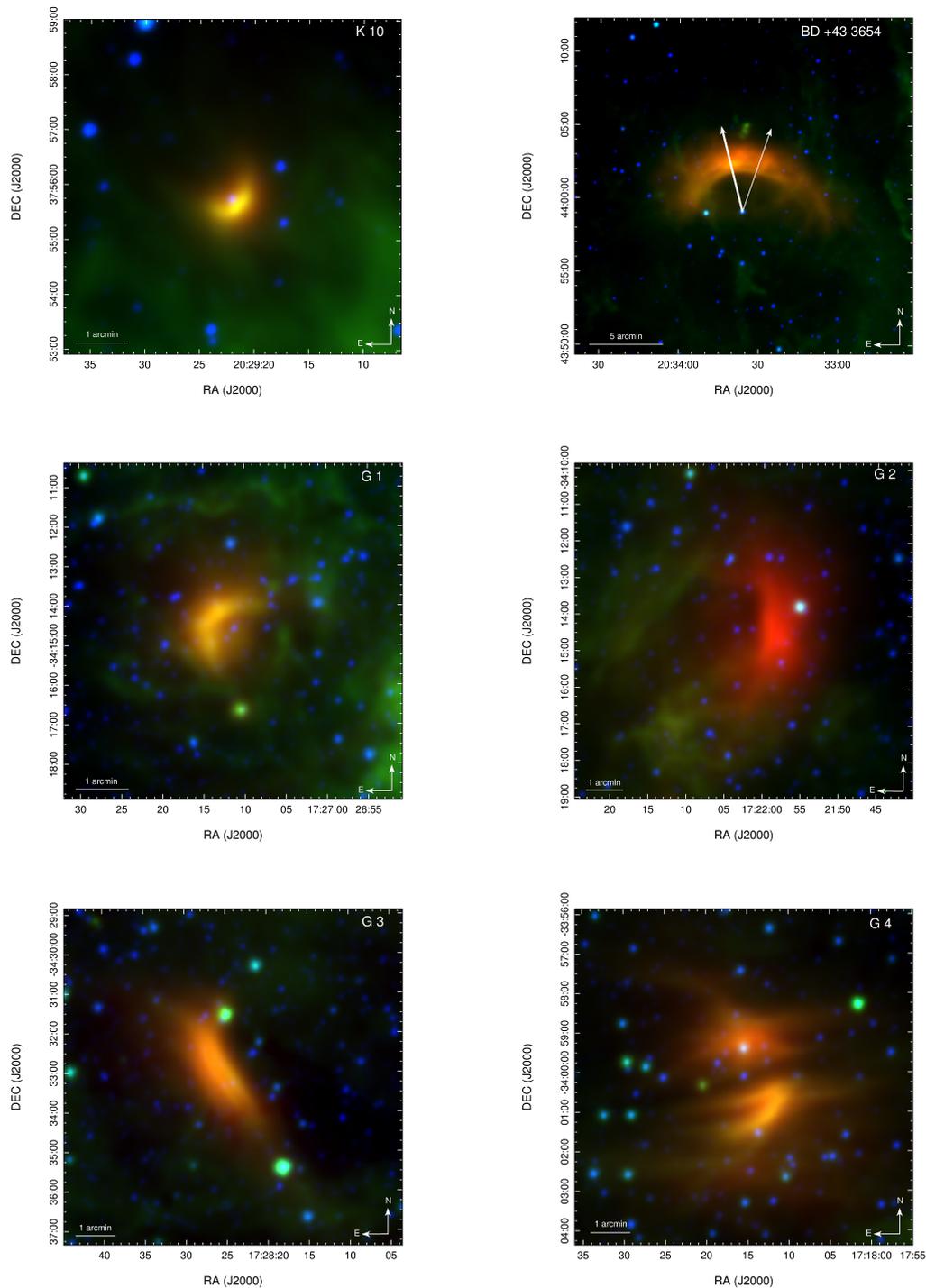


Figura 4.8. Candidatos a *bow shocks* del Grupo 7. Imágenes generadas a partir de los datos WISE. Rojo: banda 4, $22,2\mu\text{m}$. Verde: banda 3, $12,1\mu\text{m}$. Azul: banda 1, $3,4\mu\text{m}$. La etiqueta representa el nombre de la fuente que genera el *bow shock*. Para BD $+43^\circ 3654$, el vector grueso representa el movimiento propio medido por *Hipparcos* (van Leeuwen y col. 2007), y el vector delgado el movimiento propio corregido por movimiento del MIE y rotación galáctica. El largo no está a escala.

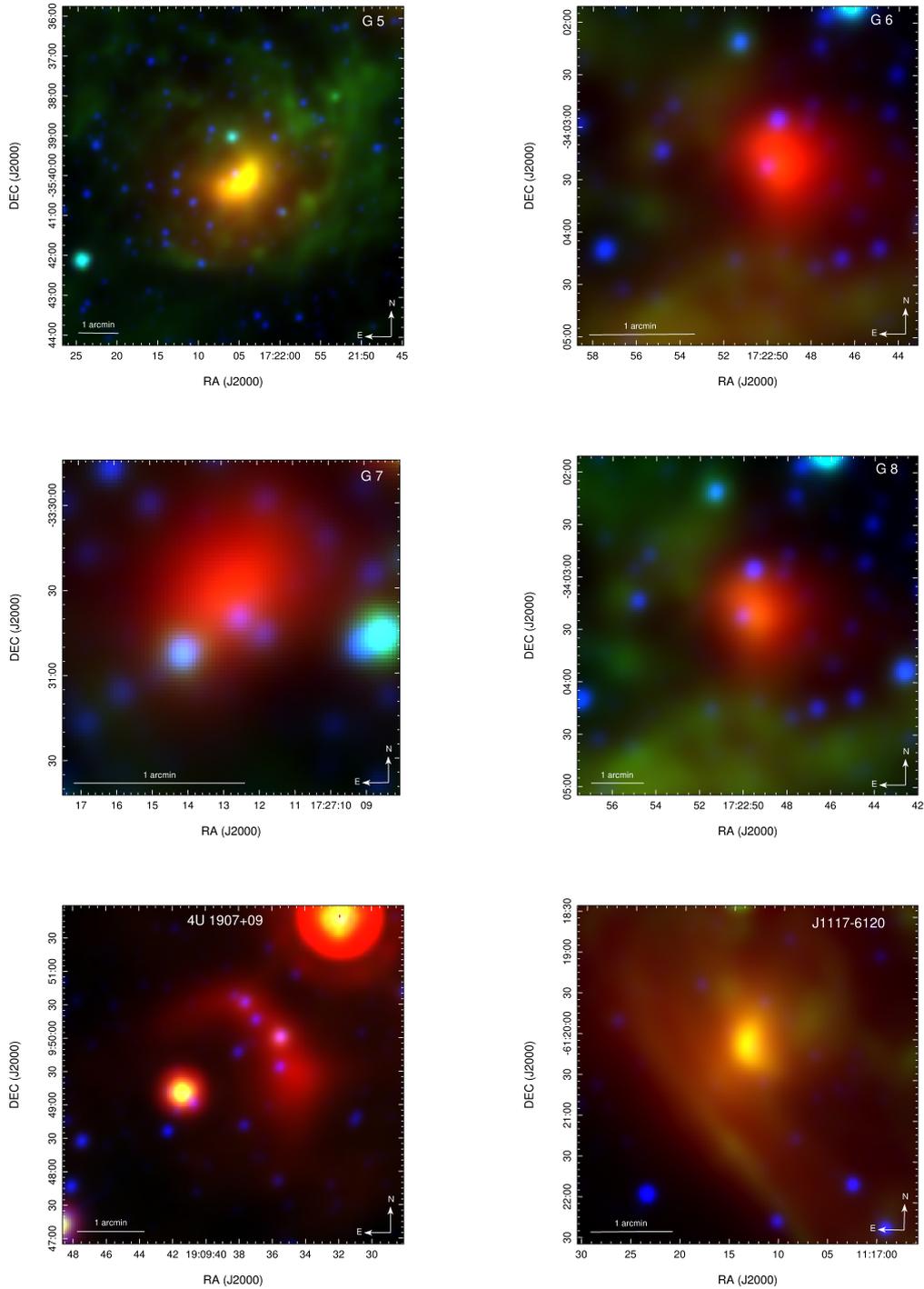


Figura 4.9. Candidatos a *bow shocks* del Grupo 7. Imágenes generadas a partir de los datos WISE. Rojo: banda 4, $22,2\mu\text{m}$. Verde: banda 3, $12,1\mu\text{m}$. Azul: banda 1, $3,4\mu\text{m}$. La etiqueta representa el nombre de la fuente que genera el *bow shock*. El objeto G 4 posee una morfología en capas. Para medirlo decidimos tomar la estructura más al norte.

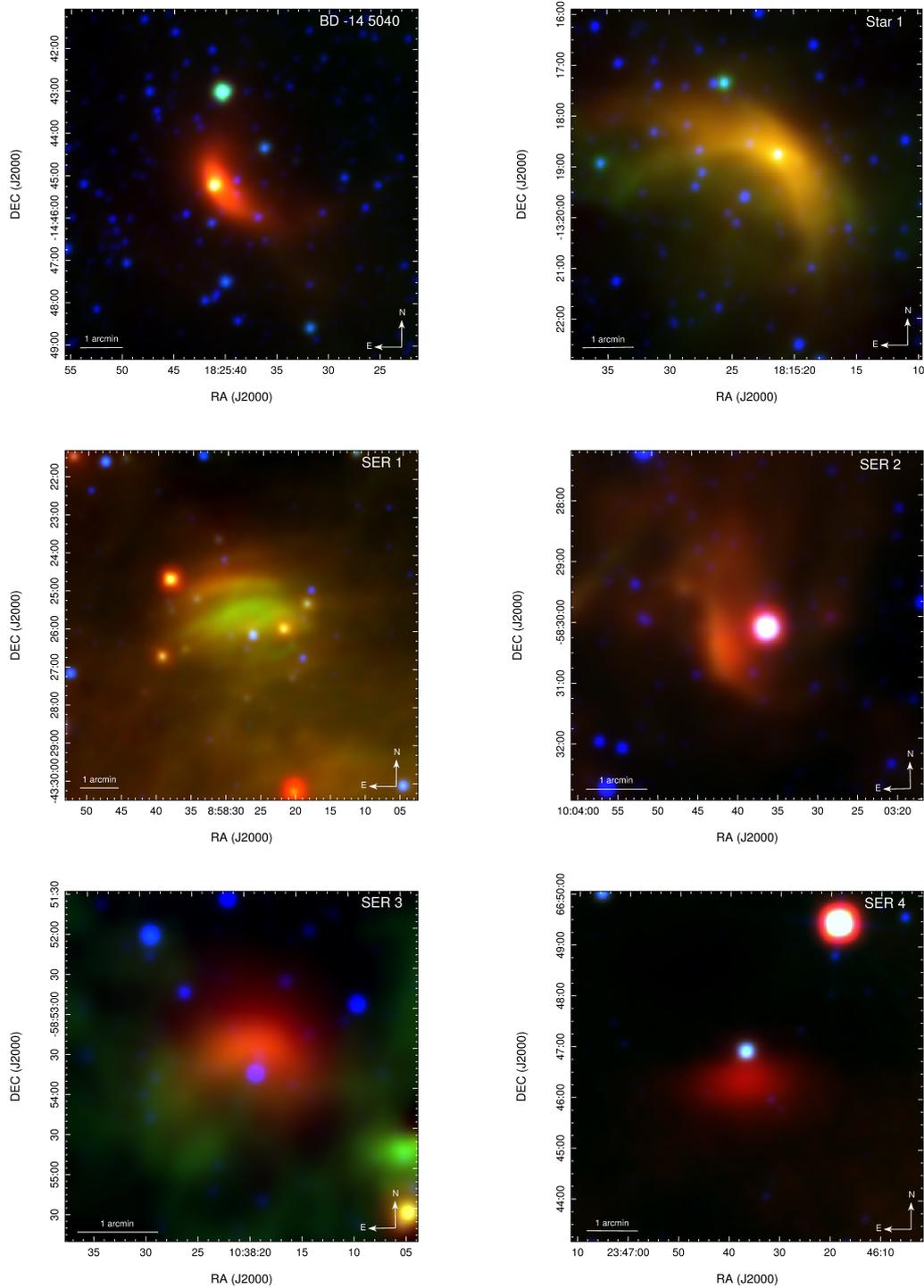


Figura 4.10. Candidatos a *bow shocks* del Grupo 7. Imágenes generadas a partir de los datos WISE. Rojo: banda 4, $22,2\mu\text{m}$. Verde: banda 3, $12,1\mu\text{m}$. Azul: banda 1, $3,4\mu\text{m}$. La etiqueta representa el nombre de la fuente que genera el *bow shock*.

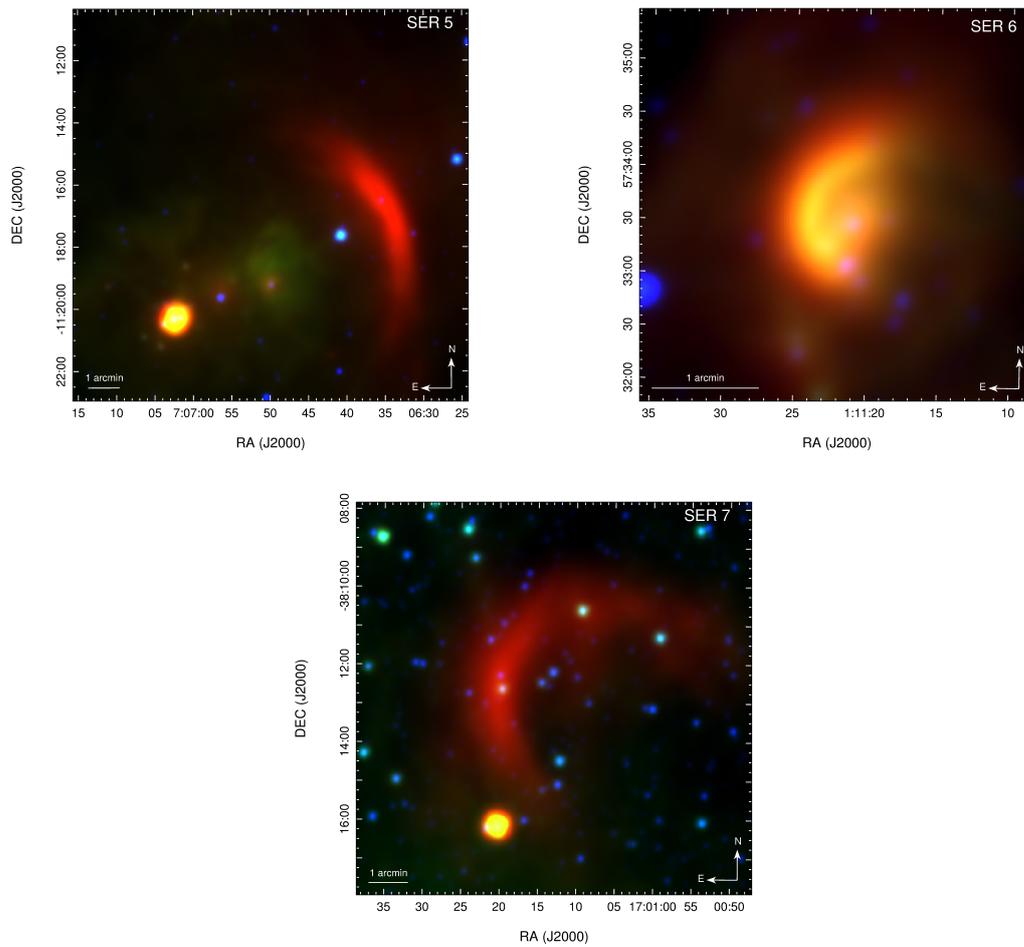


Figura 4.11. Candidatos a *bow shocks* del Grupo 7. Imágenes generadas a partir de los datos WISE. Rojo: banda 4, $22,2\mu\text{m}$. Verde: banda 3, $12,1\mu\text{m}$. Azul: banda 1, $3,4\mu\text{m}$. La etiqueta representa el nombre de la fuente que genera el *bow shock*.

5 — Radioobservaciones hacia *bow shocks*

Resumen

En este capítulo describimos algunos trabajos realizados por otros autores, luego y durante la confección del catálogo E-BOSS 1, en lo que respecta a altas energías.

Presentamos los primeros resultados que obtuvimos a partir de observaciones radio-interferométricas hacia cuatro *bow shock* de E-BOSS 1, y que son potenciales emisores no térmicos.

5.1 Trabajos posteriores y paralelos a E-BOSS 1

Previo al desarrollo del catálogo E-BOSS 1, se conocía un solo caso de *bow shock* con emisión en radio (estrella BD +43° 3654, Benaglia y col. 2010). La emisión observada resultó no térmica, lo cual permitió realizar modelos radiativos de otros procesos no térmicos en la región. Bajo ciertas hipótesis, y la estimación de algunos parámetros observacionales (principalmente campo magnético e índice espectral), los modelos mostraron que el *bow shock* estudiado podría ser detectado por instrumentos como el futuro CTA. A continuación, repasamos investigaciones que involucran modelos y observaciones en altas energías hacia *bow shocks* que, sumados al caso de BD, nos avalaron a seguir en el camino de estudiar la emisión no térmica hacia estos objetos.

5.1.1 Modelos radiativos y detecciones en altas energías

Modelos sobre procesos radiativos no térmicos y el proceso térmico libre-libre (Bremsstrahlung) para *bow shocks* producidos por estrellas supergigantes de tipos espectrales O4 y O9, fueron desarrollados por del Valle y Romero (2012). Como resultado se obtuvieron las curvas de luminosidades esperadas en todo el espectro. Además, los autores aplicaron el modelo al *bow shock* producido por la estrella ζ Oph (O9.5V), uno de los más estudiados en la literatura. En la Figura 5.2 (izquierda) se pueden ver las curvas de luminosidad esperada para cada proceso radiativo, y los puntos observados correspondientes a emisión infrarroja detectada por IRAS. El *bow shock* podría ser detectado por varios instrumentos, considerando que se encuentra a ~ 220 pc de distancia, entre ellos VLA en radio, y

Fermi y CTA en altas energías. La mayor contribución de fotones γ estaría producida en el proceso de dispersión Compton, con origen en el polvo, similar al caso de BD +43° 3654 (Benaglia y col. 2010).

Otro caso importante en el estudio de *bow shocks* en altas energías es el producido por la estrella AE Aurigae, que fue detectado en la banda de rayos X por el instrumental a bordo del satélite XMM-Newton (López-Santiago y col. 2012). Esta fuente es la primera de su tipo reportada en esta banda del espectro electromagnético, y los autores proponen que la emisión sería explicada por medio de un proceso radiativo no térmico¹. Los autores (del Valle entre ellos) aplicaron el mismo modelo que para el caso de ζ Oph y determinaron que, nuevamente, el proceso Compton inverso producido por los fotones que emite el polvo es el que domina la emisión a altas energías y explicaría la emisión no térmica en rayos X.

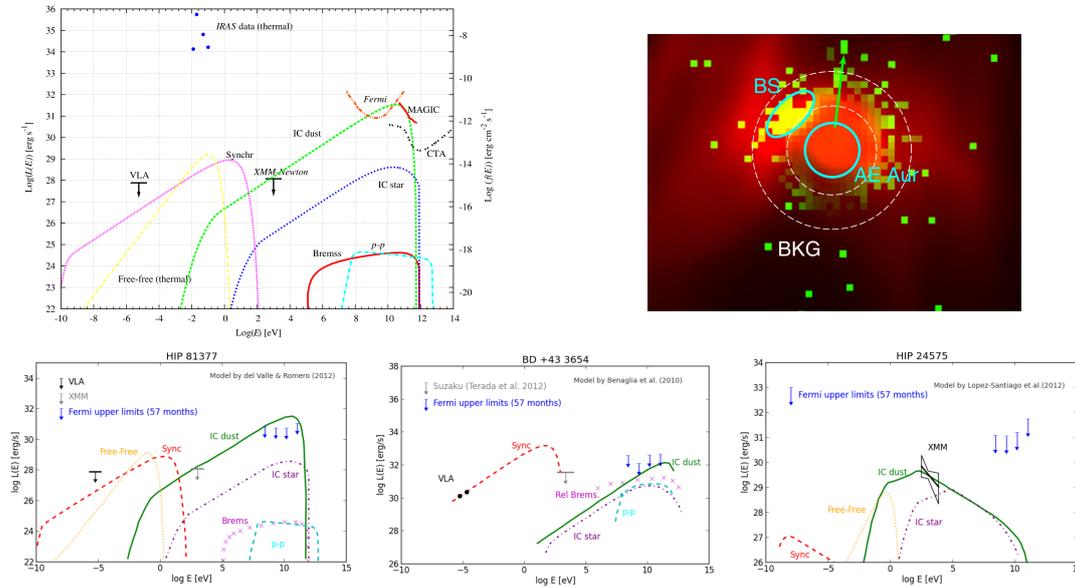


Figura 5.1. Arriba izquierda: curvas de luminosidad estimadas para el *bow shock* producido por ζ Oph (del Valle y col. 2012), flujos observados de IRAS, y sensibilidades de algunos instrumentos de altas energías. Arriba derecha: zona de AE Aurigae (HIP 24575, López-Santiago y col. 2012). En rojo se mapea la emisión a $12.1 \mu\text{m}$ de WISE, y en verde la emisión en el rango 0.3-8 keV, XMM-Newton. Abajo: los tres gráficos fueron tomados de Schulz y col. (2014), y en ellos se puede apreciar que las cotas máximas de energía estimadas para *Fermi* son consistentes en los casos de BD +43° 3654 y ζ Oph (HIP 81377), pero no así para AE Aur (HIP 24575).

Observaciones de *Fermi* hacia la región de la estrella HD 195592 (HIP 101186) muestran que el *bow shock* que genera sea quizás una fuente de altas energías (del Valle, Romero y De Becker, 2013), identificada como 2FGL J2030.7+4417. Existe también la posibilidad de que la fuente *Fermi* sea un pulsar, pues ha sido identificada como tal en el Segundo catálogo de pulsars en rayos Gamma (Abdo y col., 2013; Pletsch y col., 2012).

Un estudio realizado hacia los 28 *bow shocks* de E-BOSS 1 (Benaglia, 2012) presenta una serie de valores calculados para la lista completa, entre ellos: luminosidad del viento, luminosidad bolométrica estelar, luminosidad correspondiente al flujo WISE medido para cada *bow shock*, y luminosidad a 1.4 GHz. A partir de los resultados obtenidos, se analiza cuáles de los casos podría ser huésped de aceleración de partículas, y constituir un emisor de altas energías. Por ejemplo, si el viento estelar es intenso la aceleración de

¹Un modelo térmico también ajusta bien a los datos, pero la temperatura es extremadamente alta como para ser interpretada como característica del viento estelar.

partículas puede ser más eficiente ($\eta \propto (v_{\text{choque}}/c)^2 \sim (v_{\infty}/c)^2$), y ésto se da para HIP 24575, 97796 y 114990. Luego, si la luminosidad infrarroja es alta, el proceso Compton inverso puede aumentar su contribución en la luminosidad a altas energías.

Con respecto a *Fermi*, se han revisado los datos disponibles en la zona de los 28 *bow shocks* de E-BOSS 1 con el fin de analizar si existía emisión a altas energías presente Schulz y col., 2014. Luego de integrar las observaciones para los 57 meses de datos del satélite, los autores no hallaron emisión en ninguno de los campos. Aún así, no descartaron ningún *bow shock* como posible emisor a altas energías, y se calcularon cada uno de ellos un límite superior de flujo esperado. Los casos analizados en más detalle son ζ Oph, BD +43° 3654 y AE Aur (Figura 5.2), debido a que para ellos se han desarrollado modelos radiativos no térmicos que muestran que existiría emisión en altas energías (del Valle y col. 2012, Benaglia y col. 2010, López-Santiago y col. 2012). En el caso de ζ Oph, el límite superior de flujo calculado queda debajo del pico de emisión del modelo (Compton inverso); para BD +43° 3654 por encima, y para AE Aur por debajo. Según estos resultados, el modelo realizado para ζ Oph (HIP 81377) podría estar sobreestimando la aceleración de partículas, o también puede suceder que el campo magnético no sea tan turbulento como se espera. Para el caso de BD +43° 3654, observaciones con mayor sensibilidad (futuro de LAT, *Fermi* Large Area Telescope) o más prolongadas (con CTA, por ejemplo) podrían brindar nuevos datos que colaboren en la mejora del modelo. El caso de AE Aurigae (HIP 24575) es el que más se aleja respecto a los modelos (sobre todo Compton inverso), y los autores plantean una revisión profunda de las hipótesis del modelo.

5.2 Radioobservaciones

En E-BOSS 1 realizamos una inspección de los datos del relevamiento NVSS (1.4 GHz, Condon y col. 1998) hacia las regiones de los 28 objetos y hallamos que tres de ellos poseían emisión que posiblemente proveniese de la zona de los *bow shocks* (HIP 11891, 38430 y 88652). Además, existe el antecedente de BD +43° 3654 (Benaglia y col. 2010), con lo cual decidimos solicitar horas de observación en el radiointerferómetro VLA hacia los tres objetos. Agregamos la zona de AE Aurigae (HIP 24575) debido a que López-Santiago y col. (2012) habían reportado la detección en rayos X.

Para esta campaña observacional inicial de *bow shocks* elegimos el radiointerferómetro VLA por varios motivos. Uno era que la localización de los objetos en el cielo era cubierta por el telescopio. Luego, el alto desempeño en la toma de datos (bajo ruido en menor tiempo que otros instrumentos como GMRT, Giant Metrewave Radio Telescope, por ejemplo, mejor resolución angular, entre otros) lo hace altamente elegible, y por último, esperábamos emisión a frecuencias mayores a 1.4 GHz, bandas que GMRT no cubre.

El VLA está compuesto por un conjunto de 27 antenas dispuestas en forma de Y en los Llanos de San Agustín, a unos 80 km de Socorro, Nuevo México, al oeste de Estados Unidos. Cada antena tiene 25 metros de diámetro. Los datos de todas ellas se combinan electrónicamente y así se puede obtener (como máximo) la resolución equivalente a una antena de 36 km de diámetro. Las distintas maneras de ubicar a las antenas se denominan configuraciones. Existen cuatro de ellas: A, B, C y D, con separación máxima de 36, 10, 3.6 y 1 km, respectivamente. La disposición de cada configuración dura varios meses, y el lapso de tiempo que transcurre para recorrer todas puede durar más de un año. Según la configuración y frecuencia que se elija, se tendrán distintas características en los datos², por ejemplo, varía la resolución angular mínima y máxima, el campo de

²<https://science.nrao.edu/facilities/vla/docs/manuals/oss/performance/resolution>

visión principal -haz primario- y las escalas angulares de estructuras observables.

Para solicitar horas de observación en el VLA se debe ingresar en la página Web que se ofrece a tal fin (Proposing for the VLA, <https://science.nrao.edu/facilities/vla/proposing>). Existen varios documentos que se ofrecen como guía, y algunas herramientas de cálculo sencillo que ayudan al observador a desarrollar de manera completa y lo más adecuada posible las cuestiones instrumentales que repercuten en las características de las observaciones resultantes (por ejemplo: ruido característico esperado, sensibilidad, entre otros).

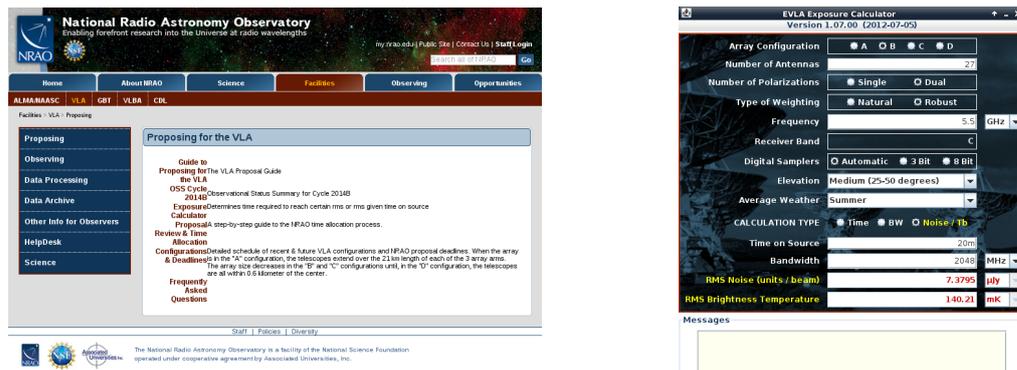


Figura 5.2. Izquierda: página principal que ofrece VLA para las propuestas. Derecha: herramienta de cálculo ofrecida por VLA en el momento de enviar la propuesta (2013). En la imagen se ve como ejemplo el cálculo del ruido esperado dados otros parámetros fijados.

Al momento de planificar las observaciones hacia los cuatro *bow shocks* mencionados se contaba con las configuraciones B y CnB para el pedido de turno³ (Semestre 2013B).

El turno de observación (Propuesta VLA/13B-212, PI: Peri, C.) se preparó de manera de observar las cuatro fuentes en la longitud de onda de 6 cm (banda C, 4.5 - 6.5 GHz), utilizando las 27 antenas del arreglo, y con la configuración de toma de datos estándar: muestreo de 8 bits, y sub-bandas de 16 x 128 MHz, es decir, 16 canales en cada sub-banda. El tiempo de exposición estimado sobre cada fuente fue de 20 minutos (30 minutos incluyendo calibradores y movimiento de antenas), que arrojó un ruido esperado de $8 \mu\text{Jy beam}^{-1}$ para la configuración de antenas B ó CnB. La resolución angular máxima en la banda C y configuración B es del orden de $1''$ y las estructuras máximas observables del orden de $30''$.

Nuestros objetivos para los cuatro objetos eran, por un lado, generar mapas que confirmen la emisión y que fuesen de mayor calidad que los de NVSS. Por otro lado, produciríamos mapas de índice espectral, de ser posible. Las observaciones planeadas, con un ancho de banda de 2 GHz, permitirían generar estos últimos mapas, como primera aproximación (debe tenerse en cuenta que se reduce el error en mapas de índice espectral cuando se construyen en base a observaciones en más de dos frecuencia).

La propuesta fue aceptada y las observaciones se realizaron entre fines de octubre y principios de noviembre de 2013. En la Tabla 5.1 mostramos algunas características de los datos obtenidos. Las cuatro regiones se observaron en la banda C, que cubre el rango de 4.488 a 6.384 MHz. El tiempo de observación asignado para cada zona fue de 30 minutos, y se utilizó en diferentes proporciones según la fuente (Tabla 5.1).

Una vez que obtuvimos los datos crudos vía internet analizamos lo que se conoce como *log* de observación (se puede descargar un archivo de extensión pdf) que describe a grandes rasgos las condiciones en las que se realizaron las observaciones. Por

³<https://science.nrao.edu/facilities/vla/proposing/configpropdeadlines>

Zona	$t_{\text{cal-flujo}}$ [min]	$t_{\text{cal-fase}}$ [min]	t_{fuente} [min]	Ruido esperado [μJy]	Ruido obtenido [μJy]	Calidad mapa
HD 15629	9	7.5	~ 17.5	8.5	10-30	Intermedia
HD 34078	-	8	~ 17	8.3	9	Buena
HD 64315	9	10	~ 10	11	80-500	Mala
HD 165319	9	9	~ 11	20	20-500	Intermedia

Tabla 5.1. Lista de fuentes observadas en el proyecto VLA/13B-212: región, tiempos de observación de calibradores primarios (de flujo) y secundarios (fase), tiempos sobre las fuentes, ruido esperado, ruido obtenido, y calidad de los mapas. Las zonas de HD 15629 y 34078 fueron observadas en la misma tanda y comparten el calibrador primario. El calibrador de flujo es el más importante y el primero que se observa, y para asegurar su observación se utilizaron 9 minutos en todas las regiones.

ejemplo: si hubo interferencia en alguna antena, si se corrompieron o perdieron datos, las condiciones del clima, la hora y fecha a la cual se comenzó la observación, etc. Realizamos la edición, calibración y construcción de imágenes con el paquete CASA (Common Astronomy Software Applications, <http://casa.nrao.edu/>). La documentación disponible sobre la utilización del paquete para datos del continuo de radio es muy completa, y seguimos una serie de pasos de reducción estándar a partir de ella (http://casaguides.nrao.edu/index.php?title=EVLA_Continuum_Tutorial_3C391), teniendo en cuenta las particularidades del caso. Una vez obtenidas las imágenes en formato FITS, luego de varias pruebas, analizamos los resultados obtenidos para cada campo.

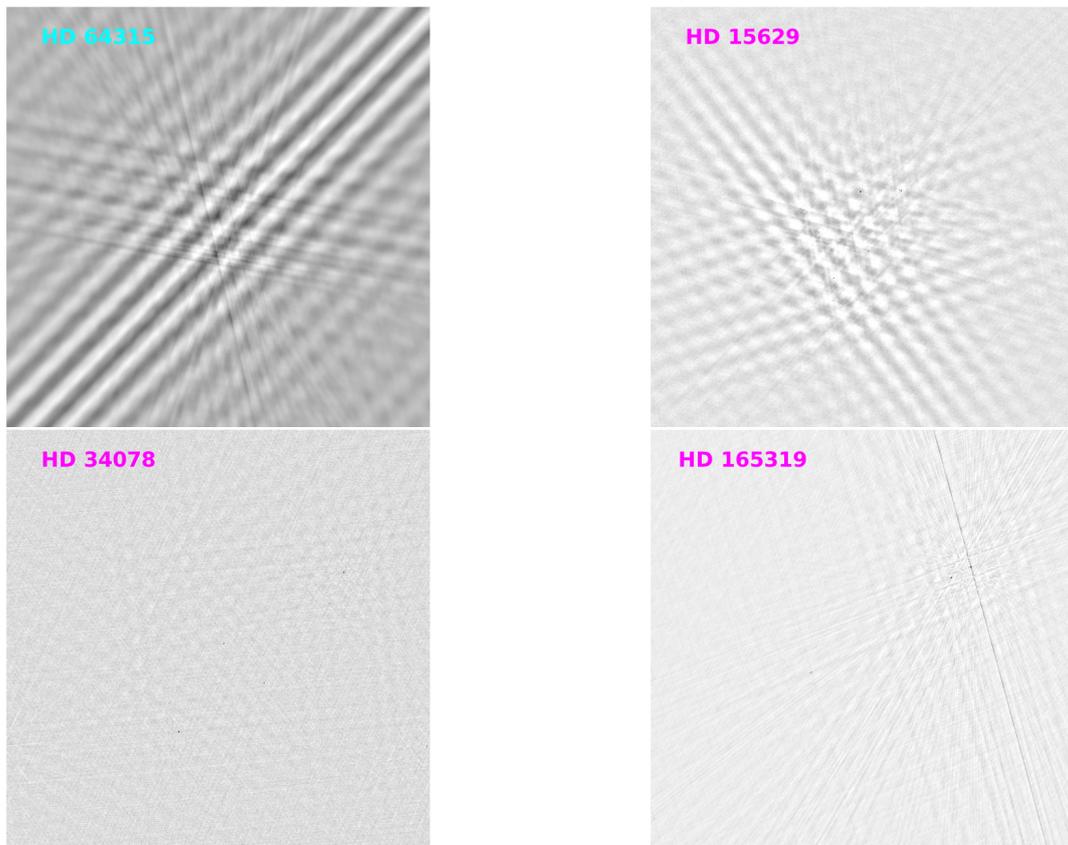


Figura 5.3. Mapas obtenidos para las zonas de HD 64315, HD 15629, HD 34078 (AE Aur) y HD 165319. El mapa superior izquierdo es de baja calidad, y el de la derecha abajo de buena calidad. Los otros dos son de calidad intermedia.



Figura 5.4. *Izquierda:* mapa de la región de HD 15629; la Zona 1 está marcada con un cuadrado y la Zona 2 con el número correspondiente. *Derecha arriba:* acercamiento de la Zona 1, donde marcamos 5 fuentes (la quinta bien podría abarcar dos fuentes). *Derecha abajo:* en la Zona 2 encontramos sólo una fuente.

En la Figura 5.3 mostramos los mapas de la zona de HD 64315, HD 15629, HD 34078 (AE Aur) y HD 165319. El mapa de HD 64315 (arriba izq.) se podría considerar de baja calidad, el de HD 15629 y HD 165319 de calidad intermedia, y el de HD 34078 de buena calidad. En los mapas desplegamos los colores de forma de poder apreciar ciertos patrones que aparecen una vez finalizado el proceso de calibración generadas las imágenes. En la propuesta de observación habíamos estimado unos 20 minutos de tiempo de exposición por fuente, y ello arrojó un ruido esperado (sensibilidad) de $\sim 8 \mu\text{Jy}$. El ruido finalmente obtenido para cada mapa varió respecto al valor esperado, lo cual se puede ver en la Tabla 5.1.

El mapa de la región de HD 64315 muestra algo de emisión extendida marginal, pero artefactos indeseables han permanecido luego de la calibración y edición de datos (Fig. 5.3). Estos patrones pueden aparecer por varios motivos: podrían existir fuentes en la zona que descalibran la escala de flujos, existir datos corruptos, o, la presencia de interferencia. Debido a que el tiempo de exposición sobre la fuente fue de 10 minutos, el ruido esperado de este mapa era de $11 \mu\text{Jy}$, pero obtuvimos ruidos entre 80 y $500 \mu\text{Jy}$ (Tabla 5.1). Estos valores están directamente relacionados a la mala calidad del mapa.

El mapa de la zona de HD 15629 es de calidad intermedia, y aún así se pueden observar algunas fuentes puntuales. En la Figura 5.4 mostramos el mapa donde marcamos la Zona 1 con un cuadrado y luego una Zona 2 con el número correspondiente. A la derecha arriba se puede ver que en la Zona 1 marcamos 5 fuentes (la quinta bien podría abarcar dos fuentes), y en la Zona 2 solamente una. Los problemas en el mapa pueden ser del mismo origen que en el mapa anterior: fuentes descalibradoras de flujo, interferencia, datos corruptos. El ruido esperado, dados los 17.5 minutos de observación, era de $8.5 \mu\text{Jy}$, y obtuvimos entre 10 y $30 \mu\text{Jy}$ (Tabla 5.1).

La imagen lograda para la región de HD 165319 es de calidad intermedia, y también se pueden observar algunas fuentes (Fig. 5.5). El ruido esperado era de $20 \mu\text{Jy}$ y obtuvimos entre 20 y $500 \mu\text{Jy}$. El ruido de casi $500 \mu\text{Jy}$ se da en la zona donde se generó un patrón

en línea casi vertical, que se puede apreciar en la Figura 5.3. En el resto del mapa el ruido no era tal alto, razón por la cual, a pesar del pico de $500 \mu\text{Jy}$, llamamos al mapa de calidad intermedia. Se puede apreciar un acercamiento a las zonas donde aparecen fuentes en la Figura 5.5.

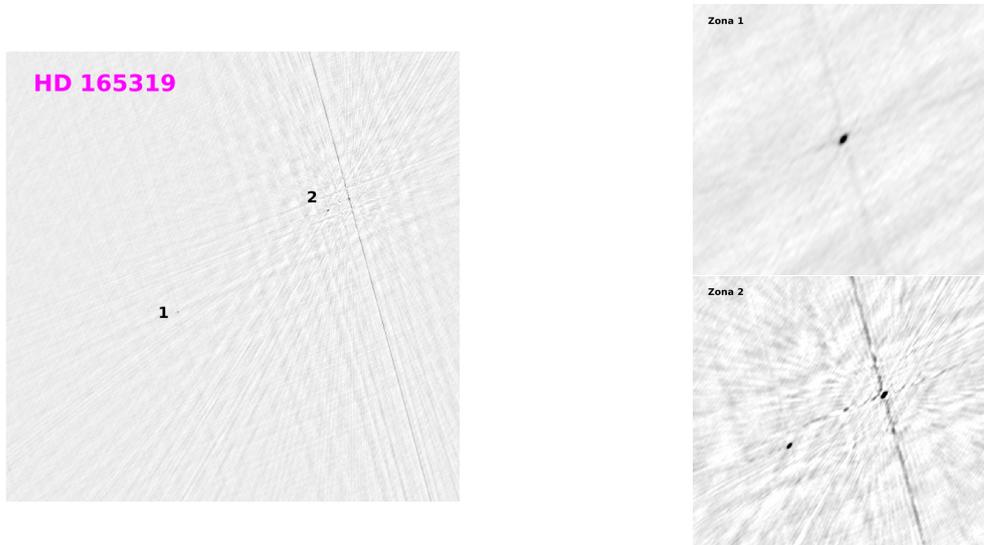


Figura 5.5. *Izquierda:* mapa de la región de HD 165319; donde mostramos dos zonas con fuentes (Zona 1 y Zona 2). *Derecha arriba:* acercamiento de la Zona 1, donde mostramos una fuente. *Derecha abajo:* en la Zona 2 encontramos varias fuentes de forma marginal, pero debido a que hubo problemas en la calibración, no pudimos realizar un mapa de buena calidad.

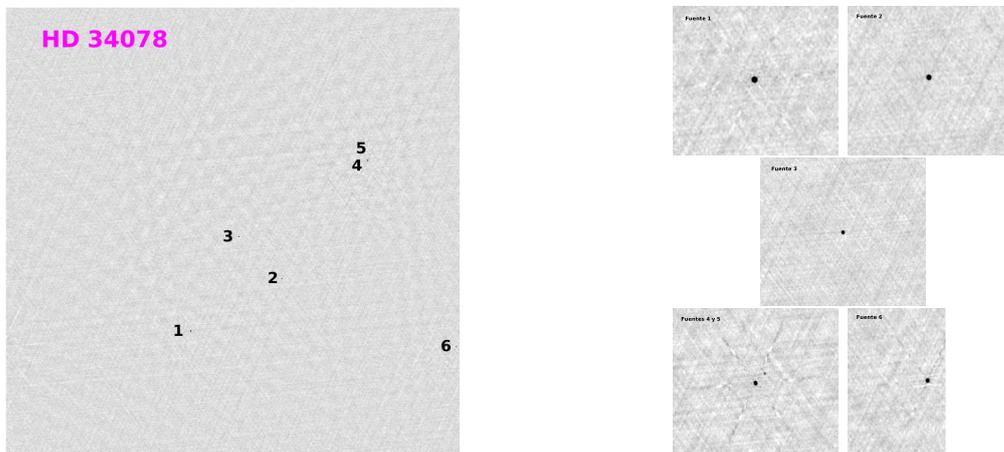


Figura 5.6. *Izquierda:* mapa de la región de HD 34078; las 6 fuentes se hallan etiquetadas con los números correspondientes. *Derecha:* acercamiento a las zonas de las fuentes 1, 2, 3, 4, 5 y 6.

El mejor mapa logrado es el de la zona de HD 34078, donde no existen interferencias ni artefactos. El tiempo de observación sobre la fuente fue de 17 minutos, lo cual arrojó un ruido esperado de $8.3 \mu\text{Jy}$. El ruido obtenido fue de $9 \mu\text{Jy}$, en todo el mapa aproximadamente igual. En el mapa obtenido no se aprecian fuentes extendidas, pero sí varias fuentes puntuales. Una de estas fuentes se halla a unos 15 segundos de arco de la estrella AE Aur, con un flujo de $\sim 1 \text{ mJy}$. En la Figura 5.6 hacemos una acercamiento a las zonas de cada fuente. En la Figura 5.7 mostramos un acercamiento a la zona central del mapa, donde marcamos la posición de la estrella AE Aurigae, y donde se ve también

la fuente número 3.

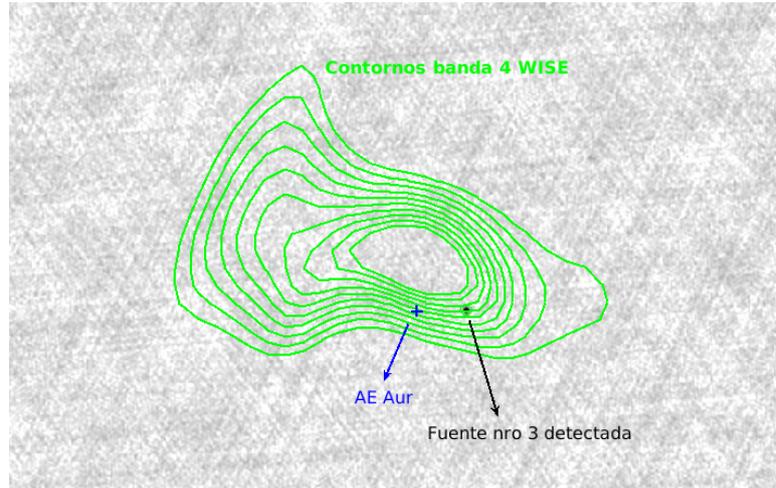


Figura 5.7. Acercamiento de la zona central del mapa de HD 34078 (AE Aur). Superposición del mapa a 6 cm (banda C, tonos grises) obtenido con VLA y de la emisión en la banda 4 de WISE (contornos) para el caso de AE Aurigae (HD 34078 = HIP 24575). La posición de la estrella se marca con una cruz azul, y la fuente número tres aparece hacia la derecha.

Solamente para el caso del mapa de la región de AE Aur, hemos confeccionado un gráfico donde representamos flujos previamente detectados y cotas obtenidas por nosotros, a diferentes longitudes de onda (Figura 5.8).

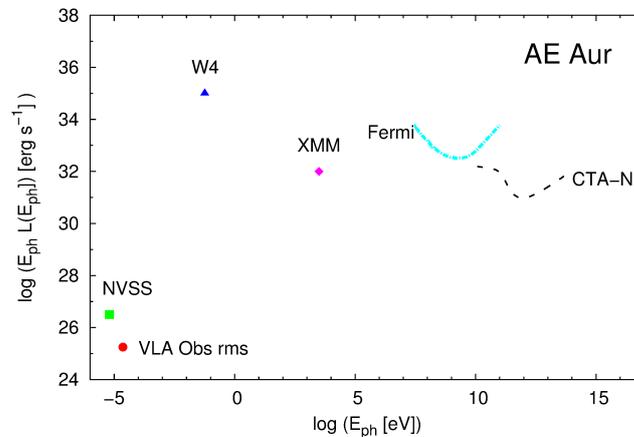


Figura 5.8. Gráfico de distribución espectral de energía para el *bow shock* generado por AE Aur. En verde el flujo a 1.4 GHz, que podría estar sobreestimado por contaminación de otras fuentes. En rojo el ruido promedio del mapa obtenido con VLA, en azul el flujo integrado en la banda 4 de WISE, y en rosa fuerte la detección realizada con XMM-Newton. Se ven además las curvas de sensibilidad de Fermi y el futuro CTA Norte.

El flujo integrado en la zona de lo que sería el *bow shock* a 1.4 GHz, detectado por VLA y obtenido de los datos del survey NVSS, está representado por un punto verde. El valor es ~ 3 mJy, equivalente a $\sim 10^{26.5}$ erg/s, tomando como distancia 550 pc (Megier y col., 2009; Peri, Benaglia y col., 2012). Sobre este punto no tenemos total certeza; puede representar el flujo en radio de la zona del *bow shock* pero también puede estar abarcando otras fuentes en radio que contaminen la zona, lo cual daría una sobreestimación del flujo del *bow shock*. Luego, representamos el ruido característico del mapa de VLA con un punto rojo, $\sim 9 \mu\text{Jy}$, unos 2×10^{25} erg/s, también suponiendo 550 pc de distancia a

la estrella. Este número representa una cota mínima para próximos mapas, en el caso de que la radioemisión del *bow shock* haya quedado por debajo de la detección. Si el caso fuese otro, y la emisión extendida no se detectó por las características del arreglo y frecuencia, el punto rojo no representaría una cota mínima, sino simplemente el ruido del mapa. Por completitud, representamos el flujo en la banda 4 de WISE con un punto azul, $\sim 10^{35}$ erg/s, y el flujo detectado por XMM-Newton con un punto rosa fuerte, $\sim 10^{32}$ erg/s. Se representaron además las sensibilidades de *Fermi* y el futuro CTA Norte.

5.3 Discusión

Los cuatro mapas logrados tuvieron diferentes grados de calidad y en ninguno de ellos detectamos fuentes extendidas, lo que esperábamos de los *bow shocks*. El mapa de la zona de HD 64315, el de peor calidad, podría exhibir emisión extendida marginal pero es difícil de aseverar debido a que posee artefactos ineludibles. En los tres restantes mapas detectamos fuentes puntuales (regiones de HD 15629, HD 34078 -AE Aur-, y HD 165319).

Los patrones que aparecen en las imágenes obtenidas pueden ser causa de distintos problemas. Uno de ellos es la posibilidad de que existan datos corruptos que no han sido eliminados por desconocimiento. Otro de los problemas que puede surgir es que algún inconveniente de calibración repercuta en las tareas que se utilizan en la confección de imágenes. Por ejemplo, si existen datos con flujo muy alto que son falsos, y fueron ignorados por error, la calibración toma esos datos como fuentes y la escala de flujos resulta errónea. Ésto tiene influencia directa y negativa en la generación de imágenes, y se producen artefactos no deseados como los que se pueden ver en el mapa de HD 64315, por ejemplo. Por último, puede existir interferencia, enmascarada entre los demás efectos.

Para el caso de los mapas de buena calidad, no detectamos emisión extendida como esperábamos. Esto puede deberse a varios motivos. El primero de ellos es que no exista emisión extendida. El segundo, es que si existe emisión extendida, haya quedado debajo de la sensibilidad mínima. Este valor es, para cada mapa, lo que hemos expuesto como ‘ruido obtenido’ en la Tabla 5.1. Estos valores nos dan una cota inferior de detección. El último motivo puede ser que la combinación de frecuencia y configuración del arreglo de antenas elegidas no fuese la idónea. La configuración B del arreglo de antenas, en la frecuencia de 6 cm (banda C) ofrece $\sim 1''$ de resolución angular, y mapea como máximo, estructuras de $30''$ aproximadamente. Si bien no eran las mejores circunstancias de observación pues los *bow shocks* elegidos tienen tamaños del orden de minutos, decidimos generar la propuesta de observación como parte de la formación doctoral. Además, podríamos, a lo sumo, mapear subestructuras de los *bow shocks*.

Si hubiésemos detectado emisión extendida en alguno de los casos, nuestros planes eran observar esas zonas a otra frecuencia y producir mapas de índice espectral. Para la segunda frecuencia debe tenerse en cuenta que la resolución angular lograda sea compatible con la obtenida en la primer frecuencia, pues de lo contrario no se pueden realizar los mapas de índice espectral (esto se conoce en radio como *matching beam*). Para lograr buenos resultados en este sentido, hay que elegir una combinación de frecuencia y configuración lo más adecuada posible, debido a que la resolución angular depende de la frecuencia y separación máxima entre antenas: $\theta \sim \lambda/D_{\max}$, siendo θ la resolución, λ la frecuencia y D_{\max} la separación máxima entre antenas.

Debido a que no detectamos los *bow shocks*, como parte del trabajo a futuro planeamos reobservar algunos de los objetos en una configuración más compacta, y en caso de ser posible generar mapas de índice espectral (observar a más de una frecuencia). Planeamos

solicitar horas de observación no sólo en VLA, sino también en otros interferómetros, como GMRT (India) y ATCA (Australia).

6 — Regiones de formación estelar

Resumen

En este capítulo haremos una introducción a las regiones de formación estelar y mencionaremos algunas diferencias que se plantean en los mecanismos que forman estrellas de baja y alta masa. También haremos un somero repaso sobre la emisión que se produce en las distintas componentes que se producen en torno a las protoestrellas.

En los sistemas de algunas protoestrellas de gran masa se ha observado emisión no térmica, lo cual las hace objeto de interés en el marco de esta Tesis doctoral.

6.1 El origen de las estrellas

La formación de estrellas existe desde el origen del Universo y muy probablemente se ha repetido en numerosas oportunidades hasta la actualidad. Existe una gran cantidad de observaciones astronómicas que revelan evidencias de que en el presente, en muchas regiones del cielo, se están formando estrellas (Stahler y Palla, 2005).

Las estrellas no nacen en cualquier lugar. La existencia de nubes moleculares en la Vía Láctea y otras galaxias hace que la producción de estrellas sea posible. Las nubes moleculares son grandes aglomeraciones de gas, moléculas y polvo que poseen densidades muy altas y proveen el material necesario para formar estrellas. En la Vía Láctea la mayor parte de la materia que alimenta la generación de estrellas se halla concentrada en los brazos espirales presentes en el disco, que es justamente donde se encuentran la mayoría de las nubes moleculares (Stahler y Palla, 2005).

Los núcleos densos dentro de las nubes moleculares se generan a partir de fragmentaciones que se dan en las nubes y que producen zonas muy densas y a partir de ello se genera el colapso del material que luego forma estrellas (Stahler y Palla, 2005). Además, desde hace algunos años se han descubierto y estudiado una gran cantidad de filamentos dentro de las nubes moleculares, y en varios sistemas se ha observado que la formación estelar se concentra en esas zonas (Zinnecker y Yorke, 2007; Panopoulou y col., 2014; Fernández-López, Arce y col., 2014; André y col., 2013).

El colapso del material en los núcleos densos y filamentos de las nubes moleculares

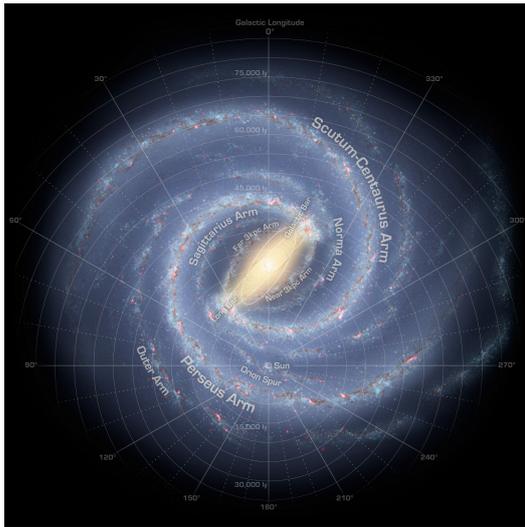


Figura 6.1. Imagen de la Vía Láctea recreada a partir de observaciones. Se puede apreciar el plano galáctico visto desde el polo norte galáctico y el delineamiento de los dos brazos espirales mayores (Scutum-Centaurus y Perseus) y los dos menores (Norma y Sagittarius). Crédito: NASA/JPL-Caltech.

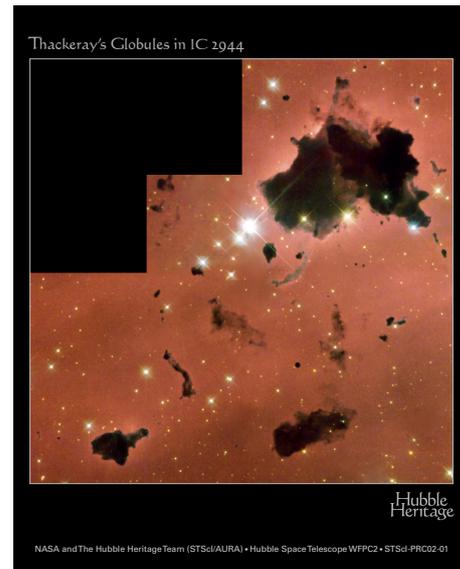


Figura 6.2. Imagen de una nube molecular galáctica y sus zonas más densas oscuras. Crédito: Hubble Site Gallery.

hace que se forme lo que se conoce como protoestrella. Este objeto se encuentra en equilibrio hidrostático, es decir, posee balance entre la fuerza gravitatoria y la debida a la presión del gas. En el interior de las protoestrellas se considera que la fusión de hidrógeno aún no ha comenzado. Este cuerpo se encuentra rodeado por una envoltura y un disco de acreción que tiene forma toroidal y del cual toma material. La protoestrella gana masa y tamaño a expensas de la materia que cae sobre ella, y durante el tiempo que lo hace se puede decir que se encuentra en su fase de acreción (Stahler y Palla, 2005; Zinnecker y Yorke, 2007).

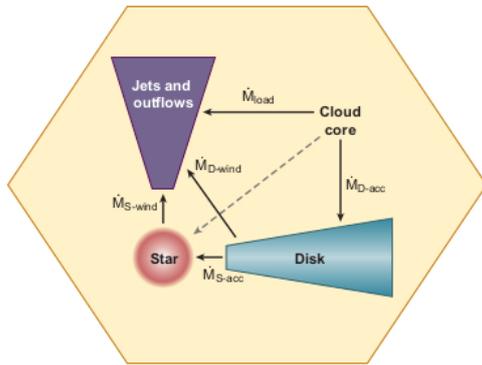
Además de la presencia de material que cae hacia la protoestrella, existe una eyecta de materia en dirección perpendicular al plano del disco de acreción. No existe un mecanismo abiertamente comprendido y aceptado por el cual se explique la expulsión de material, pero se cree que está vinculado a mecanismos magnéticos (Stahler y Palla, 2005, Zinnecker y Yorke, 2007).

En la Figura 6.3 (izquierda) presentamos un esquema donde se muestran las diferentes componentes de un sistema protoestelar y los distintos tipos de acreción y pérdida de masa que se dan entre ellos (Zinnecker y Yorke, 2007).

En el interior de la protoestrella, luego de una primer etapa de contracción y cuando se dan las condiciones necesarias, comienzan a desarrollarse reacciones nucleares que aportan una gran fracción de la luminosidad total emitida. Cuando se llega a la temperatura necesaria que desencadena la fusión de hidrógeno en el núcleo, se puede decir que la fase de protoestrella ha finalizado y entonces comienza una nueva etapa en la evolución estelar (Stahler y Palla, 2005).

6.2 Protoestrellas de gran masa

Las estrellas de gran masa son aquellas que poseen una masa mayor a 8 masas solares: $M_* > 8M_{\odot}$. Para el caso de protoestrellas, se consideran de gran masa cuando el objeto que se toma como tal y está en equilibrio hidrostático posee masa mayor a $8M_{\odot}$ y no



Mass	Designation	Sp. type
8–16 M_{\odot}	Early B-type massive stars	B3V to B0V
16–32 M_{\odot}	Late O-type massive stars	O9V to O6V
32–64 M_{\odot}	Early O-type massive stars	O5V to O2V ^a
64–128 M_{\odot}	O/WR-type massive stars	WNL-H ^b

^aO2V main-sequence stars have been identified by Walborn et al. (2002).

^bWNL-H: N-rich late-type Wolf-Rayet (WR) stars, still on the main sequence (H-burning) (see Crowther 2007).

Figura 6.3. *Izquierda:* esquema general de un sistema protoestelar e intercambio de material entre las distintas componentes (Zinnecker y Yorke, 2007). *Derecha:* en esta tabla se muestran algunas de las características de estrellas de gran masa de secuencia principal (Zinnecker y Yorke, 2007). (a) Walborn y col. (2002), (b) Crowther (2007).

ha comenzado a fusionar hidrógeno en su interior (Zinnecker y Yorke, 2007). También se utilizan los términos estrella de muy alta masa ($100 M_{\odot} < M_* < 1000 M_{\odot}$), estrellas supermasivas ($10^3 M_{\odot} < M_* < 10^4 M_{\odot}$) y ultramasivas¹ ($10^4 M_{\odot} < M_* < 10^8 M_{\odot}$). En la Figura 6.3 (derecha) se pueden ver las características principales de las estrellas de gran masa (Zinnecker y Yorke, 2007).

Una de las áreas más controversiales en el estudio de la formación de estrellas es el mecanismo que forma a las estrellas de gran masa. Se sabe que el modelo de formación no es un mero escaleo de las de baja masa, donde la acreción de material del disco juega un papel fundamental en el aumento de masa protoestelar. Para estrellas con masas mayores a $20 M_{\odot}$, la diferencia en la formación es importante, en cambio para estrellas de tipo B en adelante, la formación podría ser muy similar a la de estrellas de baja masa (Zinnecker y Yorke, 2007).

Una vez formada una protoestrella de gran masa, y cuando comienzan algunas reacciones nucleares previas a la fusión del hidrógeno, aparece la contribución de la presión de radiación que puede llegar a frenar la acreción de materia, que es en principio la que generaría estrellas con masas muy grandes. Por medio de la acreción se puede explicar la existencia de estrellas hasta 10 masas solares, pero más allá de ese límite la acreción no es suficiente para explicar el aumento de masa en las protoestrellas (Stahler y Palla, 2005).

La influencia de la radiación es insignificante en estrellas de tipo solar y de baja masa. En las estrellas de gran masa gran parte de la luminosidad es emitida en forma de radiación, la cual afecta de manera importante en el medio circundante. Por ejemplo, se puede producir fotoevaporación en el disco de acreción o en la envoltura protoestelar, que se relaciona directamente con la acreción de material y masa final. Además, se pueden ver afectados los sistemas de protoestrellas cercanas por esta radiación (Zinnecker y Yorke, 2007).

Otra diferencia tiene que ver con los tiempos de vida en cada fase. Las estrellas de baja masa pasan una gran parte de su vida (~ 30 Myr para estrellas de tipo solar) como objetos en contracción y de pre-secuencia principal, en cambio las estrellas de gran masa nacen prácticamente en la secuencia principal.

Los encuentros gravitacionales parecen ser mucho más comunes entre estrellas de gran masa, y esto se evidencia en la gran cantidad de estrellas *runaway* de tipo OB que

¹El término masiva proviene del inglés, *massive star*.

existen. Por último, las estrellas de gran masa parecen jugar un papel importante en la formación estelar inducida, proceso que las de baja masa no producirían. Las estrellas de gran masa influyen en el medio que las circunda a través de las regiones HII, vientos estelares y explosiones de supernova, entre otros, sucesos que producen perturbaciones y podrían generar formación estelar inducida.

Alternativas.

Existen modelos alternativos que explicarían la formación de estrellas de gran masa (Zinnecker y Yorke, 2007; Carrasco-González, 2010).

Repasamos brevemente las etapas de formación. Las fases son cuatro, y en orden temporal son: compresión, colapso, acreción y disrupción. En la compresión se forman los núcleos densos o filamentos producto de la fragmentación turbulenta de la nube molecular. Luego, durante el colapso, estas zonas muy densas colapsan gravitacionalmente y se forman embriones protoestelares de masa del orden de $10^{-3}M_{\odot}$. En la fase de acreción el objeto protoestelar gana masa y en cierto momento se dan reacciones nucleares y vientos, y en este contexto hay diferencias con las protoestrellas de baja masa. Por último, la etapa de disrupción consiste en el lapso de tiempo en el cual las estrellas ya formadas comienzan a influenciar el medio de la nube original y barren material a la vez que pueden inducir una nueva etapa de formación estelar.

Uno de los modelos alternativos para formación de estrellas de gran masa es el conocido como *monolithic collapse*, que se da en núcleos densos aislados en cuasiequilibrio turbulento. Este modelo sería similar al de formación de estrellas de baja masa, pero difiere en que la acreción continuaría durante la secuencia principal y en que algunos mecanismos como la rotación, tasas de acreción muy altas u opacidades del polvo bajas podrían explicar el problema de la presión de radiación. En este escenario se plantea que el material presente en los núcleos (entre 100 y 1000 M_{\odot}) es suficiente como para formar una estrella de gran masa, o varias.

El segundo escenario, conocido como *competitive accretion* plantea que la fase de compresión es una fase de transición debida a movimientos gravitacionales aleatorios que se dan en la nube, considerada como un sistema autogravitante. Algunas simulaciones muestran que se producen núcleos, filamentos y láminas de material denso. El colapso en estas zonas puede no darse al mismo tiempo; algunas de las estructuras aún se estarían comprimiendo mientras otras ya habrían colapsado. Para este escenario, la masa final que tenga el objeto protoestelar puede tener contribuciones de más de una de estas zonas, y las estrellas que se encuentren en zonas con más gas disponible para acretar serán las mayores.

Una tercer alternativa propone que las estrellas de gran masa se forman a partir de la unión de estrellas de baja masa. Este mecanismo fue propuesto como respuesta al problema que surge de la radiación presente en las protoestrellas de gran masa, que frenaría la acreción de materia para los casos de mayor masa. El mecanismo de encuentro de varias estrellas no sería el más frecuente de los tres, y sería el más relevante en cúmulos de los más densos y jóvenes (ej.: cúmulos globulares jóvenes).

Observaciones.

A pesar de la controversia entre los distintos modelos de formación, existen muchas observaciones que permiten estudiar las condiciones en las cuales se forman las estrellas de gran masa.

Por ejemplo, se sabe que estas estrellas pasan alrededor del 15% del tiempo de vida en la fase de protoestrellas (Churchwell, 2002). También se conoce que se forman en las nubes moleculares gigantes, y en zonas de muy alta densidad (densidad columnar de hidrógeno molecular H_2 del orden de $\sim 10^{23} - 10^{24} \text{ cm}^{-2}$).

Se han detectado en los últimos años estructuras llamadas nubes oscuras infrarrojas (IRDCs del inglés), y unas 10000 de ellas han sido catalogadas por Simon y col. (2006) a partir de imágenes de MSX. Estas nubes son filamentosas y se ven oscurecidas en campos donde domina la emisión en el infrarrojo medio, y se encuentran localizadas en el *Giant molecular ring*, situado entre unos 4 y 5 kpc del Sol (Bronfman y col., 2000). Las observaciones muestran una gran cantidad de núcleos densos donde tienden a formarse estrellas de gran masa e incluso cúmulos (Rathborne, Jackson y Simon, 2006) y también se han detectado objetos estelares jóvenes en distintos estadios en zonas adyacentes (Garay, Faúndez y col., 2004). Las IRDCs tendrían origen en turbulencias magnéticas supersónicas presentes en las nubes moleculares gigantes (Zinnecker y Yorke, 2007).

Los sistemas que se generan cuando se forman estrellas de gran masa son cúmulos y asociaciones OB, y estrellas OB de campo que incluyen las conocidas estrellas *runaway* y otras que se cree no provienen de ningún sistema estelar y se formaron *in situ* (Roberts, 1957, de Wit, Testi, Palla, Vanzi y col., 2004, de Wit, Testi, Palla y Zinnecker, 2005). Ejemplos clásicos de cúmulos OB son el de Orión (Hillenbrand y Hartmann, 1998), NGC 3603 (Drissen y col., 1995) y R136 que se encuentra en la zona de formación estelar 30 Doradus en la Nube Mayor de Magallanes (Massey y Hunter, 1998), que poseen entre 1 y hasta cientos de estrellas O.

6.3 Emisión en sistemas protoestelares y objetos HH

Los sistemas protoestelares (protoestrella, disco, *jet* y flujo molecular²) generalmente se encuentran embebidos en las nubes moleculares donde se formaron. Las nubes poseen material de gran opacidad que provoca que tanto el objeto central como el resto de las componentes se vean muy oscurecidos y sean difíciles de detectar en el rango óptico. A pesar de la complejidad en las observaciones, existen varios hechos que hacen que la detección de sistemas protoestelares sea posible.

La materia que rodea a la protoestrella cae por gravedad de manera supersónica y ello genera ondas de choque. Los fotones que se generan en la acreción, destruyen y calientan los granos de polvo presentes en la envoltura. La emisión observada se detecta en el rango infrarrojo, aunque originalmente posee mayor energía. Los modelos que plantean un cuerpo negro a cierta temperatura para la protoestrella, y combinan esto con envolturas de polvo de diferentes distribuciones de temperatura contrastan muy bien con las observaciones, aunque no se puede tener certeza total de si lo que rodean es o no una protoestrella (Stahler y Palla, 2005).

En algunos trabajos de la década del '80 (Lada, 1987; Adams, Lada y Shu, 1987) se ha introducido una clasificación para los distintos tipos de objetos protoestelares observados en la banda infrarroja. La clasificación separa a las protoestrellas en clases, y son las que se conocen con el nombre de Clase I, II y III. Andre, Ward-Thompson y Barsony (1993) agregaron la Clase 0, para referirse a una fase previa a la I. Las cuatro clases se determinan según la distribución espectral de energía en la banda infrarroja. El objeto central protoestelar se detecta también en radioondas y en rayos X (Stahler y Palla, 2005). En la Figura 6.4 mostramos las etapas de evolución y observaciones para protoestrellas de baja masa (Feigelson y Montmerle, 1999).

Una de las primeras evidencias observacionales de los flujos bipolares protoestelares fue el descubrimiento de los objetos Herbig-Haro (HH). En la década de los '50 se descubrieron nebulosidades de las cuales no se comprendía del todo el origen ni qué tipo

²En la literatura se suele referir a los *jets* para identificar al material que es expulsado por las protoestrellas, y los *outflows* (flujos moleculares) están compuestos de material molecular que es parte de las nubes moleculares y es arrastrado por los *jets*.

PROPERTIES	<i>Infalling Protostar</i>	<i>Evolved Protostar</i>	<i>Classical T Tauri Star</i>	<i>Weak-lined T Tauri Star</i>	<i>Main Sequence Star</i>
SKETCH					
AGE (YEARS)	10^4	10^5	$10^6 - 10^7$	$10^6 - 10^7$	$> 10^7$
mm/INFRARED CLASS	Class 0	Class I	Class II	Class III	(Class III)
DISK	Yes	Thick	Thick	Thin or Non-existent	Possible Planetary System
X-RAY	?	Yes	Strong	Strong	Weak
THERMAL RADIO	Yes	Yes	Yes	No	No
NON-THERMAL RADIO	No	Yes	No ?	Yes	Yes

Figura 6.4. Fases de una protoestrella de baja masa y emisión detectada (Feigelson y Montmerle, 1999).

de objetos eran. Finalmente, se los pudo asociar a estrellas en formación. Los objetos HH son el resultado en el óptico de las interacciones entre el material expulsado y el material del medio. Actualmente se conocen cientos de estos objetos, y se los observa en varias longitudes de onda: óptico, radio (desde los milímetros hasta los centímetros) e infrarrojo.

Los flujos bipolares que producen las protoestrellas, además de generar los objetos HH, producen, tanto en la región circundante a la protoestrella y disco de acreción como en los *jets*, una gran diversidad de procesos de emisión. Entre ellos, se detecta: en el continuo de radio, emisión térmica y no térmica y presencia de masers y moléculas; en el óptico, continuo y líneas espectrales; en infrarrojo, líneas espectrales y polvo (Reipurth y Bally, 2001; Stahler y Palla, 2005). Los sistemas protoestelares son laboratorios celestes en lo que respecta a las especies de moléculas detectadas. En la actualidad se conocen unas 160 moléculas, número que continúa en constante crecimiento (Cernicharo, 2012).

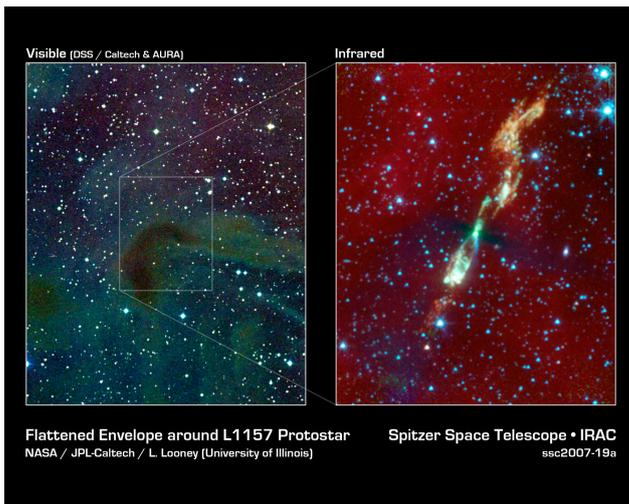


Figura 6.5. Imágenes en el óptico e infrarrojo de la zona de la protoestrella L1157. Del lado izquierdo se puede apreciar como la gran densidad extingue la emisión visual, y del lado derecho se muestra emisión en infrarrojo que mapea la parte central, el disco, y los flujos de material. Crédito: NASA/JPL-Caltech/L. Looney (Universidad de Illinois).

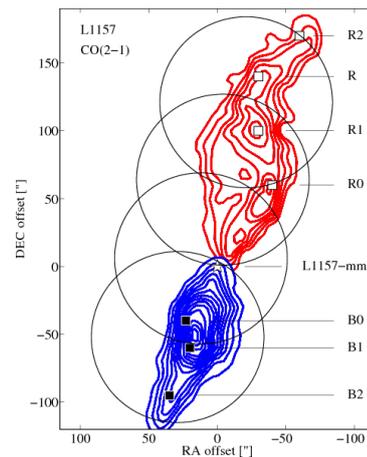


Figura 6.6. En este mapa se muestra la emisión molecular de CO(2-1) en la zona de L1157. Los contornos en rojo indican material que se aleja de nosotros, y en azul material que se acerca (Bjerkeli y col., 2009).

Los flujos bipolares se mueven con velocidades desde decenas hasta centenas e incluso miles de kilómetros por segundo. Se pueden apreciar observacionalmente los cambios en el movimiento del material en algunos años, pero también se han realizado estudios que indican que pueden existir variaciones de miles de años. Se han descubierto recientemente protoestrellas con flujos bipolares que alcanzan varios parsecs de distancia con respecto al objeto central, incrementando así los estudios respecto a la hidrodinámica, colimación y campos magnéticos involucrados en el fenómeno (Stahler y Palla, 2005). En la Figura 6.8 (izquierda) mostramos imágenes de la zona de Orión, donde existen una gran cantidad de objetos HH, incluidos HH 1 y 2. También mostramos una observación donde se puede apreciar el disco de acreción asociado a HH 30 con gran definición y observaciones en varios momentos distintos del sistema relacionado a HH 34 y la eyecta de material.

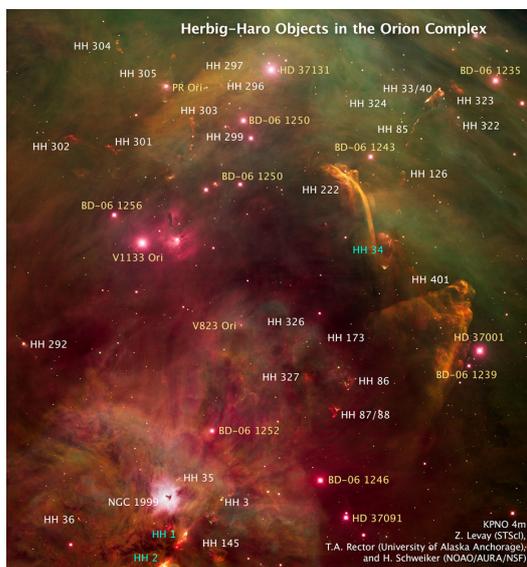


Figura 6.7. Imagen que muestra una gran cantidad de objetos HH en la zona de formación estelar de Orión. Crédito: Hubble Site News center: Release number STScI-2011-20.

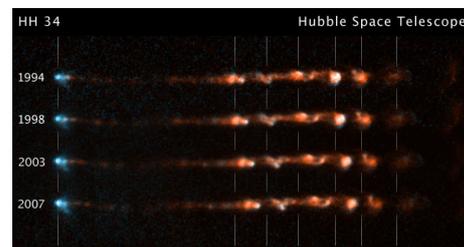
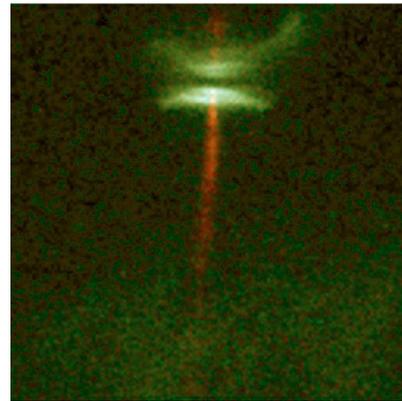


Figura 6.8. Arriba: disco de acreción asociado a HH 30 y parte de la eyecta. Abajo: imagen del objeto HH 34 donde se evidencia el movimiento del material eyectado a lo largo de algunos años. Crédito: NASA.

6.4 Aporte específico de la Tesis

Los sistemas protoestelares, y en particular los flujos y *jets*, han comenzado a ser estudiados en los rangos de energía X y γ , tanto en observaciones como en modelos, muy recientemente (ej.: Pravdo y Marshall 1981; Romero 2010; Raga, Noriega-Crespo y Velázquez 2002; Bonito, Orlando, Peres y col. 2010; Bonito, Orlando, Miceli y col. 2010; Aharonian y col. 2007). En esta Tesis de Doctorado, hemos elegido algunos sistemas protoestelares donde se dan las condiciones que hacen que sean candidatos a emisores de fotones en altas energías. Los estudios y observaciones se presentan en el siguiente Capítulo, 7.

Un sistema estudiado es el relacionado a los objetos HH 80 y 81. Este sistema fue detectado en varios rangos del espectro, pero lo que lo hace interesante como objeto de estudio es que en sus *jets* se detectó emisión sincrotrón no térmica (Martí, Rodríguez

y Reipurth, 1993) y, en la base de la eyecta, esta emisión estaría polarizada (Carrasco-González y col., 2010). Nuestro aporte está relacionado al estudio de emisión en rayos X detectada con el satélite *XMM-Newton* de una región de la parte sur de la eyecta (específicamente HH 80, López-Santiago, Peri y col. 2013), que estaría relacionada a emisión no térmica en rayos X.

El segundo sistema que presentamos es el generado por la protoestrella IRAS 16547-4247 en el cual también se observó emisión no térmica en radio en los *jets* (Garay, Brooks y col., 2003). Nuestro aporte consiste en observaciones especialmente dedicadas hacia la región obtenidas con el interferómetro indio GMRT, a una frecuencia en la cual la región no había sido observada hasta el momento (Proposal code: 21_911, PI: P. Benaglia).

Por último, elegimos la región de formación estelar RCW 49, donde se halla el supercúmulo Westerlund 2 (ej.: J. B. Z. Whiteoak y Uchida 1997a), debido a que en la zona se detectó una fuente de muy alta energía en el rango γ (Aharonian y col., 2007). Esta región no sólo abarca una zona de formación estelar y un cúmulo de estrellas masivas, sino que incluso se propone que existiría una nueva generación de estrellas en formación. Nuestro aporte consiste en nuevas observaciones obtenidas con el radiointerferómetro ATCA, e incluye un análisis de índice espectral en radio, distancia, y fuentes en la región.

El sistema de IRAS 18162-2048

Emisión de HH 80 en el rango de rayos X

Datos de XMM-Newton

Datos de Chandra

Contrapartes en óptico e infrarrojo

Discusión

El sistema de IRAS 16547-4247

Observaciones GMRT

Discusión

RCW 49 y Westerlund 2

Estudio de las fuentes en la zona

Distancia

Discusión

7 — Tres sistemas con estrellas en formación

Resumen

En este capítulo trataremos el trabajo realizado hacia los sistemas generados por dos protoestrellas de gran masa, IRAS 18162-2048 y 16547-4247. Como hemos mencionado con anterioridad, estos dos sistemas presentan emisión no térmica en ciertas componentes asociadas a sus *jets*, lo cual los hace candidatos a emisores de fotones de altas energías.

Un tercer sistema estudiado es el de la región RCW 49, donde existió formación estelar y se encuentra el supercúmulo Westerlund 2. Además, habría una segunda generación de protoestrellas en la región. Por último, se detectó hacia la zona una fuente de muy alta energía con el instrumento HESS, y éste es de interés en el marco de la Tesis.

7.1 El sistema de IRAS 18162-2048

Las primeras observaciones reportadas hacia la zona de las fuentes GGD 27 y 28 evidenciaron la posibilidad de que se tratase de objetos HH (Gyulbudaghian, Glushkov y Denisyuk, 1978). Observaciones en el continuo de radio y de másers de agua permitieron estimar la distancia ($d \sim 1,7$ kpc) y confirmar que se trataba de una zona de formación estelar (Rodríguez, Moran, Ho y col., 1980). En un trabajo posterior Rodríguez y Reipurth (1989) presentaron observaciones en 6 cm de la zona (VLA). Los autores confirmaron la emisión de dos estructuras en la parte sur del sistema, HH 80 y 81, y también de la parte central, relacionada a la fuente infrarroja IRAS 18162-2048 ($L \sim 10^4 L_{\odot}$), que sería la protoestrella del sistema. La luminosidad estimada de las fuentes HH arrojó un valor 10 veces mayor al de los objetos HH 1 y 2, arquetípicos al momento.

Martí, Rodríguez y Reipurth (1993) presentaron observaciones en radio (VLA) en más de una frecuencia (2, 3.6, 6 y 20 cm) y hallaron emisión en radio del flujo bipolar muy bien colimada, y evidencias de que los *jets* podrían precesar ($\sim 5^{\circ}$ con período de miles de años). Se detectó la contraparte norte, HH 80N, gracias a la cual se obtuvo la longitud total del sistema. El cálculo arrojó ~ 5.3 pc de distancia entre los lóbulos¹

¹En los trabajos de radioondas sobre protoestrellas se suele utilizar el término lóbulo para hacer referencia a la eyecta y flujos que se observen, que pueden ser uno o dos, dependiendo del caso.

sur y norte, lo cual lo hace uno de los sistemas protoestelares más extenso conocido. Los autores afirmaron que la morfología que presenta el sistema es similar a la que generan las protoestrellas de baja masa, a pesar de la diferencia en las magnitudes de las cantidades involucradas (extensión de los *jets*, luminosidad de la estrella central, entre otros). En 1998 Martí, Rodríguez y Reipurth revelaron que los objetos HH 80 y 81 se alejan de la fuente central por medio de mapas de emisión a 3.5 cm tomados con VLA en varias épocas (entre 1990 y 1997). El índice espectral calculado para los objetos HH 80, 81 y 80N da evidencias de emisión no térmica ($\alpha = -0,3 \pm 0,1$), mientras que en la parte central se halló emisión térmica ($\alpha = 0,2 \pm 0,1$).

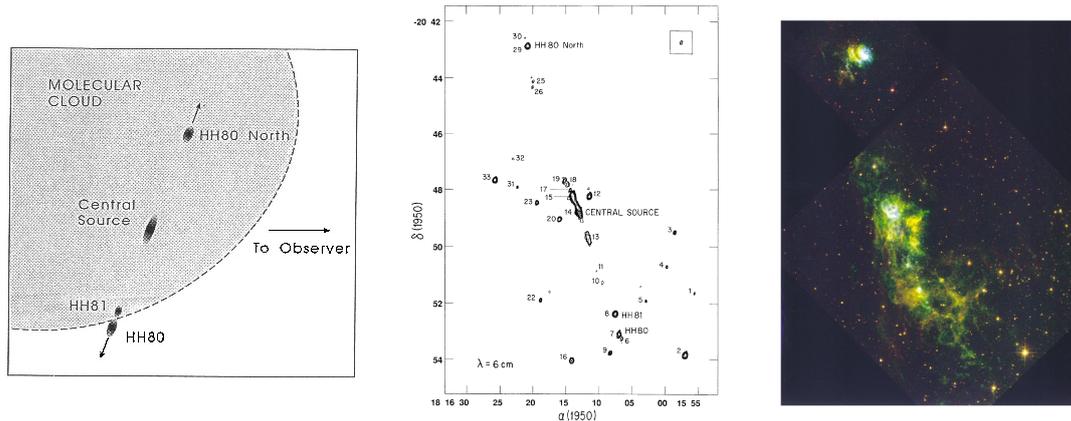


Figura 7.1. *Izquierda:* modelo propuesto por (Martí, Rodríguez y Reipurth, 1993), en el cual el lóbulo norte estaría aún contenido en la nube molecular, a diferencia del lóbulo sur. *Centro:* mapas de emisión en el continuo de radio a 6 cm de la zona de IRAS 18162-2048 y flujos bipolares (Martí, Rodríguez y Reipurth, 1993). *Derecha:* mapas que muestran la emisión en el óptico tomada por instrumentos a bordo del satélite Hubble (Heathcote, Reipurth y Raga, 1998).

Con respecto a moléculas, observaciones de monóxido de carbono (CO) confirmaron la eyecta bipolar. A partir de los datos se dedujo que el lóbulo norte protoestelar se acerca a nosotros mientras que el sureño se aleja (de Vries y col., 1984; Yamashita y col., 1989). Girart, Rodríguez y col. (1994) hallaron emisión de la línea de amoníaco en la zona de HH 80 N. A unos 30" de distancia angular al norte de la fuente HH 80N se halla la fuente infrarroja IRAS 18163-2042. Los autores proponen que la emisión ultravioleta de HH 80 N puede calentar el polvo y luego éste emitir fotones infrarrojos, pero no descartan a la fuente IRAS 18163-2042 como una posible protoestrella. Observaciones de nuevas líneas moleculares (HCO^+ , H^{13}CO^+ , CS, ^{13}CO) en la zona de HH 80 N fueron presentadas por Girart, Estalella y Ho (1998).

Diversos trabajos estudiaron la zona del disco de acreción protoestelar. Fernández-López, Girart, Curiel, Gómez y col. (2011) hallaron evidencias de una envoltura de SO_2 ($\sim 425\text{-}850$ UA) que contiene una estructura aún más pequeña de polvo en emisión a 1.4 mm (~ 150 UA), utilizando datos del Submillimeter Array (SMA). La emisión molecular mostró una morfología que coincide con lo esperado, ya que se encontró mayormente en forma perpendicular a los *jets* térmicos observados en continuo de radio. En un trabajo posterior, (Fernández-López, Girart, Curiel, Zapata y col., 2013) presentaron observaciones de CARMA (Combined Array for Research in Millimeter-wave Astronomy) a 3.5 mm y de SMA a 870 μm , por medio de las cuales detectaron emisión de HCN, HCO^+ y SiO que trazan dos flujos moleculares distintos (noreste y noroeste). Además, observaciones de CO evidenciaron un tercer flujo hacia el sureste.

Un importante estudio en el rango óptico fue realizado en 1998 por Heathcote,

Reipurth y Raga hacia la zona del sistema protoestelar. Los autores utilizaron imágenes de telescopios en Tierra así como datos obtenidos por los instrumentos a bordo del satélite Hubble (H_α , [SII] y [OIII]). Las líneas de [OIII] fueron las más intensas provenientes de objetos HH detectadas hasta ese momento. Los movimientos propios que los autores calculan en base a mapas de H_α de varios años arrojan velocidades entre 0 y 900 km/s para el material de la eyecta. Como se puede apreciar en la Figura 7.1, la estructura de los flujos es altamente compleja, y se hallan filamentos, aglomeraciones y demás subestructuras. Como hemos mencionado, el flujo norte se aleja y el sur se acerca: Heathcote, Reipurth y Raga (1998) estiman un ángulo de inclinación de $\sim 56^\circ$ con respecto al plano del cielo y medido desde la línea de la visual. Teniendo en cuenta esta inclinación, y tomando la extensión en pc del flujo norte de ~ 3 pc, y la sur de ~ 4.5 pc (en estos mapas), se llega a que el largo total real de los flujos es ~ 13.4 pc.

El primer trabajo hacia el sistema de IRAS 18162-2048 realizado con datos en longitudes de onda de rayos X fue el presentado por Pravdo, Tsuboi y Maeda (2004), con imágenes tomadas por las cámaras del satélite de rayos X *Chandra*. Se detectaron HH 80, HH 81 y la parte central, pero no se detectó HH 80 N. Por medio del ajuste de modelos espectrales distinguieron dos fuentes en la zona de HH 80: una fuente de rayos X blandos térmica ($T \sim 1.5$ MK) relacionada a la subestructura HH 80A, y una de rayos X duros en la zona de HH 80E (otra subestructura), que ajustaron tanto a un modelo térmico de alta temperatura como a uno no térmico que responde a una ley de potencias de emisión con índice de fotones ~ 1 . Plantearon que la fuente en HH 80A es material chocado en el *jet*, y que HH 80E es una protoestrella embebida. Además, del análisis de las observaciones en X, no quedaron dudas de que la zona es de formación estelar debido a la gran cantidad de fuentes tipo YSO detectadas, unas 94. En 2007 Pravdo, Tsuboi, Suzuki, Rebull y col. presentaron detecciones nuevamente de *Chandra* hacia la parte central del sistema, y en 2009 Pravdo, Tsuboi, Suzuki, Thompson y col. revelaron dos cúmulos de protoestrellas: uno lo identifican con el nombre GGD 27 y en la zona central de HH 80/81/80N y el otro es MRR 32, al noreste.

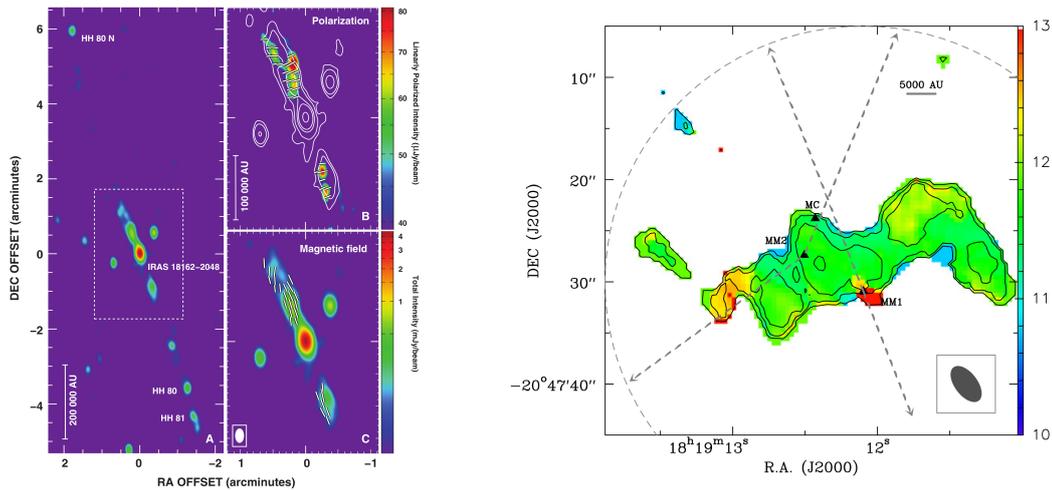


Figura 7.2. *Izquierda:* mapas en radio (Carrasco-González y col., 2010): emisión, polarización, y campo magnético. *Derecha:* mapa de la zona central, donde se muestra la emisión molecular del disco (Fernández-López, Girart, Curiel, Gómez y col., 2011).

Una de las observaciones más novedosas en radio, y de relevancia para esta Tesis, es la publicada por Carrasco-González y col. (2010). En ese trabajo los autores confirmaron a la fuente central como de origen térmico y la base de los *jets* de índice no térmico.

Más aún, hallaron polarización presente en el material eyectado por la protoestrella en la base de los flujos, que va entre un 10 y 30%. Este caso es el primero de su tipo, siendo la detección de emisión sincrotrón polarizada en sistemas protoestelares la primera reportada. El campo magnético estimado es del orden de 0.2 miligauss.

Los modelos de emisión no térmica realizados para el sistema de IRAS 18162-2048 se han focalizado en la zona de HH 80N (Romero, Araudo y col., 2010; Bosch-Ramon y col., 2010). Esa región se encontraría aún en la zona de la nube molecular. De manera similar a lo que sucede en los *bow shocks*, las perturbaciones que superan la velocidad del sonido en el medio generan ondas de choque en la parte terminal de los *jets*. Dado que el material continúa arribando a la zona donde se produce la onda de choque, se genera también un choque reverso. En ese contexto puede darse aceleración de partículas y una serie de procesos no térmicos que generan fotones en altas energías (Figura 7.3). Para el caso de HH 80, Bosch-Ramon y col. (2010) muestran que las distribuciones espectrales de energía esperadas (procesos no térmicos) no alcanzarían la sensibilidad actual de *Fermi*, y que debería poder detectarse la fuente en un futuro con observaciones más prolongadas o detectores más sensibles. El pico de emisión cerca de los 100 GeV podría detectarse con instrumentos en Tierra tipo CTA (Figura 7.3).

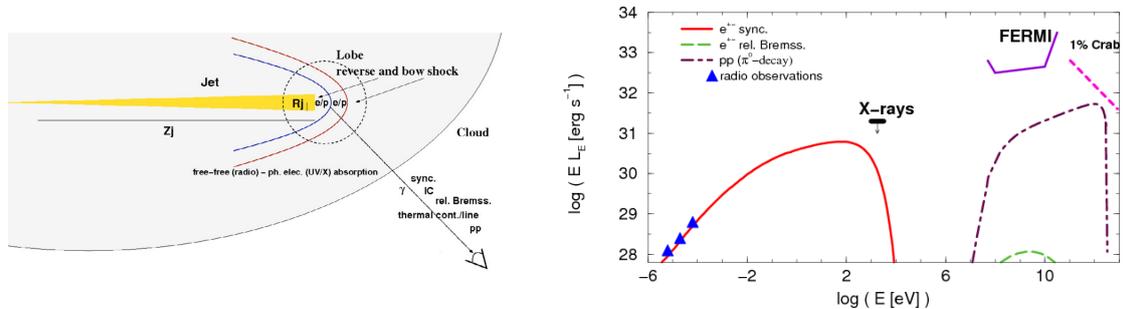


Figura 7.3. *Izquierda:* esquema de la región terminal de un *jet* protoestelar. Se dan dos ondas de choque cuyos parámetros dependerán de las características del *jet* y del medio. Procesos de aceleración afectan a los protones y electrones y se generan fotones no térmicos; también puede haber emisión térmica (Bosch-Ramon y col., 2010). *Derecha:* distribuciones espectrales de energía estimadas para la zona de HH 80. Se muestra también la sensibilidad de *Fermi* y la cota máxima de detección en X (Pravdo, Tsuboi y Maeda, 2004). La curva de 1% Crab es la detección típica esperada para instrumentos como el futuro CTA (Bosch-Ramon y col., 2010).

7.1.1 Emisión de HH 80 en el rango de rayos X

Las detecciones realizadas hasta el momento en rayos X de protoestrellas de gran masa y objetos HH relacionados a ellas son menos de 20 (Bonito, Orlando, Peres y col., 2010; Bonito, Orlando, Miceli y col., 2010). A partir de este hecho y del antecedente de emisión sincrotrón polarizada en el sistema protoestelar generado por IRAS 18162-2048 (Carrasco-González y col., 2010), decidimos rastrear emisión de rayos X en la región, para analizar si en esa banda el origen de la radiación es térmico o no térmico. Mi participación en este proyecto se centró en la elección de la fuente, reducción y análisis de los datos en rayos X detectados por los instrumentos del satélite *XMM-Newton*, y en la discusión final que incluye un análisis de la correlación de la emisión en la zona de HH 80 en varias longitudes de onda².

²Evidence of non-thermal X-ray emission from HH 80', J. López-Santiago, C. S. Peri, R. Bonito, M. Miceli, J. F. Albacete-Colombo, P. Benaglia, y E. de Castro, *The Astrophysical Journal Letters*, 776:L22 (5pp), 2013 October 20.

7.1.2 Datos de XMM-Newton

Buscamos a IRAS 18162-2048 en la base de datos de XMM-Newton (XSA, Science Archive³) y hallamos observaciones en la zona (ID 0149610401, ObsID: 2003-09-14). El satélite cuenta con dos cámaras, una llamada MOS (*metal oxide semi-conductor*, Turner y col. 2001) y la otra pn (Strüder y col., 2001). Ambas cámaras fueron utilizadas en el modo campo completo (*full frame*) durante la toma de datos. El campo cubre unos 30', con lo cual abarca el flujo de la protoestrella completo (sur y norte).

Los datos fueron procesados con el paquete de reducción SAS (Science Analysis System, versión 12), y obtuvimos curvas de luz, imágenes, y distribuciones espectrales de energía. La contaminación debida a protones (rayos cósmicos por ejemplo) la eliminamos utilizando el algoritmo *sigma-clipping*.

El estudio de los datos fue enfocado hacia la fuente HH 80, dado que se disponía de modelos de emisión no térmicos desarrollados para la zona. La imagen que se muestra en la Figura 7.4 (izquierda), fue generada en la zona de HH 80 con los datos de la cámara pn, y el rango de energía desplegado es el que va de 0.5 a 1 keV. Para construir la imagen utilizamos la tarea EMOSAIC, que superpone los datos de MOS y pn. La emisión se muestra en colores (más oscuro menos intenso, y más claro más intenso, la barra de color está en la parte inferior de la imagen).

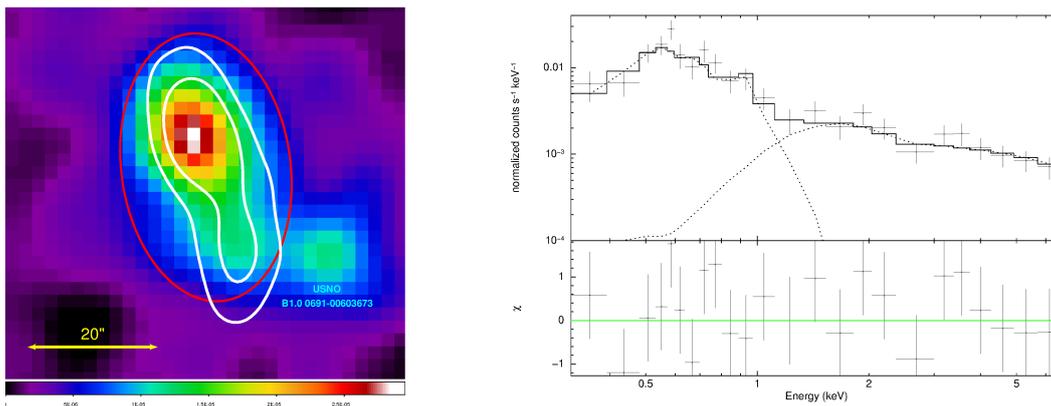


Figura 7.4. *Izquierda:* emisión en rayos X de la zona de HH 80, en escala de colores. La región marcada con rojo es la que utilizamos para extraer espectros. Los contornos en blanco son los obtenidos por Martí, Rodríguez y Reipurth (1993). *Derecha:* el espectro extraído de los datos se muestra en cruces (con la banda de error), y el modelo está representado por la curva. Se pueden apreciar también las curvas del modelo APEC y de la ley de potencias por separado. En la parte inferior se ven los residuos. Mostramos sólo los datos de la cámara pn para que se vea más claro. López-Santiago, Peri y col. (2013).

El estudio de la distribución espectral de energía fue realizado en la banda 0.3-8 keV, haciendo uso del paquete XSPEC (versión 12.8, Arnaud 1996). Un primer paso para estudiar los espectros es extraer la cantidad de cuentas (fotones) detectadas para diferentes energías. Para ello, se debe elegir la zona de interés y una zona de ruido de fondo. En la Figura 7.4, lo que se ve en rojo es la región que elegimos para extraer el espectro de la fuente de interés. El ajuste de espectros consiste en proponer un modelo de emisión (XSPEC posee modelos establecidos⁴) y el programa ajusta los datos a la curva elegida dando una serie de parámetros de resultado. Los ajustes fueron realizados simultáneamente para las cámaras MOS y pn, de manera de obtener una buena estadística.

³<http://xmm.esac.esa.int/xsa>

⁴<http://heasarc.gsfc.nasa.gov/xanadu/xspec/manual/XspecModels.html>

Realizamos diferentes pruebas para poder dilucidar cuál de los modelos de emisión se ajustaban mejor a los datos. Un modelo de plasma térmico ópticamente delgado (llamado APEC) no seguía de manera correcta la distribución, y además subestimaba la emisión detectada en el rango de energía por encima de 1 keV. Al agregar una componente tipo ley de potencias, el ajuste resultó confiable. En la Figura 7.4, se pueden observar los datos con las barras de error correspondientes y la curva que representa el modelo que incluye las dos contribuciones de emisión; en la parte de abajo del gráfico representamos los residuos. La imagen presenta los datos solamente para la cámara pn pues se ve de forma más clara. La componente térmica está caracterizada por $kT = 0,11 \pm 0,03$ keV, y representa de forma adecuada los datos de menor energía, mientras que la componente tipo ley de potencias posee un índice de $\Gamma = 0,8_{-0,2}^{+0,3}$, y domina a partir de 1.5 keV.

Realizamos una prueba adicional, en la que en lugar del modelo tipo ley de potencias, incluimos un segundo modelo tipo APEC, para evaluar si la emisión de rayos X más energéticos podía ser explicada por una contribución térmica. Si bien el ajuste arrojó un buen resultado estadístico, la temperatura que obtuvimos cayó fuera del rango de observación del instrumento: obtuvimos $kT_2 > 27$ keV, y se toman datos hasta unos 15 keV. Por lo tanto, descartamos un origen térmico para la fuente de rayos X duros.

7.1.3 Datos de *Chandra*

La zona de HH 80 fue observada en dos oportunidades con el espectrómetro ACIS a bordo del Observatorio de Rayos X *Chandra* (ObsIDs 2535 y 6405). Elegimos el primer conjunto de datos (el segundo no se centró en HH 80). La exposición total de los datos que elegimos fue de 37.7 ks. La reducción de datos fue realizada con el paquete CIAO 4.4 y utilizando la base de datos de calibradores CALDB 4.5.3.

La extracción de espectros y ajustes de modelos arrojó resultados similares a los obtenidos con los datos de XMM-*Newton*. La resolución dada por ACIS nos permitió resolver las fuentes de rayos X blandos y duros (*soft* y *hard*, Figura 7.5, izquierda). Existe una tarea disponible en CIAO llamada EDSER que permite ubicar de manera más precisa la posición de los fotones recibidos. Presentamos la imagen en la Figura 7.5, derecha. Aparece una leve elongación de las fuentes en la dirección del flujo protoestelar.

7.1.4 Contrapartes en óptico e infrarrojo

Buscamos contrapartes en la zona de HH 80, en las bandas óptica e infrarroja, con el fin de descartar posibles fuentes extragalácticas que pudiesen contribuir en la emisión en rayos X. Estudiamos los datos disponibles de *Spitzer* y analizamos los mapas de H_α tomados con los instrumentos de *Hubble* (Heathcote, Reipurth y Raga, 1998).

En la Figura 7.5 se puede ver que, para la fuente de rayos X duros, debajo de la zona E en H_α , no hay ninguna fuente asociada. Luego, la fuente de rayos X blandos está asociada a las zonas de emisión A y D en H_α .

En la banda infrarroja, hallamos datos disponibles en el proyecto *Spitzer*-GLIMPSE (AORKEY 21289984), y un apuntamiento dedicado con observaciones de la cámara IRAC (Infrared Array Camera, AORKEY 11069952) y MIPS (Multiband Imaging Photometry for SIRTFF AORKEY 11072256). El límite de magnitud alcanzado es ~ 20 mag en la banda de $[3.6] \mu\text{m}$. En ambas imágenes de la Figura 7.5 desplegamos todas las fuentes infrarrojas halladas con triángulos rojos (procedimiento realizado en López-García y col. 2013). Solamente una fuente se encuentra cerca de las fuentes de rayos X y está al norte de la fuente de rayos X duros (zona E), a unos 5" como mínimo, con lo cual la descartamos como posible contraparte.

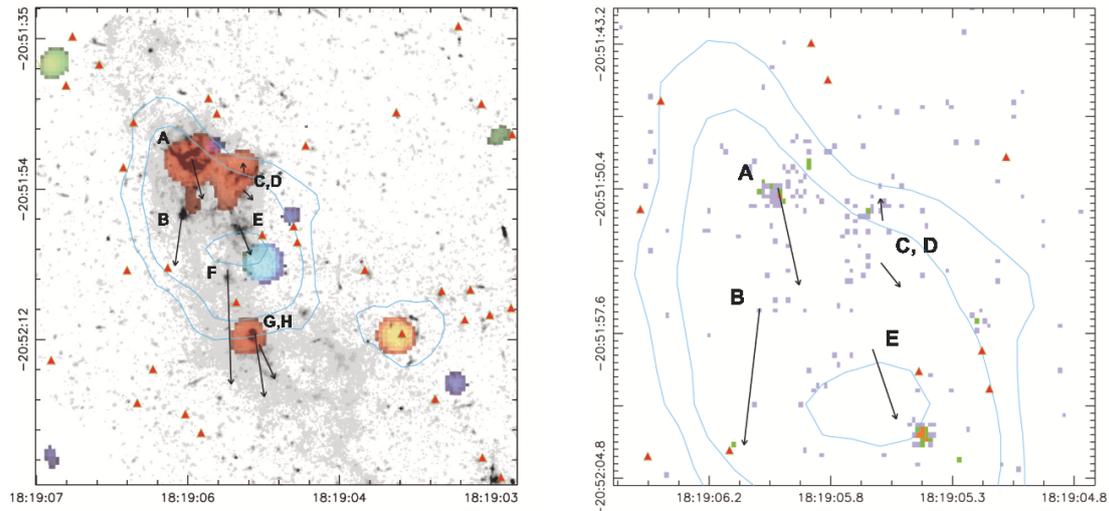


Figura 7.5. *Izquierda:* emisión en $H\alpha$ de la zona de HH 80 en gris, datos de XMM-Newton en contornos, y en colores datos de Chandra: el rojo representa la banda 0.3-1.2 keV, verde 1.2-2.5 keV, y azul 2.5-4.5 keV. Los movimientos propios fueron tomados de Heathcote, Reipurth y Raga (1998). Los triángulos representan las fuentes Spitzer (3.6 μm IRAC). *Derecha:* imagen mejorada de Chandra. López-Santiago, Miceli y col. (2012).

7.1.5 Discusión

La emisión detectada con XMM-Newton proveniente de la zona de HH 80 mostró una componente térmica en el rango de rayos X blandos lo cual puede estar generado en un plasma a $T \sim 100$ K). Luego, en los rayos X duros encontramos una componente no térmica representada por una ley de potencias con índice $\sim 0,8$.

Los datos de Chandra nos permitieron resolver espacialmente las dos componentes. La componente térmica estaría relacionada a una zona de emisión alta en $H\alpha$ (HH 80 A, C, D) y de mayor densidad, y la no térmica a la zona HH 80 E, de menor densidad. También se logró detectar una elongación de la fuente de rayos X dura a lo largo del *jet* (HH 80 E). Observaciones más prolongadas podrían dedicarse a la fuente de rayos X duros y se obtendría mayor detalle en la morfología, por ejemplo. Se podrían combinar observaciones en distintas épocas y analizar movimientos propios en el rango de rayos X.

La fuente de rayos X duros ha sido propuesta como una protoestrella embebida (Pravdo, Tsuboi y Maeda, 2004) pero sin relación al *jet*. Por este motivo hicimos una búsqueda en óptico e infrarrojo, que es donde se hallan las mejores resoluciones y donde encontramos datos de muy buena calidad para poder analizar con detalle. Estudiamos, por una parte, los datos de Hubble de (Heathcote, Reipurth y Raga, 1998), y no hallamos una clara correlación entre la emisión en óptico y la fuente de rayos X duros propuesta como protoestrella. Luego, hallamos datos de Spitzer de la zona, y tampoco pudimos encontrar rastros de radiación relacionada con la misma fuente de rayos X. Por lo tanto, descartamos el escenario de una protoestrella en la zona de HH 80.

La luminosidad que estimamos para la fuente de rayos X duros es de $L_X \sim 3 \times 10^{30}$, tomando $d \sim 1,7$ kpc ($f_X \sim 10^{-14}$ erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$). Este valor se acerca a lo calculado por Bosch-Ramon y col. (2010) para el caso dominado por la emisión producida por los electrones secundarios (generados en colisiones protón-protón), Figura 7.3. Hay que tener en cuenta que el campo magnético estimado por Carrasco-González y col. (2010) en la base de los *jets* es del orden de 0.2 mGauss, mientras que Bosch-Ramon y col. (2010) estiman un valor de 0.02 mGauss, lo cual es consistente dada la distancia de HH

80 respecto de la región central.

Las simulaciones realizadas por Bonito y cols. (2010a) sugieren que el espectro de rayos X blandos provenientes de la interacción entre el material del *jet* y medio (post-choque), para el caso específico de HH 80/81 (y TKH8), no es compatible con lo que se observa en otros de los objetos estudiados del mismo tipo. Este resultado nos hace inclinar una vez más al modelo que plantea la posibilidad de que la fuente de rayos X duros no tenga origen en el plasma térmico.

Finalmente, proponemos que en la zona de HH 80, la emisión de rayos X blandos de tipo térmica proviene de la zona post-choque y tiene origen en un plasma térmico. La emisión de rayos X duros tiene origen en la interacción de partículas aceleradas que producen emisión sincrotrón.

7.2 El sistema de IRAS 16547-4247

El sistema protoestelar generado por IRAS 16547-4247 se encuentra a ~ 2.9 kpc de distancia del Sol y está caracterizado por ser un sistema triple en radioondas: región central (protoestrella) y lóbulos sur y norte (Garay, Brooks y col., 2003). La luminosidad de la protoestrella es $L_* \sim 6,2 \times 10^4 L_\odot \sim 2,4 \times 10^{38}$ erg s $^{-1}$. A la distancia de 2.9 kpc, y teniendo en cuenta que su tamaño angular es de $\sim 20''$ (Garay, Brooks y col., 2003), la extensión total lineal de los flujos es de ~ 0.28 pc.

Garay, Brooks y col. (2003) descubrieron esta fuente triple en radio por medio de observaciones realizadas con el radiointerferómetro ATCA. Se puede apreciar en la Figura 7.6 la fuente central y los lóbulos observados en varias frecuencias (1.4, 2.5, 4.8 y 8.6 GHz). El índice espectral obtenido para la zona central es de $\alpha = 0,49 \pm 0,12$ y para los lóbulos norte y sur, $-0,61 \pm 0,26$ y $-0,33 \pm 0,04$, respectivamente. La emisión sería térmica (emisión libre-libre) en el centro y no térmica en los *jets*. Los autores presentan adicionalmente observaciones a 1.2 mm de la región central, y afirman que el polvo emite en una zona de $33'' \times 24''$, con un flujo total de 16.4 Jy, y estiman una masa de $1,3 M_\odot$.

Un nuevo estudio fue presentado en 2005 por Rodríguez, Garay y col., quienes lograron observaciones de VLA a dos frecuencias (3.6 y 2 cm, es decir, 8.46 y 14.9 GHz) y nuevos datos ATCA a 4.80 y 8.64 GHz. Los índices espectrales que obtienen entre varias frecuencias son consistentes con los de Garay, Brooks y col. (2003). Además, los autores hallan en las observaciones nuevas estructuras en los *jets*. Luego, un análisis sobre movimientos propios, precesión, y variabilidad fue realizado por Rodríguez, Moran, Franco-Hernández y col. (2008). Los autores no hallaron evidencias de movimientos propios, pero sí algunas estructuras débiles antes no detectadas, y signos de precesión para las zonas más brillantes de los *jets*.

Modelos de procesos radiativos no térmicos han sido desarrollados para el caso de IRAS 16547-4247, y de manera similar al análisis hecho para HH 80 (Araudo y col., 2007; Romero, Araudo y col., 2010; Bosch-Ramon y col., 2010). Ambos sistemas están generados por protoestrellas de gran masa, y lo que los diferencia son los parámetros característicos como distancia, masa del objeto central, densidad del medio, entre otros. En la Figura 7.7 se muestran las distribuciones espectrales esperadas para IRAS 16547-4247 y el umbral de sensibilidad de *Fermi* y de futuros instrumentos como CTA norte. Recientemente, se publicó un trabajo donde se muestra la emisión detectada con XMM-*Newton* en la zona de IRAS 16547-4247 (Munar-Adrover y col., 2013). Los autores afirman que no es seguro aseverar que la emisión provenga de radiación sincrotrón generada en el *jet* al igual que en el caso de HH 80, por ejemplo. Atribuyen los fotones en X a emisión térmica generada en un choque de alta velocidad en la parte terminal del *jet*. Afirman también que CTA o *Fermi* podrían detectar el objeto.

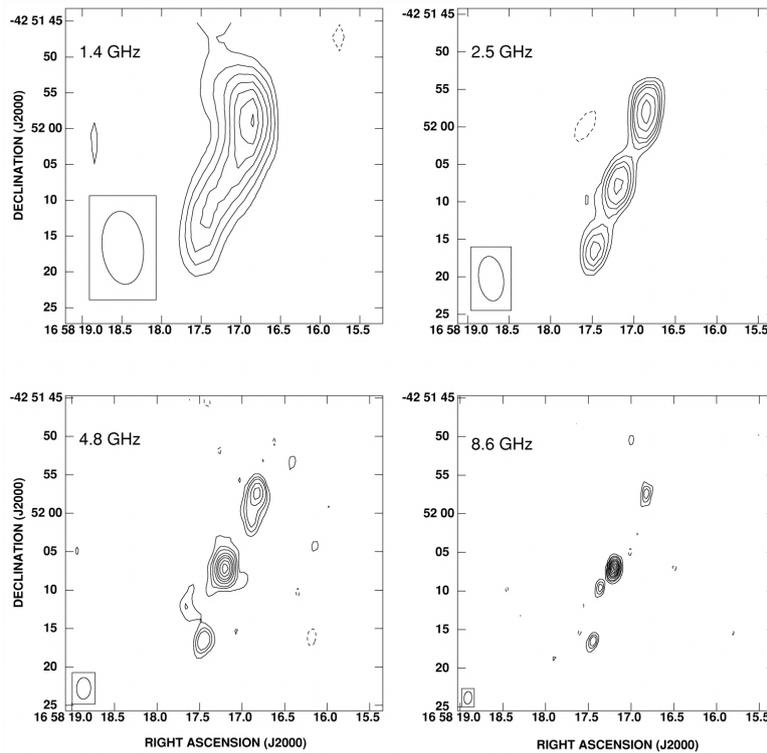


Figura 7.6. En esta imagen se ve la emisión en cuatro frecuencias distintas obtenidas con ATCA (Garay, Brooks y col., 2003), para la zona de IRAS 16547-4247 y sus lóbulos.

7.2.1 Observaciones GMRT

La zona de IRAS 16547-4247 cuenta con observaciones en radio que van desde 1.4 GHz hasta 14.6 GHz e índices espectrales que se calcularon entre algunas de las frecuencias dentro de ese rango (trabajos citados en la sección anterior).

El radiointerferómetro indio GMRT cubre la región de la fuente en el cielo, y además posee detectores que llegan a frecuencias menores de las observadas para el sistema protoestelar. Decidimos preparar una propuesta de observación a la frecuencia de ~ 610 MHz con el objetivo de, por un lado, confirmar la emisión a esa frecuencia, y por el otro, en el caso de ser posible, realizar nuevos mapas de índice espectral, utilizando datos complementarios a los de 610 MHz de algunos de los trabajos anteriores (recordar que se necesitan al menos dos frecuencias para realizar mapas de índice espectral). Nuestra intención también era obtener datos de polarización, debido a que si la emisión resultaba no térmica (sincrotrón) se sabe que estaría polarizada, y en el caso de detectar un grado alto de polarización, sería el segundo objeto de este tipo, luego de IRAS 18162-2048 (Carrasco-González y col., 2010).

El radiointerferómetro GMRT⁵ se encuentra localizado a unos 80 km de la ciudad de Pune (Pune está a unos 150 km de Bombai), India, y pertenece al Tata Institute of Fundamental Research (TIFR, NCRA, National Centre for Radio Astrophysics). El GMRT posee 30 antenas parabólicas fijas de 45 m cada una; 14 antenas se ubican aleatoriamente en una zona central de ~ 1 km², y las 16 restantes en una configuración con forma de 'Y', siendo la línea de base más grande de ~ 25 km. Los detectores de GMRT captan señales con longitudes de onda del orden de cm y m, y se cuenta con seis bandas de frecuencias que van desde los 50 hasta los 1420 MHz (50, 153, 233, 325, 610

⁵<http://gmrt.ncra.tifr.res.in/>

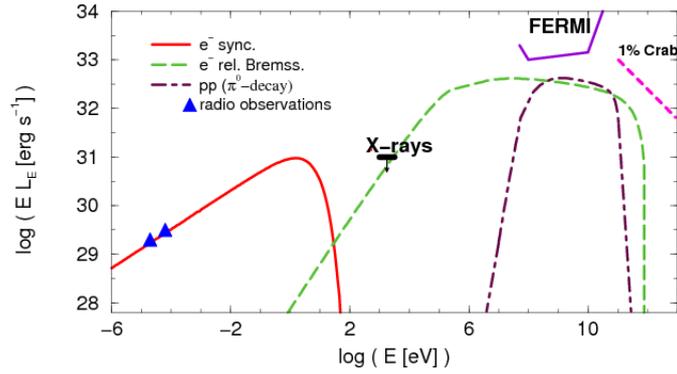


Figura 7.7. Distribuciones espectrales de energía estimadas para la zona de IRAS 16547-4247. Se muestra también la sensibilidad de *Fermi* y la cota máxima de detección en X (Araudo y col., 2007). La curva de 1% Crab es la detección típica esperada para instrumentos como el futuro CTA (Bosch-Ramon y col., 2010).

y 1420 MHz). La resolución angular máxima que se puede lograr es la que equivale a una antena de 25 km de diámetro. Las resoluciones que se obtienen van desde unos 2 segundos de arco hasta 60 segundos de arco, dependiendo de la frecuencia.

Para realizar propuestas de observación en GMRT se procede de manera similar a VLA. El sitio Web cuenta con manuales y algunas herramientas de ayuda para preparar la observación.

La propuesta de observación (Proposal code 21_011, PI: P. Benaglia) contemplaba observar la zona de IRAS 15647-4247 a la frecuencia de 1280 MHz⁶, incluyendo toma de datos polarimétricos y durante aproximadamente 19 hs. La sensibilidad esperada era del orden de 0.02 mJy, lo cual mejoraba por ejemplo las observaciones de ATCA o VLA previas, que poseían sensibilidades de un orden de magnitud mayor.

Un colaborador local (Ishwara Chandra) asistió en la toma de datos (a diferencia de VLA, el observador debe estar presente). Obtuvimos en total, entre el 20 y 21 de Enero de 2012, unas 9 hs de observación. El tiempo de exposición abarca no sólo la fuente sino también calibradores de flujo y fase.

Una vez obtenidos los datos, en formato FITS, la reducción se realizó con el paquete AIPS, y consistió en los pasos estandar de reducción en radio: calibración, edición, y confección de imágenes. La edición de datos en AIPS es un poco más trabajosa que en el caso de CASA. Además, para reducir los datos de GMRT se agregan algunas tareas más que en el caso de datos de VLA o ATCA.

7.2.2 Discusión

Luego de sucesivas pruebas, obtuvimos mapas de la zona (el campo original tiene $\sim 1^\circ$ de diámetro angular) y hallamos la fuente IRAS 16547-4247 y los lóbulos norte y sur en emisión. En la Figura 7.8 mostramos la zona de la protoestrella y flujos. Si bien no se resolvieron las tres fuentes, se observa una morfología similar a la obtenida en 1.4 GHz (Garay, Brooks y col., 2003), lo cual era lo esperado. El ruido característico alcanzado es de $\sim 5 \times 10^{-5}$ mJy y el flujo de la fuente (tomando toda su extensión) es de $\sim 10,5$ mJy. Estimamos el máximo de emisión en la zona, y nos dió $\sim 2,7$ mJy, lo cual quiere decir que, de existir polarización, y suponiendo que sea (ejemplo) del 10%, obtenemos que quedaría oculta en el ruido. La resolución angular lograda fue de aproximadamente 8.6 x 4.03 segundos de arco.

⁶A pesar de que la propuesta estaba preparada para 1280 MHz, surgió la posibilidad de cambiar la frecuencia, y decidimos observar a 610 MHz, debido a que aportaría resultados originales.

Por último, no pudimos realizar mapas de índice espectral debido a problemas de astrometría en la imagen. Cuando superpusimos nuestra imagen de GMRT a 610 MHz a la de ATCA a 1.4 GHz (obtenida luego de re-reducir los datos de archivo), obtenemos un desplazamiento entre ambas. Hicimos un análisis posicional y hallamos que las cuatro fuentes más brillantes y cercanas a IRAS 16547-4247 están corridas entre ~ 1.5 y 3 segundos de arco. El problema debe ser tratado con mayor profundidad en el futuro, pero creemos que puede ser resuelto.

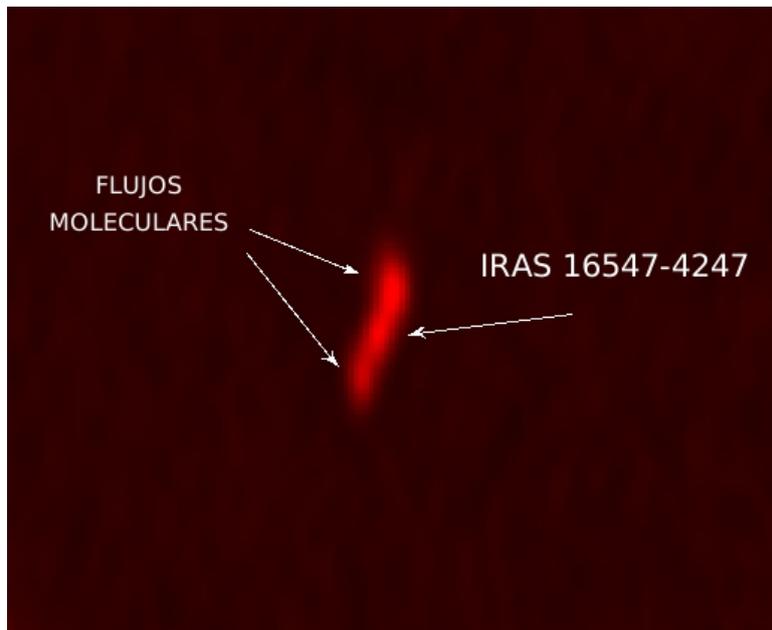


Figura 7.8. Imagen de la zona de IRAS 16547-4247 lograda a partir de las observaciones obtenidas con GMRT, a la frecuencia de ~ 610 MHz.

7.3 RCW 49 y Westerlund 2

RCW 49 es una región HII del cielo sur de las más extensas y brillantes observadas, con un tamaño angular entre 40 y 50 minutos de arco aproximadamente. Las primeras observaciones hacia la zona se publicaron en los '60, cuando Rodgers, Campbell y J. B. Whiteoak (1960) descubrieron la emisión en H_α proveniente de la región. Una caracterización en el rango de radio fue llevada a cabo por Goss y Shaver (1970), quienes mostraron mapas a 5 GHz.

El supercúmulo Westerlund 2 es uno de los 5 de su tipo que se conocen en la galaxia (Johnson, 2005) y se encuentra en el interior de la región RCW 49. Este cúmulo posee más de 10^4 estrellas por pc^3 , una edad entre 2 y 3 Myr (Piatti, Bica y Claria, 1998) y masa total de $\sim 7 \times 10^4 M_\odot$ (Ascenso y col. 2007, asumiendo una distancia de 2.8 kpc). Un estudio realizado en la banda infrarroja (Whitney y col., 2004) establece que el supercúmulo Westerlund 2 sería el agente ionizante de RCW 49.

Observaciones en el rango de rayos X (*Chandra*) sobre la zona central de Westerlund 2 revelaron cientos de miembros en el cúmulo (en su mayoría objetos de pre-secuencia principal y estrellas tempranas) y unas 30 candidatas a estrellas OB (Tsujimoto y col., 2007). Además, utilizando la luminosidad media de las estrellas de tipo T-Tauri presentes en la región, se estimó una distancia entre 2 y 5 kpc (Tsujimoto y col., 2007). Por otra parte, Fujita y col. (2009) hallaron emisión difusa no térmica en el rango de rayos X en

la zona de Westerlund 2.

En la región de RCW 49, además del supercúmulo, se encuentran dos estrellas Wolf-Rayet catalogadas como WR 20a y WR 20b (ej.: Bednarek 2005, Bonanos y col. 2004). WR 20a se halla en la zona de Westerlund 2 y WR 20b más alejada y hacia el sur. Nazé, Rauw y Manfroid (2008) analizaron la emisión detectada con el satélite *Chandra* en la zona de WR 20a y encontraron que la emisión difusa (rayos X blandos) oculta cualquier tipo de emisión que pueda provenir de la estrella.

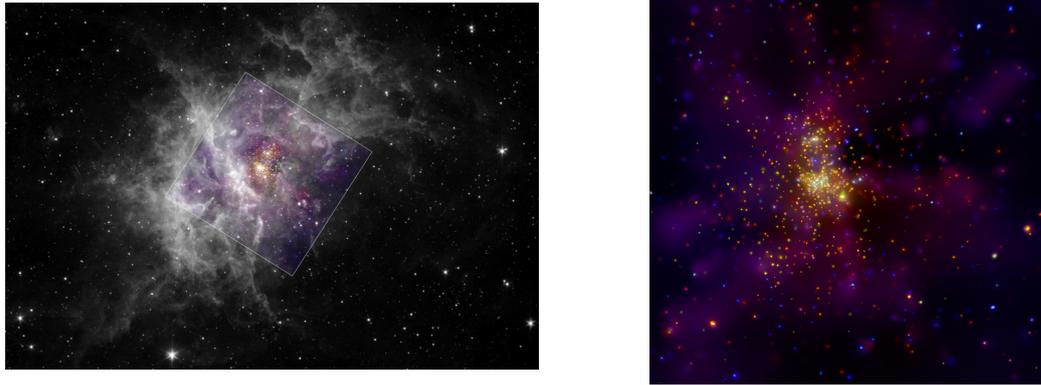


Figura 7.9. *Izquierda:* en blanco y negro se muestra la emisión mapeada por *Spitzer*, y en colores los datos tomados por *Chandra* en rayos X (estrellas). Crédito: Rayos X: Y. Nazé, G. Rauw, J. Manfroid (CXC, NASA). Infrarrojo: E. Churchwell (JPL, Caltech, NASA). APOD, 26 de Junio de 2010. *Derecha:* Imagen de la región de Westerlund 2 en rayos X (*Chandra*, Nazé, Rauw y Manfroid 2008).

Detecciones recientes realizadas con el arreglo HESS han revelado una fuente de muy alta energía en la región de RCW 49 (Aharonian y col., 2007). La fuente está catalogada como HESS J1023-575 y emite radiación en el rango de TeV. Esta emisión indica que en la zona hay partículas aceleradas que generan procesos radiativos no térmicos. Abramowski y col. (2011) re-observaron la zona con HESS pero no lograron determinar el origen de la emisión en TeV. Datos del satélite *Fermi* aportaron nueva información por medio de la resolución de dos fuentes en el rango de GeV⁷ (Nolan y col., 2012). Las fuentes son 2FGL J1022.7-5741 y 2FGL J1023.5-5749c y en la Figura 7.10 (izq.) se pueden ver la fuente HESS, las fuentes *Fermi* y un pulsar que recientemente ha sido propuesto como el que origina a la primera de las fuentes 2FGL (Dormody y Fermi-LAT Collaboration, 2009).

La emisión en radio podría aportar información en lo que respecta a los procesos no térmicos. Además de las observaciones a 5 GHz de los '70 (Rodgers, Campbell y J. B. Whiteoak, 1960), existen observaciones de la zona de RCW 49 a 843 MHz, 1.4 GHz y 2.4 GHz (MOST y ATCA) (J. B. Z. Whiteoak y Uchida, 1997b). Los mapas en radioondas muestran dos estructuras tipo anulares, y los autores manifiestan que una de ellas estaría generada por Westerlund 2 y la otra por la estrella WR 20b (Figura 7.10, derecha). En ambos anillos se ve un pico en la emisión (hacia el suroeste en los dos), y para el caso del generado por Westerlund 2, el pico estaría mostrando la zona de interacción entre ambos anillos (lo que ellos llaman *bridge*).

El gran tamaño angular que posee RCW 49, más el hecho de que sólo se pueda observar en el cielo sur, hizo que observaciones en radio de gran resolución no sean posibles hasta hace muy poco. Benaglia, Koribalski y col. (2013) presentaron observaciones logradas con ATCA de gran resolución angular ($\sim 1''$) y sensibilidad ($\sim 0,5$ mJy), mapas de índice espectral entre varias frecuencias, y el estudio de la correlación existente entre la

⁷Energías más bajas que las que capta HESS.

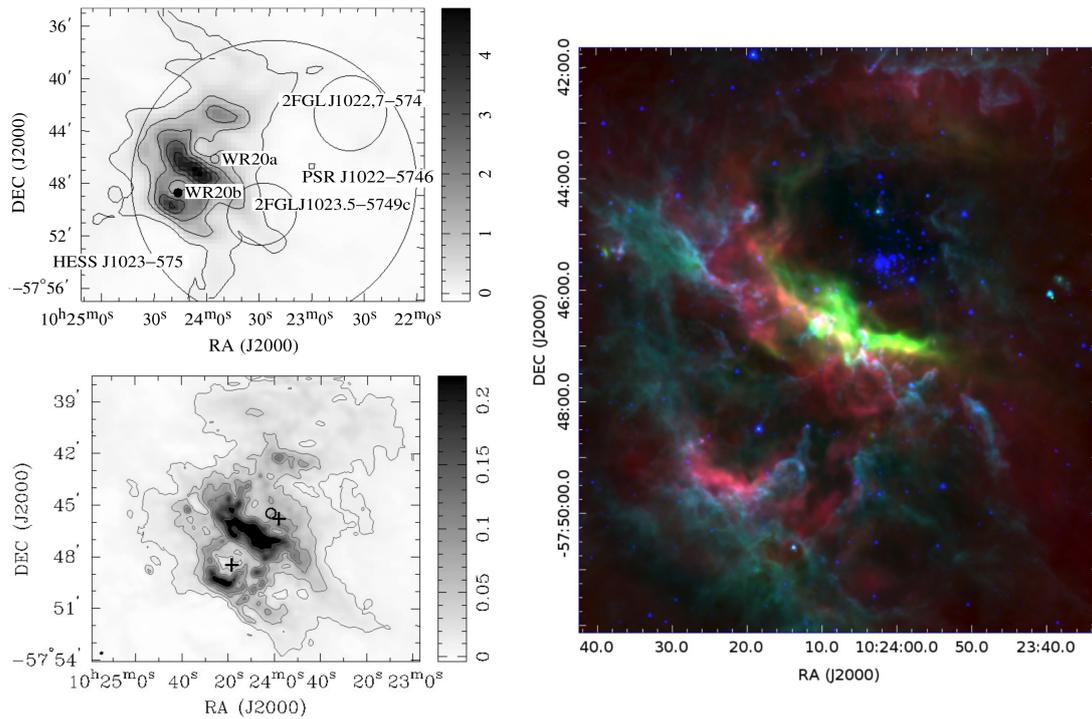


Figura 7.10. *Izquierda:* en el panel superior se ve la emisión a 843 MHz de (J. B. Z. Whiteoak y Uchida, 1997a) en contornos y grises. Se marcan las posiciones de WR 20 a y b, y las fuentes de altas energías de *Fermi* y HESS, además del pulsar. En el panel inferior se ve la emisión a 1.4 GHz (Whiteoak y Uchida 1997). *Derecha:* en rojo se mapea el continuo de radio a 9 GHz, en azul la banda 1 de *Spitzer* (3.6 μm), en verde la banda 4 (8 μm). Las tres imágenes son de Benaglia, Koribalski y col. (2013).

radiación en varias longitudes de onda: radio, infrarrojo, óptico y altas energías (rayos X y γ).

Los mapas de emisión en radio muestran un detalle sin precedentes hasta el momento. La correlación entre la emisión infrarroja detectada con *Spitzer*-GLIMPSE y la del rango de radio con ATCA muestra que el plasma ionizado presente en la zona de RCW 49 emite fotones gracias al proceso libre-libre. Las zonas de mayor flujo en radio obtenidas en el *bridge* poseen emisión proveniente de la línea H137 β (consistente con CO molecular de Furukawa y col. 2009).

Los mapas de índice espectral muestran en promedio un índice térmico de ~ 0 , y algo de emisión no térmica en el *bridge*, con un índice de ~ -0.1 . Si esta emisión no térmica pudiese ser observada en mayor detalle (incluso polarización) y se la relacionase a la fuente HESS, podría explicarse de forma sencilla el origen de la fuente de altas energías. El *bridge* es muy brillante en infrarrojo, lo cual indica una cantidad importante de polvo caliente en la zona. Luego, la acción colectiva de los vientos de las estrellas de gran masa de Westerlund 2 aceleraría partículas. Finalmente, las partículas relativistas y las no relativistas interactuarían en el *bridge*, y se producirían fotones de muy altas energías. Luego, los electrones secundarios (producto de las interacciones protón-protón) podrían generar emisión sincrotrón en radio.

Lamentablemente no se detectó emisión asociada al pulsar PSR J1022-5746 en radio (*pulsar wind nebula*).

Mi participación en el trabajo⁸ (Benaglia, Koribalski y col., 2013) estuvo relacionada

⁸High-resolution radio emission from RCW 49/Westerlund 2', P. Benaglia, B. Koribalski, C. S. Peri, J. Martí, J. R. Sánchez-Sutil, S. M. Dougherty, y A. Noriega-Crespo, A&A 559, A31,2013

a dos estudios específicos: investigación de fuentes presentes en la zona (literatura y Simbad) y distancia a la región, que presenta gran discordia. Además, colaboré en la confección de la imagen que muestra la correlación entre la emisión en infrarrojo y radio (Figura 7.10, derecha).

7.3.1 Estudio de las fuentes en la zona

Apenas comenzado el Doctorado, obtuvimos observaciones de la zona de Westerlund 2 (Enero 2009, 4.8 y 8.64 GHz, proyecto C1847) que lamentablemente no aportaron información valiosa. Mientras se planeaban nuevas observaciones en radio, decidimos estudiar la zona, ya que veíamos que se hallaba ‘superpoblada’. Además, hallamos que la fuente de alta energía detectada por HESS, no se encontraba dentro del campo visual: se necesitaría observar en forma de mosaico, lo cual se logró en el segundo set de observaciones.

En la Figura 7.11 mostramos la localización de fuentes en base a los datos tomados de Simbad y de la literatura. En mapas de color gris y con sus correspondientes contornos en negro, presentamos los mapas recién mencionados.

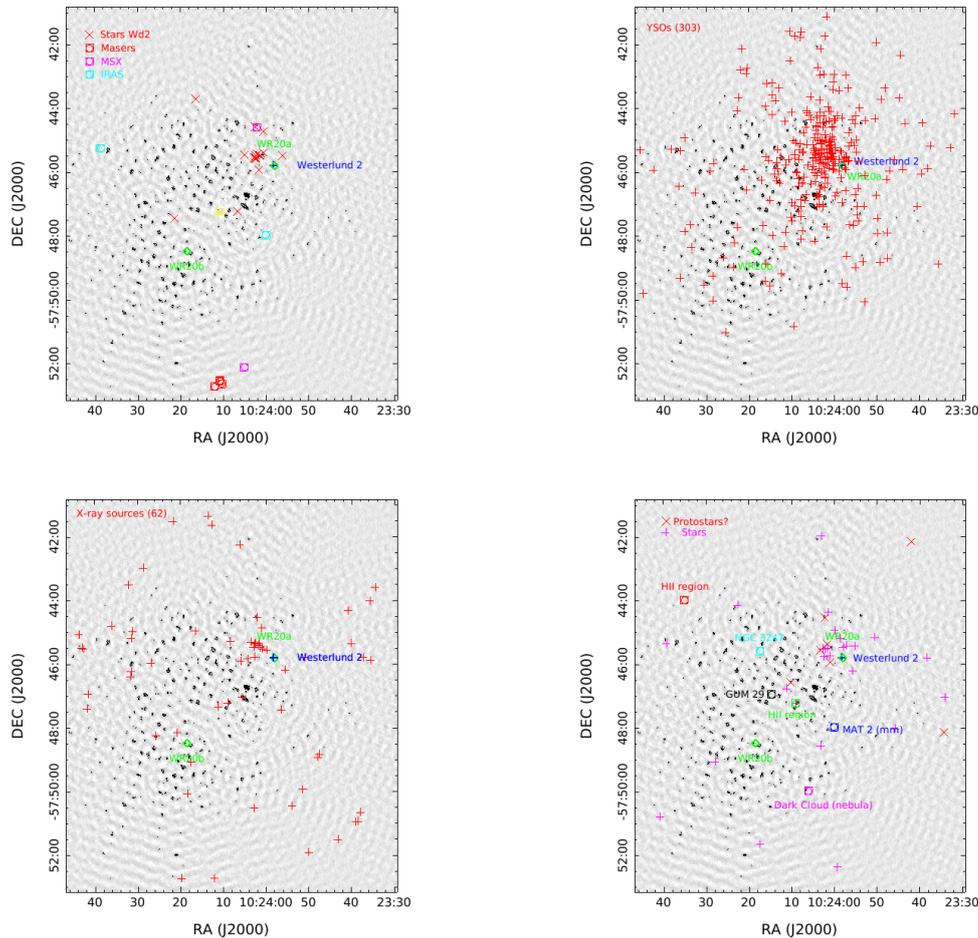


Figura 7.11. Localización de fuentes en la zona de RCW 49 / Westerlund 2. En grises y en contornos negros se mapea la emisión en radio del primer turno de observación obtenido (a modo de orientación simplemente, ya que los datos no arrojaron buenos resultados). La fuente de altas energías detectada con HESS no entró en el campo visual de este primer set de datos; fue necesario realizar un mosaico, y en las nuevas observaciones (Benaglia, Koribalski y col., 2013) se pudo lograr un campo visual mayor.

7.3.2 Distancia

La distancia a la región HII RCW 49 y al cúmulo Westerlund 2 posee un gran rango de valores hallados e incertezas asociadas, ambos fuertemente dependientes de los métodos que se utilizaron para calcularlos. Diferentes trabajos arrojan distancias que van desde 2 hasta 8 kpc del Sol.

Una examinación de la literatura mostró que se utilizaron varios métodos para estimar la distancia al sistema, debido a que en la zona hay muchas componentes. Por ejemplo, la distancia puede ser calculada de forma cinemática, y es en general la que se computa en base a mediciones del gas molecular. Se utilizan también los datos fotométricos o espectroscópicos relacionados a las estrellas que se hallan en Westerlund 2 y alrededores. Por último, haciendo uso de una relación existente entre la luminosidad y edad de las estrellas de pre-secuencia principal en el rango de rayos X, se puede obtener el valor de la distancia.

En la Tabla 7.1 se ve un resumen de los cálculos de distancia hallados en la literatura. Se muestra el objeto para el cual se estimó la distancia, el valor obtenido, el método utilizado, y la referencia.

Material de RCW 49.

La velocidad central de la línea H137 β obtenida en Benaglia, Koribalski y col. (2013) es muy similar a la de varios trabajos anteriores. Por ejemplo, es aproximada a la de CO de Furukawa y col. (2009); Ohama y col. (2010), a la componente 'B' de Dame (2007), y a la de H109 α (Paladini y col., 2014). La velocidad central de la línea es de $\sim +15 \text{ km s}^{-1}$ y corresponde a una distancia cinemática de $\sim 6 \text{ kpc}$, según la curva de rotación galáctica⁹ (Brand y Blitz, 1993). Como el CO (Furukawa y col., 2009; Ohama y col., 2010) tiene velocidad similar, concluimos que el gas molecular y el ionizado están físicamente asociados.

Westerlund 2.

En el caso más optimista, en que el cúmulo se halle a 2.5 kpc, el flujo de las estrellas originado en los vientos (térmico), no se llegaría a detectar, pues estaría por debajo del ruido característico de las imágenes ATCA. Por ejemplo, si se estima el flujo esperado de una estrella de tipo O supergigante, a la frecuencia de 5.5 GHz (ej.: Moffat, Shara y Potter 1991), para la distancia de 2.5 kpc da 0.1 mJy, y para 6 kpc, 0.01 mJy.

Luego, a la frecuencia de 5.5 GHz, en la zona de Westerlund 2, la emisión difusa es del orden de $\sim 3 \text{ mJy}$. No hallamos una correlación generalizada entre picos de la emisión en radio con posiciones estelares, y sólo se da para dos casos: MSP 188 (1.6 mJy/beam) y MSP 18 (3.1 mJy/beam).

7.3.3 Discusión

Respecto a la distancia, pudimos establecer una relación física entre el material en emisión en continuo de radio, mayormente proveniente del plasma ionizado, con la emisión de moléculas de CO. Ésto vincula ambas componentes de manera cinemática. Gracias a ello hemos elegido la distancia cinemática de $\sim 6 \text{ kpc}$, coincidente con los trabajos donde se analizan las componente moleculares asociadas al gas ionizado (CO, 'B', H109 α).

Las observaciones de ATCA permitieron correlacionar el material que produce emisión en radio con el que produce fotones infrarrojos, y ello nos llevó a la conclusión de que la

⁹La fuente en estudio se encuentra en el cuarto cuadrante galáctico, pero se halla muy cerca de la separación entre el tercer y cuarto cuadrante ($l \sim 284^\circ$); por lo tanto, la ambigüedad al asignar una distancia a la velocidad de $+15 \text{ km s}^{-1}$, queda sin efecto.

emisión en radio se produce gracias al proceso libre-libre.

La gran cantidad de fuentes presentes en la zona hace que sea una región muy atractiva de estudiar, ya que se puede investigar la interacción de diferentes componentes. Por ejemplo, están las estrellas ya formadas, el material ionizado barrido que puede estar generando una segunda etapa de formación estelar, e incluso aceleración de partículas que pueden producir fotones en alta energías del espectro.

Tabla 7.1. Resumen sobre distancia a RCW 49/Westerlund 2.

Fuente	d (kpc)	Banda/Método	Componente	Referencia
RCW 49	6	Observaciones en radio	Nebulosa en radio	Westerlund (1961)
Wd2	5	Fotometría en el óptico	Estrellas	Moffat y Vogt (1975)
RCW 49	0 o 4.9	Líneas de recombinación en radio	Nebulosa en radio	Caswell y Haynes (1987)
Wd2	7.9 ^{1,2} _{1,0}	Fotometría en el óptico	Estrellas	Moffat, Shara y Potter (1991)
RCW 49	2.31	Cinemática del material	Gas ionizado	Brand y Blitz (1993)
Wd2	5.7 ± 0.3	Espectroscopía en el óptico	Estrellas	Piatti, Bica y Claria (1998)
Wd2	2.8	Fotometría en el infrarrojo cercano	Estrellas	Ascenso y col. (2007)
Wd2	8 ± 1.4	Fotometría en el infrarrojo cercano	Estrellas de tipo temprano	Rauw, Manfroid y col. (2007)
RCW 49 y Wd2	2 - 5	Espectrofotometría en el óptico	Estrellas T-Tauri	Tsujimoto y col. (2007)
Wd2, HESS J1023-575	6 ± 1	Fotometría en rayos X	Gas molecular	Dame (2007)
RCW 49	6	Emisión de CO, líneas de HI	<i>Bow shocks</i>	Povich y col. (2008)
RCW 49	5.4 ^{1,1} _{1,4}	Infrarrojo	Gas molecular	Furukawa y col. (2009)
Pulsar 1023-5746	2.4	Emisión de CO (pseudo-distancia)	Pulsar	Saz Parkinson y col., 2010
Wd2	6.5 - 9	Espectrofotometría en el óptico	Estrellas eclipsantes de tipo temprano	
Wd2	3.0	Optical spectrophotometry / Ley de extinción anómala	Estrellas, WR 20 a	Rauw, Sana y Nazé (2011)
Wd2	4.42±0.07	Espectrofotometría HST	Estrellas brillantes	Carraro y col., 2013
			26 estrellas tipo O	Vargas Álvarez y col., 2013

8 — Conclusiones

En esta Tesis Doctoral hemos estudiado dos tipos de fuentes relacionadas a estrellas de gran masa que podrían ser emisores en altas energías: *bow shocks* producidos por estrellas de alta velocidad y sistemas protoestelares de gran masa. Los aportes realizados tuvieron un enfoque observacional y resumimos las particularidades de cada caso a continuación. Luego de ello damos las conclusiones generales.

- Catálogo E-BOSS 1.

En este catálogo presentamos 28 candidatos a *bow shocks* hallados en torno a estrellas de alta velocidad y reanalizando, a la luz de observaciones muy recientes en el infrarrojo, viejos candidatos elegidos con datos de IRAS. Las imágenes infrarrojas más modernas permitieron obtener mayor claridad en los sistemas estrella-*bow shock* y calcular parámetros morfológicos que caracterizan estas estructuras. Estimamos, para cada uno de los *bow shocks*, la densidad del medio. También realizamos estudios estadísticos sobre la localización espacial y tipos espectrales de las estrellas muestreadas.

- Catálogo E-BOSS 2.

En esta segunda parte extendimos la muestra de base a estrellas *runaway* de tipos espectrales más tardíos. Agregamos también *bow shocks* que hallamos en la literatura y de forma casual en las imágenes inspeccionadas. Reunimos 45 objetos adicionales a E-BOSS 1. Caracterizamos cada objeto a partir de las imágenes infrarrojas, estimamos nuevamente la densidad del medio, y realizamos, al igual que en E-BOSS 1, estudios estadísticos sobre la ubicación espacial y tipos espectrales. Finalmente, presentamos una lista que reúne los 73 objetos de ambos trabajos.

- Observaciones de *bow shocks* en el rango de radio.

Basados en la experiencia previa del caso de BD +43° 3654 (estudio desarrollado en la Tesis de Licenciatura), preparamos una campaña de observación para el radiointerferómetro VLA sobre cuatro *bow shocks* que presentan emisión a 1.4 GHz (relevamiento NVSS), y logramos obtener datos en la frecuencia de ~ 5.5 GHz. Uno de los mapas obtenidos resultó de mala calidad: existieron problemas en la calibración o durante la toma de datos, razón por la cual aparecen artefactos

indeseables en las imágenes finales. Dos mapas resultaron de calidad intermedia y el cuarto mapa de muy buena calidad. En ninguno de los mapas se observó emisión extendida en la zona de los *bow shocks*, bien porque la emisión quedó por debajo del ruido, o bien porque la combinación frecuencia-configuración de antenas no era la idónea. En todos los mapas se detectaron fuentes puntuales.

- Sistema generado por la protoestrella IRAS 18162-2048.
El sistema generado por la protoestrella de gran masa IRAS 18162-2048 es el primero en el cual se detectó emisión sincrotrón en radio polarizada en la base de sus *jets* (Carrasco-González y col., 2010). Estudiamos en particular una región del lóbulo sur de este sistema, HH 80, donde encontramos que la emisión en rayos X duros puede deberse a emisión no térmica. Este caso es el primero que se reporta de este tipo.
- Sistema generado por la protoestrella IRAS 16547-4247.
La protoestrella de gran masa IRAS 16547-4247 es un caso similar al anterior, pues presenta emisión no térmica en radio en uno de sus lóbulos (Garay, Brooks y col., 2003; Rodríguez, Garay y col., 2005), pero aún no se ha detectado emisión polarizada. Aportamos para este caso mapas en radio a una frecuencia hasta el momento no observada (610 MHz), y confirmamos la fuente triple en radio. Lamentablemente, de existir polarización en la emisión, queda oculta en el ruido característico de los mapas logrados.
- RCW 49 y Westerlund 2.
La región HII RCW 49 es una de las más extensas conocidas, y aparentemente alojaría a uno de los supercúmulos más grandes conocidos al momento, Westerlund 2. Estudiamos la relación entre la fuente HESS a muy altas energías detectada en la zona, y la emisión en el continuo de radio lograda a partir de observaciones de ATCA. Encontramos que el índice espectral no térmico en radio se detecta sobre todo en la zona de interacción de las cáscaras presuntamente generadas por Westerlund 2 y WR 20 b, y allí podría haber interacciones de tipo protón-protón, debido a la gran cantidad de material presente, deducible no sólo de las observaciones de radio, sino también de moléculas y polvo. La distancia a la zona posee gran discordia, pero pudimos hallar una línea de recombinación que permitió obtener velocidad cinemática del gas casi coincidente con la velocidad medida por otros autores para la línea de CO. Ésto nos ayudó a deducir que el material ionizado y el gas molecular podrían estar vinculados físicamente, y que la distancia es aproximadamente 6 kpc.

Los *bow shocks* estelares, los objetos HH vinculados a protoestrellas de gran masa, y los sistemas que alojan formación estelar, son fuentes estudiadas en conexión a la emisión γ recién desde hace algunos años.

El trabajo realizado hacia BD +43 3654, el catálogo E-BOSS 1, la confirmación de emisión en rayos X del *bow shock* de AE Aur, y sucesivos trabajos donde se desarrollaron modelos radiativos, o se analizaron observaciones en torno a *bow shocks*, hacen que estas fuentes continúen siendo de gran interés y que se prolongue el estudio de estos objetos como potenciales emisores en rayos γ .

Según todos los trabajos analizados sobre *bow shocks*, vemos que la mayor contribución radiativa no térmica estaría dada por el proceso Compton inverso, que tiene origen en la interacción entre los fotones que emite el polvo y los electrones acelerados. Ésto hace que los catálogos de *bow shocks* en el infrarrojo tomen importancia pues a partir de ello se puede caracterizar, no sólo cada sistema estrella-*bow shock*, sino también el medio interestelar y el polvo.

Con respecto a ésto último, está en nuestros planes construir distribuciones espectrales de energía en la banda infrarroja, y comparar lo obtenido con modelos de emisión de polvo. En los casos en los que la cantidad de datos disponibles no sea la suficiente, se pueden construir índices de color.

Los catálogos de *bow shocks* aportan información muy útil a los modelos que se realizan sobre ellos. Se pueden comparar los resultados de las simulaciones o resoluciones exactas con los obtenidos observacionalmente (tamaños, tasas de pérdida de masa, vientos estelares, proyección en el cielo, etc.).

También pueden estudiarse, a partir de la detección de *bow shocks*, las estrellas que los generan. Las estrellas *runaway* pueden provenir de sistemas estelares, con lo cual se puede estudiar el origen cinemático de ellas, e incluso estimar edades, tanto estelares como de los cúmulos o asociaciones. Otros objetos que pueden hallarse gracias a observar *bow shocks*, son pulsares o remanentes de supernova que se hayan generado en sistemas binarios donde las estrellas *runaway* se alojaron. Mediante el estudio de *bow shocks*, hemos hallado el segundo de estos objetos asociados a una HMXB.

Planeamos continuar con el estudio y caracterización de la emisión en radio de los *bow shocks*. En el caso específico de BD +43° 3654, contamos con observaciones a 610 MHz, que en mapas preliminares muestran emisión similar a la de 1.4 y 4.8 GHz de VLA (trabajo en proceso, colaboradores ingleses, Universidad de Birmingham).

Con respecto a la protoestrella IRAS 16547-4247, continuaremos el estudio e intentaremos construir mapas de índice espectral entre la frecuencia observada (610 MHz) y los datos a 1.4 GHz tomados con ATCA, para poder estudiar con mayor profundidad la emisión no térmica, y aportar nuevos datos que puedan ser utilizados en los modelos radiativos no térmicos. Estimamos también que podemos construir la distribución espectral en radioondas y quizás calcular el punto de *turn-over* en la curva. Planeamos nuevas observaciones, con el objetivo de detectar polarización, como se logró para el caso de la base de los *jets* de IRAS 18642-2048.

Respecto a este último sistema, hemos aportado el estudio de la emisión en X para HH 80, y llegamos a la conclusión de que podría ser generada por emisión sincrotrón. Si se realizan observaciones más profundas en *Chandra*, que posee mayor resolución que XMM-*Newton*, podría resolverse con detalle la morfología que poseen las dos fuentes observadas, la de rayos X blandos y duros. También se podría analizar variación temporal de flujo, de existir, y movimientos propios, y compararlos a los obtenidos en radio previamente.

Investigar este tipo de fuentes no es tarea sencilla, no sólo por la alta complejidad de los sistemas protoestelares, sino también porque las estrellas de gran masa son más difíciles de detectar pues viven menos. Es fundamental aprovechar el conocimiento que se tiene respecto a los dos sistemas estudiados, para relacionar lo observado en todo el espectro y poder encontrar una conexión física entre las distintas componentes del sistema. Es importante estudiarlas no sólo por la emisión que generan, sino también para poder compararlas con las estrellas de baja masa.

Finalmente, el sistema más complejo estudiado es el de RCW 49 y Westerlund 2. En él pudimos ver claramente las diferencias de resolución de los distintos instrumentos que detectaron emisión en la zona. Por ejemplo, dentro de la fuente HESS se hallaron dos fuentes *Fermi*, y un pulsar.

Los resultados hallados aportaron información, pero es un sistema que posee una rica fenomenología y una gran cantidad de fuentes, que lo vuelve sumamente atractivo para estudiar desde varios enfoques.

Observaciones recientes en infrarrojo (*Herschel*) poseen resoluciones del orden del segundo de arco, comparables a las obtenidas con ATCA. Nuestra idea a futuro es

estudiar la correlación entre la emisión detectada en infrarrojo y radio. Una imagen producida con los datos de radio de ATCA y los infrarrojos de *Spitzer* ya nos dejó vislumbrar un poco de la relación que hay entre ambas emisiones. También existe la posibilidad de observar líneas de recombinación en radio, que pueden aportar información cinemática sobre la región. Por último, los tres *bow shocks* que se observaron con *Spitzer* en la zona, se han detectado con ATCA, lo que nos lleva a estudiarlos en radioondas, y ésto nos lleva al principio.

En resumen, las fuentes analizadas permanecen siendo objetos de estudio en lo que respecta a emisión en altas energías. Los *bow shocks* han sido detectados hasta los rayos X, los objetos HH también, y las regiones de formación estelar incluso en γ .

Los estudios multifrecuencia son los que mayor información aportan para poder caracterizar los sistemas desde varios puntos de vista y así generar modelos de emisión multibanda lo más realistas posibles.

A título personal, y más allá de los conceptos astrofísicos expuestos en la Tesis.

En esta Tesis de Doctorado estudiamos algunas fuentes que podrían explicar objetos que emiten fotones de altas energías de los cuales no se conocen sus contrapartes en otras longitudes de onda. Durante mi Tesis Doctoral, si bien aprendí mucho y descubrí otro tanto, también encontré muchos interrogantes, que dan pie a nuevas investigaciones.

El método científico es la respuesta a muchos cuestionamientos, pero a la vez que sacia nuestras dudas nos permite seguir alimentando nuestra curiosidad y búsqueda de nuevas respuestas, que una vez más, generarán nuevos interrogantes.

Es una 'historia sin fin'.



A — Radiointerferometría

A.1 Definiciones básicas

Consideremos un campo de radiación electromagnética generado por una fuente emisora contenida en un cierto volumen del espacio (figura A.1). La energía dE_ν que atraviesa un elemento de área dA durante un intervalo de tiempo dt , en un intervalo de frecuencia entre ν y $\nu + d\nu$, y cuya dirección forma un ángulo θ con la normal, es proporcional a

$$dE_\nu \propto \cos\theta dA d\Omega dt d\nu \quad (\text{A.1})$$

siendo $d\Omega$ el ángulo sólido subtendido por el área dA . Llamaremos a la constante de proporcionalidad intensidad específica I_ν

$$I_\nu = \frac{dE_\nu}{\cos\theta dA d\Omega dt d\nu}, \quad (\text{A.2})$$

$$[I_\nu] = \text{erg cm}^{-2} \text{ ster}^{-1} \text{ Hz}^{-1} \text{ s}^{-1}.$$

El problema fundamental de la radioastronomía es determinar esta intensidad específica como función de la frecuencia, la posición en el cielo, el tiempo, y el estado de polarización $I_\nu^{\text{POL}}(\alpha, \delta, t)$. En ausencia de emisión o absorción, la intensidad se conserva a lo largo del camino que recorre el rayo luminoso y no depende de la distancia.

Llamaremos densidad de flujo S_ν de una radiofuente a la energía recibida de la misma por unidad de área, frecuencia, y tiempo. Integrando la ecuación A.2 en el ángulo sólido que subtiende la fuente, se obtiene

$$S_\nu = \int_{\Omega_s} I_\nu \cos\theta d\Omega, \quad (\text{A.3})$$

$$[S_\nu] = \text{erg cm}^{-2} \text{ Hz}^{-1} \text{ s}^{-1}. \text{ Si la fuente no es extendida, } \cos\theta \sim 1, \text{ entonces}$$

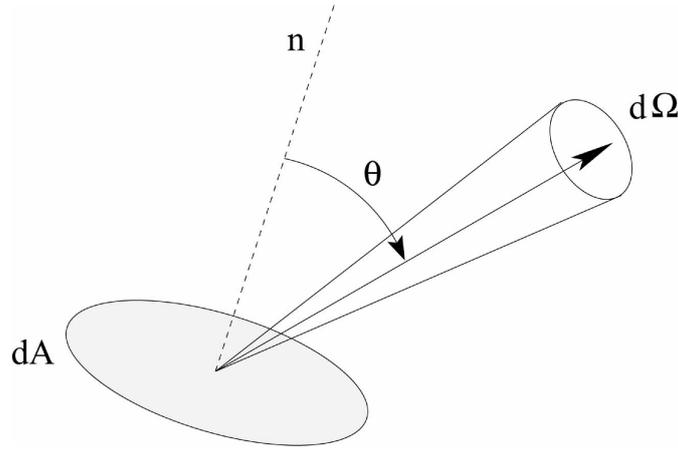


Figura A.1. Esquema de radiación. La energía dE_ν atraviesa el elemento de área dA . La fuente emisora subtende un ángulo sólido $d\Omega$ y n es la dirección normal al área.

$$S_\nu = \int_{\Omega_s} I_\nu d\Omega \quad (\text{A.4})$$

Este valor nos da una idea del brillo aparente de la radio fuente. La unidad usual en radioastronomía es el Jansky, y vale

$$1\text{Jy} = 10^{-26} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1} = 10^{-23} \text{ erg s}^{-1} \text{ Hz}^{-1}. \quad (\text{A.5})$$

La densidad de flujo sí depende de la distancia a la fuente, pues el ángulo sólido que subtende cualquier astro es proporcional al inverso del cuadrado de la distancia. La densidad de energía u_ν por unidad de ángulo sólido se define como

$$u_\nu(\Omega) = \frac{1}{c} I_\nu, \quad (\text{A.6})$$

y la densidad total de energía se obtiene integrando en el ángulo sólido

$$u_\nu = \int_{4\pi} u_\nu(\Omega) d\Omega = \frac{1}{c} \int_{4\pi} I_\nu d\Omega. \quad (\text{A.7})$$

Si la fuente se comporta como un cuerpo negro a temperatura T , la intensidad específica está dada por

$$I_\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\exp(h\nu/kT) - 1}, \quad (\text{A.8})$$

donde $h = 6,6261 \times 10^{-27} \text{ erg s}^{-1}$ es la constante de Planck y $k = 1,3807 \times 10^{-16} \text{ erg K}^{-1}$ es la constante de Boltzmann. Si utilizamos la aproximación de Rayleigh-Jeans, la cual es válida para $h\nu/kT \ll 1$ que se cumple en el rango de radio, podemos desarrollar el exponencial, y queda

$$I_\nu \sim \frac{2k\nu^2}{c^2} T. \quad (\text{A.9})$$

La temperatura de brillo T_B es la temperatura necesaria para expresar la intensidad si la fuente se aproxima a un cuerpo negro.

$$T_B = \frac{c^2}{2k\nu^2} I_\nu \quad (\text{A.10})$$

$$= \frac{\lambda^2}{2k} I_\nu \quad (\text{A.11})$$

Si el emisor se comporta como un cuerpo negro, la temperatura del sistema físico coincidirá con la de brillo. En el caso contrario, la temperatura de brillo no representa la temperatura real del cuerpo celeste. Además, como se ve en la expresión anterior, depende de la frecuencia.

La densidad de flujo dada por la ecuación A.4 puede ser expresada en función de la temperatura de brillo utilizando A.9

$$S_\nu = \frac{2k\nu^2}{c^2} \int_{\Omega_s} T_B d\Omega \quad (\text{A.12})$$

$$= \frac{2k\nu^2}{c^2} \langle T_B \rangle \Omega_s, \quad (\text{A.13})$$

$\langle T_B \rangle$ es la temperatura de brillo promedio que representa a la fuente.

A.2 Radiotelescopio de disco simple

Una antena es un dispositivo que capta una onda electromagnética que se propaga libremente en el espacio. Si la onda es luego introducida en una guía de ondas y conducida a un receptor, detectada y registrada, el sistema completo constituye un radio telescopio de disco simple.

Ley de Nyquist. Consideremos una resistencia conectada a una línea de transmisión de longitud L en equilibrio termodinámico con un campo de radiación a temperatura T . Los electrones agitados térmicamente producen una diferencia de potencial V medible cuyo valor medio temporal $\langle V \rangle$ es nulo, pero con desviación $\langle V \rangle^2$ no nula. Es decir, la resistencia disipará por efecto Joule una cierta potencia.

Calculando la densidad espectral de energía en la línea de transmisión de longitud L (con longitud de onda λ) dentro de una banda $\Delta\nu$ y asociándole un flujo de energía en el intervalo de tiempo $\Delta t = L/v$ (v es la velocidad de los fotones en la línea), obtenemos la potencia espectral resultante

$$W = \frac{1}{2} \frac{\Delta\epsilon}{\Delta t} \quad (\text{A.14})$$

$$= \frac{h\nu\Delta\nu}{\exp(h\nu/kT) - 1} \quad (\text{A.15})$$

$$\sim kT\Delta\nu. \quad (\text{A.16})$$

La aproximación utilizada es válida para $h\nu/kT \ll 1$.

La respuesta de una antena en función de la dirección en que reciba o transmita radiación es lo que se suele llamar diagrama de antena (o de radiación) $P_n(\theta, \phi)$. Es una función normalizada y los ángulos (θ, ϕ) están definidos en un sistema de coordenadas polares centrado en la antena.

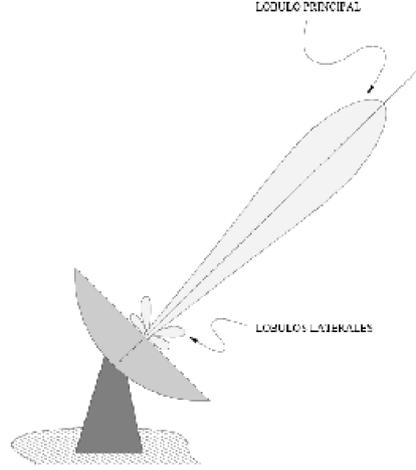


Figura A.2. Esquema del lóbulo principal y de los lóbulos laterales de una radioantena.

Se define el lóbulo o haz principal (generalmente en $\theta \sim 0$) en el máximo de P_n ($P_n = 1$). Existe una zona de respuesta menos intensa, pero no nula, donde se hallan los lóbulos laterales o secundarios.

Se llama área efectiva a A_e al área colectora total que ofrece la antena en la dirección del haz principal: $A_e(\theta, \phi) = A_e P(\theta, \phi)$.

La potencia recibida se puede hallar a partir de la definición de intensidad específica (A.2)

$$dW_\nu = I_\nu \cos \theta dA d\Omega d\nu \quad (\text{A.17})$$

$$dW_\nu = \frac{1}{2} A_e(\theta, \phi) I_\nu(\theta, \phi) d\Omega d\nu. \quad (\text{A.18})$$

El factor $1/2$ se debe a que la antena es sensible sólo a una de las dos polarizaciones ortogonales en que se puede descomponer la radiación polarizada. Para obtener la potencia total que recibe la antena integramos en todas las direcciones y frecuencias

$$W = \frac{1}{2} \int d\nu \int_{4\pi} A_e(\theta, \phi) I_\nu(\theta, \phi) d\Omega \quad (\text{A.19})$$

$$\sim \frac{1}{2} \left[\int_{4\pi} A_e(\theta, \phi) I_\nu(\theta, \phi) d\Omega \right] \Delta\nu. \quad (\text{A.20})$$

Llamaremos eficiencia de apertura η_A al cociente entre el área efectiva de la antena y el área geométrica real (A_g)

$$\eta_A = A_e/A_g. \quad (\text{A.21})$$

El área colectora en general no coincide con el área geométrica de la antena, por lo cual $\eta_A < 1$.

El diagrama de antena es, en forma aproximada, simétrico respecto al ángulo ϕ . Es por ello que resulta ser sólo función de θ . Puede ser calculado de manera rigurosa aunque en la práctica, en muchos casos, se lo puede aproximar por una función gaussiana. Se define θ_{HPBW} como el ancho del haz a potencia mitad tal que $P(\theta_{\text{HPBW}}) = 1/2$ (HPBW: half power beam width). Tomamos la expresión gaussiana $P_n(\theta) = \exp(-\theta^2/2\sigma^2)$ e imponemos $P(\theta_{\text{HPBW}}) = 1/2$ y obtenemos

$$P_n(\theta) = \exp\left(-4\ln 2 \frac{\theta^2}{\theta_{\text{HPBW}}^2}\right). \quad (\text{A.22})$$

Se puede demostrar que la resolución angular θ de un radiotelescopio es proporcional a λ/D ; D es el diámetro de la antena y λ es la longitud de onda de observación: $\theta = \theta_{\text{HPBW}} \sim \lambda/D$.

Llamaremos ángulo sólido de antena Ω_A a la integral en todas las direcciones del diagrama de radiación

$$\Omega_A = \int_{4\pi} P_n(\theta, \phi) d\Omega. \quad (\text{A.23})$$

El ángulo sólido de haz principal de la antena se define de igual manera pero se integra sólo para el ángulo sólido que subtiende el haz principal sin tener en cuenta los lóbulos secundarios (figura A.2)

$$\Omega_M = \int_{\text{haz ppal}} P_n(\theta, \phi) d\Omega. \quad (\text{A.24})$$

Se verifica $\Omega_M \leq \Omega_A$.

Una antena que observa cierta región del cielo proporcionará una potencia en la terminación de su línea de transmisión. En lugar de hablar de potencia, se suele hablar de temperatura de antena como la temperatura de una resistencia que proporciona la misma potencia que la antena. De la ecuación A.14

$$W \sim kT_A \Delta\nu. \quad (\text{A.25})$$

La potencia vinculada a la temperatura de antena puede tener varias contribuciones: la del sistema (T_S), la del fondo (T_{BG}), la de la atmósfera (T_{ATM}), la de los lóbulos laterales (T_{LOB}), etc.

$$T_A = T_S + T_{BG} + T_{ATM} + T_{LOB} + \dots \quad (\text{A.26})$$

Se puede demostrar que

- si la fuente es pequeña, $T_A = T_B \Omega_S / \Omega_A$;
- si es moderadamente extensa, $T_A = T_B \Omega_S / \Omega_A$;
- y si es muy extensa, $T_A = T_B$

Y, en general, $T_A = P_n T_B$.

El receptor de un radiotelescopio es el que recibe la señal. Una de sus componentes es un amplificador. Éste aumenta la señal en un factor G (ganancia). En el caso de un receptor ideal, si entra una señal con potencia kT_A , la salida es GkT_a . En la práctica, es

$GkT_a + W_N$, donde el segundo término representa el ruido que introduce el receptor. Se puede definir la temperatura del ruido como

$$T_N = \frac{W_N}{Gk}. \quad (\text{A.27})$$

La temperatura del sistema es

$$T_S = T_A + T_N \quad (\text{A.28})$$

A partir de esta definición podemos introducir el concepto de sensibilidad. El flujo mínimo detectable que puede captar un radiotelescopio de disco simple es

$$\Delta S_{\min} = \frac{2k}{A_e} \Delta T_A \quad (\text{A.29})$$

donde

$$\Delta T_A = K_S \frac{T_S}{\sqrt{\Delta\nu\tau}} \quad (\text{A.30})$$

representa la sensibilidad del radiotelescopio en unidades de temperatura a la vez que relaciona T_A y T_S . K_S es un parámetro que depende de cada instrumento, y τ es el tiempo de observación en segundos.

A.3 Arreglos de antenas: interferómetros

Un radiointerferómetro consiste en un conjunto de radioantenas (dos como mínimo) que se combinan para observar una misma radiofuente del cielo. Se los suele llamar arreglos de telescopios (*arrays*, en inglés).

Por cada par de antenas, las señales que llegan a cada una de las antenas del par se correlacionan entre sí; ésto resulta equivalente a una señal recibida en una antena del tamaño de la separación del par. La resolución angular del arreglo es inversamente proporcional a la mayor distancia entre 2 antenas del arreglo

$$\theta_{\text{HPBW}} \sim \lambda/D_{\max} \quad (\text{A.31})$$

$$D_{\max} = \max(D_{ij}), \quad (\text{A.32})$$

siendo D_{ij} la distancia entre la antena i y la antena j . Así, se puede reproducir el equivalente a la señal de una antena de cierto diámetro sin necesidad de construirla. Las antenas se distribuyen sobre cierta superficie de la Tierra, pero limitaciones prácticas impiden que cubran toda la superficie que tendría una única antena de diámetro D_{\max} . Este problema puede solucionarse en parte aprovechando el hecho de que la Tierra rota, y así se puede cubrir un área mayor durante el tiempo de observación de la radiofuente.

Al observar una fuente el frente de onda proveniente de la misma llega a ambas antenas de un par en distintos instantes (figura A.3). El vector \vec{B} se define como línea de base, en un sistema de referencia cartesiano, con origen en una de las antenas, de coordenadas (u, v, w) .

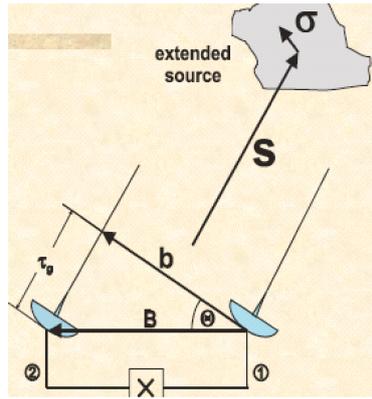


Figura A.3. Radiación electromagnética que llega a un par de antenas.

La señal que recibe cada antena pasa por el amplificador correspondiente y posteriormente es integrada con respecto al tiempo. La respuesta del correlador viene dada por

$$R(\tau) = |V| \cos \left[\frac{2\pi\nu_0}{c} \vec{B} \cdot \vec{s}_0 - \phi_V \right], \quad (\text{A.33})$$

donde ν_0 es la frecuencia media de observación, s_0 es la distancia a la fuente, y V es lo que se llama función de visibilidad. Esta función es una magnitud compleja, caracterizada por amplitud ($|V|$) y fase (ϕ_V)

$$V = |V| e^{i\phi_V} \quad (\text{A.34})$$

$$= \int_{\text{fuente}} P_n(\xi, \eta) I(\xi, \eta) e^{-i2\pi\nu_0 \vec{B} \cdot \vec{\sigma} / c} d\Omega. \quad (\text{A.35})$$

En la fórmula anterior, las coordenadas ξ y η están definidas en un sistema de coordenadas cartesiano ubicado sobre el plano del cielo, centrado en la fuente (figura A.4). El vector $\vec{\sigma}$ tiene origen en este sistema, y recorre punto a punto la fuente.

Los vectores \vec{B} y $\vec{\sigma}$ están definidos por

$$\vec{B} = \lambda \begin{pmatrix} u \\ v \\ w \end{pmatrix}, \quad \vec{\sigma} = \begin{pmatrix} \xi \\ \eta \\ \zeta \end{pmatrix} \quad \text{siendo} \quad \zeta = \sqrt{1 - \xi^2 - \eta^2} - 1.$$

Utilizando algunas aproximaciones, V queda

$$V(u, v) = \int_{-\infty}^{+\infty} \int_{-\infty}^{+\infty} P_n(\xi, \eta) I(\xi, \eta) e^{-i2\pi(u\xi + v\eta)} d\xi d\eta. \quad (\text{A.36})$$

V resulta ser la transformada de Fourier de la intensidad I . Esto quiere decir que al medir R obtenemos datos sobre la función V y, a partir de ella, encontramos la intensidad o brillo de la fuente, I . Una vez que se midió la visibilidad podemos aplicar la antitransformada de Fourier y obtenemos el brillo multiplicado por el diagrama de antena

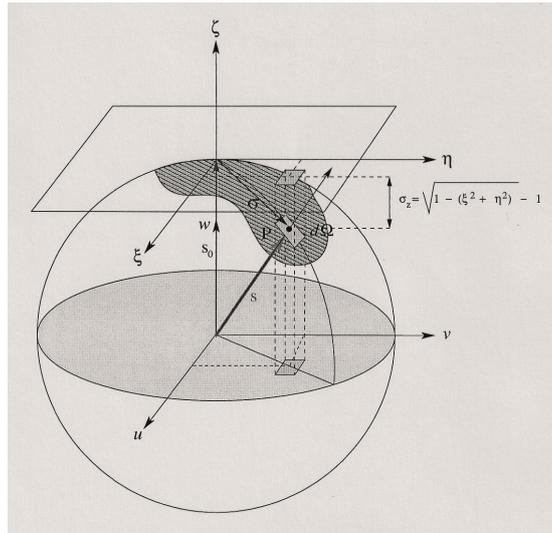


Figura A.4. Sistemas de coordenadas relacionados a la fuente e interferómetro, respectivamente.

$$P_n(\xi, \eta) I(\xi, \eta) = \int_{-\infty}^{+\infty} \int_{-\infty}^{+\infty} V(u, v) e^{i2\pi(u\xi + v\eta)} du dv. \quad (\text{A.37})$$

Podemos ver en la ecuación A.36 que el miembro derecho depende de u, v y el izquierdo de ξ, η . A medida que la Tierra rota, las componentes del vector línea de base variarán y el interferómetro medirá distintos valores de la transformada de Fourier de la distribución de brillo sobre el plano uv . El cubrimiento será más completo cuantos más pares de antenas con diferentes líneas de base utilizemos (dadas N antenas, se obtienen $N(N-1)/2$ líneas de base distintas). El sistema registra los valores de V y los parámetros asociados, en lo que se denomina archivo de datos crudos.

La trayectoria de B en el plano del cielo varía a medida que la Tierra rota. Podemos encontrar la misma para V en el plano uv .

En la figura A.5 podemos ver dos tramos de dos elipses distintas que representan el muestreo de puntos para V en el plano uv por un dado par de antenas. Se da esa simetría debido a la forma en que la función está definida: $V(u, v) = V(-u, -v)$.

La visibilidad en los puntos muestreados puede escribirse como

$$V_{\text{obs}}(u, v) = V(u, v) W(u, v) \quad (\text{A.38})$$

donde W es una función de muestreo o recubrimiento que vale 1 en los puntos donde ha sido medida V y cero para los puntos donde no ha sido obtenida. Si llamamos $D^B(\xi, \eta)$ a la transformada de Fourier de $V_{\text{obs}}(u, v)$, el producto de las transformadas se convierte en producto de convolución en el plano imagen

$$D^B(\xi, \eta) = I_\nu(\xi, \eta) P(\xi, \eta). \quad (\text{A.39})$$

$D(\xi, \eta)$ es el llamado mapa sucio (*dirty map*) y $P(\xi, \eta)$ haz sintetizado del interferómetro.

Para obtener la distribución de brillo de la fuente en el cielo se debe deconvolucionar la expresión A.39. Existen varios métodos o algoritmos para llevar esto a cabo. El más

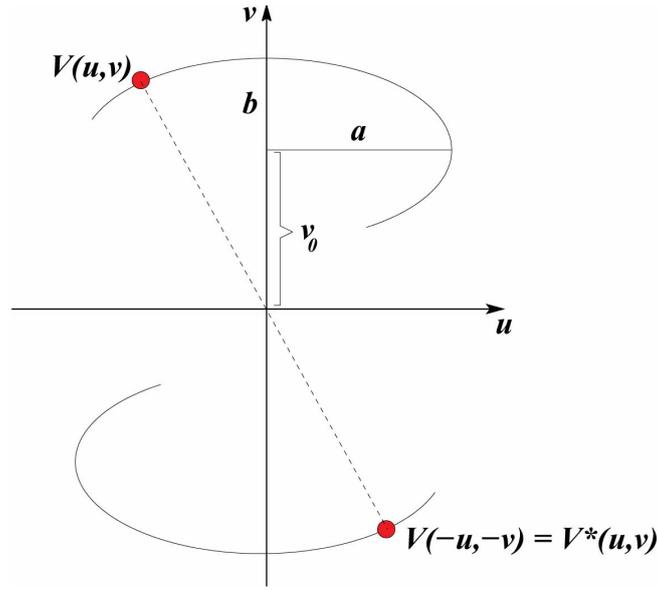


Figura A.5. Mediciones en el plano uv .

utilizado es el algoritmo CLEAN. Este algoritmo, como primer paso, toma el mapa sucio y busca el punto donde está el máximo de emisión, con intensidad C_i y coordenadas (ξ_i, η_i) , y supone que allí hay una fuente puntual con esa misma densidad de flujo y cuya contribución se distribuye de acuerdo con el haz sintetizado. Al mapa sucio se le resta la contribución

$$C_i P(\xi - \xi_i, \eta - \eta_i) \quad (\text{A.40})$$

y se guarda el mapa residual y los parámetros de la contribución. A continuación, en el mapa residual, se busca el nuevo máximo y se repite el procedimiento. El método es un proceso iterativo, el cual se corta según un mínimo ruido, o una cantidad de iteraciones.

Una vez que el proceso termina, el mapa residual sólo muestra emisión al nivel del ruido y se logra una descomposición del mapa sucio dada por

$$D^B(\xi, \eta) = \sum_{i=1}^{N_{it}} C_i P(\xi - \xi_i, \eta - \eta_i) + I_\nu^{\text{residual}}(\xi, \eta), \quad (\text{A.41})$$

con N_{it} : número de iteraciones. El resultado final es el conjunto de máximos o componentes limpias $C_i(\xi_i, \eta_i)$. El mapa de esas componentes se convoluciona con el llamado haz limpio $P_{\text{clean}}(\xi, \eta)$, que suele ser una gaussiana elíptica ajustada por mínimos cuadrados al lóbulo principal del haz sintetizado. El mapa que se obtiene finalmente es

$$I_\nu^{\text{clean}}(\xi, \eta) = \left(\sum_{i=1}^{N_{it}} C_i(\xi, \eta) \right) * P_{\text{clean}}(\xi, \eta) + I_\nu^{\text{residual}}(\xi, \eta) \quad (\text{A.42})$$

El término residual aditivo conserva en el mapa las propiedades de ruido que físicamente son inherentes a toda observación.

Puede demostrarse que el ruido de una imagen de datos interferométricos está dado por

$$\Delta S = \frac{K}{\text{sqr}t{\Delta\omega t N(N-1)n_f}} \text{mJy}, \quad (\text{A.43})$$

donde $\Delta\omega$ es el ancho de banda, t el tiempo de observación, n_f el número de frecuencias y N la cantidad de antenas. K es una constante del sistema, que depende de la banda.

Por otra parte, puede mostrarse que el campo de vista (*field of view*) de un interferómetro es equivalente al de una de sus antenas. Si la región a observar es mayor que un *field of view* deberá observarse más de uno y luego ensamblarlos. A esta técnica de observación se la llama mosaico.

A.4 Calibración y edición

Una vez obtenidas las observaciones tomadas con un radiointerferómetro, se las debe someter a calibración y edición (previo a la construcción de imágenes).

Se parte de un archivo que contiene los datos de las visibilidades para todas las fuentes observadas. Las fuentes son: la de interés, y distintas calibradoras. Según el interferómetro que se utilice se cuenta con listas de calibradores estandar.

Como primer paso, se analizan las visibilidades medidas por el interferómetro (datos crudos) en busca de datos malos¹. En general se deben eliminar datos malos (edición) y a veces se sabe con anticipación si las observaciones tuvieron problemas, con lo cual es más rápido y directo editar los datos. Luego, se separa el archivo en varios archivos, uno por cada fuente. En cada uno de ellos se guardan las visibilidades correspondientes a cada objeto.

A continuación, se aplican varias tareas sobre el calibrador de flujo que calcula la función pasabanda, es decir, la respuesta del instrumento para cada línea de base. El programa construye una tabla con las correcciones. Además, se aplican las mismas correcciones al calibrador de fase.

El calibrador de fase es elegido de modo que tenga fase nula. A este calibrador se le aplica un programa que encuentra las soluciones para la fase. El programa construye una tabla con las correcciones necesarias. Luego, al calibrador de fase se lo calibra en flujo.

Finalmente, se aplican las correcciones pasabanda, de flujo y de fase a la fuente a observar, obteniendo así un archivo con las visibilidades de la fuente, calibradas.

Una vez que se obtuvo la calibración se vuelven a analizar los datos de las calibradoras para ver si es necesario seguir editando datos malos. Por ejemplo, de la calibradora de flujo se conoce el comportamiento, por lo tanto si existe algún patrón anómalo en el flujo se puede volver a los datos y corregir. También se pueden hacer pruebas con la calibradora de fase, etc.

¹Estos datos son los que tienen errores significativos y no pueden ser corregidos.

B — Procesos radiativos no térmicos

En este Apéndice hacemos un repaso de los procesos radiativos no térmicos que son relevantes en los sistemas estudiados, principalmente en los *bow shocks* (Peri 2010, Tesis Lic.).

B.1 Partículas elementales

Las ideas actuales acerca de los elementos básicos que constituyen todas las cosas que hay en el Universo se encuentran unificadas en lo que se conoce como modelo estandar de partículas elementales. Según este modelo existen 12 partículas distintas que forman todas las cosas. Ellas están divididas en dos grupos: los quarks y los leptones.

Los 6 quarks que se conocen son llamados, up (u), down (d), strange (s), charm (c), bottom (b) y top (t). Los 6 leptones son, el electrón (e^-), el neutrino electrónico (ν_e), el muón (μ^-), el neutrino muónico (ν_μ), el tau (τ) y el neutrino tau (ν_τ).

Las partículas elementales tienen propiedades elementales. Éstas consisten en la capacidad de cambiar el estado de otras partículas, y se las suele llamar fuerzas elementales. Existen cuatro: gravedad, electromagnetismo, fuerza fuerte y fuerza débil.

No todas las partículas sienten todas las fuerzas. Los leptones no sufren interacciones fuertes y es por ello que no se combinan para formar otras partículas. Los quarks, en cambio, sienten la fuerza fuerte y pueden combinarse para formar otras partículas no elementales: los hadrones (bariones, mesones o antibariones).

El protón es un hadrón compuesto por tres quarks ($p \equiv uud$), por lo tanto, no es una partícula elemental. El electrón es una partícula elemental: un leptón.

Partículas y antipartículas pueden crearse y aniquilarse cumpliendo todas las leyes de conservación. El concepto de antipartícula surge de la relatividad especial a partir de la relación entre energía y momento: $E = \pm(m_0^2c^4 + c^2p^2)^{1/2}$. Por ejemplo, la antipartícula del electrón (e^-) es el positrón (e^+), y las de los neutrinos (ν), los antineutrinos ($\bar{\nu}$).

Las masas de las partículas elementales y antipartículas se suelen indicar en unidades de eV/c^2 , siendo c la velocidad de la luz en el vacío, y eV la unidad de energía conocida

como electrovoltio¹.

B.2 Distribución de partículas relativistas

A partir de un espectro de fotones con índice espectral no térmico de α_R en longitudes de onda de radio, proveniente del proceso sincrotrón, se pueden estimar las distribuciones espectrales de energía para otros procesos no térmicos. Para poder calcular estas distribuciones sobre todo el espectro electromagnético, es necesario conocer la distribución de partículas relativistas. La densidad de fotones por unidad de energía y de volumen viene dada por

$$n_{\text{ph}}(E_{\text{ph}}) \propto E_{\text{ph}}^{-p} \exp(-E_{\text{ph}}/E_{\text{max,ph}}), \quad (\text{B.1})$$

con $[n_{\text{ph}}(E_{\text{ph}})] = \text{erg}^{-1} \text{cm}^{-3}$. Supusimos que estos fotones son el resultado de radiación sincrotrón debida a la presencia de electrones relativistas y un campo magnético. La distribución de electrones que genera este tipo de emisión es también una ley de potencias con un índice espectral $p = 2\alpha + 1$, deducible de las observaciones².

$$n_e(E_e) = K_e E_e^{-p} \exp(-E_e/E_{\text{max,e}}) \quad (\text{B.2})$$

$$p = 2\alpha + 1 = 1,6 \quad (\text{B.3})$$

donde $[n_e(E)] = \text{erg}^{-1} \text{cm}^{-3}$. La siguiente expresión vincula el flujo sincrotrón con el campo magnético y la constante de normalización de la distribución de partículas (Ginzburg y Syrovatskii, 1964)

$$S_\nu = 1,35 \times 10^{-22} a_p(p) \frac{KVB^{(p+1)/2}}{d^2} \left(\frac{6 \cdot 26 \times 10^{18}}{\nu} \right)^{(p-1)/2}, \quad (\text{B.4})$$

siendo, S_ν : flujo medio a la frecuencia ν , ν : frecuencia de observación, $a_p(p)$: constante dada según el valor de p , K : constante de normalización de la distribución de partículas, V : volumen de la fuente, B : campo magnético, d : distancia a la fuente³.

Los protones, al igual que los electrones, siguen una distribución energética tipo ley de potencia aunque con diferentes constantes involucradas

$$n_p(E_p) = K_p E_p^{-p} \exp(-E_p/E_{\text{max,p}}) \quad (\text{B.5})$$

$$p = 2,2. \quad (\text{B.6})$$

El valor de p adoptado para los protones, como ejemplo, es el correspondiente a protones acelerados por medio del mecanismo de Fermi de primer orden (Drury 1983).

La densidad de energía no térmica de las partículas está dada por

$$u = \int_{E_{\text{min}}}^{E_{\text{max}}} E n(E) dE \text{ erg cm}^{-3}, \quad (\text{B.7})$$

¹ 1 eV = 1.6×10^{-19} J = 1.6×10^{-12} erg.

² Nótese que, por como hemos definido cada índice, queda: $\alpha = -\alpha_R$.

³ Las unidades de todos los parámetros están expresadas en el sistema cgs.

donde E es la energía ($[E] = \text{erg}$) y $n(E)$ el número de partículas por unidad de energía y volumen ($[n(E)] = \text{erg cm}^{-3}$).

Se tienen en cuenta tres poblaciones distintas que contribuyen a la densidad de energía: la de electrones primarios, la de protones y la de electrones secundarios (producidos a partir de las interacciones entre partículas primarias). Separamos entonces la densidad de energía en las siguientes componentes

$$u = u_{e_1} + u_p + u_{e_2}, \quad (\text{B.8})$$

donde u_{e_1} es la densidad de energía de los electrones primarios, u_p la de los protones y u_{e_2} la de los electrones secundarios. Las cantidades u_{e_1} y u_p se relacionan con el parámetro a de la siguiente manera:

$$u_p = a u_{e_1}. \quad (\text{B.9})$$

En general se suelen tener en cuenta distintos valores de a :

- densidad de energía debida únicamente a electrones primarios: $a = 0$ (al no considerar protones no se generan electrones secundarios).
- equipartición de energía entre electrones primarios y protones: $a = 1$.
- densidad de energía de los protones 100 veces la de los electrones primarios: $a = 100$ (esto es lo que se observa en los rayos cósmicos galácticos, Ginzburg y Syrovatskii, 1964).

La densidad de energía del campo magnético B está dada por $u_B = B^2/8\pi \text{ erg cm}^{-3}$.

En lo que sigue, hemos supuesto que la densidad de energía del campo magnético y la densidad de energía no térmica de las partículas son iguales

$$u_B = u \quad (\text{B.10})$$

$$\frac{B^2}{8\pi} = u_{e_1} + u_p + u_{e_2}. \quad (\text{B.11})$$

Con las expresiones B.4 y B.11 formamos un sistema de dos ecuaciones con dos incógnitas, B y K .

B.2.1 Procesos de aceleración

El mecanismo de Fermi de primer orden es el mecanismo difusivo de aceleración de partículas más eficiente en muchos sistemas astrofísicos, incluyendo los *bow shocks*. Este mecanismo actúa en presencia de ondas de choque y campos magnéticos (Longair, 2011).

Si existe una perturbación en cierto medio, que supera la velocidad del sonido en el medio, se produce una onda de choque. Esta onda genera una discontinuidad a partir de la cual varían los parámetros que caracterizan el medio y se divide al espacio en dos zonas: la no chocada (aquella que la onda de choque aún no atravesó) y la chocada (aquella por donde la onda de choque ya pasó). En ambas regiones se producen turbulencias magnéticas.

Las partículas cargadas presentes en la zona chocada y no chocada pueden atravesar el choque y volver una cierta cantidad de veces, efecto de las turbulencias magnéticas. Cada vez que una partícula experimenta el cruce y retorna, incrementa su velocidad y por lo tanto su energía. La expresión de esta ganancia en función de la energía está dada por

$$\frac{dE}{dt} = \eta e c B, \quad (\text{B.12})$$

siendo c es la velocidad de la luz, $e = 4,8 \times 10^{-10}$ statcoul es la carga del electrón, B el campo magnético y η la eficiencia del proceso. Puede demostrarse que en el límite de Bohm, donde el camino libre medio de una partícula es igual al giro-radio, η viene dada por

$$\eta = 2\pi \left(\frac{v_{\text{shock}}}{c} \right)^2 < 1$$

donde v_{shock} es la velocidad del frente de choque.

Si analizamos cuánta energía gana una partícula luego de cruzar n veces el choque y calculamos la probabilidad de que cruce y vuelva, podemos encontrar qué espectro resultante se observaría. Esto lleva naturalmente a una ley de potencias.

B.2.2 Procesos radiativos

Los procesos radiativos no térmicos son el producto de la interacción entre una distribución de partículas relativistas y un blanco, que bien puede ser materia, un campo de fotones o un campo magnético.

Introducimos a continuación el concepto de sección eficaz, de gran importancia en el contexto de interacciones:

$$dn_i = d\sigma_i (n_b^0 dV) (n_a v_a dt), \quad (\text{B.13})$$

n_b^0 es el número inicial de partículas que forman el blanco de volumen dV , n_a es el número de partículas incidentes. La constante de proporcionalidad $d\sigma_i$ es la sección eficaz diferencial que caracteriza el número de reacciones de tipo i que ocurren por unidad de tiempo, de volumen, de flujo incidente y de densidad en el blanco.

Definimos la sección eficaz total para la interacción i como la suma sobre todos los momentos de las partículas una vez que la interacción sucedió: σ_i ($[\sigma_i] = \text{cm}^2$)⁴.

El resultado de las interacciones es la producción de radiación, la cual puede contener una gran parte de fotones en el rango de altas energías. Si la intensidad de las partículas incidentes de tipo i es $I_i(E_i, \vec{r})$, y el blanco tiene densidad $n(\vec{r})$, la intensidad de radiación γ resultante será

$$I_\gamma(E_\gamma) = \int_{\vec{l}} \int_{E_\gamma}^{\infty} n(\vec{r}) \sigma(E_i, E_\gamma) I_i(E_i, \vec{r}) dE_i d\vec{r}; \quad (\text{B.14})$$

$\vec{l} = \vec{r}/r$ es un indicador de integración a lo largo de la línea de la visual. La emisividad de la fuente de rayos gamma es

$$q_\gamma(E_\gamma) = \int_{E_\gamma}^{\infty} n(\vec{r}) \sigma(E_i, E_\gamma) I_i(E_i, \vec{r}) dE_i; \quad (\text{B.15})$$

⁴La unidad usual para esta cantidad es el milibarn (mb), siendo 1 barn = 10^{-24} cm² y 1 mb = 10^{-27} cm².

$q_\gamma(E_\gamma)$ es la cantidad de fotones γ emitidos por unidad de energía de los fotones y por unidad de volumen.

Supongamos que en la zona de interés el medio es homogéneo. Al multiplicar la emisividad $q_\gamma(E_\gamma)$ por la energía E_γ y el volumen de la fuente es posible determinar la luminosidad $L_\gamma(E_\gamma)$ (en erg s^{-1}) para cada uno de los procesos radiativos de interés (Romero 2007, Vieyro 2009):

$$L_\gamma(E_\gamma) = \int_V q_\gamma(E_\gamma) d\vec{r} \quad (\text{B.16})$$

$$L_\gamma(E_\gamma) = q_\gamma(E_\gamma) V. \quad (\text{B.17})$$

Describimos a continuación los procesos radiativos relevantes en un sistema astrofísico que involucre a una estructura tipo *bow shock*.

- Radiación sincrotrón

Este tipo de radiación tiene su origen en el movimiento de una partícula cargada acelerada en presencia de un campo magnético B . El campo la hace describir una trayectoria helicoidal alrededor de sus líneas y a medida que se mueve, la partícula entrega energía al medio. Las pérdidas energéticas para un electrón debidas a este proceso son

$$\left. \frac{dE}{dt} \right|_{\text{SINCR}} = -\frac{4}{3} \sigma_T c \gamma^2 u_B \quad (\text{B.18})$$

$$\begin{aligned} \gamma &= E/m_e c^2 \\ m_e &= 9,10 \times 10^{-28} \text{ g} \\ c &= 2,99 \times 10^{10} \text{ cm/s} \\ \sigma_T &= 6,65 \times 10^{-25} \text{ cm}^2, \end{aligned}$$

σ_T es la sección eficaz de Thomson, m_e la masa en reposo del electrón y γ el factor de Lorentz de los electrones (Romero 2007).

- Radiación Compton inversa

Esta radiación se origina en la interacción de electrones relativistas con un campo de fotones menos energéticos, usualmente llamados fotones semilla.

Si los electrones tienen la suficiente energía como para que se produzcan pares electrón-positrón (e^\pm) a medida que se mueven en el campo de fotones, la energía que traían no se consume toda en la producción de radiación. Existe un valor crítico para la energía de los electrones que separa la sección eficaz del proceso Compton inverso en dos regímenes: el de Thomson (TH) y el de Klein-Nishina (KN). La expresión de las pérdidas energéticas de los electrones variará de un régimen a otro.

Introducimos el parámetro ξ para poder analizar a partir de qué valor de E_e cambia el régimen de sección eficaz

$$\xi = \frac{E_e E_{\text{ph}}}{(m_e c^2)^2}. \quad (\text{B.19})$$

Si $\xi < 1$ la sección eficaz puede ser aproximada por la de Thomson. Las pérdidas energéticas para un electrón en este régimen vienen dadas por

$$\left. \frac{dE}{dt} \right|_{\text{CI-TH}} = -\frac{4}{3} \sigma_T c \gamma^2 \omega_{ph}, \quad (\text{B.20})$$

donde ω_{ph} es la densidad de los fotones semilla ($[\omega_{ph}] = \text{erg cm}^{-3}$).

Si $\xi > 1$ la sección eficaz decrece abruptamente debido a efectos cuánticos (creación de pares) y toma la forma:

$$\sigma_{\text{KN}}(E_e, E_{\text{ph}}) = \frac{3}{8} \sigma_{\text{T}} \frac{m_e c^2}{\gamma E_{\text{ph}}} \ln \left[\left(\frac{2\gamma E_{\text{ph}}}{m_e c^2} \right) + \frac{1}{2} \right], \quad (\text{B.21})$$

siendo E_{ph} la energía de los fotones semilla. En este caso las pérdidas energéticas están dadas por

$$\frac{dE}{dt} \Big|_{\text{CI-KN}} = -\frac{3}{8} c \sigma_{\text{T}} \omega_{\text{ph}} \left(\frac{m_e c^2}{\langle E_{\text{ph}} \rangle} \right)^2 \ln \left(\frac{2\gamma \langle E_{\text{ph}} \rangle}{m_e c^2} + \frac{1}{2} \right). \quad (\text{B.22})$$

En la Figura B.1 se puede ver la sección eficaz en función de la energía.

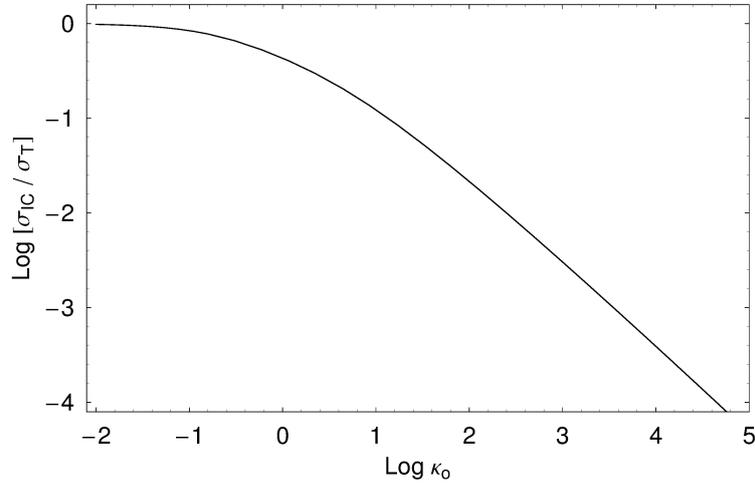


Figura B.1. Sección eficaz en función de la energía para el proceso Compton inverso. En el régimen de Thomson se mantiene constante y en el de Klein-Nishina cae abruptamente debido a la creación de pares e^{\pm} .

Existen parametrizaciones para la sección eficaz que se comportan de forma adecuada en todo el espectro. Un ejemplo es (Blumenthal y Gould 1970, Romero 2007):

$$\sigma_{\text{CI}}(x, E_{\text{ph}}, \gamma) = \frac{3}{4} \frac{\sigma_{\text{T}}}{E_{\text{ph}} \gamma^2} f(x), \quad (\text{B.23})$$

$$f(x) = \left[2 x \ln x + x + 1 - 2 x^2 + \frac{(4E_{\text{ph}} \gamma x)^2 (1-x)}{2(1+4E_{\text{ph}} \gamma x)} \right] P \left(\frac{1}{4\gamma^2}, 1, x \right), \quad (\text{B.24})$$

$$P = \begin{cases} 1 & \text{si } \frac{1}{4\gamma^2} \leq x \leq 1 \\ 0 & \text{si } \frac{1}{4\gamma^2} > x > 1, \end{cases}$$

$$x = \frac{E_{\gamma}}{4E_{\text{ph}} \gamma^2 (1 - E_{\gamma}/\gamma)}, \quad (\text{B.25})$$

E_{ph} y E_γ están en unidades de $m_e c^2$.

Han sido derivadas distintas expresiones para las pérdidas en todo el espectro, siendo la más exacta (Aharonian y Atoyan 1981, Romero 2007):

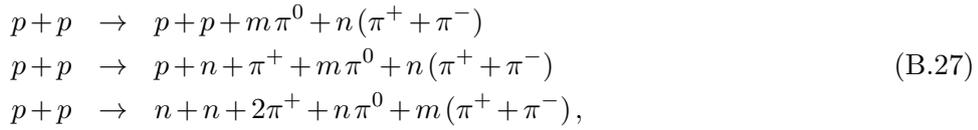
$$\frac{dE}{dt} = -\frac{3 \sigma_T c m_e c^2 n_{\text{ph}}}{4 E_{\text{ph}} b} \left[\left(6 + \frac{b}{2} + \frac{6}{b} \right) \ln(1+b) - \ln^2(1+b) - 2\text{Li}\left(\frac{1}{1+b}\right) - \frac{(11/12)b^3 + 8b^2 + 13b + 6}{(1+b)^2} \right], \quad (\text{B.26})$$

$$b = 4 E_{\text{ph}} E_e \text{ y } \text{Li}(x) = -\int_x^1 (1-y)^{-1} \ln(y) dy.$$

Para hallar la densidad de energía de los fotones semilla (E_{ph}) se deben tener en cuenta todas las contribuciones de distintos campos de fotones que interactúan con las partículas relativistas cargadas presentes en la región de aceleración. Por ejemplo: campo de fotones estelar, campo de fotones infrarrojos (mayormente debidos al polvo), fondo de microondas.

■ Radiación por decaimiento de piones

La interacción (en particular, colisión inelástica) entre dos protones genera la producción de piones además de kaones e hiperiones. Los piones luego decaen y producen fotones de altas energías y leptones. Las distintas reacciones posibles son



donde m y n son números enteros positivos que dependen de la energía del protón incidente.

Para el caso de protones relativistas, la probabilidad de creación de piones de las tres especies es casi la misma. El umbral de energía cinética de los protones para la creación de piones es

$$E_{\text{um}} \sim 2m_\pi c^2 \left(1 + \frac{m_\pi}{4m_p} \right) \sim 280 \text{ MeV},$$

siendo $m_\pi c^2 \sim 135 \text{ MeV}$ la masa en reposo del pión neutro.

La vida media de los piones neutros es $\bar{\tau} \sim (8,4 \pm 0,6) \times 10^{-17} \text{ s}$. Luego decaen (con una probabilidad de 98.8%) como

$$\pi^0 \rightarrow \gamma + \gamma. \quad (\text{B.28})$$

Los piones cargados, en cambio, tienen una vida media de $\bar{\tau} \sim 2,6 \times 10^{-8} \text{ s}$ y decaen (con una probabilidad de 99.99%) como

$$\pi^\pm \rightarrow \mu^\pm + \bar{\nu}_\mu(\nu_\mu). \quad (\text{B.29})$$

Al comparar estos tiempos de vida medios deducimos que el decaimiento de los piones neutros es el principal canal de producción de rayos gamma.

Para el caso de la interacción $p-p$ la expresión de las pérdidas es:

$$\frac{dE}{dt} = -4,5 \times 10^{-16} n_{\text{H}} \left[0,95 + 0,06 \ln\left(\frac{E}{1,1 m_p c^2}\right) \right] E, \quad (\text{B.30})$$

siendo n_H la densidad del medio (Romero 2007).

- Radiación por partículas secundarias
Los protones relativistas producen piones por medio de las interacciones descritas en la sección anterior. Los piones neutros decaen en rayos gamma y los piones cargados decaen en muones y neutrinos según

$$\begin{aligned}\pi^- &\rightarrow \mu^- + \bar{\nu}_\mu \\ \pi^+ &\rightarrow \mu^+ + \nu_\mu.\end{aligned}$$

Los muones tienen una vida media de $\tau_\mu = 2,2 \times 10^{-6}$ s, y luego decaen de la siguiente manera

$$\begin{aligned}\mu^- &\rightarrow e^- + \nu_\mu + \bar{\nu}_e \\ \mu^+ &\rightarrow e^+ + \bar{\nu}_\mu + \nu_e.\end{aligned}$$

Esto da lugar a leptones secundarios que experimentan los mismos procesos que los primarios: sincrotrón, Compton inverso y Bremsstrahlung relativista (Vieyro 2009).

B.2.3 Escape de las partículas

Las partículas relativistas presentes en la zona de aceleración pueden dejar de contribuir a la emisión. Cuando esto sucede se dice que las partículas escapan del sistema. Puede demostrarse que, en sistemas físicos como un *bow shock*, el escape se produce por procesos de convección y el escape por difusión puede despreciarse.

B.2.4 Distribuciones espectrales de energía

Para cada uno de los procesos radiativos tenidos en cuenta calculamos las distribuciones espectrales de energía esperadas. En lo que sigue hacemos una revisión de cómo obtener las expresiones analíticas para luego poder realizar los cálculos.

- Radiación sincrotrón

La distribución espectral $P_{\text{SINCR}}(E_e, E_\gamma)$ de fotones resultantes emitida por un electrón de energía E_e es

$$P_{\text{SINCR}}(E_e, E_\gamma) = \frac{\sqrt{3} e^3 B \sin \phi E_\gamma}{h m_e c^2 E_c} \int_{E_\gamma/E_c}^{\infty} K_{5/3}(\xi) d\xi. \quad (\text{B.31})$$

Se llama ϕ al ángulo entre el campo B y la velocidad v del electrón. $K_{5/3}(\xi)$ es la función de Bessel modificada de orden $5/3$. E_γ es la energía de los fotones gamma y E_e la energía del electrón que genera el espectro. La energía característica E_c está dada por

$$E_c = \frac{3}{4\pi} \frac{e h B \sin \alpha}{m_e c} \left(\frac{E_e}{m_e c^2} \right)^2. \quad (\text{B.32})$$

El espectro dado por $P_{\text{SINCR}}(E_e, E_\gamma)$ tiene un pico de emisión en $\bar{E}_\gamma \sim 0,29 E_c$, la energía media de los fotones emitidos (Figura B.2).

Si se utiliza la aproximación

$$F(x) = x \int_x^{\infty} K_{5/3}(\xi) d\xi \sim 1,85 x^{1/3} e^{-x} \quad (\text{B.33})$$

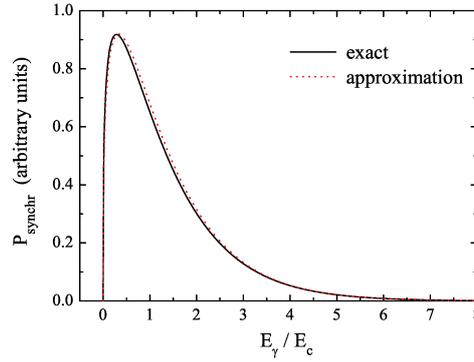


Figura B.2. Espectro de fotones generado por un electrón por medio de radiación sincrotrón. Existe un pico en $\bar{E}_\gamma \sim 0,29 E_c$, la energía media de los fotones emitidos.

en la expresión B.31, se obtiene la distribución espectral esperada en forma aproximada. En la Figura B.2 se encuentran graficadas dos curvas: la curva continua representa el resultado exacto, y la punteada el aproximado. Se puede concluir que utilizar la aproximación arroja un resultado muy próximo al exacto.

Si tomamos la Ecuación B.31 y la multiplicamos por la distribución de electrones $n_e(E_e)$ y luego la integramos para todas las energías, obtenemos el espectro (la expresión para la luminosidad)

$$L_\gamma(E_\gamma) = \frac{\sqrt{2}e^3 B}{h m_e c^2} \int_{E_{min}}^{E_{max}} dE_e n_e(E_e) \int_{E_\gamma/E_c}^{\infty} K_{5/3}(\xi) d\xi. \quad (\text{B.34})$$

Supusimos isotropía del campo magnético B , resultando $B \sin \phi = B\sqrt{2/3}$ (Vila y Aharonian 2008, Bosch-Ramon 2006).

- Radiación Compton inversa

La emisividad para este proceso está dada por la siguiente expresión

$$q_\gamma(E_\gamma) = m_e c^2 \int_{\frac{E_{min_e}}{m_e c^2}}^{\frac{E_{max_e}}{m_e c^2}} \int_{\frac{1}{4\gamma^2} \leq x \leq 1} E_\gamma n_{ph} c n_e(E_e) \frac{d\sigma(E_{ph}, \gamma)}{dE_\gamma} \frac{dE_e}{m_e c^2} dE_{ph}, \quad (\text{B.35})$$

donde E_γ es la energía de los fotones resultantes, E_{ph} la energía de los fotones semilla, n_{ph} el número de fotones semilla por unidad de volumen, n_e la distribución de electrones, E_e la energía de los electrones y γ el factor de Lorentz de los electrones. La sección eficaz puede expresarse como (Vila y Aharonian 2009, Bosch-Ramon 2006):

$$\frac{d\sigma(E_{ph}, \gamma)}{dE_\gamma} = \frac{3\sigma_T}{4E_{ph}\gamma^2} f(x), \quad (\text{B.36})$$

$$f(x) = \left[2 x \ln x + x + 1 - 2 x^2 + \frac{(4E_{ph}\gamma x)^2(1-x)}{2(1+4E_{ph}\gamma x)} \right] P\left(\frac{1}{4\gamma^2}, 1, x\right), \quad (\text{B.37})$$

$$P = \begin{cases} 1 & \text{si } \frac{1}{4\gamma^2} \leq x \leq 1 \\ 0 & \text{si } \frac{1}{4\gamma^2} > x > 1, \end{cases} \quad (\text{B.38})$$

$$x = \frac{E_\gamma}{4E_{\text{ph}}\gamma^2(1 - E_\gamma/\gamma)}. \quad (\text{B.39})$$

- Radiación Bremsstrahlung relativista

La expresión de la emisividad para este proceso es (Bosch-Ramon 2006):

$$q_\gamma(E_\gamma) = \int_{\frac{E_{\text{min}_e}}{m_e c^2}}^{\frac{E_{\text{max}_e}}{m_e c^2}} E_\gamma n_p c n_e(E_e) \frac{d\sigma(\gamma, E_\gamma)}{dE_\gamma} dE_e, \quad (\text{B.40})$$

donde E_γ es la energía de los fotones resultantes, n_p la densidad del medio, n_e la distribución de electrones, E_e la energía de los electrones y γ el factor de Lorentz de los electrones. La sección eficaz está dada por (Bosch-Ramon 2006):

$$\frac{d\sigma(\gamma, E_\gamma)}{dE_\gamma} = \frac{4\alpha Z^2 e^4}{E_\gamma (m_e c^2)^2} \phi(\gamma, E_\gamma), \quad (\text{B.41})$$

$$\phi(\gamma, E_\gamma) = \left[1 + \left(1 - \frac{E_\gamma}{\gamma} \right)^2 - \frac{2}{3} \left(1 - \frac{E_\gamma}{\gamma} \right) \right] \left[\ln \left(\frac{2\gamma(\gamma - E_\gamma)}{E_\gamma} \right) - \frac{1}{2} \right]. \quad (\text{B.42})$$

- Radiación por decaimiento de piones

La distribución de fotones gamma resultantes del decaimiento de un pión neutro de energía E_π tiene la forma

$$N_\gamma dE_\gamma = \frac{2}{\sqrt{E_\pi^2 - m_\pi^2 c^4}} dE_\gamma. \quad (\text{B.43})$$

Existe un pico para $E_\gamma = 0,5 m_\pi c^2 \sim 67,5$ MeV y el rango de energía posible para los fotones es

$$\frac{m_\pi c^2}{2} \sqrt{\frac{1 - \beta_\pi}{1 + \beta_\pi}} \leq E_\gamma \leq \frac{m_\pi c^2}{2} \sqrt{\frac{1 + \beta_\pi}{1 - \beta_\pi}}, \quad (\text{B.44})$$

donde $\beta_\pi = v_\pi/c$ y v_π es la velocidad del π^0 en el sistema de laboratorio. Se considera el pión decayendo tanto en reposo como en movimiento, es decir, se tienen en cuenta diferentes valores de $E_\pi = \sqrt{c^2 p_\pi^2 + m_\pi^2 c^4}$.

La emisividad gamma producida por piones neutros es

$$q(x, E_\gamma) = 2E_\gamma \int_{\frac{E_{\text{min}_\pi}}{m_\pi c^2}}^{\frac{E_{\text{max}_\pi}}{m_\pi c^2}} \frac{q_\pi(x, \gamma_\pi) dE_\pi}{\sqrt{\gamma_\pi^2 - 1} m_\pi c^2}, \quad (\text{B.45})$$

con $\gamma_\pi = E_\pi/m_\pi c^2$ el factor de Lorentz de los piones. Se cumple que

$$q_\pi(x, \gamma_\pi) = \frac{cn_H}{k_\pi} \sigma_{pp} \left(1 + \frac{\gamma_\pi m_\pi}{k_\pi m_p} \right) n_p(E_p) \left(x, 1 + \frac{\gamma_\pi m_\pi}{k_\pi m_p}, \Omega \right), \quad (\text{B.46})$$

$$\sigma_{pp}(\gamma_p) = 3 \times 10^{-26} \left[0,95 + 0,6 \ln \left(\frac{\gamma_p}{1,1} \right) \right], \quad (\text{B.47})$$

donde $\sigma_{pp}(\gamma_p)$ es la sección eficaz para el proceso $p-p$, γ_p el factor de Lorentz de los protones y $n_p(E_p)$ la distribución de protones (Bosch-Ramon 2006, Romero 2007).

B.2.5 Tiempos de enfriamiento

El tiempo de enfriamiento se define como

$$t_{\text{ENFR}} = \frac{E}{dE/dt}, \quad (\text{B.48})$$

donde dE/dt contiene la expresión correspondiente a las pérdidas de cada proceso, y $[t] = \text{s}$. Esta definición refleja la eficiencia de cada proceso: cuánta energía ganan o pierden las partículas por segundo. En el caso de las pérdidas, cuanto más chico es t , más eficiente es el proceso, pues enfría a las partículas más rápidamente.

Expresamos a continuación los tiempos de enfriamiento para todos los procesos radiativos en función de la energía. Para el caso de los electrones tendremos en cuenta radiación sincrotrón, Compton inversa y Bremsstrahlung relativista. Para el caso de los protones solamente el proceso de radiación por decaimiento de piones.

- Radiación Sincrotrón (Romero 2007):

$$t_{\text{SINCR}}(E) = - \frac{6\pi m^2 c^3}{\sigma_T B^2} \frac{1}{E}. \quad (\text{B.49})$$

- Radiación Compton inversa (Bosch-Ramon y Khangulyan, 2009):

$$t_{\text{CI}}(E) = - 6,1 \times 10^{12} \frac{E_{\text{ph}}}{\omega_{\text{ph}}} \frac{(1 + 8,3y)}{\ln(1 + 0,2y)} \frac{(1 + 1,3y^2)}{(1 + 0,5y + 1,3y^2)}, \quad (\text{B.50})$$

siendo $y = E_{\text{ph}} E_e / (m_e c^2)^2$. Esta expresión se comporta de forma adecuada para los regímenes de Thomson y Klein-Nishina.

- Radiación Bremsstrahlung relativista (Romero, 2007):

$$t_{\text{BR}}(E) = - \frac{1}{4 n_a Z^2 r_e^2 \alpha_F c [\ln(E/mc^2) + 0,36]}. \quad (\text{B.51})$$

- Radiación por decaimiento de piones (Bosch-Ramon 2006):

$$t_{p-p}(E) = E \left(- 4,5 \times 10^{-16} n_H \left[0,95 + 0,06 \ln \left(\frac{E}{1,1 m_p c^2} \right) \right] E \right)^{-1}. \quad (\text{B.52})$$

B.2.6 Tiempos característicos de aceleración y escape

En los procesos de aceleración y escape no se genera radiación por lo que no se pueden definir, en rigor, tiempos de enfriamiento. Sin embargo, definimos tiempos característicos tanto para el escape como para la aceleración de las partículas.

- Tiempo de aceleración (Romero 2007)

$$t_{AC}(E) = \frac{1}{\eta ecB} \frac{1}{E}. \quad (\text{B.53})$$

- Tiempo de escape

$$t_{ESC}(E) = \frac{s}{v/4}, \quad (\text{B.54})$$

donde s es el tamaño de la región de aceleración y v la velocidad del choque.

B.2.7 Energía de quiebre y máxima

La energía de quiebre (E_q) está relacionada con los procesos que dominan las pérdidas energéticas de las partículas en distintos intervalos de energía. El valor de la energía donde cambia el proceso dominante es el de quiebre.

Las partículas relativistas pierden energía por medio de los procesos radiativos, pero también pueden escapar de la zona de aceleración dejando de contribuir a la emisión. Para estimar el valor de la energía de quiebre, se grafican los tiempos de enfriamiento de los procesos radiativos y el tiempo característico de escape. A partir de ello se analiza cual de los procesos domina en distintos rangos de energía, o si domina uno solo en todo el rango estudiado. En los puntos donde cambia el proceso dominante, se igualan las expresiones analíticas que correspondan y se despeja el valor de la (o las) energía de quiebre (E_q). La distribución de partículas $n(E)$ resultará definida a trozos, si efectivamente existen quiebres.

La energía máxima de las partículas (E_{max}) puede estimarse bajo la siguiente hipótesis: la energía que pierden las partículas no puede superar aquella que obtuvieron al ser aceleradas. Para averiguarla, se igualan las pérdidas radiativas debidas al proceso dominante a energías altas, a las ganancias por aceleración (por mecanismo de Fermi de primer orden).

C — Publicaciones relacionadas a la Tesis

- Artículos publicados en revistas internacionales con referato.
 - *Detection of non-thermal emission from the bow shock of a massive runaway star.*
Benaglia P., Romero G. E., Martí J., Peri C. S. y Araudo A. T.
Astronomy and Astrophysics 517, L10, 2010.
 - *E-BOSS: an Extensive stellar BOw Shock Survey. I. Methods and first catalogue.*
Peri C. S., Benaglia P., Brookes D. P., Stevens I. R. e Isequilla N. L.
Astronomy and Astrophysics 538, A108, 2012.
 - *High resolution radio emission from RCW 49/Westerlund 2.*
Benaglia P., Koribalski B., Peri C. S. et al.
Astronomy and Astrophysics 559, A31, 2013.
 - *Evidence of non-thermal X-ray emission from HH 80.*
J. López-Santiago, C. S. Peri, R. Bonito et al.
The Astrophysical Journal Letters 776, L22, 2013.
 - *E-BOSS: An Extensive stellar BOw Shock Survey. II. Catalogue second release.*
Peri C. S., Benaglia P. e Isequilla N. L.
Astronomy and Astrophysics, en prensa. Enviado Julio 2014, aceptado Febrero 2015.
- Trabajos completos en libros y actas de circulación internacional y nacional.
 - *The environs of the massive runaway star BD+43° 3654.*

Peri C. S., Benaglia P., Romero G. E. y Martí J.
Rev. Mex. Astron. Astrof., Serie de Conferencias 38, 61-61, 2010.

- *Non-thermal radiation from a runaway massive star.*
Romero G. E., Benaglia P., Peri C. S., Martí J. y Araudo A. T.
Bulletin de la Société Royale des Sciences de Liège 80, p. 420-424, 2011.
- *Analysis of the spectral energy distribution from a runaway star bow shock.*
Romero G. E., Benaglia P., Peri C. S., Martí J. y Araudo A. T.
Rev. Mex. Astron. Astrof., Serie de Conferencias 40, 156-156, 2011.
- *Búsqueda de bow shocks estelares: primera versión del catálogo E-BOSS.*
Peri C. S., Benaglia P., Brookes D. P., Stevens, I. R. e Isequilla, N. L.
Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía 54, pag. 231-234, 2011.

Bibliografía y otros recursos

Libros

- Burke, B. F. y F. Graham-Smith (1997). *An introduction to radio astronomy*. Cambridge University Press, Cambridge, UK.
- Dyson, J. E. y D. A. Williams (1997). *The physics of the interstellar medium*. IOP Publishing, Institute of Physics, Bristol UK y Philadelphia USA.
- Ginzburg, V. L. y S. I. Syrovatskii (1964). *The Origin of Cosmic Rays*. Macmillan-Pergamon, New York, USA.
- Lamers, H. J. G. L. M. y J. P. Cassinelli (jun. de 1999). *Introduction to Stellar Winds*. Cambridge University Press, Cambridge, UK.
- Longair, M. S. (feb. de 2011). *High Energy Astrophysics*. Cambridge University Press, New York, USA.
- Rohlf, K. (1990). *Tools of Radio Astronomy*. Springer-Verlag, Berlín, GER.
- Romero, G. E. y J. M. Paredes (2011). *Introducción a la astrofísica relativista*. Universitat de Barcelona, Barcelona, ESP.
- Stahler, S. W. y F. Palla (2005). *The Formation of Stars*. WILEY-VCH Verlag GmbH & Co.KGaA, Weinheim, GER.

Tesis

- Araudo, A. T. (nov. de 2010). “*Non-thermal radiation associated with astrophysical shock waves*”. Tesis Doctoral, Universidad Nacional de La Plata.
- Carrasco-González, C. (jul. de 2010). “*High angular resolution study of the earliest stages of star formation*”. Tesis Doctoral, Universidad de Grenada.
- Ortega, M. E. (nov. de 2010). “*Supernovas y estrellas de alta masa: sus efectos sobre el medio interestelar*”. Tesis Doctoral, Universidad de Buenos Aires.
- Peri, C. S. (mar. de 2010). “*Estudio de la emisión electromagnética de una estrella de alta velocidad*”. Tesis de Licenciatura, Universidad Nacional de La Plata.
- Suad, L. A. (jul. de 2013). “*Catálogo de candidatas a supercáscaras de hidrógeno neutro en la parte externa de la Vía Láctea*”. Tesis Doctoral, Universidad Nacional de La Plata.

Vieyro, F. L. (2009). “*Radiación no-térmica en el entorno de agujeros negros acretantes*”. Tesis de Licenciatura, Universidad Nacional de La Plata.

Artículos

- Abdo, A. A. y col. (oct. de 2013). “The Second Fermi Large Area Telescope Catalog of Gamma-Ray Pulsars”. En: *The Astrophysical Journal, Supplement* 208, 17, pág. 17.
- Abramowski, A. y col. (ene. de 2011). “Revisiting the Westerlund 2 field with the HESS telescope array”. En: *Astronomy and Astrophysics* 525, A46, A46.
- Adams, F. C., C. J. Lada y F. H. Shu (ene. de 1987). “Spectral evolution of young stellar objects”. En: *The Astrophysical Journal* 312, págs. 788-806.
- Aharonian, F. y col. (jun. de 2007). “Detection of extended very-high-energy γ -ray emission towards the young stellar cluster Westerlund 2”. En: *Astronomy and Astrophysics* 467, págs. 1075-1080.
- Andre, P., D. Ward-Thompson y M. Barsony (mar. de 1993). “Submillimeter continuum observations of Rho Ophiuchi A - The candidate protostar VLA 1623 and prestellar clumps”. En: *The Astrophysical Journal* 406, págs. 122-141.
- André, P. y col. (dic. de 2013). “From Filamentary Networks to Dense Cores in Molecular Clouds: Toward a New Paradigm for Star Formation”. En: *ArXiv e-prints*.
- Ankay, A. y col. (abr. de 2001). “The origin of the runaway high-mass X-ray binary HD 153919/4U1700-37”. En: *Astronomy and Astrophysics* 370, págs. 170-175.
- Araudo, A. T. y col. (dic. de 2007). “Gamma-ray emission from massive young stellar objects”. En: *Astronomy and Astrophysics* 476, págs. 1289-1295.
- Arnal, E. M. y col. (ago. de 2011). “The structure and kinematics of the ISM around HD 192281”. En: *Astronomy and Astrophysics* 532, A9, A9.
- Ascenso, J. y col. (abr. de 2007). “Near-IR imaging of Galactic massive clusters: Westerlund 2”. En: *Astronomy and Astrophysics* 466, págs. 137-149.
- Baranov, V. B., K. V. Krasnobaev y A. G. Kulikovskii (mar. de 1971). “A Model of the Interaction of the Solar Wind with the Interstellar Medium”. En: *Soviet Physics Doklady* 15, pág. 791.
- Bednarek, W. (oct. de 2005). “GeV gamma-rays and TeV neutrinos from very massive compact binary systems: the case of WR 20a”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 363, págs. L46-L50.
- Bell, A. R. (feb. de 1978). “The acceleration of cosmic rays in shock fronts. II”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 182, págs. 443-455.
- Benaglia, P. (2012). “Energetics of nearby stellar bow shocks”. En: *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina* 55, págs. 43-47.
- Benaglia, P., B. Koribalski y col. (nov. de 2013). “High-resolution radio emission from RCW 49/Westerlund 2”. En: *Astronomy and Astrophysics* 559, A31, A31.
- Benaglia, P., G. E. Romero y col. (jul. de 2010). “Detection of nonthermal emission from the bow shock of a massive runaway star”. En: *Astronomy and Astrophysics* 517, L10, pág. L10.
- Benjamin, R. A. y col. (ago. de 2003). “GLIMPSE. I. An SIRTf Legacy Project to Map the Inner Galaxy”. En: *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 115, págs. 953-964.
- Bjerkeli, P. y col. (dic. de 2009). “Odin observations of water in molecular outflows and shocks”. En: *Astronomy and Astrophysics* 507, págs. 1455-466.
- Blaauw, A. (mayo de 1961). “On the origin of the O- and B-type stars with high velocities (the “run-away” stars), and some related problems”. En: *Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands* 15, pág. 265.

- Bonanos, A. Z. y col. (ago. de 2004). "WR 20a Is an Eclipsing Binary: Accurate Determination of Parameters for an Extremely Massive Wolf-Rayet System". En: *The Astrophysical Journal Letters* 611, págs. L33-L36.
- Bonito, R., S. Orlando, M. Miceli y col. (jul. de 2010). "Generation of radiative knots in a randomly pulsed protostellar jet. II. X-ray emission". En: *Astronomy and Astrophysics* 517, A68, A68.
- Bonito, R., S. Orlando, G. Peres y col. (feb. de 2010). "Generation of radiative knots in a randomly pulsed protostellar jet. I. Dynamics and energetics". En: *Astronomy and Astrophysics* 511, A42, A42.
- Bosch-Ramon, V. y col. (feb. de 2010). "Massive protostars as gamma-ray sources". En: *Astronomy and Astrophysics* 511, A8, A8.
- Bouy, H. y col. (sep. de 2009). "A deep look into the core of young clusters. II. λ -Orionis". En: *Astronomy and Astrophysics* 504, págs. 199-209.
- Brand, J. y L. Blitz (ago. de 1993). "The Velocity Field of the Outer Galaxy". En: *Astronomy and Astrophysics* 275, pág. 67.
- Bronfman, L. y col. (jun. de 2000). "The radial distribution of OB star formation in the Galaxy". En: *Astronomy and Astrophysics* 358, págs. 521-534.
- Brown, D. y D. J. Bomans (ago. de 2005). "To see or not to see a bow shock. Identifying bow shocks with H α allsky surveys". En: *Astronomy and Astrophysics* 439, págs. 183-194.
- Cappa, C. y col. (ene. de 2008). "The environs of the H II region Gum 31". En: *Astronomy and Astrophysics* 477, págs. 173-183.
- Carraro, G. y col. (jul. de 2013). "The distance to the young open cluster Westerlund 2". En: *Astronomy and Astrophysics* 555, A50, A50.
- Carrasco-González, C. y col. (nov. de 2010). "A Magnetized Jet from a Massive Protostar". En: *Science* 330, págs. 1209-.
- Caswell, J. L. y R. F. Haynes (ene. de 1987). "Southern H II regions - an extensive study of radio recombination line emission". En: *Astronomy and Astrophysics* 171, págs. 261-276.
- Churchwell, E. (2002). "Ultra-Compact HII Regions and Massive Star Formation". En: *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 40, págs. 27-62.
- Churchwell, E. y col. (mar. de 2009). "The Spitzer/GLIMPSE Surveys: A New View of the Milky Way". En: *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 121, págs. 213-230.
- Comerón, F. y L. Kaper (oct. de 1998). "Numerical simulations of wind bow shocks produced by runaway OB stars". En: *Astronomy and Astrophysics* 338, págs. 273-291.
- Comerón, F. y A. Pasquali (mayo de 2007). "A very massive runaway star from Cygnus OB2". En: *Astronomy and Astrophysics* 467, págs. L23-L27.
- Condon, J. J. y col. (mayo de 1998). "The NRAO VLA Sky Survey". En: *The Astronomical Journal* 115, págs. 1693-1716.
- Crowther, P. A. (sep. de 2007). "Physical Properties of Wolf-Rayet Stars". En: *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 45, págs. 177-219.
- Cruz-González, C. y col. (nov. de 1974). "A catalogue of galactic O stars and the ionization of the low density interstellar medium by runaway stars." En: *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica* 1, págs. 211-259.
- Dame, T. M. (ago. de 2007). "On the Distance and Molecular Environment of Westerlund 2 and HESS J1023-575". En: *The Astrophysical Journal Letters* 665, págs. L163-L166.
- Decin, L. y col. (dic. de 2012). "The enigmatic nature of the circumstellar envelope and bow shock surrounding Betelgeuse as revealed by Herschel. I. Evidence of clumps,

- multiple arcs, and a linear bar-like structure”. En: *Astronomy and Astrophysics* 548, A113, A113.
- del Valle, M. V. y G. E. Romero (jul. de 2012). “Non-thermal processes in bowshocks of runaway stars. Application to ζ Ophiuchi”. En: *Astronomy and Astrophysics* 543, A56, A56.
- del Valle, M. V., G. E. Romero y M. De Becker (feb. de 2013). “Is the bowshock of the runaway massive star HD 195592 a Fermi source?” En: *Astronomy and Astrophysics* 550, A112, A112.
- de Vries, C. P. y col. (jun. de 1984). “A C-12O ($J = 2 - 1$) survey of southern hemisphere dark clouds, reflection nebulae and Herbig-Haro type objects”. En: *Astronomy & Astrophysics, Supplement* 56, págs. 333-349.
- de Wit, W. J., L. Testi, F. Palla, L. Vanzani y col. (oct. de 2004). “The origin of massive O-type field stars. I. A search for clusters”. En: *Astronomy and Astrophysics* 425, págs. 937-948.
- de Wit, W. J., L. Testi, F. Palla y H. Zinnecker (jul. de 2005). “The origin of massive O-type field stars: II. Field O stars as runaways”. En: *Astronomy and Astrophysics* 437, págs. 247-255.
- Dgani, R., D. van Buren y A. Noriega-Crespo (abr. de 1996a). “Stability Analysis of Bow Shocks”. En: *The Astrophysical Journal* 461, pág. 927.
- (abr. de 1996b). “The Transverse Acceleration Instability for Bow Shocks in the Nonlinear Regime”. En: *The Astrophysical Journal* 461, pág. 372.
- Dormody, M. y Fermi-LAT Collaboration (dic. de 2009). “Discovery of a Young Gamma-ray Pulsar Associated with an Extended TeV Gamma-ray Source”. En: *arXiv e-prints*, 0912.3949.
- Drissen, L. y col. (nov. de 1995). “The Dense Galactic Starburst NGC 3603. I. HST/FOS Spectroscopy of Individual Stars in the Core and the source of Ionization and Kinetic Energy”. En: *The Astronomical Journal* 110, pág. 2235.
- Feigelson, E. D. y T. Montmerle (1999). “High-Energy Processes in Young Stellar Objects”. En: *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 37, págs. 363-408.
- Fernández-López, M., H. G. Arce y col. (ago. de 2014). “CARMA Large Area Star Formation Survey: Observational Analysis of Filaments in the Serpens South Molecular Cloud”. En: *The Astrophysical Journal Letters* 790, L19, pág. L19.
- Fernández-López, M., J. M. Girart, S. Curiel, Y. Gómez y col. (oct. de 2011). “A Rotating Molecular Disk Toward IRAS 18162-2048, the Exciting Source of HH 80-81”. En: *The Astronomical Journal* 142, 97, pág. 97.
- Fernández-López, M., J. M. Girart, S. Curiel, L. A. Zapata y col. (nov. de 2013). “Multiple Monopolar Outflows Driven by Massive Protostars in IRAS 18162-2048”. En: *The Astrophysical Journal* 778, 72, pág. 72.
- Fujii, M. S. y S. Portegies Zwart (dic. de 2011). “The Origin of OB Runaway Stars”. En: *Science* 334, págs. 1380-.
- Fujita, Y. y col. (dic. de 2009). “Suzaku Observation of Diffuse X-Ray Emission from the Open Cluster Westerlund 2: a Hypernova Remnant?” En: *Publications of the Astronomical Society of Japan* 61, págs. 1229-.
- Furukawa, N. y col. (mayo de 2009). “Molecular Clouds Toward RCW49 and Westerlund 2: Evidence for Cluster Formation Triggered by Cloud-Cloud Collision”. En: *The Astrophysical Journal Letters* 696, págs. L115-L119.
- Garay, G., K. J. Brooks y col. (abr. de 2003). “A Triple Radio Continuum Source Associated with IRAS 16547-4247: A Collimated Stellar Wind Emanating from a Massive Protostar”. En: *The Astrophysical Journal* 587, págs. 739-747.

- Garay, G., S. Faúndez y col. (jul. de 2004). “Discovery of Four New Massive and Dense Cold Cores”. En: *The Astrophysical Journal* 610, págs. 313-319.
- Gies, D. R. (jul. de 1987). “The kinematical and binary properties of association and field O stars”. En: *The Astrophysical Journal, Supplement* 64, págs. 545-563.
- Gies, D. R. y C. T. Bolton (jun. de 1986). “The binary frequency and origin of the OB runaway stars”. En: *The Astrophysical Journal, Supplement* 61, págs. 419-454.
- Girart, J. M., R. Estalella y P. T. P. Ho (mar. de 1998). “On the Nature of the Molecular Condensation Downstream from HH 80 North”. En: *The Astrophysical Journal Letters* 495, págs. L59-L62.
- Girart, J. M., L. F. Rodríguez y col. (nov. de 1994). “Ammonia downstream from HH 80 North”. En: *The Astrophysical Journal Letters* 435, págs. L145-L148.
- Goss, W. M. y P. A. Shaver (1970). “Galactic Radio Sources I: High Resolution 5000 MHz observations”. En: *Australian Journal of Physics Astrophysical Supplement* 14, pág. 1.
- Gull, T. R. y S. Sofia (jun. de 1979). “Discovery of two distorted interstellar bubbles”. En: *The Astrophysical Journal* 230, págs. 782-785.
- Gvaramadze, V. V. y D. J. Bomans (nov. de 2008). “Search for OB stars running away from young star clusters. I. NGC 6611”. En: *Astronomy and Astrophysics* 490, págs. 1071-1077.
- Gvaramadze, V. V., A. Y. Kniazev, A.-N. Chené y col. (mar. de 2013). “Two massive stars possibly ejected from NGC 3603 via a three-body encounter”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 430, págs. L20-L24.
- Gvaramadze, V. V., A. Y. Kniazev, P. Kroupa y col. (nov. de 2011). “Search for OB stars running away from young star clusters. II. The NGC 6357 star-forming region”. En: *Astronomy and Astrophysics* 535, A29, A29.
- Gvaramadze, V. V., A. S. Miroshnichenko y col. (ene. de 2014). “TYC 3159-6-1: a runaway blue supergiant”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 437, págs. 2761-2771.
- Gvaramadze, V. V., S. Röser y col. (mayo de 2011). “4U 1907+09: an HMXB running away from the Galactic plane”. En: *Astronomy and Astrophysics* 529, A14, A14.
- Gyulbudaghian, A. L., Y. I. Glushkov y E. K. Denisyuk (sep. de 1978). “New Herbig-Haro objects”. En: *The Astrophysical Journal Letters* 224, pág. L137.
- Hanson, M. M. (nov. de 2003). “A Study of Cygnus OB2: Pointing the Way toward Finding Our Galaxy’s Super-Star Clusters”. En: *The Astrophysical Journal* 597, págs. 957-969.
- Heathcote, S., B. Reipurth y A. C. Raga (oct. de 1998). “Structure, Excitation, and Kinematics of the Luminous Herbig-Haro Objects 80/81”. En: *The Astronomical Journal* 116, págs. 1940-1960.
- Heber, U. y col. (mayo de 2008). “The B-type giant HD 271791 in the Galactic halo. Linking run-away stars to hyper-velocity stars”. En: *Astronomy and Astrophysics* 483, págs. L21-L24.
- Hillenbrand, L. A. y L. W. Hartmann (ene. de 1998). “A Preliminary Study of the Orion Nebula Cluster Structure and Dynamics”. En: *The Astrophysical Journal* 492, págs. 540-553.
- Hinton, J. A. y W. Hofmann (sep. de 2009). “Teraelectronvolt Astronomy”. En: *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 47, págs. 523-565.
- Hoogerwerf, R., J. H. J. de Bruijne y P. T. de Zeeuw (dic. de 2000). “The Origin of Runaway Stars”. En: *The Astrophysical Journal Letters* 544, págs. L133-L136.

- Howarth, I. D. y col. (ene. de 1997). "Cross-correlation characteristics of OB stars from IUE spectroscopy". En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 284, págs. 265-285.
- Kaper, L. y col. (ene. de 1997). "Discovery of a Bow Shock around VELA X-1". En: *The Astrophysical Journal Letters* 475, pág. L37.
- Kharchenko, N. V. y col. (nov. de 2007). "Astrophysical supplements to the ASCC-2.5: Ia. Radial velocities of ~ 55000 stars and mean radial velocities of 516 Galactic open clusters and associations". En: *Astronomische Nachrichten* 328, pág. 889.
- Kobulnicky, H. A., I. J. Gilbert y D. C. Kiminki (feb. de 2010). "OB Stars and Stellar Bow shocks in Cygnus-X: A Novel Laboratory Estimating Stellar Mass Loss Rates". En: *The Astrophysical Journal* 710, págs. 549-566.
- Leonard, P. J. T. (jun. de 1990). "On the origin of the OB runaway stars". En: *Journal of the Royal Astronomical Society of Canada* 84, págs. 216-227.
- Liu, W. M. y col. (mayo de 2011). "Wide-field Infrared Survey Explorer Observations of Young Stellar Objects in the Western Circinus Molecular Cloud". En: *The Astrophysical Journal Letters* 733, L2, pág. L2.
- López-García, M. A. y col. (feb. de 2013). "A comprehensive study of NGC 2023 with XMM-Newton and Spitzer". En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 429, págs. 775-791.
- López-Santiago, J., M. Miceli y col. (sep. de 2012). "AE Aurigae: First Detection of Non-thermal X-Ray Emission from a Bow Shock Produced by a Runaway Star". En: *The Astrophysical Journal Letters* 757, L6, pág. L6.
- López-Santiago, J., C. S. Peri y col. (oct. de 2013). "Evidence of Non-thermal X-Ray Emission from HH 80". En: *The Astrophysical Journal Letters* 776, L22, pág. L22.
- Magnier, E. A. y col. (dic. de 1999). "Transitional YSOs: candidates from flat-spectrum IRAS sources". En: *Astronomy and Astrophysics* 352, págs. 228-238.
- Maíz-Apellániz, J. y col. (mar. de 2004). "A Galactic O Star Catalog". En: *The Astrophysical Journal, Supplement* 151, págs. 103-148.
- Martí, J., L. F. Rodríguez y B. Reipurth (oct. de 1993). "HH 80-81: A Highly Collimated Herbig-Haro Complex Powered by a Massive Young Star". En: *The Astrophysical Journal* 416, pág. 208.
- (jul. de 1998). "Proper Motions of the Inner Condensations in the HH 80-81 Thermal Radio Jet". En: *The Astrophysical Journal* 502, págs. 337-341.
- Mason, B. D. y col. (feb. de 1998). "ICCD speckle observations of binary stars. XIX - an astrometric/spectroscopic survey of O stars". En: *The Astronomical Journal* 115, pág. 821.
- Massey, P. y D. A. Hunter (ene. de 1998). "Star Formation in R136: A Cluster of O3 Stars Revealed by Hubble Space Telescope Spectroscopy". En: *The Astrophysical Journal* 493, págs. 180-194.
- Megier, A. y col. (nov. de 2009). "The interstellar Ca II distance scale". En: *Astronomy and Astrophysics* 507, págs. 833-840.
- Meyer, D. M.-A. y col. (nov. de 2014). "Models of the circumstellar medium of evolving, massive runaway stars moving through the Galactic plane". En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 444, págs. 2754-2775.
- Mitsuda, K. y col. (ene. de 2007). "The X-Ray Observatory Suzaku". En: *Publications of the Astronomical Society of Japan* 59, págs. 1-7.
- Moffat, A. F. J., S. V. Marchenko y col. (mar. de 1998). "Wolf-Rayet stars and O-star runaways with HIPPARCOS. I. Kinematics". En: *Astronomy and Astrophysics* 331, págs. 949-958.

- Moffat, A. F. J., M. M. Shara y M. Potter (ago. de 1991). "New Wolf-Rayet stars in Galactic open clusters - Sher 1 and the giant H II region core Westerlund 2". En: *The Astronomical Journal* 102, págs. 642-653.
- Moffat, A. F. J. y N. Vogt (abr. de 1975). "Southern open star clusters V. UBV-Hbeta photometry of 20 clusters in Carina." En: *Astronomy & Astrophysics, Supplement* 20, págs. 125-153.
- Munar-Adrover, P. y col. (nov. de 2013). "Studying the non-thermal lobes of IRAS 16547-4247 through a multi-wavelength approach". En: *Astronomy and Astrophysics* 559, A13, A13.
- Nazé, Y., G. Rauw y J. Manfroid (mayo de 2008). "Chandra monitoring of the very massive binary WR20a and the young massive cluster Westerlund 2". En: *Astronomy and Astrophysics* 483, págs. 171-182.
- Nolan, P. L. y col. (abr. de 2012). "Fermi Large Area Telescope Second Source Catalog". En: *The Astrophysical Journal, Supplement* 199, 31, pág. 31.
- Noriega-Crespo, A., D. van Buren y R. Dgani (feb. de 1997). "Bow Shocks Around Runaway Stars.III.The High Resolution Maps". En: *The Astronomical Journal* 113, págs. 780-786.
- Ohama, A. y col. (feb. de 2010). "Temperature and Density Distribution in the Molecular Gas Toward Westerlund 2: Further Evidence for Physical Association". En: *The Astrophysical Journal* 709, págs. 975-982.
- Panopoulou, G. V. y col. (nov. de 2014). "¹³CO filaments in the Taurus molecular cloud". En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 444, págs. 2507-2524.
- Peri, C. S., P. Benaglia y col. (feb. de 2012). "E-BOSS: an Extensive stellar BOW Shock Survey. I. Methods and first catalogue". En: *Astronomy and Astrophysics* 538, A108, A108.
- Piatti, A. E., E. Bica y J. J. Claria (feb. de 1998). "Fundamental parameters of the highly reddened young open clusters Westerlund 1 and 2". En: *Astronomy & Astrophysics, Supplement* 127, págs. 423-432.
- Pletsch, H. J. y col. (ene. de 2012). "Discovery of Nine Gamma-Ray Pulsars in Fermi Large Area Telescope Data Using a New Blind Search Method". En: *The Astrophysical Journal* 744, 105, pág. 105.
- Poveda, A., J. Ruiz y C. Allen (abr. de 1967). "Run-away Stars as the Result of the Gravitational Collapse of Proto-stellar Clusters". En: *Boletín de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya* 4, págs. 86-90.
- Povich, M. S. y col. (dic. de 2008). "Interstellar Weather Vanes: GLIMPSE Mid-Infrared Stellar Wind Bow Shocks in M17 and RCW 49". En: *The Astrophysical Journal* 689, págs. 242-248.
- Pravdo, S. H. y F. E. Marshall (sep. de 1981). "An X-ray active region in Orion - X-rays from a Herbig-Haro object". En: *The Astrophysical Journal* 248, págs. 591-595.
- Pravdo, S. H., Y. Tsuboi e Y. Maeda (abr. de 2004). "X-Rays from HH 80, HH 81, and the Central Region". En: *The Astrophysical Journal* 605, págs. 259-271.
- Pravdo, S. H., Y. Tsuboi, Y. Suzuki, T. J. Thompson y col. (ene. de 2009). "GGD 27: X-rays from a Massive Protostar with an Outflow". En: *The Astrophysical Journal* 690, págs. 850-861.
- Prinja, R. K., M. J. Barlow e I. D. Howarth (oct. de 1990). "Terminal velocities for a large sample of O stars, B supergiants, and Wolf-Rayet stars". En: *The Astrophysical Journal* 361, págs. 607-620.
- Raga, A. C., A. Noriega-Crespo y P. F. Velázquez (sep. de 2002). "The X-Ray Luminosities of Herbig-Haro Objects". En: *The Astrophysical Journal Letters* 576, págs. L149-L152.

- Rathborne, J. M., J. M. Jackson y R. Simon (abr. de 2006). "Infrared Dark Clouds: Precursors to Star Clusters". En: *The Astrophysical Journal* 641, págs. 389-405.
- Rauw, G., J. Manfroid y col. (mar. de 2007). "Early-type stars in the core of the young open cluster Westerlund 2". En: *Astronomy and Astrophysics* 463, págs. 981-991.
- Rauw, G., H. Sana e Y. Nazé (nov. de 2011). "A spectroscopic investigation of early-type stars in the young open cluster Westerlund 2". En: *Astronomy and Astrophysics* 535, A40, A40.
- Reipurth, B. y J. Bally (2001). "Herbig-Haro Flows: Probes of Early Stellar Evolution". En: *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 39, págs. 403-455.
- Roberts, M. S. (feb. de 1957). "The Numbers of Early-Type Stars in the Galaxy and Their Relation to Galactic Clusters and Associations". En: *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 69, pág. 59.
- Rodgers, A. W., C. T. Campbell y J. B. Whiteoak (1960). "A catalogue of H α -emission regions in the southern Milky Way". En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 121, pág. 103.
- Rodríguez, L. F., G. Garay y col. (jun. de 2005). "High Angular Resolution Observations of the Collimated Jet Source Associated with a Massive Protostar in IRAS 16547-4247". En: *The Astrophysical Journal* 626, págs. 953-958.
- Rodríguez, L. F., J. M. Moran, R. Franco-Hernández y col. (jun. de 2008). "The Collimated Jet Source in IRAS 16547-4247: Time Variation, Possible Precession, and Upper Limits to the Proper Motions Along the Jet Axis". En: *The Astronomical Journal* 135, págs. 2370-2379.
- Rodríguez, L. F., J. M. Moran, P. T. P. Ho y col. (feb. de 1980). "Radio observations of water vapor, hydroxyl, silicon monoxide, ammonia, carbon monoxide, and compact H II regions in the vicinities of suspected Herbig-Haro objects". En: *The Astrophysical Journal* 235, págs. 845-865.
- Rodríguez, L. F. y B. Reipurth (mayo de 1989). "Detection of radio continuum emission from the Herbig-Haro objects 80 and 81 and their suspected energy source." En: *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica* 17, págs. 59-63.
- Romero, G. E. (2010). "Gamma-ray emission from star-forming regions". En: *Memorie della Societa Astronomica Italiana* 81, pág. 181.
- Sahai, R., M. R. Morris y M. J. Claussen (mayo de 2012). "Shocked and Scorched: The Tail of a Tadpole in an Interstellar Pond". En: *The Astrophysical Journal* 751, 69, pág. 69.
- Sahai, R., M. Morris y col. (dic. de 2007). "Preplanetary Nebulae: A Hubble Space Telescope Imaging Survey and a New Morphological Classification System". En: *The Astronomical Journal* 134, págs. 2200-2225.
- Saz Parkinson, P. M. y col. (dic. de 2010). "Eight γ -ray Pulsars Discovered in Blind Frequency Searches of Fermi LAT Data". En: *The Astrophysical Journal* 725, págs. 571-584.
- Schilbach, E. y S. Röser (oct. de 2008). "On the origin of field O-type stars". En: *Astronomy and Astrophysics* 489, págs. 105-114.
- Schulz, A. y col. (mayo de 2014). "Systematic search for high-energy gamma-ray emission from bow shocks of runaway stars". En: *Astronomy and Astrophysics* 565, A95, A95.
- Simon, R. y col. (mar. de 2006). "A Catalog of Midcourse Space Experiment Infrared Dark Cloud Candidates". En: *The Astrophysical Journal* 639, págs. 227-236.
- Stone, R. C. (jul. de 1991). "The space frequency and origin of the runaway O and B stars". En: *The Astronomical Journal* 102, págs. 333-349.

- Strüder, L. y col. (ene. de 2001). “The European Photon Imaging Camera on XMM-Newton: The pn-CCD camera”. En: *Astronomy and Astrophysics* 365, págs. L18-L26.
- Taylor, A. R. y col. (jun. de 2003). “The Canadian Galactic Plane Survey”. En: *The Astronomical Journal* 125, págs. 3145-3164.
- Terada, Y. y col. (dic. de 2012). “Search for Diffuse X-Rays from the Bow Shock Region of Runaway Star BD +43 3654 with Suzaku”. En: *Publications of the Astronomical Society of Japan* 64, pág. 138.
- Tetzlaff, N., R. Neuhäuser y M. M. Hohle (ene. de 2011). “A catalogue of young runaway Hipparcos stars within 3 kpc from the Sun”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 410, págs. 190-200.
- Thorburn, J. A. y col. (feb. de 2003). “Some Diffuse Interstellar Bands Related to Interstellar C₂ Molecules”. En: *The Astrophysical Journal* 584, págs. 339-356.
- Tsujimoto, M. y col. (ago. de 2007). “An X-Ray Imaging Study of the Stellar Population in RCW 49”. En: *The Astrophysical Journal* 665, págs. 719-735.
- Turner, M. J. L. y col. (ene. de 2001). “The European Photon Imaging Camera on XMM-Newton: The MOS cameras : The MOS cameras”. En: *Astronomy and Astrophysics* 365, págs. L27-L35.
- van Buren, D. y R. McCray (jun. de 1988). “Bow shocks and bubbles are seen around hot stars by IRAS”. En: *The Astrophysical Journal Letters* 329, págs. L93-L96.
- van Buren, D., A. Noriega-Crespo y R. Dgani (dic. de 1995). “An IRAS/ISSA Survey of Bow Shocks Around Runaway Stars”. En: *The Astronomical Journal* 110, pág. 2914.
- van Kerkwijk, M. H. y col. (feb. de 1992). “Infrared helium emission lines from Cygnus X-3 suggesting a Wolf-Rayet star companion”. En: *Nature* 355, págs. 703-705.
- van Leeuwen, F. (nov. de 2007). “Validation of the new Hipparcos reduction”. En: *Astronomy and Astrophysics* 474, págs. 653-664.
- van Marle, A. J., L. Decin y col. (jul. de 2014). “Using numerical models of bow shocks to investigate the circumstellar medium of massive stars”. En: *arXiv e-prints*, 1407.1620.
- van Marle, A. J., Z. Meliani y col. (jun. de 2011). “Computing the Dust Distribution in the Bow Shock of a Fast-moving, Evolved Star”. En: *The Astrophysical Journal Letters* 734, L26, pág. L26.
- Vargas Álvarez, C. A. y col. (mayo de 2013). “The Distance to the Massive Galactic Cluster Westerlund 2 from a Spectroscopic and HST Photometric Study”. En: *The Astronomical Journal* 145, 125, pág. 125.
- Vink, J. S., A. de Koter y H. J. G. L. M. Lamers (abr. de 2001). “Mass-loss predictions for O and B stars as a function of metallicity”. En: *Astronomy and Astrophysics* 369, págs. 574-588.
- Walborn, N. R. y col. (mayo de 2002). “A New Spectral Classification System for the Earliest O Stars: Definition of Type O2”. En: *The Astronomical Journal* 123, págs. 2754-2771.
- Weaver, R. y col. (dic. de 1977). “Interstellar bubbles. II - Structure and evolution”. En: *The Astrophysical Journal* 218, págs. 377-395.
- Werner, M. W. y col. (sep. de 2004). “The Spitzer Space Telescope Mission”. En: *The Astrophysical Journal, Supplement* 154, págs. 1-9.
- Westerlund, B. (1961). “On the identification of a radio source in Carina”. En: *Arkiv for Astronomi* 2, págs. 419-425.
- Whiteoak, J. B. Z. y K. I. Uchida (ene. de 1997a). “High-resolution radio observations of RCW 49.” En: *Astronomy and Astrophysics* 317, págs. 563-568.
- (ene. de 1997b). “High-resolution radio observations of RCW 49.” En: *Astronomy and Astrophysics* 317, págs. 563-568.

- Whitney, B. A. y col. (sep. de 2004). “A GLIMPSE of Star Formation in the Giant H II Region RCW 49”. En: *The Astrophysical Journal, Supplement* 154, págs. 315-321.
- Wilkin, F. P. (mar. de 1996). “Exact Analytic Solutions for Stellar Wind Bow Shocks”. En: *The Astrophysical Journal Letters* 459, pág. L31.
- (mar. de 2000). “Modeling Nonaxisymmetric Bow Shocks: Solution Method and Exact Analytic Solutions”. En: *The Astrophysical Journal* 532, págs. 400-414.
- Wright, E. L. y col. (dic. de 2010). “The Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE): Mission Description and Initial On-orbit Performance”. En: *The Astronomical Journal* 140, 1868, págs. 1868-1881.
- Yamashita, T. y col. (dic. de 1989). “A new CO bipolar flow and dense disk system associated with the infrared reflection nebula GGD 27 IRS”. En: *The Astrophysical Journal* 347, págs. 894-900.
- Zinnecker, H. y H. W. Yorke (sep. de 2007). “Toward Understanding Massive Star Formation”. En: *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 45, págs. 481-563.

Actas de congresos

- Arnaud, K. A. (1996). “XSPEC: The First Ten Years”. En: *Astronomical Data Analysis Software and Systems V*. Ed. por G. H. Jacoby y J. Barnes. Vol. 101. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, pág. 17.
- Cernicharo, J. (feb. de 2012). “Laboratory astrophysics and astrochemistry in the Herschel/ALMA era”. En: *EAS Publications Series*. Vol. 58. EAS Publications Series, págs. 251-261.
- de Cuyper, J.-P. (1982). “Supernovae in binary systems - Production of run-away stars and pulsars”. En: *IAU Colloq. 69: Binary and Multiple Stars as Tracers of Stellar Evolution*. Ed. por Z. Kopal y J. Rahe. Vol. 98. Astrophysics and Space Science Library, págs. 417-443.
- (1985). “Progenitor systems of two neutron-star binaries”. En: *Birth and Evolution of Massive Stars and Stellar Groups*. Ed. por W. Boland y H. van Woerden. Vol. 120. Astrophysics and Space Science Library, págs. 207-210.
- Egan, M. P., S. D. Price y K. E. Kraemer (dic. de 2003). “The Midcourse Space Experiment Point Source Catalog Version 2.3”. En: *American Astronomical Society Meeting Abstracts*. Vol. 35. Bulletin of the American Astronomical Society, pág. 1301.
- Johnson, K. E. (2005). “Probing the birth of super star clusters: Implications for massive star formation”. En: *Massive Star Birth: A Crossroads of Astrophysics*. Ed. por R. Cesaroni y col. Vol. 227. IAU Symposium, págs. 413-422.
- Lada, C. J. (1987). “Star formation - From OB associations to protostars”. En: *Star Forming Regions*. Ed. por M. Peimbert y J. Jugaku. Vol. 115. IAU Symposium, págs. 1-17.
- Paladini, R. y col. (ene. de 2014). “Anomalous Microwave Emission in HII regions: is it really anomalous? The case of RCW 49”. En: *American Astronomical Society Meeting Abstracts #223*. Vol. 223. American Astronomical Society Meeting Abstracts, pág. 312.
- Peri, C. S., A. T. Araudo y col. (oct. de 2011). “Analysis of the spectral energy distribution from a runaway star bow shock”. En: *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*. Vol. 40. Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, vol. 27, págs. 156-156.
- Pravdo, S. H., Y. Tsuboi, Y. Suzuki, L. Rebull y col. (dic. de 2007). “X-rays From The HH 80/81 Power Source”. En: *American Astronomical Society Meeting Abstracts*. Vol. 39. Bulletin of the American Astronomical Society, pág. 154.

Romero, G. E., A. T. Araudo y col. (mayo de 2010). “Gamma-Rays from Massive Protostars”. En: *High Energy Phenomena in Massive Stars*. Ed. por J. Martí, P. L. Luque-Escamilla y J. A. Combi. Vol. 422. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, pág. 100.

Otros recursos

En esta Tesis doctoral se utilizaron varios servicios y paquetes informáticos disponibles en línea y de forma libre que aportaron información y poder de procesamiento fundamental en el desarrollo de los estudios e investigaciones. Agradecemos formalmente a los equipos que los conforman y que hacen posible el uso cotidiano de diferentes herramientas, datos y literatura.

- SAO/NASA Astrophysics Data System, ADS.
- Infrared Science Archive, IRSA.
- NRAO VLA Sky Survey, NVSS.
- Southern H-Alpha Sky Survey Atlas, SHASSA.
- Virginia Tech Spectral-Line Survey, VTSS.
- SIMBAD Astronomical Database.
- XMM-*Newton* Science Archive (XSA) y Chandra Data Archive (CDA, WebChaser).
- GNU/Linux y todos los programas básicos de ciencia: gnuplot, latex, gv, gimp, libre office, emacs, etc.
- AIPS y CASA. Ambos paquetes se utilizan para procesar las observaciones en radio de, principalmente, VLA y GMRT.
- Miriad. Este paquete tiene la misma utilidad pero para datos de ATCA.
- SAS, Ciao y Xspec. Estos programas se utilizaron para trabajar los datos de XMM-*Newton* y Chandra.

