

Por Paula Benaglia: Grupo de Astrofísica Relativista y Radioastronomía (GARRA) [Instituto Argentino de Radioastronomía](http://www.institutoargentino.de-radioastronomia.org) y Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, UNLP pbenaglia@fcaglp.unlp.edu.ar

La mayoría de las estrellas experimenta una pérdida de material durante gran parte de su vida en forma de vientos estelares. Las estrellas más calientes y masivas llegan a perder del orden de la mitad de su masa en este proceso. Los vientos estelares enriquecen químicamente el medio circundante, entregando energía y cantidad de movimiento. Las distintas manifestaciones del fenómeno pueden detectarse en todos los rangos de energía. ¿Cuáles y cómo son las estrellas con vientos más poderosos? ¿Con qué instrumentos pueden estudiarse? ¿Qué información se puede extraer de las observaciones? ¿Cómo se complementan los resultados para completar un cuadro general de los procesos físicos que ocurren en las estrellas más masivas? Este artículo trata de vislumbrar algunas de las respuestas.

• GENERALIDADES

Puede decirse que una estrella es una bola de gas autogravitante. Durante la mayor parte de su vida, se mantiene en equilibrio básicamente a través de dos fuerzas radiales de intensidad parecida que actúan con sentidos contrarios: la fuerza de la gravedad, que empuja el gas estelar hacia adentro, y la fuerza ejercida por la presión de radiación, hacia fuera, causada por reacciones nucleares en el interior estelar.

Una estrella, en una aproximación razonable, se comporta como un cuerpo negro: un radiador ideal, cuya superficie absorbe toda la radiación que le llega. La absorción de energía aumenta la temperatura del cuerpo. Para mantener el equilibrio, éste debe emitir tanta energía como recibió, y así brilla. Dependiendo de cuánta energía recibe, el máximo de radiación se producirá para ondas caracterizadas por una cierta longitud de onda (λ), o frecuencia (ν)⁽¹⁾.

La representación de la intensidad de la radiación en función de λ (o ν) se denomina espectro electromagnético. Este espectro, esquematizado en la Figura 1, cubre longitudes de ondas desde 10^{-8} cm hasta 10^2 cm y se subdivide en rangos. Las ondas menos energéticas (con mayor longitud de onda) son las de radio. Luego le siguen las microondas, ondas infrarrojas (IR), ópticas (luz visible), ultravioletas (UV), rayos X y rayos gamma.

Para las energías involucradas en las estrellas, las frecuencias máximas de radiación caen en el rango óptico o visible del espectro electromagnético, el único sensible al ojo humano. De ahí que al mirarlas las estrellas aparezcan enrojadas, anaranjadas, blancas, azuladas.

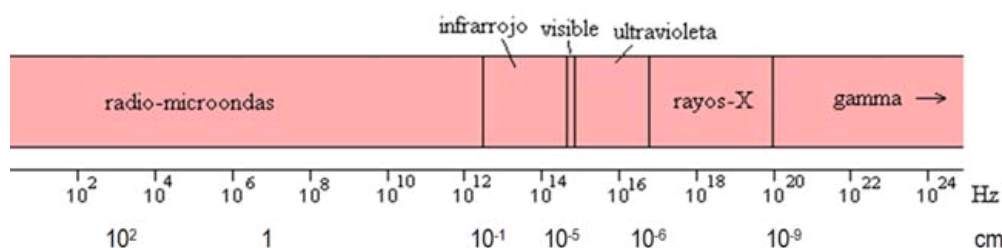


Figura 1: Distintas regiones del espectro electromagnético, en función de la frecuencia (expresada en Hz - 1/s), y de la longitud de onda de la radiación (expresada en cm).

[Inicio](#)

[La AAPC hacia el Bic](#)

[Anunciantes](#)

[Nanotecnología Pren](#)

REVISTA CEI



[Suscripción Revista](#)

EDICIONES

[Tomo 58 N° 1 - 2007](#)

La espectroscopía constituye una herramienta fundamental en el estudio de las estrellas, pues permite determinar cómo se comporta la radiación que recibimos, en función de la energía (o frecuencia) en observación. Cuando por ejemplo en un gas, los electrones que forman parte de un átomo pierden energía, emiten radiación electromagnética a longitudes de onda fijas. Al tomar un espectro de esa radiación, aparecerá lo que se llama una línea espectral. Estas líneas pueden considerarse entonces impresiones digitales de un elemento químico, o de un estado de un elemento químico. Miles de espectros ópticos estelares fueron tomados durante el siglo XIX. Hacia 1890 se desarrolló en el Harvard College Observatory la base del sistema de clasificación estelar que usamos hoy: se asignaron letras a los espectros, de acuerdo con la intensidad decreciente de las líneas de hidrógeno, de la A a la O. Al considerar más y más espectros, pronto quedó en evidencia que algunas letras eran innecesarias o incorrectas en la secuencia, y que la gradación entre intensidades obligaba a colocar las O antes que las B, y luego las A. La secuencia de clase espectral quedó fijada de la forma: OBAFGKM; representa un orden en la temperatura superficial de las estrellas: desde unos 50.000 K hasta unos pocos miles de K⁽²⁾. Ante las diferencias encontradas entre las estrellas de un dado tipo, se decidió subdividir a su vez cada tipo en 10 partes: de 0 a 9. Por ejemplo, el sol es una estrella G2. Ahora sabemos que los diferentes espectros son producidos por átomos que emiten o absorben radiación, que se hallan en distintos estados de ionización y de excitación electrónica.

Hace unos 2000 años, el astrónomo griego Hiparco dividió los brillos estelares en grupos llamados magnitudes, desde las más luminosas (magnitud 1) hasta las más débiles, difíciles de detectar a ojo desnudo (magnitud 6). Astrónomos del s. XIX descubrieron que la escala anterior era logarítmica imitando la respuesta del ojo, y la cuantificaron.

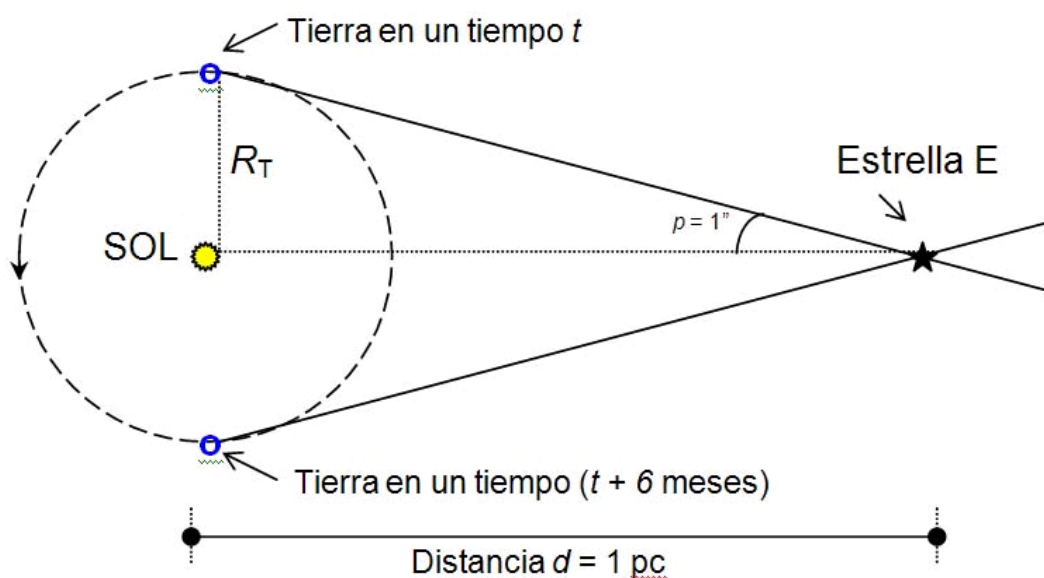


Figura 2: La circunferencia grande de trazos representa aproximadamente la órbita terrestre, de radio R_T . Los círculos pequeños marcan la posición de la Tierra en un tiempo, y $(t + 6 \text{ meses}) = \text{duración del recorrido de media órbita}$. El círculo estrellado central es el Sol. La estrella negra E es el objeto al que se mide la distancia, proyectada sobre un fondo estacionario como muestran las estrellas grises de la derecha. Cuando el ángulo p , formado por el triángulo de base d y altura R_T , vale 1 segundo de arco ($1''$), la distancia d a la estrella es de 1 parsec (1 pc).

En escala actual, el sol mide unas - 27 magnitudes. Las magnitudes de las estrellas medidas desde la tierra se denominan magnitudes aparentes (m), y dependen fundamentalmente de la distancia a la estrella. Para quitar este efecto, y relacionar a m con la energía que libera la estrella, se define la magnitud absoluta, como la magnitud de la estrella si estuviera a una distancia fija de nosotros ($\sim 3 \times 10^{19}$ cm). Según el rango del espectro en el que se miden, las denominamos magnitudes visuales V ($\sim 5500 \text{ \AA}$ ⁽³⁾, donde el ojo humano es más sensible), azules B ($\sim 4500 \text{ \AA}$, donde las placas fotográficas eran más sensibles), etc.

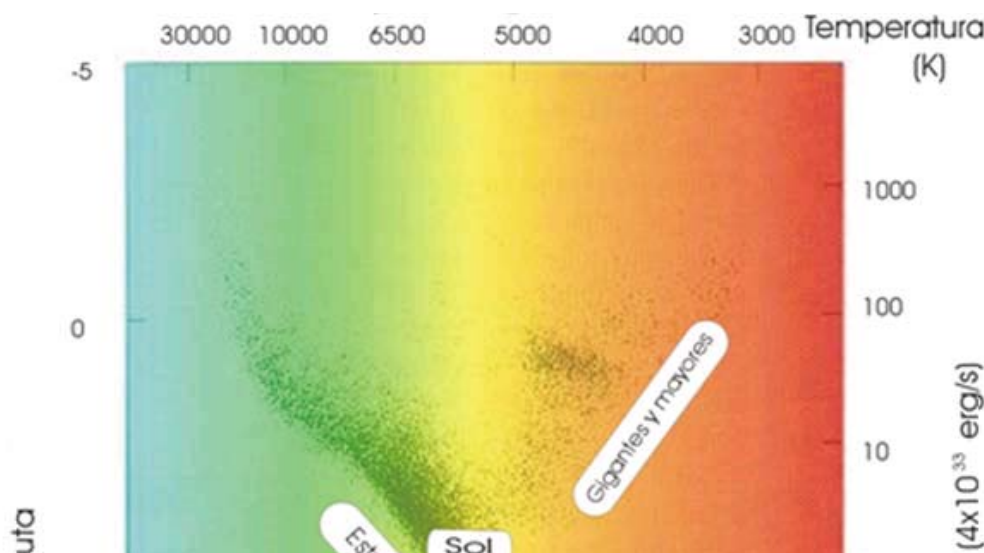
En la escala actual, el sol mide una de las unidades de distancia más usada por los astrónomos es el parsec. Supongamos determinar la posición de un astro en el cielo para una dada fecha, y para seis meses más tarde, es decir, cuando la tierra ha recorrido la mitad de su órbita. El astro se habrá

movido, con respecto a un fondo estacionario de estrellas mucho más distantes. Como se muestra en la Figura 2, la medida del ángulo p (o paralaje) permite calcular la distancia d al astro. Se define como 1 parsec a la distancia a que se encuentra un objeto cuyo ángulo p vale 1 segundo de arco ($1''$). Haciendo cuentas, 1 pc es igual a 3.086×10^{18} cm.

Entre las estrellas cercanas más brillantes, visibles desde el hemisferio sur, se encuentran Alfa Centauro ($m = -0.1$, $d = 1.3$ pc), y Sirio ($m = -1.4$, $d = 2.6$ pc). Sólo unas pocas estrellas tienen nombres específicos como las anteriores. A la mayoría se las designa con un número de catálogo. El más importante agrupa cientos de miles (Henry Draper Catalogue), y sus componentes se identifican con las letras HD seguidas por un número correlativo con sus coordenadas celestes. Si la estrella está en un sistema binario o múltiple, se le agregan letras por orden alfabético.

Cuando graficaron por primera vez la magnitud V contra la clase espectral, el danés E. Hertzsprung y, en forma independiente el norteamericano H. N. Russell, se dieron cuenta de que había al menos dos poblaciones de objetos: un grupo de estrellas en una franja oblicua, con magnitudes visuales decrecientes (y luminosidad⁽⁴⁾ creciente) a mayor temperatura. El otro indicaba magnitudes crecientes con temperaturas crecientes. En la Figura 3 se representa el diagrama de Hertzsprung y Russell, o diagrama H-R. A las estrellas pertenecientes al primer grupo las llamaron enanas - como el sol -, y a las del segundo, gigantes. La única forma en que esto suceda, es que las estrellas se vuelvan más grandes cuando su temperatura disminuya. Habían encontrado una secuencia evolutiva, designada Clase de Luminosidad. Esta secuencia más tarde se extendió desde tipos V (enanas) hasta I (supergigantes). En pocas palabras, las estrellas enanas están quemando hidrógeno (H) en helio (He) en su interior. (En este proceso 4 átomos de H se fusionan en 1 de He, liberando energía. Es el mismo que se utiliza en las bombas de hidrógeno. Se producirá cuando el H se halle a una presión extraordinaria: la que existe en los interiores estelares. En el caso de las bombas H, la presión se logra primero mediante el proceso de fisión de átomos de uranio.) Se dice que las enanas están atravesando la etapa de secuencia principal. Las supergigantes tienen un núcleo de He, y capas de H en combustión. A las estrellas más calientes y luminosas se las denomina "tempranas", y a las de características opuestas, "tardías". La estrella más temprana catalogada en nuestra galaxia es HD 93129Aa, una O2 I.

A partir del momento en que se forman las estrellas, éstas lo hacen con una masa inicial que depende del material de la nube interestelar dentro de la que se forman. Las estrellas de unas pocas masas solares, en su etapa final, dejan de convertir H en He y se enfrían como enanas blancas. Las estrellas de unas 8 masas solares⁽⁵⁾ o más, una vez que todo el H del núcleo se convierte en He, sufren una serie de reacciones nucleares sucesivas, produciendo los elementos C, O, Ne, Na, Mg, Si, S, Cr, Ni, etc., y finalmente Fe, el núcleo atómico ligado más apretadamente. Ya no se ganará más energía a partir de la fusión de Fe, así que allí terminan las reacciones. La fuerza de gravedad no puede ser frenada con ninguna otra, y las capas medias e internas comienzan a caer sobre el núcleo o core (las externas no se enteran de lo que pasa). Esta implosión crea una onda de choque hacia fuera, como resultado de la cual las capas externas son expelidas brutalmente hacia el medio interestelar (MIE): la así llamada explosión de una supernova puede igualar en segundos el brillo de una galaxia entera, y la energía liberada es unas 100 veces mayor a la que el sol irradió en toda su vida. En el core, la contracción sigue hasta que la materia se degenera en neutrones (estrella de neutrones) o en un agujero negro, en el caso de las más masivas. Las estrellas de neutrones que rotan rápidamente pueden ser vistas como los llamados pulsares, si el eje de rotación apunta en algún momento hacia el observador.



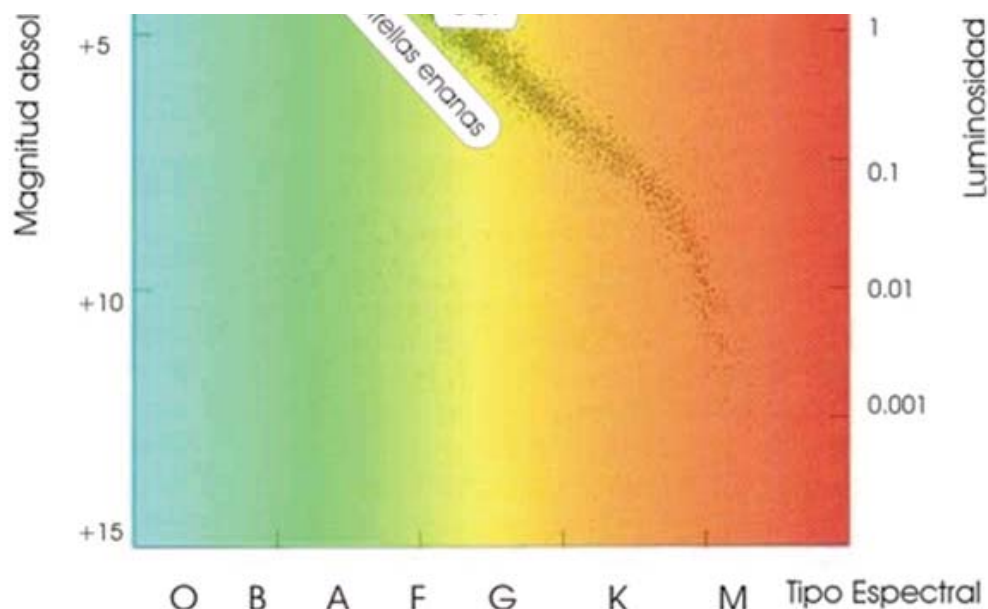


Figura 3: Diagrama Hertzsprung-Russell, donde se ubican las estrellas dependiendo de su brillo intrínseco (magnitud absoluta) y de su temperatura superficial (tipo espectral).

Se sabe que más de la mitad de las estrellas se forman en sistemas binarios o múltiples. Las masas estelares varían entre ~ 0.1 y varias decenas de masas solares. Modelos de evolución estelar predicen la existencia de estrellas de unas cien masas solares, si bien la medida directa de la masa estelar es muy difícil de concretar. En los últimos años ha podido demostrarse que dos de las más masivas estrellas galácticas, cuyas masas habían sido estimadas en más de 100 masas solares (HD 93308 o Eta Carina, y HD 93129A), son en realidad cada una, al menos, un sistema binario, y la gran masa estimada se reparte entre las dos compañeras.

Conteos estelares en los alrededores del sol revelan que las más tempranas y masivas son las menos numerosas (no llegan al 1%), Esto se debe no sólo a que las masivas evolucionan mucho más rápidamente que las otras ($\leq 10^7$ años vs. $\sim 10^{11}$ años), sino a que la naturaleza parece favorecer la formación de estrellas poco masivas. Sin embargo, se han encontrado evidencias de que esto último no fue así en los tiempos primordiales. Para avanzar en este aspecto, es necesario detectar estrellas masivas lo más lejanas posibles, lo cual nos asegura que estemos mirando cada vez más en el pasado del Universo. Se espera que emprendimientos tecnológicos en desarrollo (como el James Webb Space Telescope, ver www.jwst.nasa.gov, planeado para inaugurarse en 2013) ayuden a encontrar algunas respuestas en esa dirección.

Las estrellas masivas, a través de las supernovas, son las responsables de la existencia de los elementos pesados, esto es, se ocupan del enriquecimiento químico del MIE. También juegan un papel en la dinámica del universo, pues entregan grandes cantidades de momento y energía al MIE, a través de pérdida de masa a lo largo de su vida en forma de vientos, y en las explosiones de supernova, además de proporcionar fotones ionizantes. A las estrellas tempranas se las llama trazadoras de la estructura espiral de la Galaxia, pues se forman en los brazos espirales de la Vía Láctea. Como son tan brillantes, se detectan en otras galaxias, y permiten definir una escala de distancias extragaláctica.

- **ESTRELLAS TEMPRANAS CON VIENTOS**

La mayoría de las estrellas emiten no sólo radiación, sino también partículas a través de los llamados vientos estelares (ver Figura 4). La pérdida de material puede comprobarse analizando los espectros estelares: de ellos se deduce la presencia de material con velocidades mayores a la velocidad de escape de la estrella. El viento estelar es un plasma: está compuesto por átomos excitados, iones y electrones. El sol, por ejemplo, libera unas $10^{-14} M_{\odot}$ por año en forma de viento. En la actualidad, el viento solar se mide directamente con sondas espaciales. Las estrellas O más tempranas y masivas comienzan perdiendo unas $10^{-7} M_{\odot}$ /año en promedio, cuando están en la secuencia principal. Al terminar de “quemar” H en el centro⁽⁶⁾, la tasa de pérdida de masa aumenta

unas 10 veces. La estrella ya perdió bastante masa, su envoltura se contrae, y se vuelve inestable. Se convierte en una estrella variable azul luminosa (LBV). Esta etapa dura solamente unos 10,000 años, durante los cuales puede perder 4 o 5 masas solares. La contracción sigue, su temperatura crece, y en su atmósfera aparecerá He y N, y posteriormente oxígeno, lo cual se verá reflejado en los espectros medidos. A estas estrellas, sucesoras de las O, se las denomina estrellas Wolf-Rayet (WR), en honor a sus descubridores C. J. E. Wolf y G. A. P. Rayet (1867). La pérdida de masa puede llegar en ellas a valores de $10^{-4} M_{\odot}/\text{año}$. La Figura 4 muestra una estrella masiva en el cúmulo IC 2220 (representada por la cruz), y el material eyectado por sus vientos, que forma una nebulosa, la cual brilla pues refleja la luz estelar.

Las estrellas LBV son fenómenos raros de observar. El arquetipo y uno de los más apasionantes ejemplares para estudiar es el sistema de Eta Carina, situado en el cielo sur, en la región conocida como la nebulosa de Carina, a unos ~ 2.5 kpc de distancia. En esta región se han formado 5 de las 10 estrellas más tempranas catalogadas de la Galaxia, con clasificaciones espectrales que van de O2 I a O3.5 V. Hace casi 200 años Eta Carina sufrió una eyección de material, cuyos restos pueden apreciarse en la imagen de la Figura 5. El gran físico y astrónomo argentino, R. Enrique Gaviola, fue un pionero en el estudio de este objeto austral, al realizar observaciones sistemáticas desde el Observatorio de Bosque Alegre, en Córdoba, Argentina, hacia 1950.



Figura 4: Estrella supergigante HD 65750, rodeada de material eyectado formando una nebulosa. El patrón de difracción en forma de cruz y el anillo, producidos por el telescopio, revelan la presencia del objeto central. El flujo es bipolar, descubriendo las condiciones físicas cercanas a la estrella (fuente: D. Malin, y Anglo-Australian Telescope).

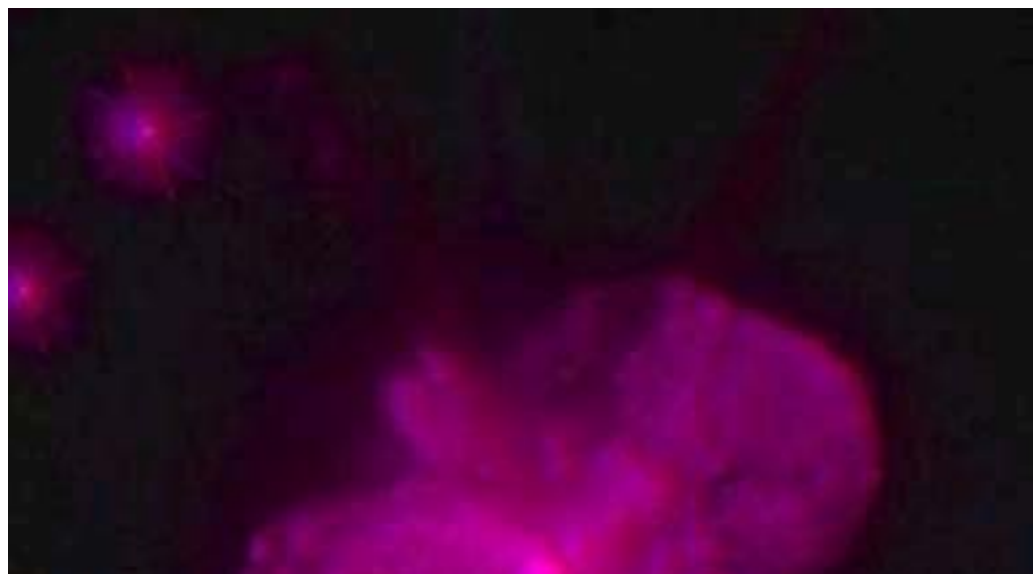




Figura 5: Expansión de gas y polvo a partir de la estrella Eta Carina (HD 93308). Pueden apreciarse los lóbulos y el disco ecuatorial. La imagen fue construida a partir de observaciones separadas en 17 meses, con el Hubble Space Telescope (fuente: J. Morse, C. Davidson y NASA).

La eyección de material juega un papel fundamental en el ciclo de vida estelar. Las estrellas tempranas pierden más de la mitad de su masa inicial a través de vientos, antes de explotar como supernovas. En sus comienzos, hacia 1950, los estudios realizados sobre el viento solar ayudaron e impulsaron en gran medida a determinar los mecanismos responsables de la pérdida de masa en estrellas tempranas⁽⁷⁾. Hacia 1970, L. B. Lucy y P. B. Solomon desarrollaron la teoría de vientos impulsados por radiación, para explicar los vientos de estrellas tempranas masivas. En 1975, J. I. Castor, D. C. Abbott y R. I. Klein incluyeron mejoras a la teoría básica, diseñando la teoría "CAK". La radiación se propaga por fotones, y cada uno lleva una cantidad de movimiento igual a $h\nu/c$, donde h es la constante de Planck ($= 6.626 \times 10^{-27}$ erg s), ν la frecuencia de la onda, y c la velocidad de la luz. La absorción de esa cantidad de movimiento dentro del campo de radiación puede levantar o empujar la materia hacia afuera de la estrella, en dirección radial.

Los dos parámetros más importantes necesarios al describir un viento estelar son: la velocidad máxima a la que llega el gas (velocidad terminal del viento), y la tasa de pérdida de masa estelar. La velocidad terminal se deriva de observaciones espectrales, y se han encontrado valores de miles de km/s. El gas adquiere casi la velocidad terminal a unos pocos radios estelares. El viento se extiende hasta unos miles de radios estelares. La tasa de pérdida de masa predecirá la evolución de la estrella, y su determinación servirá para comprobar la viabilidad de modelos dinámicos de los vientos. Puede calcularse con observaciones de espectros en el rango óptico, ultravioleta, o medidas de intensidad en el rango de radio.

En el gas excitado e ionizado, los fotones estelares son atrapados y redispersados. El camino libre medio es muy corto: se dice que el gas es ópticamente grueso. Por esta razón, los fotones que llegan a nuestros instrumentos son sólo los de las capas más externas. Detectores sintonizados a frecuencias mayores podrán recibir fotones de capas más internas. Al contrario que en los casos de transiciones que involucran electrones ligados, los electrones libres pueden interactuar con fotones de un rango continuo de energía. El viento actúa como un cuerpo que emite por estar caliente. Cuando un electrón pasa a un estado de menor energía, emite un fotón que será parte de la radiación que recibimos. A este mecanismo se le denomina radiación de frenado, o térmica, o Bremsstrahlung, del alemán (que en este caso será no-relativista, pues involucra partículas que se mueven a velocidades muchísimo menores que la de la luz). En las bandas de radio hasta infrarrojo, la presencia del viento produce un exceso de emisión, y puede modelarse con un espectro $S = k\nu^\alpha$, con $\alpha \sim 0.6 - 0.7$, y k , constante. Aquí S representa al flujo, o cantidad de radiación emitida por m^2 por segundo; ν es la frecuencia observada, y el exponente se denomina índice espectral. Se le llama índice espectral térmico al comprendido alrededor de los valores arriba mencionados de 0.6 a 0.7. Las radioondas se detectan con los llamados radiotelescopios, que consisten principalmente en un disco parabólico que refleja la radiación recibida de una fuente hacia un receptor. La señal es luego amplificada y procesada, permitiendo producir un mapa de radio a una determinada frecuencia. Los flujos medidos en radio son del orden de 10^{26} erg/cm²/s, unidad llamada Jansky (Jy), en honor al astrónomo Karl Jansky, quien midió por primera vez ondas de radio de origen extraterrestre, en 1931. Para detectar emisión de los vientos estelares se precisan instrumentos de muy alta sensibilidad (del orden de 10^3 Jy o miliJanskys, mJy) y resolución angular (aumento) de unos pocos segundos de arco o menor. Además de los radiotelescopios de un solo disco (de disco simple),

existen los instrumentos llamados radio-interferómetros, formados por un conjunto de radiotelescopios combinados entre sí (ver por ejemplo el de la Figura 8) y equivalentes a un único radiotelescopio de diámetro mucho mayor, con los cuales se logran resoluciones angulares de hasta 1 milisegundo de arco.

¿ Por qué estudiamos los vientos estelares ? Las líneas espectrales de estrellas con vientos presentan una forma característica, llamada perfil P Cygni. Para descifrar los espectros es necesario predecir cómo la presencia de vientos los afecta. El principal impacto de la pérdida de masa estelar se da en la evolución estelar, y en la abundancia de elementos en la superficie estelar. Las estrellas masivas actúan sobre la evolución química y dinámica de su entorno, en buena medida mediante el efecto acumulativo de los vientos. El estudio de la radiación ionizante permite ahondar en el conocimiento de la hidrodinámica de la radiación, aplicable cuando la radiación juega un rol dominante en los balances de energía y de momento de un plasma astrofísico.

Para poder detectar radiación generada en los vientos mediante observaciones, hubo que esperar a la construcción de instrumentos con la suficiente resolución angular. Téngase en cuenta que la región de vientos puede extenderse unos $1000 R_{\odot} \sim 20000 R_{\odot}^{(8)} \sim 10^{16} \text{ cm} \sim 0.6 \text{ segundos de arco a } 1 \text{ kpc}$. Aquí R_{\odot} representa la variable radio estelar. Hacia 1990, al observar un centenar de estrellas tempranas desde el radio-interferómetro Very Large Array⁽⁹⁾ (VLA) en Nuevo México, EEUU, se detectó emisión de radio, a frecuencias de unos pocos GHz ($1 \text{ GHz} = 10^9 \text{ Hz} = 10^9/\text{s}$), en unas 25 estrellas. Sorprendentemente, se encontró que para algunas de ellas, el espectro de radiación se ajustaba con un índice espectral distinto del térmico, al que se denominó no-térmico, de valor cercano a 0 o aún negativo. Este comportamiento pudo explicarse invocando la presencia de electrones relativistas, es decir, con velocidades cercanas a las de la luz. Inmersos en el campo magnético estelar, los electrones son acelerados en un movimiento en espiral alrededor de la dirección del campo magnético y radían (efecto sincrotrón). En forma más o menos paralela, se desarrollan modelos de cómo acelerar partículas en las ondas de choque formadas en los vientos estelares. Se cree que las partículas están siendo aceleradas por un proceso llamado mecanismo del femi de primer orden, que actúa cuando las partículas atraviesan los frentes del choque⁽¹⁰⁾. Tendremos una idea de cómo funciona este mecanismo si pensamos en la analogía siguiente: supongamos la existencia de dos paredes paralelas, que se van acercando. Si se lanza una pelotita y ésta comienza a revotar entre ambas paredes, (con pérdidas de energía despreciables), la velocidad de la pelotita irá en aumento pues las paredes, al moverse, le transfieren cantidad de movimiento (más energía). Eventualmente adquirirá una velocidad tan grande que una de las paredes se volverá transparente y será atravesada, y la pelotita escapará a velocidad relativista. Las estrellas en consideración pueden ser binarias, con una compañera o secundaria también poseedora de vientos fuertes: en regiones de interacción de dos vientos estelares también puede producirse radiación no-térmica. Se pudo demostrar además que la misma población de electrones energéticos es capaz de producir emisión a altas energías: rayos X y gamma, en presencia de los campos de fotones ultravioletas de estas estrellas. Por otra parte, el mecanismo acelerador de electrones puede actuar sobre protones. Éstos, acelerados, al interactuar con núcleos en reposo, producen unas partículas elementales llamadas piones neutros, que rápidamente decaen generando rayos gamma.

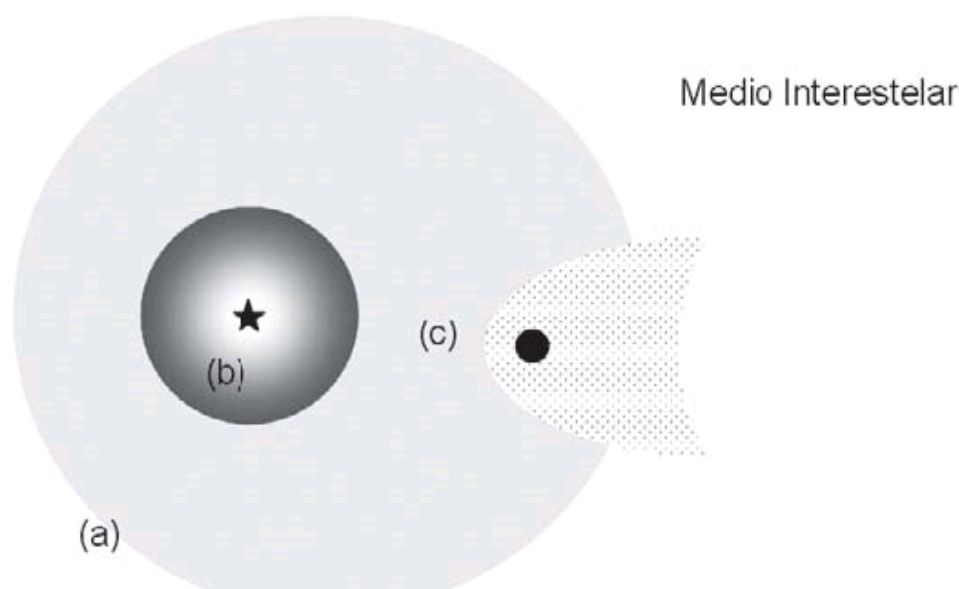


Figura 6: (a), (b) y (c) son las zonas donde se generan frentes de choque, y la consiguiente aceleración de partículas en sistemas estelares binarios. El asterisco representa la estrella primaria, y el punto, la secundaria.

La Figura 6 muestra las zonas donde pueden acelerarse partículas en un sistema estelar binario con vientos: en la región de la onda de choque terminal entre los vientos y el medio interestelar (a), en los vientos individuales (b), y en la región de colisión de los dos vientos (c).

En 1991 la NASA lanzó al espacio el satélite conocido como Observatorio Compton de rayos gamma, que contaba con cuatro instrumentos a bordo, con el objetivo de medir radiación gamma (Figura 7). Uno de ellos, el Energetic Gamma-Ray Experiment Telescope (EGRET) relevó todo el cielo registrando fuentes gamma puntuales⁽¹¹⁾ con energías entre 100 MeV y 20 GeV⁽¹²⁾. Encontró unas 270 fuentes, 100 de las cuales pudieron identificarse con objetos ya conocidos (núcleos de otras galaxias, pulsares, etc.). Los restantes pasaron a formar la lista de fuentes gamma no identificadas, y el estudio de su naturaleza se convirtió en un tema candente dentro de la astrofísica actual. La tarea se ve dificultada porque la resolución angular de EGRET es del orden de 1 grado⁽¹³⁾, y muchas contrapartes detectadas a otras energías (objetos ya catalogados: estrellas, galaxias, etc.) pueden caer en su círculo de error.



Figura 7: Dibujo del Observatorio de Rayos Gamma Compton (1991-2000) (fuente: NASA).



Figura 8: La foto muestra 5 de los 6 radiotelescopios de 22 m de diámetro del Australia Telescope Compact Array (ATCA), en Narrabri, NSW, Australia. A una dada frecuencia, la mayor resolución angular se alcanza cuando la máxima separación entre discos es de 6 km. A 90 GHz, la resolución angular es de décimas de segundo de arco (fuente: D. Malin y CSIRO).

Nuevos interferómetros fueron construidos en años recientes. El cielo norte y parte del sur pueden observarse, además de con el VLA, con distribuciones de antenas como el MERLIN (Reino Unido), el Very Large Baseline Array (EEUU), o el European VLBI Network (Europa), mientras que para mirar todo el cielo sur se inauguró el Australia Telescope Compact Array (ATCA), de 6 antenas de 22 m cada una (Figura 8). Este instrumento puede observar desde 1.4 hasta 90 GHz, con décimas de segundos de arco de resolución angular, y sensibilidad de centésimas de mJy.

• **SISTEMAS BINARIOS TEMPRANOS Y RAYOS GAMMA**

Si bien en contados casos todavía, en los últimos años los radio-interferómetros más poderosos permitieron, no sólo obtener un valor del flujo recibido de un sistema estelar, sino confeccionar un mapa de la emisión. Con ayuda de espectroscopia óptica y ultravioleta se ha determinado el estado de binaridad de estos sistemas, formados por estrellas WR, O y B tempranas. En estos radio-mapas aparecían al menos dos componentes: una sobre la estrella principal del sistema, y otra, no-térmica, cerca de la estrella secundaria, interpretada como generada en la zona de colisión de vientos.

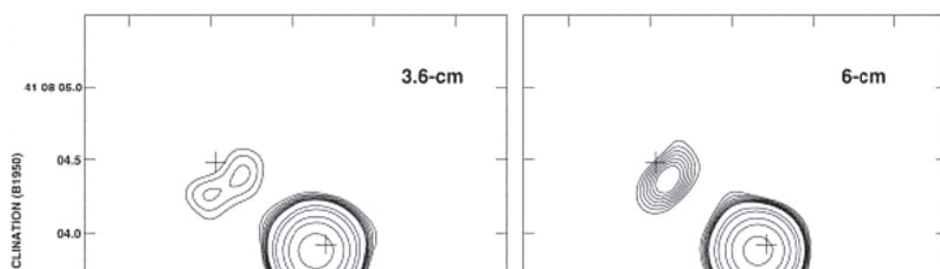
Uno de los sistemas “resueltos” ha sido el de Cyg OB2 #5, formado por 3 estrellas: dos O muy cercanas, y una B0 a unos 0.008 pc. Está ubicado en la asociación estelar de Cygnus, la más rica de la galaxia en estrellas O y B: ¡unas 2600!, a ~ 1.8 kpc. La astrónoma mexicana M. E. Contreras y colaboradores observaron con el VLA una fuente de índice espectral variable localizada sobre las estrellas O, y otra de índice ~ -2, cerca de la estrella B (ver Figura 9). El sistema está superpuesto a una fuente gamma no identificada: 3EG J2033+4118 (ver Figura 10). Si suponemos que esta fuente está a igual distancia que el sistema estelar, el flujo medido por EGRET corresponde a una luminosidad igual a 2.5×10^{35} erg/s.

Dada la presencia de partículas relativistas en el sistema estelar, indicada por la detección de radiación sincrotrónica (es decir, generada por efecto sincrotrón) en ondas de radio, puede esperarse la producción de fotones muy energéticos. Los mecanismos relevantes en la generación de rayos gamma en el sistema físico en estudio son tres:

1. Dispersión Compton inversa, producida cuando electrones relativistas interactúan con los fotones UV estelares, en las regiones (b), y (c);
2. Bremsstrahlung relativista, producida cuando electrones relativistas se aceleran al atravesar campos electrostáticos de la región (c);
3. Decaimiento de piones neutros, producidos en interacciones entre protones relativistas y núcleos del viento o del MIE, en las tres regiones.

Teniendo como datos la intensidad de la emisión en radioondas y la extensión de la zona de colisión de vientos por un lado, y la intensidad de la emisión gamma por el otro, y completando los cálculos correspondientes se llega a la conclusión de que los procesos considerados en las zonas mencionadas pueden dar cuenta de al menos la mitad de la radiación detectada en 3EG J2033+4118. En la asociación de Cygnus hay otras estrellas con emisión no-térmica detectada, que podrían ser responsables de la emisión restante.

Luego de una fructífera y eficiente misión, el satélite Observatorio Compton consumió su combustible, y debió ser bajado de su órbita incinerándose sobre el Pacífico, en junio de 2000. En octubre de 2002 una empresa conjunta entre la Agencia Espacial Europea – ESA- y la NASA, logró el lanzamiento del satélite INTEGRAL, que observa el cielo entre energías de keV y MeV. Uno de los blancos del nuevo instrumento será, precisamente, la estrella #5, lo que permitirá llevar a cabo la comparación entre la emisión medida y la calculada en base al modelo anterior.



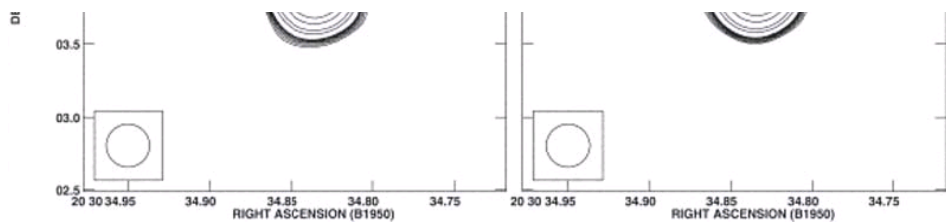


Figura 9: Imágenes tomadas con el Very Large Array. Izquierda: con el receptor centrado en 8 GHz ($\lambda = 3.6$ cm). Derecha: con el receptor de 5 GHz ($\lambda = 6$ cm) hacia Cyg OB2 #5. La cruz central representa la posición de la binaria cercana O+O, y la cruz a la izquierda, la estrella B terciaria (Contreras et al. 1997). La resolución angular es de ~ 0.3 segundos de arco, como lo indica el círculo en el extremo inferior izquierdo. Contornos: $-0.1, 0.1, 0.12, 0.14, \dots, 0.24, 0.48, 0.72, 1.44, 2.40, 4.80$ y 8.40 mJy/beam⁽¹⁴⁾.

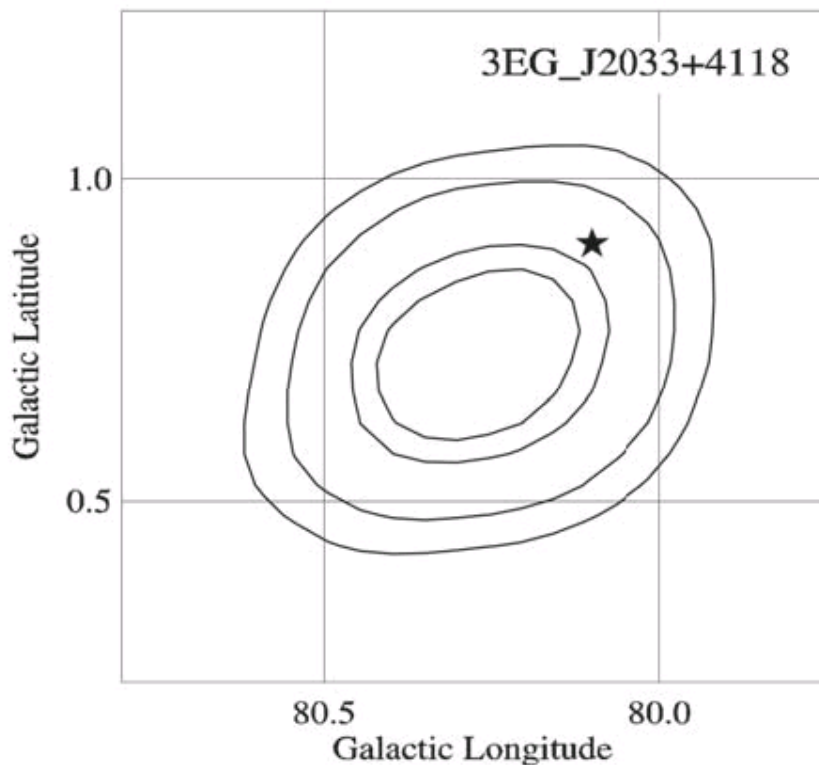


Figura 10: Contornos de probabilidad de localización de la fuente de rayos gamma detectada por el telescopio EGRET, 3EG J2033+4118 (50, 65, 90 y 99%). La estrella marca la posición de Cyg OB2 #5 (fuente: NASA).

A medida que se construyen receptores más sensibles y se mejora la resolución angular de los instrumentos de medición, parecen detectarse más estrellas tempranas no-térmicas. ¿Esto implica que sean binarias? El problema es que el hecho de no detectar una compañera no significa que no exista, ya que puede estar oculta bajo el umbral de sensibilidad del instrumento de medición. Afortunadamente en paralelo con nuevos radiotelescopios se desarrollan impresionantes nuevos telescopios ópticos (comenzando con el Hubble, y últimamente el Gemini, el Very Large Telescope, etc.), con los cuales es posible determinar en muchos casos que la mayoría de las emisoras no-térmicas son binarias.

Desde la Argentina se está llevando a cabo desde 1998 un estudio multifrecuencia hacia estrellas tempranas masivas australes, que consiste en primer lugar en observarlas en el rango de radio utilizando el ATCA. El proyecto, dirigido por la autora, incluye colaboraciones científicas con astrónomos de Australia, Bélgica y España. A las estrellas que muestran emisión no-térmica se las sigue con telescopios ópticos como el del Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO, Argentina). Y es posible predecir también si serán detectadas por el telescopio INTEGRAL, o por el futuro satélite de NASA GLAST (sucesor del satélite Compton).

Las observaciones en radio del viento estelar son verdaderos experimentos de detección. Las primeras dos campañas de observación hacia unas 12 estrellas permitieron detectar 5: dos con

índice espectral térmico, y 3 con índice no-térmico. Las observaciones fueron realizadas utilizando simultáneamente receptores centrados en dos frecuencias (4.8 y 8.64 GHz), a partir de las que se dedujo el índice espectral. Para poder determinar si la emisión no-térmica proviene de una zona de colisión de vientos, o de un viento aislado, se están llevando a cabo estudios espectroscópicos ópticos de las mismas. La Figura 11 muestra las fuentes de radio detectadas a 8.64 GHz ($\lambda = 3$ cm) y a 4.8 GHz ($\lambda = 6$ cm), identificadas con la región de vientos de las estrellas HD 150135 (O6 V), y HD 150136 (O5 III). Se sabe que la más temprana es triple, y la otra, una posible binaria. Nuevas observaciones están en desarrollo y tienen como fin completar el espectro de radio de estos objetos, y proceder a su interpretación, identificando los procesos que generan la emisión. Una vez determinada la geometría de los sistemas será posible predecir la emisión a altas energías esperable de los mismos.

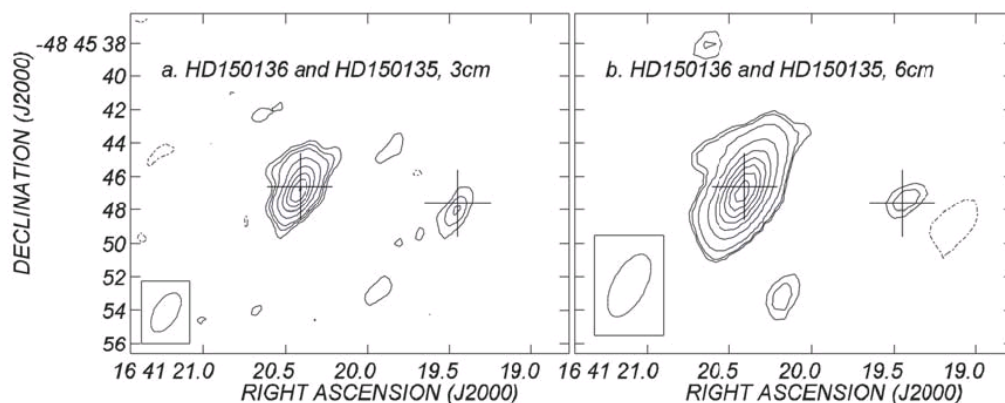


Figura 11: Imágenes tomadas con el Australia Telescope Compact Array hacia las estrellas HD 150135 (cruz derecha) y HD 50136 (cruz izquierda), a) a 8.6 GHz ($\lambda = 3$ cm); contornos: -0.08, 0.12, 0.2, 0.3, 0.6, 1.0, 1.4, 1.8 y 2.2 mJy/beam; b) a 4.8 Hz ($\lambda = 6$ cm); contornos: -0.15, 0.15, 0.2, 0.4, 1.0, 1.75, 2.5, 3.25, 4.0 y 4.75 mJy/beam.

• ACCIÓN DE LOS VIENTOS SOBRE EL ENTORNO

Aunque el poder de resolución angular de los radiointerferómetros es grande, entre otras cosas, su campo de vista es relativamente pequeño: unos pocos minutos de arco como mucho. Para construir mapas de grandes zonas (\sim grados) se recurre en cambio a instrumentos de disco simple, de metros de diámetro. En esta línea, el radio-telescopio I del Instituto Argentino de Radioastronomía es ideal a la hora de llevar a cabo el estudio de los alrededores de las estrellas con vientos. La antena de 30 m de diámetro, operando en 1.42 GHz, permite observar la emisión en línea del hidrógeno neutro (H I) interestelar⁽¹⁵⁾, el mayor constituyente del MIE. A medida que los vientos se fortalecen en las estrellas tempranas enanas, el gas eyectado se va apilando alrededor de la estrella, y la acción continua de los vientos barre el material hacia el MIE. Se forma una cáscara de material ionizado, visible en el rango óptico, y material interestelar neutro barrido, detectable a la frecuencia $\nu = 1.42$ GHz, o $\lambda = 21$ cm. La estructura recibe el nombre de burbuja interestelar, y mide unas pocas decenas de parsecs, equivalentes a unos pocos grados en el cielo, en estrellas situadas a algunos kpcs. La resolución angular del radiotelescopio del IAR es de 30 minutos de arco.

Siguiendo esta idea se han detectado burbujas interestelares alrededor de estrellas O y WR. La observación en línea (es decir, cuando se espera emisión a una frecuencia determinada) posibilita, aventajando a la observación en continuo, determinar la velocidad del material emisor, utilizando el efecto Doppler. Si el material está en movimiento, la línea aparecerá corrida en frecuencia. De este modo se obtiene no sólo la distribución espacial del H I, en el plano del cielo, sino además su comportamiento cinemático (cómo varía la distribución con la velocidad del material). Los astrónomos que estudian la estructura galáctica han construido mapas que relacionan velocidad del gas con distancia al observador, dependiendo de la zona del cielo a la que se mire. Entonces, de la distribución en velocidad puede estimarse la distancia al gas. Calculando los parámetros de la burbuja (extensión, velocidad de la estructura como un todo, velocidad de expansión, energía necesaria en construirla, densidad ambiente original, etc.) se determinan indirectamente características de la estrella que la creó, y de sus vientos.

El objeto Wack 2134 es una estrella Wolf Rayet, situado a no más de 3 kpc, posiblemente binaria con una estrella O. Es una fuente muy brillante y variable en rayos X. Superpuesta a la misma se halla una fuente de rayos gamma no-identificada 3EG J1027-5817. Se ha llevado a cabo un estudio

del sistema en varias bandas: (i) observaciones en continuo de radio a alta resolución con el ATCA, para determinar características del viento estelar, (ii) observaciones a baja resolución en línea de 21 cm, para investigar de qué forma los fuertes vientos de la estrella interactúan con el entorno, (iii) espectroscopía óptica para intentar determinar su estado de binaridad, y (iv) un estudio comparativo de la emisión X registrada en épocas anteriores por diferentes telescopios (Benaglia y cols. 2005). Los datos de radio tomados desde el IAR mostraron la presencia de una burbuja interestelar, probablemente creada por la acción de los vientos de la estrella (ver Figura 12). La estructura en forma de cáscara incompleta estaría formada por unas 9000 masas solares de HI. Se expande a una velocidad de ~ 10 km/s. La energía necesaria para crearla resulta en unos 10^{49} erg/s. Esto último es consistente con el resultado de que la energía mecánica de los vientos de ambas componentes del sistema es 10 veces mayor. En la Fig. 12 se representa asimismo la posición de la fuente de rayos gamma detectada por EGRET. Puede apreciarse que la misma se superpone con una concentración o nube de HI, que forma la pared izquierda de la cáscara. Si ambos objetos se localizan a la misma distancia, la interacción entre partículas energéticas en regiones del viento estelar y átomos de la nube, produciría rayos gamma. Utilizando parámetros derivados de las observaciones de HI, y bajo ciertas suposiciones, se ha deducido que este proceso contribuiría a la emisión gamma detectada, pero no la explicaría en su totalidad. Deben evaluarse fenómenos adicionales.

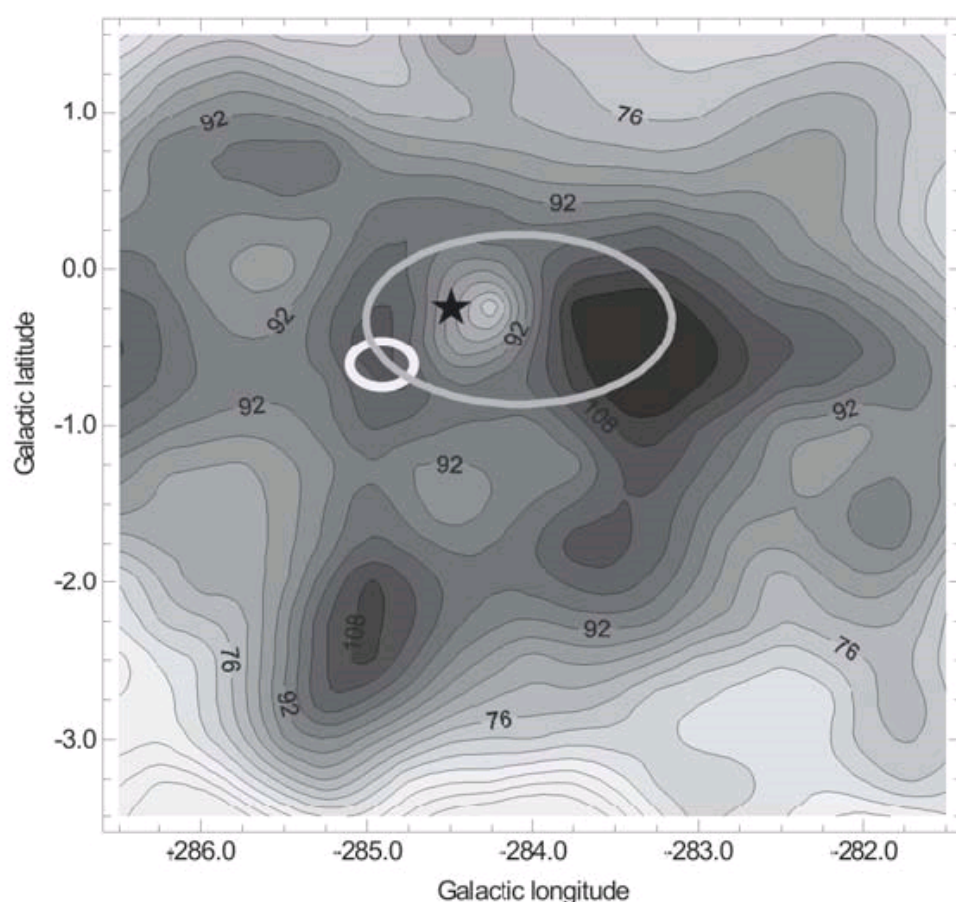


Figura 12: Cantidad de átomos de hidrógeno neutro por cm^2 (en unidades de 1019), en la dirección de la línea de la visual, con velocidades del gas entre -21 y -14 km/s. El símbolo estelar marca la posición de Wack 2134. La elipse blanca representa la localización de la fuente de rayos gamma 3EG J1027-5817. La distribución del material alrededor del mínimo que contiene a la estrella estaría formando una especie de cáscara incompleta, o burbuja interestelar, esquematizada por la elipse gris.

• PRÓXIMOS DESAFÍOS

El tema de los vientos estelares ha cobrado gran fuerza en los últimos años con el desarrollo de los llamados grandes telescopios y sus descubrimientos. A esto debe sumarse el hecho de que los datos están accesibles cada vez con mayor rapidez, y astrónomos de distintas especialidades

pueden trabajar conjuntamente con mayor facilidad. Por ejemplo, en mayo de 2004, un grupo de científicos, la mayoría del European Space Observatory, luego de un gran esfuerzo observacional con diferentes telescopios e instrumentos, descubrieron que las estrellas de alta masa parecen formarse por el mismo mecanismo que las de baja masa: vía acreción a través de un disco circumestelar. Usaron telescopios infrarrojos muy sensibles para observar la nube molecular de la región HII⁽¹⁶⁾ M17. Lograron detectar emisión débil del gas calentado por un cúmulo de estrellas masivas, localizado atrás de la nube, mirando a través del polvo interestelar. Las observaciones permitieron ver un disco de canto, asociado a la nebulosa de reflexión. Este sistema es compatible con una estrella masiva recién formada, rodeada por un enorme disco de acreción, y acompañada por un flujo de masa bipolar (ver Figura 13). Las observaciones corroboran cálculos teóricos, que afirman que estrellas de unas 40 masas solares o más se formarían con el mismo proceso que está activo durante la formación de estrellas de masas menores.

Sin embargo, la problemática asociada al tema de los vientos estelares dista de estar completamente resuelta. Todavía no se pueden explicar del todo algunos aspectos del fenómeno, como por ejemplo la variabilidad de ciertos vientos estelares. En los procesos físicos involucrados, el campo magnético estelar juega un papel importante, y hay muy pocos valores medidos de estos campos, tanto en intensidad como en la geometría. Otro problema es que los telescopios actuales de rayos gamma tienen poco aumento comparado con el que se obtiene a otras longitudes de onda. Una gran incógnita es si las estrellas simples son capaces de producir emisión a altas energías: aunque se han desarrollado modelos teóricos, no hay evidencia concluyente sobre emisión no-térmica proveniente de este tipo de objetos.

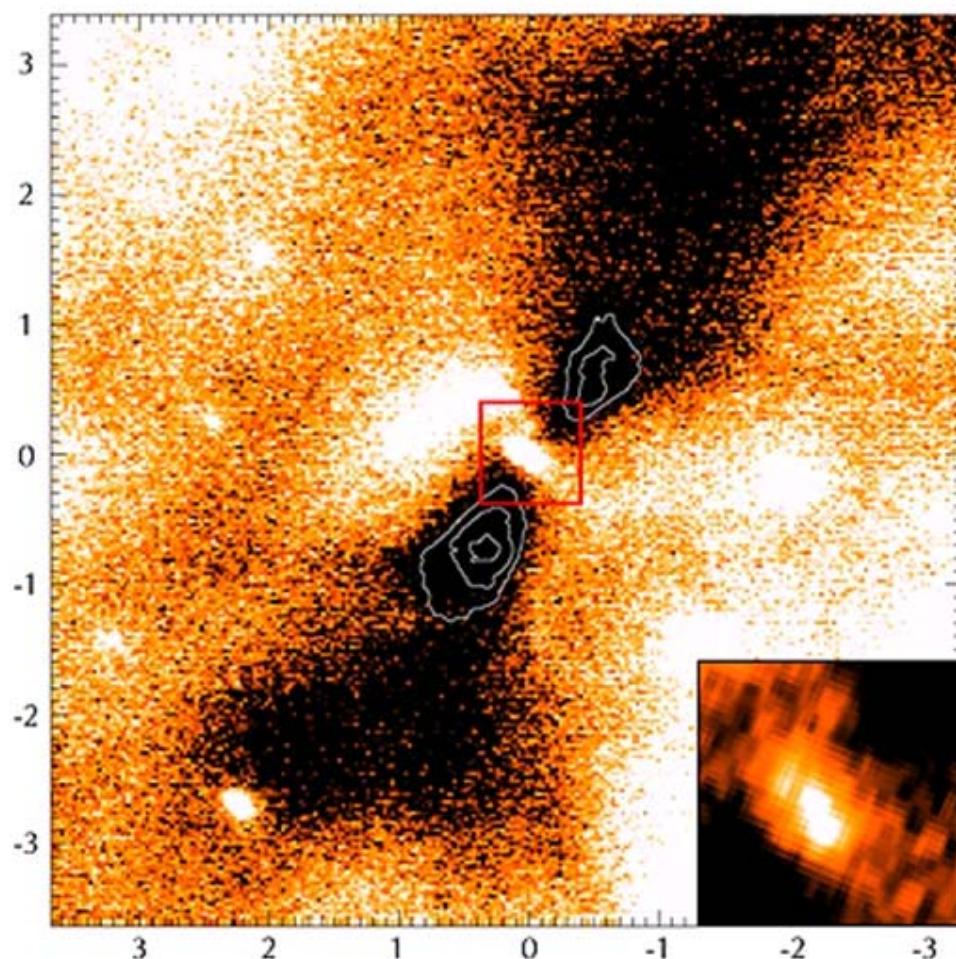


Figura 13: Imagen en la banda infrarroja Ks, de la silueta de disco obtenida con el telescopio Very Large Telescope, en Paranal, Chile. El disco aparece de color blanco. La región central está ampliada en el extremo inferior derecho (fuente: R. Chini, D. Nurnberger, ESO).

En los próximos meses, el análisis de las observaciones desde el satélite INTEGRAL (energías de MeV) hacia sistemas estelares tempranos permitirán verificar las predicciones de algunos modelos de emisión a altas energías. Los grandes telescopios ópticos (Hubble, VLT, Gemini Norte y Sur)

están ayudando a detectar cada vez más compañeras tempranas y a definir la geometría de los sistemas binarios.

En el futuro inmediato, se espera que entren en funcionamiento dos nuevos instrumentos:

- El Gamma Large Area Space Telescope (GLAST), programado para ver la primera luz en el año 2008, y desarrollado principalmente por científicos de EEUU, Italia, Francia, Japón y Suecia. Observará entre 10 MeV y 100 GeV, será unas 50 veces más sensible que el telescopio EGRET, y su resolución angular llegará a segundos de arco (glast.gsfc.nasa.gov);
- El Atacama Large Millimeter Array (ALMA), que se cree se completará hacia 2012. Actualmente están en prueba dos prototipos de antena. Será un superinterferómetro para el cielo sur en el rango de radio, formado por alrededor de 65 antenas de 12 m cada una, a instalarse en el norte de Chile, a unos 5000 m de altura. Su planeamiento y construcción es un emprendimiento subsidiado por organizaciones europeas y norteamericanas principalmente. Operará a frecuencias de decenas a cientos de GHz (ondas milimétricas), llegando a resoluciones angulares de centésimos de segundos de arco (www.alma.nrao.edu).

Con la ayuda de estos poderosos equipos, los astrónomos sin duda serán más capaces de contestar muchas de las preguntas abiertas sobre los vientos estelares. Como siempre, las nuevas respuestas llevarán a nuevos interrogantes.

• Notas

⁽¹⁾ Longitud de onda: distancia entre dos crestas. Frecuencia: cantidad de ondas por unidad de tiempo. A su vez, la frecuencia es directamente proporcional a la energía de la onda electromagnética.

⁽²⁾ K: grados Kelvin ($0^{\circ} \text{C} = 273 \text{ K}$)

$$1 \text{ \AA} = 10^{-8} \text{ cm.}$$

⁽⁴⁾ Luminosidad de una estrella: cantidad de radiación (energía) emitida por segundo.

⁽⁵⁾ 1 masa solar: $M_{\odot} = 2 \times 10^{33} \text{ g.}$

⁽⁶⁾ En la jerga radioquímica, "quemar" hidrógeno significa producir helio, es decir, el hidrógeno se transforma en helio, por medio de una reacción química nuclear. En la química clásica, en cambio, quemar hidrógeno es combinarlo con oxígeno para formar agua.

⁽⁷⁾ La existencia del viento solar fue deducida indirectamente por L. Biermann en 1951, quien interpretó que deflexiones en la cola de cometas eran producidas por un flujo de radiación corpuscular proveniente del sol, con velocidades de unos 400 km/s. Recién en 1962, la sonda espacial Mariner 2 en su viaje hacia Venus, comprobó la existencia de un viento solar continuo.

⁽⁸⁾ R_{\odot} = Radio solar, igual a unos $7 \times 10^{10} \text{ cm.}$

⁽⁹⁾ Very Large Array : conjunto de 27 radiotelescopios de 25 m de diámetro cada uno, y que trabajan juntos, en forma equivalente a un único gran radiotelescopio. "Array": distribución o disposición.

⁽¹⁰⁾ Frente de choque: discontinuidad en el medio.

⁽¹¹⁾ Fuente puntual: es la que presenta una extensión menor o igual a la resolución angular del instrumento de observación.

⁽¹²⁾ eV: electrón-volt. $1 \text{ eV} = 1.602 \times 10^{-12} \text{ ergios.}$ $1 \text{ MeV} = 10^6 \text{ eV.}$ $1 \text{ GeV} = 10^9 \text{ eV.}$

⁽¹³⁾ Para comparación, la luna subtende un ángulo de 0.5 grados.

⁽¹⁴⁾ Beam o haz: representa la resolución angular.

⁽¹⁵⁾ Línea de 21 cm de longitud de onda (λ): producida por la transición hiperfina del átomo de hidrógeno neutro, cuando los momentos magnéticos del electrón y del protón se vuelven paralelos.

⁽¹⁶⁾ Región HII: región de hidrógeno ionizado, producida por el gran flujo ultravioleta de las estrellas O sobre el medio circumestelar.

- **LECTURAS SUGERIDAS**

Generales:

- J.B. Kaler, "Stars", 1998, Scientific American Library, New York
- J.B. Kaler, "Extreme stars: at the edge of creation", 2001, Cambridge University Press, UK
- H.J.G.L.M. Lamers & J.P. Cassinelli, "Introduction to stellar winds", 1999, Cambridge University Press, UK
- Página web del Grupo de Astrofísica Relativista y Radioastronomía (GARRA): www.iar.unlp.edu.ar/garra/
- P. Benaglia, «Radioestrellas, vientos en colisión y HD 93129A», 2007, Boletín Radioastronómico del IAR #17 (www.iar.unlp.edu.ar/ES/boletin/bol-jun07.htm)

Artículos técnicos

- P. Benaglia, G.E. Romero, I.R. Stevens & D.F.Torres, 2001, Astronomy and Astrophysics 366, 605
- P. Benaglia, C.E. Cappa & B. Koribalski, 2001, Astronomy and Astrophysics 372, 952
- P. Benaglia & G.E. Romero, 2003, Astronomy and Astrophysics 399, 1121
- P. Benaglia & B. Koribalski, 2004, Astronomy and Astrophysics 416, 171
- P. Benaglia, G.E. Romero, B. Koribalski & A.M.T.Pollock, 2005, Astronomy and Astrophysics 440, 743
- J.I. Castor, D.C. Abbott & R.I. Klein, 1975, The Astrophysical Journal 195, 157
- M.E. Contreras, L.F. Rodríguez, M.F.Tapia, et al., 1997, The Astrophysical Journal 488, L153
- L.B. Lucy & P.B. Solomon, 1970, The Astrophysical Journal 159, 879

[\[Volver\]](#)