

Catalog of stationary bowshock arcs in the Orion Nebula

Alumno: Luis Angel Gutiérrez Soto

Tutor: Dr. William Henney

29 de agosto de 2014

1 Introducción

1.1 Orión y la formación estelar

Orión es la region de formación estelar más estudiada, debido a que las estrellas jóvenes y el gas nos ~~proporcionan~~ señales claras sobre la física en los procesos de formación estelar, la formación, evolución y destrucción de las nubes en las que se forman las estrellas, además nos dan pistas claves y sutiles de la dinámica del medio interestelar y del papel que cumplen las estrellas de alta masa y las asociaciones OB en los ciclos del gas entre las distintas fases del medio interestelar.

1.1.1 Estrellas masivas en Orión

Primero hablemos de la **Vecindad Solar** que es un caso particular donde es posible el estudio de los movimientos y distribuciones de las estrellas jóvenes relacionadas con el gas, que nos permiten ~~trasar~~ la historia de la formación estelar y la del medio interestelar. Como hay estrellas másivas, se crean regiones HII y estas junto a estrellas T-Tauri de baja masa ~~trasan~~ los sitios más recientes de formación estelar con edades entre 3 y 5 Myr (Bally, 2008), de la misma manera las asociaciones OB pueden ~~trasar~~ la historia de la formación estelar. Las asociaciones OB son las estrellas más masivas de la región, con ellas se pueden identificar lugares donde se han formado estrellas hace 40 Myr. Es así que las ~~posiciones~~, velocidades, edades y masas de estrellas jóvenes y las propiedades del gas relacionadas con las asociaciones OB, son claves para entender la historia de la formación de estrellas y el origen, evolución y ~~destrucción~~ de las nubes moleculares en los últimos 100 años, logrando con esto desentrañar la ~~naturaleza~~ y la reciente historia del medio interestelar vinculada al nacimiento de las estrellas en esta región de la Vía Láctea.

Como el objetivo de nuestro estudio está centrado en la formación de estrellas jóvenes de baja masa asociadas a estrellas masivas y regiones HII particular-

mente en **Orión**, entonces nos concentraremos en esta región. Las asociaciones OB en Orión consiste en un grupo de estrellas de diferentes edades que están parcialmente superpuestas a lo largo de nuestra línea de visión, dentro de estas región existen varios de estos subgrupos OB integradas por este tipo de estrellas másivas. Por ejemplo tenemos el grupo OB1a, del cual muchos trabajos coinciden de que se trata del grupo de estrellas másivas más viejo de esta región, se encuentra ubicado en el noroesta del *Sinturón de Orión* y su edad oscila entre 8 y 12 Myr (Blaauw, 1991; Brown et al., 1994) dentro de este grupo hay un subgrupo conocido como el grupo 25 Orionis (25 Orionis group en inglés). El subgrupo OB1b, está centrado en el cinturón y se ha estimado que su edad comprende un rango entre 1.7 y 8 Myr, esto último es inconsistente con la presencia de las tres estrellas gigantes (ζ Orionis, ϵ Orionis y δ Orionis) puesto que deberían ser al menos 5 Myr más viejas, de acuerdo lo que dicen sus masas.

En esta región se encuentra el subgrupo OB1c con edades entre 2 a 6 Myr, consiste básicamente en estrellas que se encuentran en *Orion's Sword* por su nombre en inglés, justamente frente de la Nebulosa de Orión . Este subgrupo contiene dos cúmulos, ~~NCS~~ 1980 ubicado en el extremo sur de *Sword* y ~~NGS~~ 1981 situada en el extremo norte (ver figura 2). Las estrellas más viejas en el *Sword* se superponen con poblaciones de estrellas mucho más jóvenes asociadas a la Nebulosa de Orión, M43, NGC 1977, OMC1 y 3 regiones en el *Integral Shaped Filament* en el extremo norte de la nube molecular Orión A. Por otro lado tenemos a OB1d, que está formado por las estrellas de el cúmulo de la Nebulosa de Orión (ONC por sus siglas en inglés) situada en la nube molecular Orión A y por NGC 2024 ubicada en la nube molecular Orión B, son los dos cúmulos más grandes de este grupo que además resulta ser joven, es decir con edades que van desde 2 Myr (Muench et al.). Es difícil separar estos dos tipos de poblaciones estelares, puesto que no es claro aún si estos dos subgrupos (1c y 1d) representan diferentes poblaciones o más bien son grupos estelares jóvenes y viejos que se formaron en la nebulosa de nube Orión A en diferentes épocas, que desde luego han emigrado.

1.1.2 Formación estelar en Orión

Es bien sabido que la formación estelar ocurre cuando grandes nubes moleculares como Orión colapsan debido a su propia gravedad, es en ese momento cuando se desencadena la formación de estrellas de alta y baja masa. Como ya se dijo; en Orión tales fenómenos están presentes. Por ejemplo el subgrupo OB1d además de contener; el cúmulo de la nebulosa de Orión (ONC) y a NGC 2024 como se describió arriba, contiene una docena de pequeños cúmulos y una distribución de estrellas en el fondo que están mas o menos aisladas, que se han formado en núcleos a lo largo de nubes moleculares en Orión, es el caso de las estrellas formadas en NGC 2068 y NGC 2071 en Orión. Varios miles de estrellas en su mayoría de baja masa, miembros del subgrupo 1d fueron formadas a partir de la *Integral Shaped Filament* (Bally et al., 1987) en la parte Norte de la nube molecular Orión A que contiene como ya sabemos a la Nebulosa de

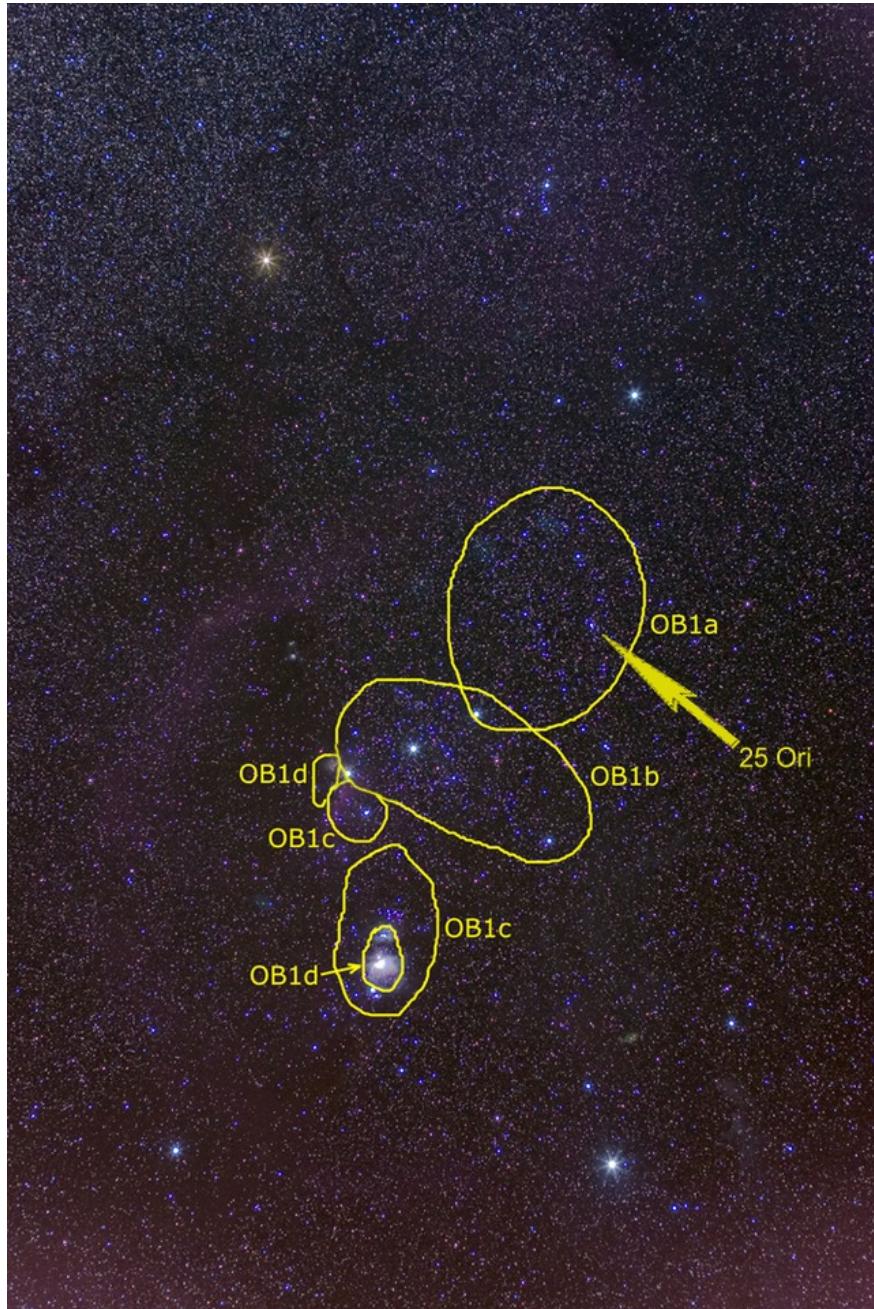


Figura 1: Campo amplio de la región de Orión, que muestra los diferentes subgrupos formados por las osociaciones OB. Tomado de wikipedia.org

Orión (Johnstone & Bally, 1999). Entonces cerca de 2000 estrellas de baja masa con edades menores a 10^6 años están concentradas ~~alrededor~~ de un cúmulo de estrellas másivas denominado el Trapecio en la misma Nebulosa de Orión (Hillenbrand, 1997) ubicada ésta última a una distancia de 436 ± 20 pc (O'Dell & Henney, 2008). Hay que subrayar que cientos se están formando en el núcleo denso de OMC2 y en 3 núcleos situados en la parte norte de la Nebulosa de Orión. Hay que decir, que hay otro tipo de objetos que se han formado bajo estas circunstancias (proplyds y objetos LL) de los cuales hablaremos más adelante. A pesar de que no se sabe con certeza acerca de todos los miembros de la ~~osociación~~ OB, es probable que entre 5000 y 20000 estrellas se han formado en la región de Orión en los últimos 15 Myr. No obstante las edades y ubicaciones de varios subgrupos en Orión indican que la formación de estrellas, ha sido propagada a través de la nube de Orión de una forma secuencial (Bally, 2008).

Ya desde hace muchos años se tiene conocimiento de que las estrellas ~~fujitivas~~ son ~~comúnmente~~ las estrellas O, raramente se da entre estrellas B y es inexistente en las estrellas de tipo espectral posteriores a las ya mencionadas (Gies & Bolton, 1986; Gies, 1987), en este sentido Orión es una fuente de varias estrellas ~~fujitivas~~, dentro de esta se incluyen a AE Auriga que tiene una velocidad de 150 km s^{-1} y a μ Columbae con una velocidad de 117 km s^{-1} moviéndose exactamente en la dirección opuesta (Blaauw, 1991). Ahora datos de Hipparcos sobre movimientos propios han mostrado que estas dos estrellas y la colisión de vientos de la binaria de rayos-x ι Orionis, estaban ubicadas en la misma posición en el cielo hace más o menos 2.6 Myr (Hoogerwerf et al., 2001), algunos científicos han argumentado que estas dos estrellas (AE Auriga y μ Columbae) junto a ι Orionis experimentaron una interacción de cuatro cuerpos que los llevó a sufrir cambios significativos, de tal manera que las estrellas más masivas se volvieron la binaria ι Orionis, ~~mientras~~ que para las estrellas menos masivas la suerte fue otra, puesto que la energía gravitacional liberado durante el encuentro lanzó a estas dos estrella fuera de la región a muy altas velocidades (Gualandris et al., 2004).

Tenemos que los movimientos propios en el cúmulo de la Nebulosa de Orión lo sitúan en la interacción de los cuatro cuerpos aproximadamente, hace 2.6 Myr. Es así que la presencia de algunas de las estrellas viejas en el Cúmulo de la Nebulosa de Orión; advierten que ha ocurrido formación estelar en esta región, sin embargo el número de estrellas viejas indican que la formación estelar en el gas para formar la ONC era más suave hace 2.6 Myr. No obstante, hay que resaltar que la tasa de formación estelar se ha ido acelerando con el tiempo, culminando recientemente con la formación de un grupo de estrellas masivas conocidas como el Trapecio y este proceso aún continua hasta el día de hoy.

Si se asume que NGC 1980 ¹ comparte su movimiento a través del espacio

¹NGC 1980 ha sido asociado con el subgrupo 1c de la asociación OB ubicada justamente en frente de la Nebulosa de Orión y también con la nube molecular Orión A (ver figura 2).

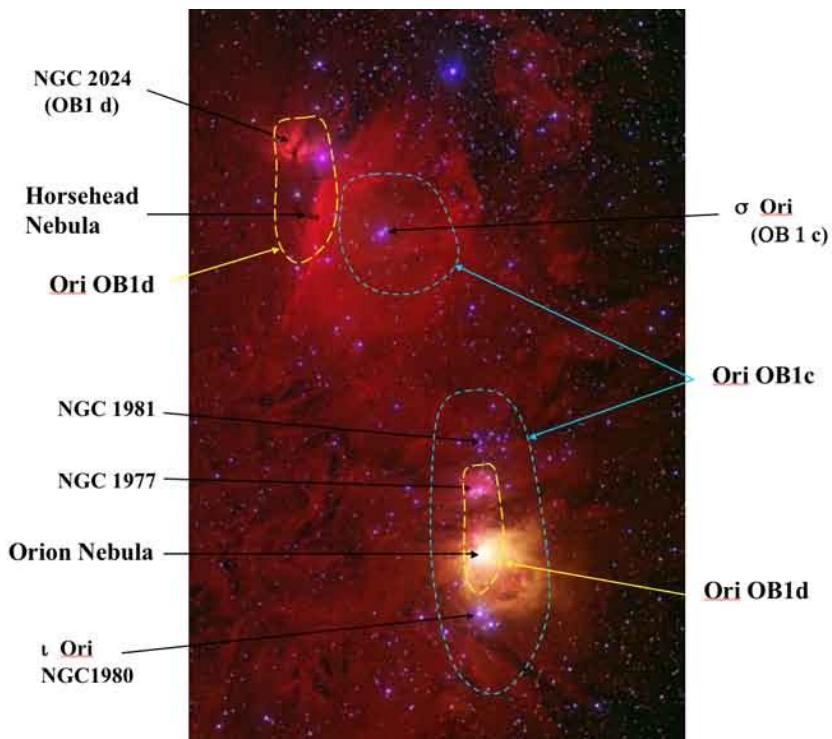


Figura 2: Parte sur de Orión que contiene los subgrupos OB1c y OB1d de las asociaciones OB1 de Orión. Tambien se logra apreciar que subgrupo OB1c parece estar directamente en frente del subgrupo más jóven OB1d (Bally, 2008). Otros cúmulos son marcados.

con ι Orionis, este cúmulo podría haber estado situado en el mismo lugar que el material, del cual más tarde se formaría la Nebulosa de Orión. Esto lleva a pensar que el material del cual se formaron la Nebulosa de Orión y la ONC estaba aparentemente cerca de NGC 1980 hace varios millones de años, sugiriendo que la formación de las mismas estaría desencadenada por la estrellas viejas del cúmulo NGC 1980. Ahora si esto es verdad, las estrellas más viejas de la ONC pueden ser miembros de NGC 1980 y del sub-grupo OB1c.

Bally (2008) dice que las ubicaciones y las edades de los grupos estelares en Orión, indican que la formación estelar puede propagarse a través de una nube de una forma no lineal. No obstante, una primera generación de estrellas desencadena el nacimiento de las posteriores generaciones. Es así que en Orión al parecer el subgrupo 1a fueron las primeras estrellas en formarse, consecuentemente estas estrella masiva contribuyeron al nacimiento de las 25 Ori y del subgrupo 1b. Posteriormente estas activaron la formación estelar en *Orion's Sword* al sur, σ Ori en el sureste, y posiblemente λ Ori en el norte, por tanto en los últimos Myr se ha propagado la formación estelar dentro de *Filament Integral Shaped* en la nube molecular Orión A, para formar la Nebulosa de Orión, M43, OMC2, OMC3 y NGC 1977.

1.1.3 El papel de las estrellas masivas en la formación estelar

Las estrellas masivas inyectan energía en el medio interestelar a través de su radiación del continuo de Lyman (EUV), de sus vientos estelares y a través de la explosión de supernovas (SN). Ahora, si se usa la función de masa estandar (IMF), entonces la población estimada de estrellas jóvenes en Orión indica que entre 30 y 100 estrellas más masivas que $8 M_{\odot}$, se han formado en esta región en los últimos 12 Myr, muchas de estas estrella han alcanzado la secuencia principal y posteriormente han explotado. Usando la relación edad-masa $\tau(M) \propto M^{-\beta}$, con $\beta = 1.6 \pm 0.15$ en un rango de masas de 8 a $80 M_{\odot}$ (Shull & Saken, 1995), ha mostrado que estrellas en el subgrupo 1a más masivas que $13 M_{\odot}$ han explotado. En los subgrupos 1b y 1c, estrellas con edades promedio de 6 Myr y con masas mayores a $20 M_{\odot}$, todo parece indicar que también han corrido con la misma suerte. Es así que han habido entre 10 y 20 explosiones de supernovas en la región de Orión en los últimos 12 Myr. Como consecuencia esta energía cinética liberada ($> 10^{52}$ ergs) ha formado una enorme burbuja de gas de emisión de rayos-x, que se ha extendido creando una cáscara másiva de gas y polvo, conocida como la superburbuja Orión/Eridanus.

Es
 \backslash proto,
no es
 \backslash alpha

La estructura del medio interestelar en la burbuja Orion/Eridanus proporcionan evidencias de que la energía liberada por estrellas de alta masa ha alterado profundamente la cinémática, la forma y la estructura del gas en esta región, debido a que la radiación de las asociaciones OB han probocado que la burbuja se haya inflado un poco más. La emisión de H α traza la ubicación actual del frente de ionización en Orión, además estas bajas densidades del gas se están

expandiendo con una velocidad promedio cerca de 10 a 60 Km s⁻¹ hacia altas latitudes galáctica y hacia nosotros, este gas se puede ver en absorción y especialmente en el UV.

Por otro lado si somos más exigentes y nos situamos en determinadas regiones, por ejemplo donde se situa a la ONC, tenemos que la ionización está dominada por θ^1 Ori C que es una de las estrellas masivas y jóvenes que forman el ya mencionado Trapecio. La densidad del gas ionizado decrece desde un pico de densidad electrónica de unos 10^4 cm⁻³ en el frente de ionización, puesto que el gas se acelera lejos del frente (Henney et al., 2005). En la parte más brillante de la nebulosa es decir, en el oeste del Trapecio la capa que emite es delgada (< 0.05 Pc), mientras que la región que emite en el este de la nebulosa es mucho más gruesa ($\simeq 0.3$ Pc), y esto puede relacionarse fácilmente con la extensión lateral y la distancia de θ^1 Ori C al frente de ionización. Por otro lado los choques estacionarios que se forman en el frente de los Proplyds cerca de la estrella ionizante (Bally et al., 2000), son un indicativo de que hay una cavidad formada por los vientos de alta velocidad que vienen de esta estrella luminosa, además la presencia de líneas de HeI en absorción en el espectro de las estrellas del Trapecio (O'dell et al., 1993; Baldwin et al., 1991) indican que hay baja densidad en las regiones que se encuentran en la vecindad del centro del cúmulo de la Nebulosa de Orión.

En resumidas cuentas, se tiene que la ~~precencia~~ de estrellas másivas dispara el nacimiento de futuras generaciones de estrellas, como ~~a~~ ocurrido en la región de Orión. Por otro lado hemos aprendido que los vientos estelares que son básicamente un flujo de partículas cargadas, que vienen de las estrellas másivas OB, o en el caso particular de θ^1 Ori C del grupo del Trapecio en el Cúmulo de la Nebulosa ~~De~~ Orión crean zonas de baja densidad. Además estos vientos estelares interaccionan con el gas de la Nebulosa para formar las ondas de choques, también se da el caso que chocan con otros flujos de gas provenientes de los proplyds en las cercanías de la estrella ionizadora formando los ya mencionados choques estacionarios y con estrellas T Tauri según sea el caso en las partes más alejadas para formar los arcos de emisión. Dichos choques ~~compactan~~ el gas en la nebulosa y creando densidades no homogéneas que provocan el colapso gravitacional de la nube.

1.2 Proplyds

Hasta el momento ya es de nuestro conocimiento, que la Nebulosa de Orión alberga un conjunto de *Objetos Estelares Jóvenes* (YSOs por sus siglas en inglés). Por tanto esta nebulosa nos brinda la posibilidad de estudiar las estrellas, que aún están siendo ~~rodeadas~~ por su material primordial. En primera instancia una oportunidad de estudiarlas surge cuando estos objetos son iluminados por una estrella ionizante, en este contexto por θ^1 Ori C, de tal manera que el gas que rodea a las estrellas será ionizado y como consecuencia este material será visible

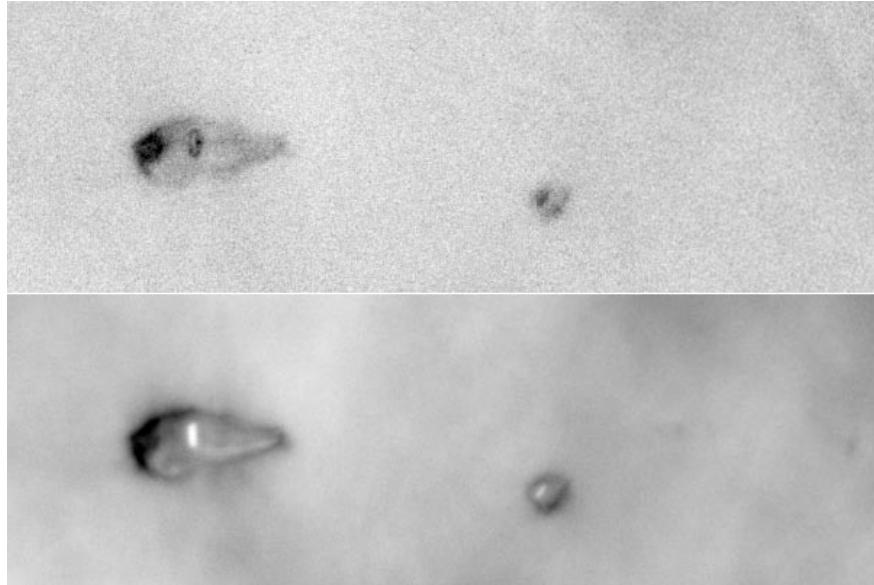


Figura 3: Imagen de los proplyds 182-413 (izquierda) y 183-419 (derecha). Son observaciones del *Telescopio Espacial Hubble* (HST). La imagen de arriba corresponde a emisión de [O I] 6300 Å y la de abajo a emisión de H α . En ambos proplyds sobresale lo que parece ser un disco circunstelar muy brillante en [O I] (Bally et al., 2000). La emisión de [O I] cerca del frente de ionización es producido por la excitación por colisión. El campo de visión en cada marco es de $4.55'' \times 13.65''$.

en las mismas líneas de emisión que la nebulosa. Por otro lado es posible ver la componente del polvo en extinción contra la emisión de la nebulosa, dado que la mayoría de la emisión de la nebulosa viene del fondo como argumentado O'Dell et al. (2008). Pero no todo termina aquí, puesto que la iluminación de la estrella masiva sobre estos YSOs, no sólo permite verlos, sino que además en el proceso parcial o total de la foionización de los mismos, genera un excedente de presión que provoca que el material sea expulsado a través del mecanismo de la fotoevaporación y en este sentido habrá como resultado una destrucción inevitable de sus envolventes. Estas estrellas jóvenes que tienen esa particularidad, es decir características especiales locales de su entorno, se han etiquetado como una subclase dentro de los YSOs y han sido llamados proplyds (O'dell & Wen, 1994).

Siendo más rigurosos un proplyd puede ser definido como una estrella de baja masa presecuencia principal, envuelta en un disco protoplanetario que esta siendo fotoevaporado por los fotones ultravioletas (UV) de una estrella masiva. En la Nebulosa de Orión los proplyds son vistos en líneas de emisión como se dijo arriba, con una una forma alargada donde uno de sus extremos que es más ancho que el otro (cabeza del proplyd), apunta en dirección a la estrella θ^1 Ori C.

1.2.1 Descubrimiento

El primero de estos objetos descubierto y posteriormente identificado como proplyd fue LV 2 (167-317) y fue visto en la cercanías del Trapecio. En trabajos posteriores se identificaron un conjunto de seis líneas de emisión no resueltas, es decir estrellas; en las cercanías del Trapecio (Laques & Vidal, 1979). Hasta el momento no se conocía de manera clara la naturaleza de los proplyds, pero dado que son fuentes de radio compactas de emisión térmica, fueron descubiertos en estudios llevados a cabo por el *Very Large Array* realizadas en el interior de la región de Huygens (Garay et al., 1987), por tanto con las interpretaciones de las radios fuentes, dió paso hacer una correcta identificación de los mismos (Churchwell et al., 1987). Con la intervención del *Telescopio Espacial Hubble* (HST) se pudo establecer la verdadera naturaleza de los proplyds, ya que con la cámara WFPC2 (O'dell & Wen, 1994) se pudieron obtener imágenes más claras y puras de esta región como se puede ver en la figura 4, en dichas imágenes se puede apreciar unos objetos cerca de la estrella ionizadora, con una estrella central de baja masa y en algunas ocasiones con una región oscura en el centro.

Como los proplyds emiten radiación, en las mismas líneas que la Nebulosa, se obtuvo su espectro corregido por la contribución de la radiación provenientes del fondo, pero no se tenía mucha confianza en estos espectros debido a la alta corrección que se había hecho. Mas tarde teniendo mejores resoluciones angulares del HST, se pudo obtener espectros más confiables de algunos de los objetos, pudiendo llevar a cabo el estudio de la mejor forma, es decir midiendo brillos y temperaturas efectivas.

1.2.2 Modelo estandar de los proplyds

En la sección anterior se ha dicho que la verdadera naturaleza de los proplyds en la ONC fue revelada por observaciones de alta resolución del HST, aunque ya anteriormente Churchwell et al. (1987) había escudriñado en su naturaleza con observaciones en el radio. Al comienzo se pensó que la cabeza del proplyd, se formaba por la interacción de un viento sueve proveniente del disco de acreción estelar, con el viento rápido de θ^1 Ori C. Como a veces suele suceder en la ciencia, este modelo se dejó a un lado, puesto que se estableció que esta parte brillante del propyid (cabeza), no eran más que frentes de ionización locales (O'dell & Wen, 1994), en los cuales su brillo superficial disminuía como es de esperarse con la distancia a θ^1 Ori C.

Es así que el modelo estandar y ampliamente aceptado postula la existencia de un disco de acreción interno de material molecular que está rodeando una estrella joven de baja masa presecuencia principal, que a su vez está siendo fotoevaporado por los fotones ultravioletas de una estrella masiva (Johnstone et al., 1998; Henney & Arthur, 1998). Este disco sólo es afectado por la radiación externa Ultravioleta Lejano (FUV, $\lambda > 912 \text{ \AA}$), es decir radiación con energía

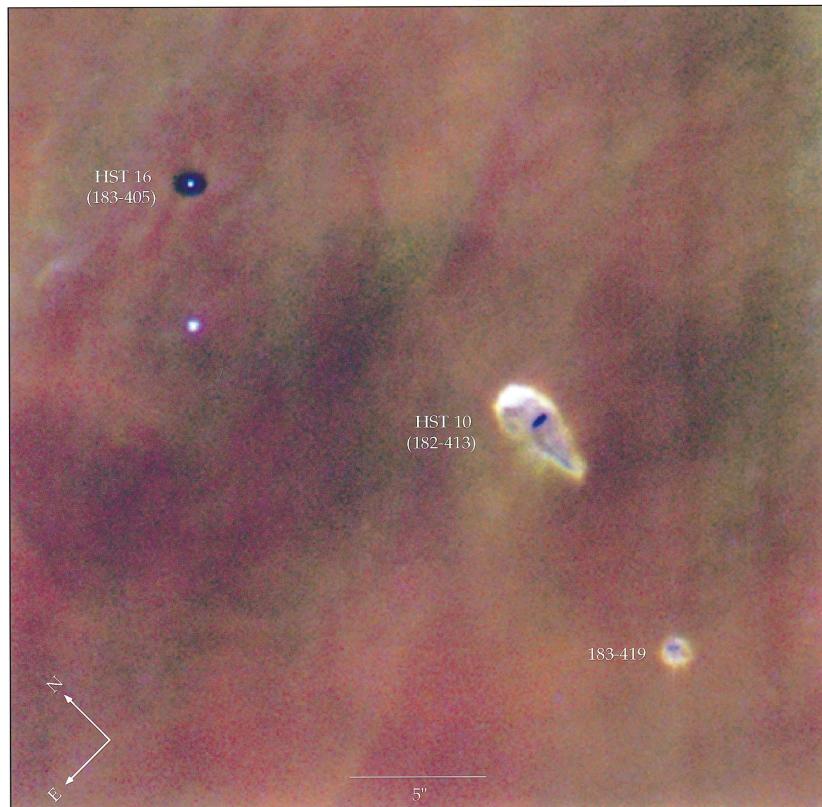


Figura 4: Imagen tomada con la Cámara Planetaria (PC) WFPC2-HST. Los colores indican las líneas de emisión o filtros usados; verde = $\text{H}\alpha \lambda 6563$, rojo = $[\text{N II}] \lambda 6584$ y azul = $[\text{O III}] \lambda 5007$ (Bally et al., 1998). En la imagen son perceptibles los proplyds 183-405 y 182-413, además se observa un objeto con emisión algo débil llamado 183-419.

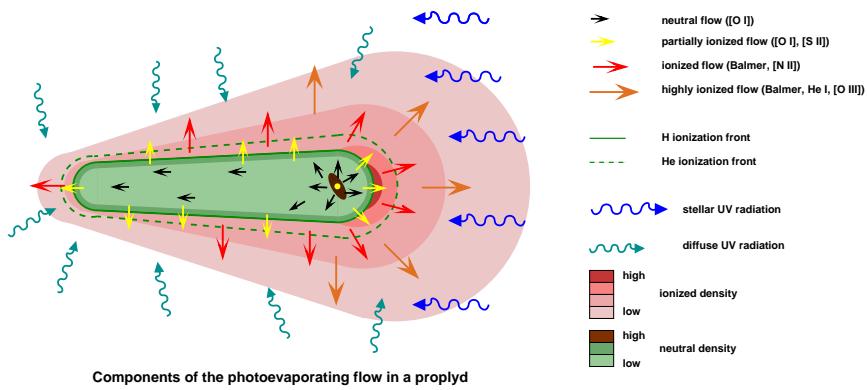


Figura 5: Modelo ampliamente aceptado para los proplyds, que básicamente representa un flujo fotoevaporado. Se tiene que el disco protoplanetario de una estrella joven de baja masa es afectado por los fotones estelares FUV y EUV. En este sentido la radiación FUV penetra en la superficie del disco de acreción generando una tasa de pérdida de masa, implicando con ello que se forme un flujo lento de gas neutro. Este gas neutro funciona como una capa protectora, pues absorbe la radiación EUV y es así como se forma un frente de ionización que apunta en la dirección de la estrella ionizadora, entonces este frente de ionización no es más que la cabeza del proplyd. La cola del proplyd se forma debido a la fotoevopación de la parte trasera del disco, por la radiación difusa UV. No obstante el campo de ionización difuso, que es el resultado de la recombinación del hidrógeno a su estado base (Henney & O'Dell, 1999), influyen de manera importante en el flujo ionizado de la cola. Claramente se puede ver que un proplyd es semejante a un cometa.

menor a los 13.6eV necesarios para fotoionizar el hidrógeno (ver figura 5). Esto ocurre porque la fotodisociación de gas molecular que es calentado y suavemente expulsado a partes externas del disco forma una atmósfera extendida que es ópticamente gruesa a la radiación del continuo Lyman (EUV, $h\nu > 13.6$ eV; $\lambda < 912$ Å), en otras palabras los fotones FUV son los responsables de disociar las moléculas y de calentar el gas de la región de fotodisociación (PDR) a $T \sim 100 - 1000$ K dejando como resultado una estela de material neutro (Johnstone et al., 1998). Lo anteriormente dicho implica que esta atmósfera interna está siendo rodeada por un frente de ionización local, que es más brillante en la dirección en la que se encuentra la estrella ionizante dominante, también tiene una zona con un brillo más débil que tiene la forma de la cola de un cometa, debido a la fotoinización del material por la radiación difusa del continuo de Lyman.

1.3 Objetos LL en la Nebulosa de Orión

Los típicos Objetos LL llamados así por la primera versión de estrellas LL orionis descubierta en la Nebulosa de Orión, son básicamente estrellas jóvenes de baja masa presecuencia principal, es decir estrellas T Tauri asociadas a un arco de emisión circumestelar (ver figura 6). El prototipo de estos objetos es la estrella LL Ori cuya emisión circunestelar fue descubierto hace 36 años (Gull & Sofia, 1979). Posteriormente se identificaron seis objetos más, con características similares (Bally & Reipurth, 2001) y fueron denotados empezando desde LL1 hasta LL7, donde el primero de estos corresponde a LL Ori. La lista de Objetos LL detectados siguió en aumento, puesto que gracias a datos de líneas de emisión en el óptico ($H\alpha$ 6563 Å, [N II] 6584 Å y [S II] 6716, 6731 Å) del Telescopio Espacial Hubble (HST) (Bally et al., 2000, 2006) se han identificado cerca de 20 objetos. No obstante muchos de estos objetos tienen jets muy coliminados que se originan en la estrella T Tauri, que de alguno u otra forma alteran la morfología de los arcos de emisión. Es el caso de LL1 quien posee un jet hipersónico del tipo Herbig Haro conocido como HH 888.

1.3.1 Naturaleza de los choques de proa estacionarios

Los objetos LL Orionis pueden ser interpretados como la interacción supersónica de un viento interno de una estrella T Tauri, con el flujo ambiental de la Nebulosa. Todo parece indicar como ya se ha mencionado anteriormente, que dicho viento interno es un flujo fotoevaporado proveniente del disco protoplanetario de una estrella joven. En una escala más grande el viento externo parece ser originario de la región HII en el núcleo de la Nebulosa de Orión. Esto es debido a que cuando un frente de ionización envuelve un objeto muy denso, se forma un flujo fotoevaporado de gas ionizado con un frente D-crítico (Dyson, 1968). Entonces, a este flujo de ahora en adelante lo llamaremos flujo de champagña y como han indicado Meléma et al. (2006); Arthur et al. (2011); Ercolano et al. (2012), este flujo surge durante los procesos de evolución de una región HII den-

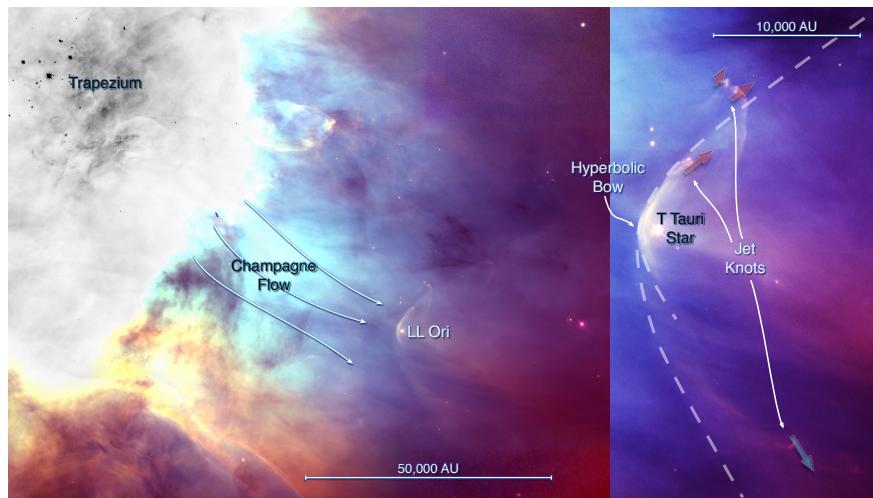


Figura 6: *Izquierda.* Ubicación de LL Ori en el suroeste de la Nebulosa de Orión. Esta imagen es el resultado de la combinación de observaciones del HST-WFPC2 (O'dell & Wong, 1996) con los filtros: $\text{H}\alpha \lambda 6563$ (verde), $[\text{N II}] \lambda 6584$ (rojo) y $[\text{O III}] \lambda 5007$ (azul). Hay una región de saturación en el Trapecio y esta aparece en color blanco siendo una imagen superpuesta de $\text{H}\alpha$. *Derecha.* Es una ampliación de la zona donde se encuentra LL Ori. Se puede ver el hiperbólico choque de proa, que se forma debido a la interacción de un viento de una estrella T Tauri, con el flujo de champaña de gas ionizado proveniente del núcleo de la Nebulosa de Orión. También se puede apreciar un objeto HH (jet) asociada a la estrella T Tauri, en el cual el choque de este tiene movimientos propios (Henney et al., 2013) y una velocidad radial (flecha de color). Las velocidad de las alas del choque es de $\sim 20 \text{ km s}^{-1}$, mientras que la velocidad del jet es muy superior ($60 - 120 \text{ km s}^{-1}$). (Imagen de William Henney)

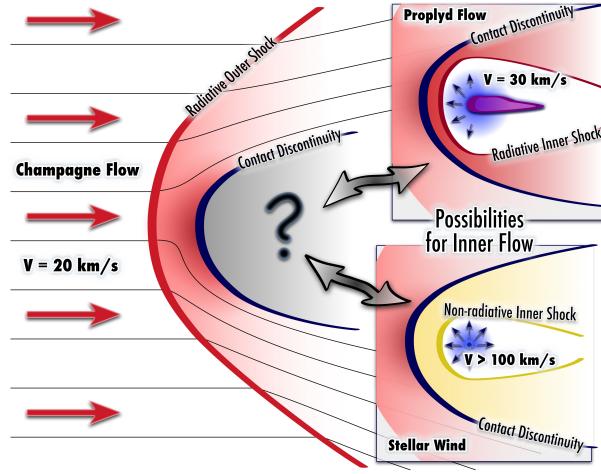


Figura 7: Esquema general de los Objetos LL

tro de una nube molecular turbulenta.

Esquema general de los Objetos LL. La figura 7 nos muestra un esquema general de los choques de proa en la Nebulosa de Orión, es así que los arcos hiperbólicos de los objetos LL se forman, debido a que el flujo de *Champaña* (izquierda), que entre otras cosas es ligeramente supersónico ($M \simeq 2$) choca con un obstáculo (derecha), que en este caso es un flujo también supersónico asociado a una estrella joven de baja masa, no obstante el choque externo es muy radiativo proporcionando con esto, un arco de emisión brillante, es decir muy visible. La naturaleza del obstáculo aún nos clara; puesto que es posible que sea el flujo suave de un gas ionizado proveniente del frente de ionización del Proplyd (arriba) o podría ser el viento de una estrella T Tauri (abajo).

La zona chocada. En general se dice que los choques de proa de los objetos LL son estacionarios, debido a que no se les han detectado movimientos propios y además muestran pequeñas velocidades radiales. Por otro lado, la región chocada es ancha debido a que la interacción de dos viento, provoca que se forme un doble choque, entonces tenemos un arco interno y un arco externo separados cierta anchura. Ahora sí unos de estos choques es fuertemente radiactivo será visible un arco de emisión. Si este el caso, el choque podría considerarse isotérmico, puesto que la zona de enfriamiento en el choque es muy pequeña cuando el flujo es medianamente supersónico ($20 - 60 \text{ km s}^{-1}$) y la densidad es alta (mayor a unos cientos cm^{-3}). Este fenómeno es comparable a lo descrito por Henney (2002) en la interacción de los vientos de dos proplyds; cuando la temperatura del gas en la cáscara chocada se eleva por la termalización de la

energía cinética pre-choque, dando como resultado un aumento en las emisiones, puesto que la energía térmica se irradia y el gas retorna nuevamente a su estado de equilibrio. En el caso particular de LL1, la emisión en la cáscara chocada en equilibrio está dominada por líneas de recombinación tales como $H\alpha$, mientras que para las líneas excitadas colisionalmente domina las de [O III].

Los choques de este contexto se han dividido en dos grupos; el primer grupo corresponde a los clásicos choques de proa de los proplyds (Robberto et al., 2005; Bally et al., 1998) y el segundo grupo corresponde a los típicos arcos hiperbólicos LL (ver figura 8). En el caso de los proplyds están situados en las proximidades del Trapecio, es así que el choque de proa externo no es visible porque este se produce por la interacción con un viento muy rápido y de baja densidad ($n \sim 1 \text{ cm}^{-3}$) de una estrella O, dando como resultado que la cáscara externa sea no-radiactiva. No obstante el arco interno si es visible, dado que el choque interno se forma a partir de un flujo de gas muy denso ($10^3 - 10^4 \text{ cm}^{-3}$) y ligeramente supersónico ($M \simeq 3$) proveniente del frente de ionización del proplyd. En el caso de los arcos hiperbólicos, se tiene que están ubicados en regiones externas de la nebulosa, es decir están mucho más lejos del Trapecio, incurriendo en el hecho de que el arco exterior de la región chocada sea radiactivo, por tanto en este domina la emisión. Otra característica diferenciadora de sus semejantes los proplyds, es que los arcos de estos tienden a hacer más abiertos.

1.3.2 Choques de proa producidos por Objetos HH y su relación con los Objetos LL

La importancia de hablar de los jets Herbig Haro en este trabajo rada en dos particularidades: primero, no confundir los choques de proa de los objetos LL con los choques de proa producidos por los jets HH. Se tiene que los choques de los objetos Herbig Haro a diferencia de los arcos LL, son producidos por la interacción de un jet colimado de material que se mueve a altas velocidades ², con el ambiente de gas nebuloso (O'dell & Wen, 1994). Además de eso los choques HH muestran grandes movimientos propios y altas velocidades radiales. Segundo, varios objetos LL tienen jets muy colimados, lo cual a primera vista, sugiere que estos le dan la forma a los arcos LL, pero recientes estudios han mostrado que en el caso de LL1, la cinemática del choque de proa y del jet Herbig Haro (HH 888) no coincide, puesto que la del choque es simétrica y la del jet es asimétrica. Mientras para LL2 la simetría cinemática del jet HH 505 es totalmente opuesta al del choque de proa del objeto LL en cuestión (Ver figura 6 y figura 10 arriba izquierda). Esto parece indicar que los choques hiperbólicos no están asociados con los jets Herbig Haro (Henney et al., 2013).

²Que probablemente se origina en un objeto estelar jóven.

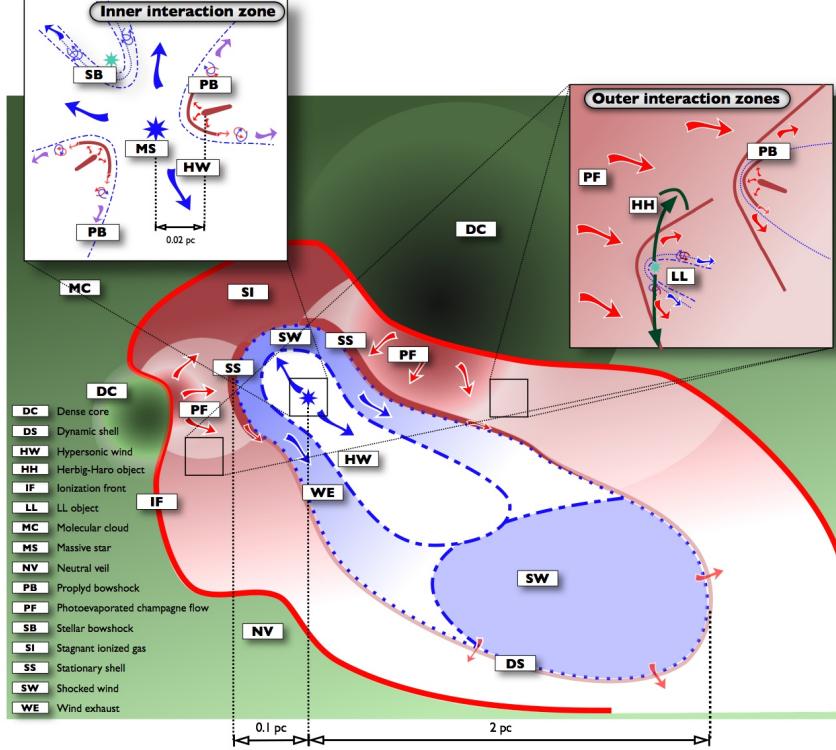


Figura 8: Esquema de la interacción de los vientos en la Nebulosa de Orión. La región de color verde corresponde a gas molecular neutro cuya temperatura oscila entre los 50 y los 1000 K; la zona roja es el gas fotoionizado, ahí la temperatura es de aproximadamente 10^4 K y las densidades van de 10^2 a 10^4 cm^{-3} y por último el color azul representa el material del viento estelar con $T \geq 10^6$ K y $n \sim 1 \text{ cm}^{-3}$. Las flechas hacen referencia al flujo de gas transónico y supersónico, por otro lado los choques de proa radiactivos son ilustrados por las líneas rojas oscuras y gruesas, mientras que los choques no-radiactivos son ilustrados por la línea discontinua azul y la línea de puntos también azul indica la discontinuidad de contacto. Los choques de proa ocurren en dos regiones de la nebulosa: una zona interna de interacción (cuadro izquierda arriba), donde los choques de proa externos se producen debido al viento hipersónico de una estrella masiva ($V \sim 1000 \text{ km s}^{-1}$) y una zona externa de interacción (cuadro derecha arriba), donde los choques externos se forman debido al ligero flujo supersónico y photoevaporado de champaña ($V \sim 20 \text{ km s}^{-1}$). El choque externo es no-radiativo en la zona interna de interacción pero radiativo en la zona externa de interacción. Esto sugiere que el choque de proa interno es radiativo cuando el viento interno es un flujo de gas photoevaporado de un proplyd. (Imagen de William Henney)

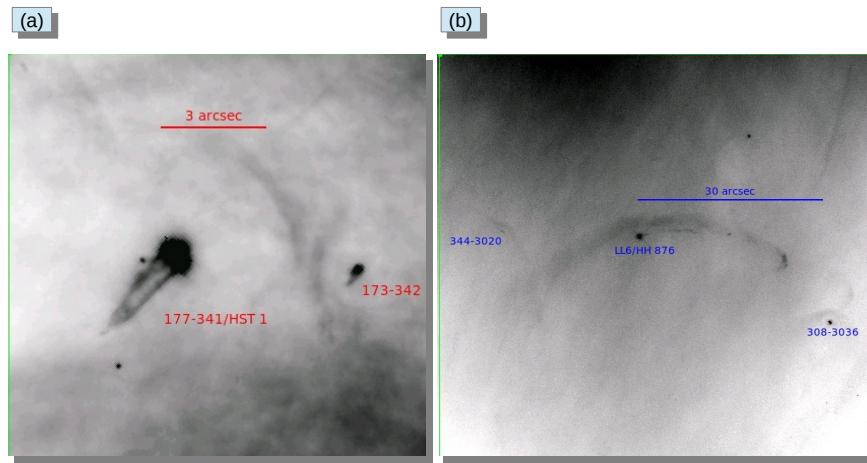


Figura 9: Tipos de choques estacionarios en la Nebulosa de Orión. a) Choques de proas asociados a proplyds; el choque se forma por la interacción de un fújio de gas fotoevaporado que viene del proplyd a una velocidad entre $30\text{-}40 \text{ km s}^{-1}$, con un viento que viaja a una alta velocidad ($> 1000 \text{ km s}^{-1}$) desde una estrella masiva del Trapecio. b) Arcos hiperbólicos LL; el choque se forma debido a la interacción de un flujo de champaña de baja velocidad ($\simeq 20 \text{ km s}^{-1}$) con un viento que viene de una estrella T Tauri o de un proplyd. Estas imágenes son tomadas de las observaciones del HST-ACS usando el filtro f658n, es decir de $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$.

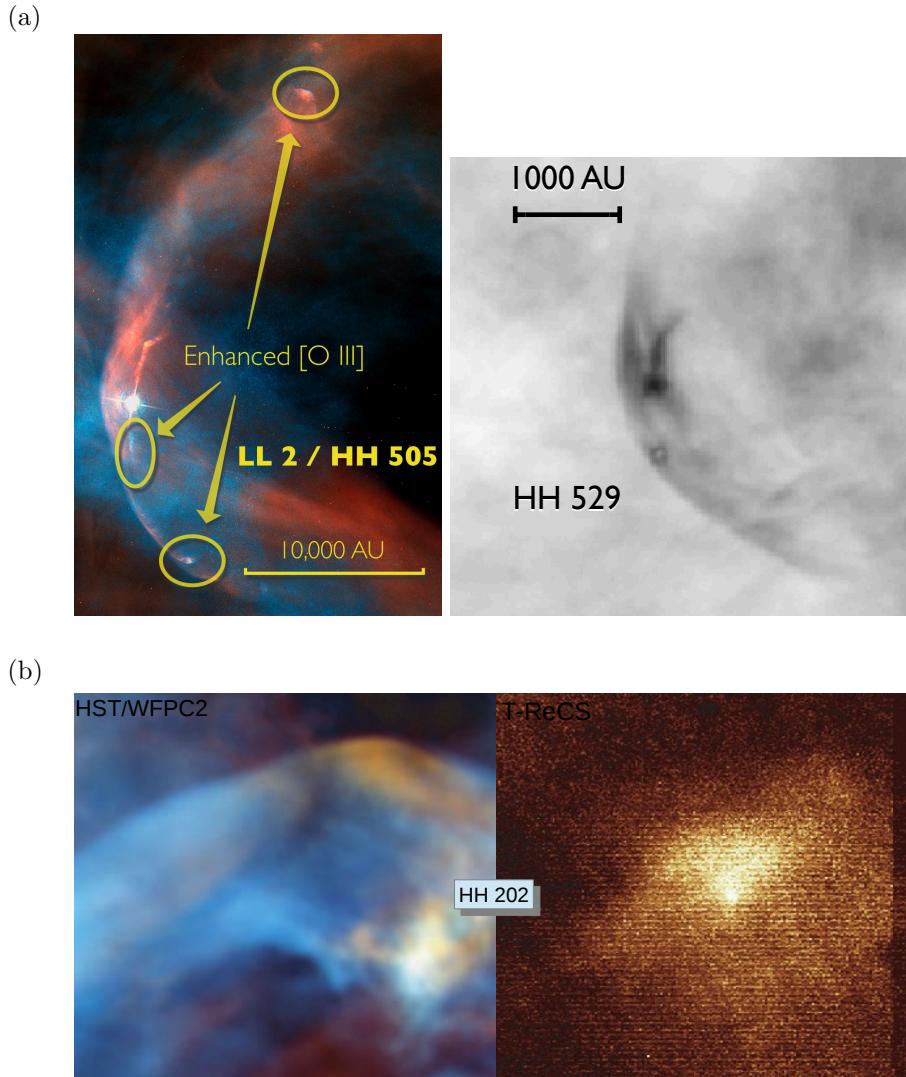


Figura 10: (a) *Izquierda*. En la imagen se observa otro de los ya estudiados objetos LL en Orión. Es básicamente la estrella T-Tauri IX Ori ubicada en una región lejana en el oeste de la Nebulosa de Orión, con su choque de proa asociado (LL1) y su jet bipolar HH 505. También son visibles regiones de emisión de [O III]. *Derecha*. Superficie de trabajo producida por un jet hipersónico muy colimado conocido como HH 529. Tienen altas velocidades radiales ($50-100 \text{ km s}^{-1}$) y también altos movimientos propios perpendiculares al arco (Imágenes de Henney). (b) Choque de proa de un objeto HH conocido como HH 202, (izquierda) del HST-WFPC2 y (derecha) a 11.7μ (T-ReCS). Se tiene que en la imagen del HST los colores indican; verde H α , rojo [N II] y azul [O III] (Smith et al., 2005).

1.3.3 Notación de los objetos LL

Como ya se ha sugerido anteriormente, O'dell & Wen (1994) estudiaron muy a fondo los proplyds y junto a ello idearon una nomenclatura para nombrarlos, dicha notación está basada en la posición de la estrella en el cielo. En este sentido, las coordenadas en ascención recta y declinación de la estrella central son las piezas clave para la designación del prolyd. Si tenemos el prolyd con las coordenadas (A.R., DEC) = (5:35:17.67, -5:23:41.0), entonces este tendrá por nombre 177-341. En este orden de ideas la notación de los objetos LL descritos en este estudio se basa en la configuración ya mencionada, además hemos utilizado este procedimiento para designar la nomenclatura de los objetos LL que hemos detectado en la Nebulosa de Orión, que entre otras cosas 20 de estos objetos de 73 no han sido reportados previamente en la literatura.

1.4 Estructura de la tesis

Referencias

- Arthur, S. J., Henney, W. J., Mellema, G., de Colle, F., & Vázquez-Semadeni, E. 2011, MNRAS, 414, 1747
- Baldwin, J. A., Ferland, G. J., Martin, P. G., Corbin, M. R., Cota, S. A., Peterson, B. M., & Slettebak, A. 1991, ApJ, 374, 580
- Bally, J. 2008, Overview of the Orion Complex, ed. B. Reipurth, 459
- Bally, J., Langer, W. D., Stark, A. A., & Wilson, R. W. 1987, ApJ, 312, L45
- Bally, J., Licht, D., Smith, N., & Walawender, J. 2006, AJ, 131, 473
- Bally, J., O'Dell, C. R., & McCaughrean, M. J. 2000, AJ, 119, 2919
- Bally, J., & Reipurth, B. 2001, ApJ, 546, 299
- Bally, J., Sutherland, R. S., Devine, D., & Johnstone, D. 1998, AJ, 116, 293
- Blaauw, A. 1991, in NATO ASIC Proc. 342: The Physics of Star Formation and Early Stellar Evolution, ed. C. J. Lada & N. D. Kylafis, 125
- Brown, A. G. A., de Geus, E. J., & de Zeeuw, P. T. 1994, A&A, 289, 101
- Churchwell, E., Felli, M., Wood, D. O. S., & Massi, M. 1987, ApJ, 321, 516
- Dyson, J. E. 1968, Ap&SS, 1, 388
- Ercolano, B., Dale, J. E., Gritschneider, M., & Westmoquette, M. 2012, MNRAS, 420, 141
- Garay, G., Moran, J. M., & Reid, M. J. 1987, ApJ, 314, 535
- Gies, D. R. 1987, ApJS, 64, 545

- Gies, D. R., & Bolton, C. T. 1986, ApJS, 61, 419
- Gualandris, A., Portegies Zwart, S., & Eggleton, P. P. 2004, MNRAS, 350, 615
- Gull, T. R., & Sofia, S. 1979, ApJ, 230, 782
- Henney, W. J. 2002, Rev. Mexicana Astron. Astrofis., 38, 71
- Henney, W. J., & Arthur, S. J. 1998, AJ, 116, 322
- Henney, W. J., Arthur, S. J., & García-Díaz, M. T. 2005, ApJ, 627, 813
- Henney, W. J., García-Díaz, M. T., O'Dell, C. R., & Rubin, R. H. 2013, MNRAS, 428, 691
- Henney, W. J., & O'Dell, C. R. 1999, AJ, 118, 2350
- Hillenbrand, L. A. 1997, AJ, 113, 1733
- Hoogerwerf, R., de Bruijne, J. H. J., & de Zeeuw, P. T. 2001, A&A, 365, 49
- Johnstone, D., & Bally, J. 1999, ApJ, 510, L49
- Johnstone, D., Hollenbach, D., & Bally, J. 1998, ApJ, 499, 758
- Laques, P., & Vidal, J. L. 1979, A&A, 73, 97
- Mellema, G., Arthur, S. J., Henney, W. J., Iliev, I. T., & Shapiro, P. R. 2006, ApJ, 647, 397
- O'Dell, C. R., & Henney, W. J. 2008, AJ, 136, 1566
- O'Dell, C. R., Muench, A., Smith, N., & Zapata, L. 2008, Star Formation in the Orion Nebula II: Gas, Dust, Proplyds and Outflows, ed. B. Reipurth, 544
- O'dell, C. R., & Wen, Z. 1994, ApJ, 436, 194
- O'dell, C. R., Wen, Z., & Hu, X. 1993, ApJ, 410, 696
- O'dell, C. R., & Wong, K. 1996, AJ, 111, 846
- Robberto, M., et al. 2005, AJ, 129, 1534
- Shull, J. M., & Saken, J. M. 1995, ApJ, 444, 663
- Smith, N., Bally, J., Shuping, R. Y., Morris, M., & Kassis, M. 2005, AJ, 130, 1763