

# Caracterización de cúmulos estelares jóvenes alrededor de $\eta$ -Car

por Ing. Ana María López Ventura

Tesis sometida como requisito parcial para obtener el grado de

### MAESTRO EN CIENCIAS EN LA ESPECIALIDAD DE ASTROFÍSICA

en el

### Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica

Febrero 2015 Tonantzintla, Puebla

Supervisada por:

Dra. Bertha Alicia Porras Juárez INAOE

©INAOE 2015 El autor otorga al INAOE el permiso de reproducir y distribuir copias en su totalidad o en partes de esta tesis



## Agradecimientos

Al INAOE, por brindarme el apoyo necesario para desarrollar este trabajo, y a CO-NACYT quien otorgó la beca para mi manutención durante mis estudios de maestría.

A mis profesores, quienes compartieron conmigo sus conocimientos en astrofísica.

A mi asesora Dra. Alicia Porras por guiarme durante toda la realización de la tesis, aconsejarme y alentarme para llevarla a buen término, así como a mis sinodales Dr. Abraham Luna, Dr. Luis Carrasco y Dr. Yalia Divakara, por sus sugerencias para mejorar la calidad de éste y futuros trabajos de investigación.

A mis compañeros de generación, David, Gerardo, Leonardo, Omar, Pedro, Sara y Tomás con los que compartí esas largas jornadas de trabajo durante los cursos y de las que surgieron esas anécdotas que siempre contaremos.

Al M. en C. Gerardo Ahuatzi Reyes por su valioso apoyo en la resolución de la numerosas dudas que fueron surgiéndome en cuanto a la programación (en Python).

A mi novio Pedro A. Ovando Ramírez porque nunca dejó que decayera mi ánimo, empujandome siempre a seguir trabajando y no detenerme a ver cuánto faltaba, gracias por acompañarme siempre.

Por último, pero no menos importante, agradezco a mi familia, quienes están siempre dispuestos a apoyarme aún estando lejos, los amo y agradezco enormemente todo lo que me han brindado.

## Resumen

La Nebulosa de Carina (NGC 3372) es la más grande y con más alto brillo superficial en el hemisferio sur, es una región de formación estelar con una gran concentración de estrellas masivas muy luminosas, entre ellas el sistema estelar  $\eta$ -Carina, estas estrellas interactúan con el medio molecular circundante modificándolo, dispersando o compactando el material, evitando o propiciando así, la nueva formación estelar.

En este trabajo de tesis se presentan los resultados de la caracterización de 12 cúmulos estelares jóvenes cercanos a un núcleo de material frío y denso, tanto en la región sur como norte de  $\eta$ -Carina, así como el cálculo de su eficiencia de formación estelar.

Inicialmente se seleccionó una muestra de 12 cúmulos, y se obtuvieron catálogos IR públicos (2MASS+IRAC+MIPS1) de las regiones al norte y al sur de  $\eta$ -Carina que comprenden los cúmulos. Mediante diagramas de diagnóstico IR se depuraron los catálogos y se clasificaron sus fuentes, eliminando fuentes de primer plano y extragalácticas, y se unieron posteriormente con catálogos de objetos estelares jóvenes reportados por Povich et al. (2011a) y Gaczkowski et al. (2013).

Los centros posibles de los cúmulos se eligieron visualmente, y para determinar los centros finales, se graficaron curvas de densidad superficial de número de fuentes analogamente a Tapia et al. (2003) y se tomaron aquéllos para los que las curvas se mostraron más empinadas. Los radios se determinaron con estas mismas curvas, los cuáles quedaron comprendidos en el intervalo de  $0.8\pm0.4$  pc.

También se determinaron las edades para 10 cúmulos, con un valor medio de 3 Myr. Además, se determinaron las masas de todos los miembros de acuerdo a su tipo ( $\overline{M}_{\star}$ =315.4 M<sub>☉</sub>), y la masa de gas+polvo tibio dentro de los límites del cúmulo ( $\overline{M}_{G+P}$ =318.2 M<sub>☉</sub>), y de polvo más frío y denso ( $\overline{M}_P$ =78.4 M<sub>☉</sub>) dentro de los cores, con esta información se calcularon las eficiencias de formación estelar ( $\overline{SFE} = 0.44$ ), de cuyos valores interpretamos que los cúmulos del sur se encuentran en un estado evolutivo más temprano que los del norte.

## Objetivo

El objetivo principal de este trabajo de tesis es localizar y caracterizar en edad y masa, una muestra de cúmulos estelares jóvenes cercanos a cores de material frío y denso, tanto en la región sur como norte de  $\eta$ -Carina, así como calcular su eficiencia de formación estelar y estimar en base a ella y su localización, el estado evolutivo en que se encuentran los cúmulos.

## Índice general

In	Indice de figuras XI											
In	dice	le tablas	xv									
1.	Introducción y Motivación											
	1.1.	. La Nebulosa de Carina y su contenido estelar										
		1.1.1. La estrella $\eta$ -Carina	5									
	1.2.	Retroalimentación por estrellas masivas	7									
	1.3.	Cúmulos Estelares Jóvenes	9									
		1.3.1. Definición de cúmulos estelares	10									
		1.3.2. Cúmulos embebidos	11									
2.	Sele	cción de grupos estelares jóvenes	15									
	2.1.	Metodología para la selección	15									
		2.1.1. Criterios de selección	16									
	2.2.	Catálogos Infrarrojos por región	18									
	2.3.	Depuración de catálogos infrarrojos	20									
		2.3.1. Diagrama color-color JHK	20									
		2.3.2. Diagrama (J)vs(J-H)	22									
		2.3.3. Diagramas color-color IRAC	24									
3.	Car	cterización de cúmulos	29									
	3.1.	Centros y radios de los cúmulos	29									
	3.2.	Distribución espacial de fuentes en cada cúmulo	32									
	3.3.	Extinción promedio de cada cúmulo	48									
	3.4.	Edad de los cúmulos	48									

4.	Eficiencias de formación estelar					
	4.1.	Masa estelar de cada cúmulo	60			
	4.2.	Masa del gas y polvo	61			
	4.3.	Masa de los cores AzTEC	64			
	4.4.	Eficiencia de formación estelar en cúmulos	65			
5.	Con	clusiones	69			
А.	A. Densidad numérica superficial y radio final					
Bi	Bibliografía					

## Índice de figuras

1.1.	Imagen CTIO en la línea [SII] de la Nebulosa de Carina identificando las	
	localizaciones aproximadas de los cúmulos estelares: Trumpler 14, 15 y 16, y	
	Bochum 10 y 11. Notar que Collinder 228 es generalmente considerado como	
	parte de Tr 16, pero éstos aparecen como dos cúmulos sobre el cielo porque	
	están divididos por una franja de polvo oscurecedora. Se localiza $\eta\text{-}\mathrm{Carina,y}$	
	las tres estrellas WNH son identificadas con cuadros pequeños: WR25 (HD $$	
	93162), HD 93131 y HD 92740. (Tomada de Smith et al. (2004a))	3
1.2.	Imagen en el óptico tomada del Digitized sky Survey, las cruces azules re-	
	presentan las posiciones de las estrellas de alta masa (O,B y WR) de la	
	Nebulosa de Carina de acuerdo al censo de Smith (2006)	6
2.1.	Regiones abarcando la parte norte de la nebulosa de carina	16
22	Eiemplos de campos alrededor de core milimétricos. Izquierda, imágenes de	
	colores compuestos RGB de observaciones en IR cercano de 2MASS (J. azul:	
	H, verde; K, rojo); y derecha en IR medio de <i>Spitzer</i> (I2, azul; I4, verde; M1,	
	rojo), para dos cores en el norte (Az005 y Az007) y dos en el sur (Az002 y	
	Az024). Los contornos en verde corresponden a 0.1, 0.15, 0.23, 0.35, 0.54,	
	0.82 y 1.25 Jy/beam del mapa AzTEC a 1.1 mm	17
2.3.	Primera selección de posibles cúmulos jóvenes en el norte y en el sur, y	
	distancias aproximadas a $\eta\text{-}\mathrm{Carina}.$ Nota: Los círculos no representan aún	
	el radio de los cúmulos. $\ldots$	18
2.4.	Cuadros norte y sur, abarcando los cúmulos elegidos, ambos cuadros contie-	
	nen a $\eta$ -Carina	19
2.5.	Regiones del diagrama color-color JHK para la identificación de diferentes	
	poblaciones estelares	20

31

2.6.	Diagramas color-color (J-H)vs(H-K) para todas las fuentes del catálogo_acoplado					
	para el cuadro norte (izquierda) y para el cuadro sur (derecha)	22				
2.7.	Diagrama color-magnitud (J)vs(J-H) para todas las fuentes del catálogo_acoplad para el cuadro norte (izquierda) y el cuadro sur (derecha). Las estrellas de MS se desenrojecieron en este diagrama, y se les asignó una masa de acuerdo al tipo espectral mostrado a lo largo de la isocrona a $10^8$ años (ZAMS).	.0 23				
2.8.	Histogramas de extinción interestelar mostrando la frecuencia de las estrellas de MS con ciertos valores de $A_v$ , cuadro norte (izquierda) y cuadro sur (derecha). La línea punteada muestra el valor del segundo pico de extinción en cada caso.	24				
2.9.	(a y b) Primer espacio color-color de IRAC aplicado a nuestros datos mos- trando la región en la que caen las galaxias dominadas por emisión PAH, (c y d) Segundo espacio color-color IRAC mostrando la región en la que caen las galaxias dominadas por emisión PAH, (e y f) Diagrama color-magnitud IRAC mostrando la región en la que caen los AGN. Cuadro norte (izquierda) y cuadro sur (derecha)	26				
3.1.	Densidad numérica superficial en función del radio para dos cúmulos del					

- 3.2. Distribución espacial de fuentes en cúmulos de la región norte de η-Carina en un radio de 3pc. Simbología: círculos cian: MS; puntos azules: A; rombos verdes: HAeBe; estrellas magenta: CTTS; círculos blancos: PSO; círculos rojos: OE; círculos amarillos: KH. El círculo punteado denota el radio del cúmulo y el círculo continuo la ubicación y extensión de los cores AzTEC asociados. Se muestran los cúmulos CAz005 (superior) y CAz007 (inferior). En el caso de CAz005 el radio del cúmulo también abarca al core AzTEC 10. 33

3.3.	Distribución espacial de fuentes en cúmulos de la región sur de $\eta$ -Carina en un radio de 3pc. Simbología es igual que en la Figura 3.2, y también el círculo punteado denota el radio del cúmulo y el círculo continuo la ubicación y extensión del core AzTEC asociado. Se muestran los cúmulos CAz002 (superior) y CAz004 (inferior)	36
3.4.	Imágenes RGB en IR medio de <i>Spitzer</i> (I2, azul; I4, verde; M1, rojo), que muestran los entornos en los que se encuentran los cúmulos del sur CAz042 y CAz044, se observa una amplia componente de polvo en ambos casos	39
3.5.	Distribución espacial de fuentes jóvenes (sin fuentes A y MS) y estrellas masivas, en cúmulos de la región norte de $\eta$ -Carina y sus alrededores. Sim- bología: (+) cian: estrellas masivas de Povich et al. (2011b); (+) azules: estrellas masivas de Smith (2006); rombos verdes: HAeBe; estrellas magen- ta: CTTS; círculos blancos: PSO; círculos rojos: OE; círculos amarillos: KH; flecha: señala hacia donde está $\eta$ -Carina. El círculo punteado denota el ra- dio del cúmulo y el círculo continuo la ubicación y extensión de los cores AzTEC asociados. Se muestran los cúmulos CAz005 más el core AzTEC 10 (superior) y CAz007 (inferior).	42
3.6.	Distribución espacial de fuentes jóvenes (sin fuentes A y MS) y estrellas masivas, en cúmulos de la región sur de $\eta$ -Carina y sus alrededores. Simbología es igual que en la Figura 3.5, y también el círculo punteado denota el radio del cúmulo y el círculo continuo la ubicación y extensión de los cores AzTEC asociados. Se muestran los cúmulos CAz002 (superior) y CAz004 (inferior).	45
3.7.	Histogramas de luminosidad en J (JLF) para el cúmulo CAz005. Se mues- tra la contribución de los diferentes tipos de fuentes. (A, objetos azules; MS, secuencia principal; TT, CTTS; HAB, estrellas HAeBe; PSO, objetos protoestelares; KH, objetos en la región de gas molecular (H <sub>2</sub> ) chocado)	50
3.8.	Otro ejemplo de histogramas de luminosidad en J (JLF), ahora para el cúmulo CAz022. Se muestra la contribución de los diferentes tipos de fuentes. La nomenclatura es similar a la de la Figura 3.7.	52
3.9.	Vectores de edad obtenidos como en Porras et al. (2000), la línea discontinua representa la curva ajustada a los datos. Se muestran los vectores obtenidos para los cúmulos CAz002, CAz005, CAz007, CAz022, CAz024 y CAz044.	55

4.1.	Mapa de densidad columnar $\mathbf{N}_H$ de la nebulosa de Carina. La escala de	
	color esta expresada en $\rm cm^{-2}.$ Las cajas punte adas representan: la región	
	central al rededor de $\eta\mathchar`-$ Carina (caja a), la región del Gran Pilar (caja b), el	
	cúmulo del Treasure Chest (caja ${\bf c}),$ y el patrón de onda (caja ${\bf d}).$ El centro	
	de la figura corresponde a la posición ( $\alpha_{J2000}, \delta_{J2000}$ )=(10h 45m 21s, -59°	
	34' 20"). Tomada de Roccatagliata et al. (2013).	62
4.2.	Áreas circulares usadas para el cálculo de la masa de gas y polvo en CAz007.	
	(a) La zona del mapa de densidad columnar abarcada por el cúmulo. (b)	
	Los círculos (verdes) que abarcan los diferentes colores o niveles de densi-	
	dad columnar sobre la imagen de 500 $\mu {\rm m}$ de Herschel. El círculo amarillo	
	corresponde al radio del cúmulo.	63
4.3.	Comportamiento de la SFE frente a la densidad superficial de los cúmulos	
	del norte (símbolos azules) y del sur (símbolos rojos). Los círculos abiertos	
	denotan los valores de la SFE en los dos límites de masa elegidos para los	
	OE, mientras que el punto entre ellos corresponde a los valores medios en	
	SFE y densidad.	66
A.1.	Densidad numérica superficial en función del radio para CAz005 v radio final.	72
A.2.	Densidad numérica superficial en función del radio para CAz007 y radio final.	73
A.3.	Densidad numérica superficial en función del radio para CAz051 y radio final.	74
A.4.	Densidad numérica superficial en función del radio para CAz058 v radio final.	75
A.5.	Densidad numérica superficial en función del radio para CAz053 v radio final.	76
A.6.	Densidad numérica superficial en función del radio para CAz059 v radio final.	77
A.7.	Densidad numérica superficial en función del radio para CAz022 v radio final.	78
A.8.	Densidad numérica superficial en función del radio para CAz024 v radio final.	79
A.9.	Densidad numérica superficial en función del radio para CAz044 v radio final.	80
A 10	Denside d'anna (sie ann an faiel an famaiún del na dia mara CM-000 a madia famal	<b>Q</b> 1
11.10	Densidad numerica superincial en función del radio para CA2002 y radio final.	01
A.11	Densidad numérica superficial en función del radio para CA2002 y radio final. Densidad numérica superficial en función del radio para CA2042 y radio final.	82

## Índice de tablas

1.1.	Entrada de energía estelar total	5			
2.1.	Centros elegidos para la muestra de cúmulos jóvenes	19			
2.2.	Catálogos IR para cada cuadro y fuentes en las diferentes bandas	27			
3.1.	Centros finales para la muestra de cúmulos jóvenes	29			
3.2.	Estimaciones del radio para cada cúmulo y clasificación de acuerdo al núme-				
	ro de fuentes comprendidas dentro de éstos	30			
3.3.	Por centaje de fuentes presentes en los cúmulos y sus al rededores (_a). $\ . \ .$	32			
3.4.	. Valores de extinción promedio para cada cúmulo, obtenidas de las estima-				
	ciones para los miembros de MS y CTTS	48			
3.5.	Estimaciones de edad y fracciones $f_*$ para cada cúmulo	54			
4.1.	Valores de masa para cada cúmulo, obtenidos de la suma de las estimaciones				
	para los miembros de CTTS, HAeBe, PSO, KH, OE, MS y A	61			
4.2.	Estimaciones de masa total (gas+polvo tibio) para cada cúmulo. $\ldots$ .	63			
4.3.	Masa de los cores AzTEC asociados a cada cúmulo	65			
4.4.	Masa y SFE en cúmulos de la nebulosa de Carina.	65			

### Capítulo 1

## Introducción y Motivación

La nebulosa de Carina tiene una gran concentración de estrellas masivas muy luminosas, más que cualquier otra región dentro de pocos kiloparsecs del Sol. Estas estrellas tienen una gran influencia sobre la nube molecular que las rodea o las nubes vecinas, ya que debido a su poderosa radiación estelar y vientos pueden barrer las nubes cercanas y, ya sea dispersar el material y consecuentemente impedir la formación estelar; o por el contrario, pueden estimular el colapso de una nube molecular próxima que de otro modo no podría contraerse espontáneamente. Esta característica vuelve a la nebulosa de Carina un importante sitio para el estudio de formación estelar recientemente desencadenada por la presencia de estrellas masivas (Smith & Brooks, 2007; Sanchawala et al., 2007a; Smith & Brooks, 2008). En este trabajo estamos interesados en el estudio de cúmulos de estrellas jóvenes en la nebulosa de Carina cuya formación pudo ser desencadenada por la presencia de tales estrellas masivas, principalmente  $\eta$ -Carina.

#### 1.1. La Nebulosa de Carina y su contenido estelar

La Nebulosa de Carina (NGC 3372) es la más grande y con más alto brillo superficial en el hemisferio sur y es la región de formación estelar masiva más cercana. Se distingue de cualquier otra región HII gigante galáctica debido a que alberga la agrupación de estrellas masivas más extrema dentro de pocos kpc del Sol (d=2.3 kpc) y es lo suficientemente joven como para tener aún formación estelar en curso dentro de unos pocos parsecs de estas estrellas masivas. Además, una de las características más importantes es que a diferencia de cualquier cúmulo masivo comparable en nuestra galaxia, nuestra línea de visión hacia ella sufre poca extinción interestelar, lo que permite estudiarla a través del espectro electromagnético (Smith & Brooks, 2007, 2008), Davidson & Humphreys (1997) adoptan una extinción interestelar de  $A_v \approx 1.7$  mag hacia  $\eta$ -Carina.

Las características antes mencionadas la convierten en el laboratorio más cercano para el estudio de la retroalimentación a través de radiación ultravioleta (UV) y vientos estelares desde estrellas muy masivas, ya que estos dos factores juegan un papel importante en la formación de nuevas estrellas. Smith (2006) realizó un censo lo más completo posible del contenido de estrellas masivas en los 5 cúmulos principales identificados visualmente en la nebulosa (Figura 1.1) y sobre todo de su radiación UV colectiva y su luminosidad mecánica (viento) que acciona la región. De éstos, Trumpler16 domina sobre los otros tanto en términos de masa estelar como en entrada de energía a la nebulosa, seguido por Trumpler14. Trumpler15, Bochum10 y Bochum11 no son tan importantes globalmente pero sí influencían sus ambientes locales (Smith, 2006; Smith & Brooks, 2008).

En este trabajo asumimos una distancia de 2.3 kpc a la Nebulosa de Carina, esta es la distancia a  $\eta$ -Carina, el Keyhole y Trumpler16 con una precisión de  $\pm 2\%$ , pero suele asumirse en la literatura que los demás cúmulos en la nebulosa no están a distancias muy diferentes de este valor (Davidson & Humphreys, 1997; Smith & Brooks, 2008).

#### Trumpler16 (Tr16)

Tr16 comprende también probablemente a Collinder 228 ( $\alpha$ =10:43:01.3, $\delta$ =-60:00:44.8) y Collinder 232 ( $\alpha$ =10:44:48.0, $\delta$ =-59:34:00.0) y su aparente separación en el cielo sería resultado de las franjas de polvo con forma de V que se aprecian en la nebulosa, en Tr16 se pueden contar 42 estrellas masivas tipo O, 26 tipo B y tres Wolf-Rayet (Smith, 2006), por lo que la entrada de energía a la nebulosa esta dominada por este cúmulo masivo del cual  $\eta$ -Carina es su miembro más luminoso. En este cúmulo también se incluyen tres estrellas Wolf-Rayet ricas en hidrógeno (WRH) de tipo tardío. Tr16 tiene probablemente una edad entre 2-3 Myr, a juzgar por su contenido estelar, ya que contiene estrellas WRH pero no Wolf-Rayet ricas en He, aunado a que el tiempo de vida de una estrella muy masiva como  $\eta$ -Carina es de alrededor de 3 Myr y ya ha evolucionado fuera de la secuencia principal, así como el hecho de que no se ha observado evidencia clara de que hayan ocurrido explosiones de supernova (Davidson & Humphreys, 1997; Smith, 2006).

#### Trumpler14 (Tr14)

Tr14 es un cúmulo más pequeño y compacto que Tr16, morfológicamente, es un cúmulo centralmente concentrado, aproximadamente esférico en el óptico y ligeramente elongado al suroeste trazado en el IR. Tr14 aún está envuelto en la nube (original) molecular del norte



Figura 1.1: Imagen CTIO en la línea [SII] de la Nebulosa de Carina identificando las localizaciones aproximadas de los cúmulos estelares: Trumpler 14, 15 y 16, y Bochum 10 y 11. Notar que Collinder 228 es generalmente considerado como parte de Tr 16, pero éstos aparecen como dos cúmulos sobre el cielo porque están divididos por una franja de polvo oscurecedora. Se localiza  $\eta$ -Carina, y las tres estrellas WNH son identificadas con cuadros pequeños: WR25 (HD 93162), HD 93131 y HD 92740. (Tomada de Smith et al.(2004a)).

al oeste y en la parte posterior y está en proceso de rompimiento esculpiendo una cavidad ionizada, este material molecular denso detrás del cúmulo obstruye la luz de las estrellas de fondo incluso a longitudes de onda del cercano-IR. Es probable que Tr14 esté de 10 a 20 pc más distante que Tr16, pero sí que es parte de la maquinaria central que energiza la nebulosa de Carina, este cúmulo es algo más jóven que Tr16 quizá de  $\sim$ 1-2Myr (Tapia et al., 2003; Smith, 2006; Ascenso et al., 2007; Smith & Brooks, 2008). Según el censo de Smith (2006) en Tr14 encontramos 10 estrellas tipo O y cinco tipo B.

#### Trumpler15 (Tr15)

Tr15 es un cúmulo abierto compacto localizado 20 arcmin al norte de Tr16, la gran contaminación por estrellas de fondo ha dificultado su estudio tanto en el óptico como en el cercano-IR, ya que a diferencia de Tr14 y Tr16 hay poco polvo en la región y carece de material molecular denso en su parte posterior. Se considera que está a la misma distancia y tiene aproximadamente el mismo enrojecimiento que Tr16, pero es un poco más viejo, con una edad probable de  $6\pm3$  Myr (Feinstein et al., 1980; Smith, 2006; Wang et al., 2011) Wang et al. (2011) deduce que Tr15 tiene una estructura esférica y compacta dentro de una región de 1 arcmin y una elongación a lo largo de la dirección Norte-Sur a distancias mayores de 4 arcmin del core; además que Tr15 y Tr14 se encontrarían conectados al suroeste por una envolvente continua de estrellas dispersas, confirmando la visión de que los dos cúmulos se encuentran a la misma distancia. Las estrellas masivas están espacialmente concentradas hacia el centro del cúmulo. De acuerdo al censo de Smith (2006) se cuentan 6 estrellas tipo O y 13 tipo B.

#### Bochum10 (Boch10)

Es un cúmulo abierto relativamente pobre localizado aproximadamente 40 arcmin al noroeste de Tr16 y rodeado por una nebulosidad difusa, con una edad probable de  $\sim$ 7 Myr. Así Boch10 puede ser más viejo que Tr14 y Tr16, pero probablemente no mucho más viejo que Tr15. Según el censo de Smith (2006) se encuentran una estrella tipo O, 11 tipo B y una estrella Wolf-Rayet probablemente asociada a este cúmulo.

#### Bochum11 (Boch11)

Boch11 es un cúmulo abierto disgregado alrededor de la estrella doble HD93962 la cual es su miembro más luminoso, está rodeado por una nebulosidad difusa que posiblemente son los restos de la nube de la que nació el cúmulo. Patat & Carraro (2001) señalan que Boch11 es un cúmulo muy jóven con una edad menor de 4 Myr. De acuerdo al censo de Smith (2006) se cuentan 5 estrellas tipo O y 2 tipo B.

En la tabla 1.1 tomada de Smith (2006) se listan el número total de estrellas O, la luminosidad bolométrica (log L), la luminosidad ionizante (log  $Q_H$ ), la luminosidad total del lejano ultravioleta<sup>1</sup>(log L(FUV)), la pérdida de masa (M) y la luminosidad mecánica para cada cúmulo (L<sub>SW</sub>), así como el total acumulativo de todos los cúmulos para cada parámetro. Se presentan dos casos para Tr16 y para el total de todos los cúmulos, el primero corresponde a cuando  $\eta$ -Carina y su compañera no estaban rodeadas por un cascarón de polvo y cuando las estrellas WNL en Tr16 eran estrellas O2, para este caso hay 70 estrellas

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup>FUV, por sus siglas en inglés

cúmulo	Número de	$\log L$	$\log \mathbf{Q}_H$	$\log L(FUV)$	Ņ	$L_{SW}$
	estrellas O	$(\rm L_{\odot})$	$(s^{-1})$	$(L_{\odot})$	$10^{-6} M_{\odot} yr^{-1})$	$(\rm L_{\odot})$
Tr16(MS)	47	7.215	50.91	6.91	91	45400
Tr16(now)	42	7.240	50.77	6.79	1083	67000
Tr14	10	6.61	50.34	6.31	18.7	13500
Tr15	6	6.18	49.56	5.88	5.9	1410
Bo10	1	6.00	49.42	5.69	18.3	7120
Bo11	5	6.00	49.64	5.70	5.2	2900
$CPD-59^{\circ}2661$	1	4.68	47.88	4.38	0.15	33
TOTAL (MS)	70	7.38	51.06	7.08	139	70300
TOTAL (now)	65	7.40	50.96	7.00	1131	91900

Tabla 1.1: Entrada de energía estelar total

tipo O en la nebulosa de Carina, produciendo  $Q_H=1.15\times10^{51}$  s<sup>-1</sup>. Smith (2006) sugiere que este sería el número apropiado a adoptar cuando se considera la historia y formación de la nebulosa, los tiempos de vida de proplyds en evaporación, globulos y pilares de polvo, la formación estelar desencadenada por implosión conducida por radiación y el crecimiento de la cavidad que soplará fuera del plano galáctico como una superburbuja bipolar. El segundo caso representa el estado de la nebulosa de Carina observado actualmente, cuando  $\eta$ -Carina y su compañera están rodeadas por un cascarón de polvo obscurecedor, bloqueando toda su contribución al flujo total ionizante y a la luminosidad FUV. Con la compañera de  $\eta$ -Carina bloqueada por el Humunculus, el número de estrellas O se reduce a 65, para este caso la fuente de ionización acumulativa es  $Q_H=9\times10^{50}$  s<sup>-1</sup>. Smith (2006) menciona que este sería el número apropiado a adoptar cuando se considera el flujo UV actual incidente sobre proplyds en evaporación, globulos y jets irradiados en la mayor parte de la nebulosa.

#### 1.1.1. La estrella $\eta$ -Carina

 $\eta$ -Carina es el miembro más masivo y luminoso de Tr16, alrededor del año 1843 la estrella sufrió un evento conocido ahora como "la gran erupción", en el que eyectó más de 10 M<sub> $\odot$ </sub> con casi 10<sup>50</sup> erg de energía cinética, la cual se ha expandido desde entonces para formar la llamada nebulosa del Homunculus, la causa subyacente de este evento aún no es bien conocida (Smith & Brooks, 2008).



Figura 1.2: Imagen en el óptico tomada del Digitized sky Survey, las cruces azules representan las posiciones de las estrellas de alta masa (O,B y WR) de la Nebulosa de Carina de acuerdo al censo de Smith (2006).

Varios trabajos se han centrado en una variabilidad periódica de 5.5 años que sugería que  $\eta$ -Carina podía tratarse de un sistema estelar binario. Por ejemplo, Damineli et al. (1997) presentaron observaciones sobre eventos espectroscópicos con una variabilidad periódica (~5.5 años) confirmándo una verdadera periodicidad (5.53 ± 0.01 años) tres años más tarde (Damineli et al., 2000), corroborando a  $\eta$ -Carina como un sistema binario en una órbita excéntrica. Para la estrella primaria que es una LBV (Luminous Blue Variable) adoptaron una masa de ~70 M<sub>☉</sub> y la estrella acompañante, no detectada directamente sería una estrella más caliente y menos evolucionada. Por otro lado, Davidson & Humphreys (1997) mencionan una masa de alrededor de 120 M<sub>☉</sub> y una luminosidad de 10<sup>6.7</sup> L<sub>☉</sub> para la estrella primaria.

 $\eta$ -Carina actualmente casi no contribuye al presupuesto de energía radiativa de la Nebulosa de Carina debido a que se encuentra oscurecida por el material polvoso eyectado durante la gran erupción hace casi 170 años, este cascarón de polvo prácticamente opaco absorbe casi toda la luminosidad UV y visual de la estrella, que es entonces reirradiada en el IR térmico y escapa de la nebulosa, ejerciendo poca influencia sobre el gas circundante en el complejo de formación estelar (Smith & Brooks, 2008). No obstante, antes de 1843 por alrededor de 3 Myr<sup>2</sup>,  $\eta$ -Carina tuvo una gran influencia sobre toda la nube molecular. Su luminosidad UV dominó la ionización de la cavidad principal y esculpió muchas de las "trompas de elefante" más prominentes de la región como los pilares del sur. Después de la gran erupción,  $\eta$ -Carina quedó obscurecida por el polvo y actualmente quienes más influyen en la ionización de la nube son las demás estrellas masivas tipo O distribuidas en la nebulosa (Smith & Brooks, 2008).

#### 1.2. Retroalimentación por estrellas masivas

Las estrellas masivas ionizan y fotodisocian las nubes moleculares con su intensa radiación UV, así como también barren y comprimen o dispersan el gas atómico y molecular a través de vientos, frentes de ionización y al final de su vida al explotar como supernovas. Mediante estos procesos son capaces de desencadenar o suprimir la formación estelar en las nubes moleculares. Particularmente, las estrellas con tipos espectrales B2 o más temparanos producen suficiente radiación UV para ionizar efectivamente cores moleculares formadores de cúmulos (e.g. Megeath et al. (2002)).

Si las estrellas OB nacen dentro de un cúmulo, pueden ellas mismas interrumpir la formación estelar subsecuente dentro del mismo al perturbar el material molecular restante. La perturbación de cores formadores de cúmulos por estrellas OB vecinas, situadas a unos pocos parsecs de distancia de la región de formación estelar, ocurre cuando las estrellas OB se forman y dispersan su propio core progenitor, posteriormente ionizando los cores de formación estelar vecinos (Megeath et al., 2002).

Megeath et al. (2002) hace un análisis de la influencia de las estrellas masivas sobre los cores formadores de cúmulos, en escalas de tamaño que van de 0.1 a 300 pc. Según este análisis, a escalas <1 pc las estrellas OB masivas una vez formadas dentro de cores moleculares masivos (1000  $M_{\odot}$ ) y densos (10<sup>5</sup> cm<sup>-3</sup>) pueden destruirlo desde el interior limpiando el polvo y gas a través de sus vientos y frentes de ionización. Una vez que han disipado la

 $<sup>^{2}</sup>Myr=10^{6}$  años

nube progenitora que las rodea, estas estrellas aún embebidas dentro de su core progenitor, se cree que forman regiones HII ultracompactas (UCHII's), ya que estas UCHII's han sido observadas en cores moleculares rodeadas de cúmulos embebidos de estrellas menos masivas (e.g. Megeath et al. (1996)).

Según estimaciones empíricas, el tiempo de vida de estas UCHII's, es decir, el tiempo que las estrellas OB tardan en disipar su nube progenitora e interrumpir la formación de cúmulos dentro del core, es de alrededor de 0.1 Myr. Este tiempo de vida indica que una vez que una estrella OB es formada en un core formador de cúmulos, la destrucción del core ocurre sobre una escala de tiempo de 0.1 Myr, alrededor de la décima parte del tiempo que se estima que tardan en formarse las estrellas de un cúmulo (Palla & Stahler, 2000).

Este proceso de destruir el core molecular, apaga la formación estelar dentro del core. Aunque simultáneamente la misma retroalimentación podría desencadenar el nacimiento de nuevas generaciones de estrellas, ya que los vientos y frentes de ionización van contrayendo el gas y polvo a su paso, permitiendo que la formación estelar se propague continuamente de un punto al siguiente. Esto distribuye la formación estelar en espacio y tiempo, dando lugar a dispersiones de edad significativas en las estrellas resultantes (Smith et al., 2010). La destrucción de cores por estrellas OB externas (a distancias de 1-10 pc) se daría por fotoionización, las regiones HII muestran comúnmente glóbulos cometarios de bordes brillantes, estos son gas molecular denso que sobrevive en la region HII una vez que el gas circundante de menor densidad ha sido barrido. Estos glóbulos directamente expuestos a la radiación UV de estrellas OB son fotoevaporados; en este proceso, la radiación UV produce un flujo de gas ionizado en la superficie del grumo (el borde iluminado), la presión del gas ionizado fotoevaporándose en la superficie del grumo supera la presión turbulenta del gas molecular en el grumo y puede conducir ondas de choque en el core molecular que comprimen el gas y promueven la formación estelar en el gas post-chocado. Se ha demostrado que estos glóbulos pueden sobrevivir por millones de años dependiendo de su masa y su distancia a las estrellas OB. Esta escala de tiempo relativamente larga para la destrucción del core aunado al desencadenamiento de la formación estelar por la fotoionización, permite la formación de grupos y cúmulos estelares en los cores expuestos (Megeath et al., 2002). En secciones anteriores se presentó la población de estrellas masivas de la nebulosa de Carina según el censo de Smith (2006), que supera las 70 estrellas tipo O y se mencionó que éstas se encuentran distribuidas en cinco cúmulos principales de la nebulosa. Aunque también se aprecian algunas estrellas aisladas, esta impresionante población de estrellas masivas puede estar influyendo dramáticamente la formación estelar en toda la región.

En la nebulosa de Carina la radiación UV ionizante, los vientos estelares y frentes de ionización de las estrellas OB muy masivas, son los procesos de retroalimentación más importantes que están dando lugar a la formación de nuevas generaciones de estrellas y simultáneamente están evaporando los reservorios de gas y polvo que algunas estrellas jóvenes pueden estar tratando de acretar, impidiendo así tambien, la nueva formación estelar. Smith et al. (2010) con los primeros resultados de las observaciones de la nebulosa de Carina con el telescopio espacial *Spitzer*, menciona una posible retroalimentación por estrellas masivas en los pilares del sur, y relaciona la orientación de estos últimos con las estrellas masivas presentes en la nebulosa (según el censo de Smith (2006)), va que generalmente se espera que los pilares de polvo y las cabezas de nubes cometarias apunten hacia las estrellas OB que les han dado forma. Del análisis de las direcciones de los ejes de los pilares para el conjunto de pilares en Carina, concluyen que mientras los pilares grandes generalmente apuntan al interior hacia la primera generación de estrellas tipo O en Tr14 y Tr16, muchos de los pilares más pequeños y nubes cometarias apuntan hacia otras direcciones, esto implicaría que a las subestructuras pequeñas les ha dado forma una fuente de vientos y radiación UV diferente de la que le dio forma a los pilares grandes, por lo que sugieren que así como una nube molecular es esculpida en forma de un pilar por las estrellas de primera generación, también puede someterse a la influencia de las estrellas locales tipo O que nacen en la segunda generación, o estrellas que se alejaron de su lugar de nacimiento y aparecieron en su vecindad, doblando el pilar a una orientación diferente. Otra razón puede ser que actualmente las estrellas tipo O locales tengan mayor influencia. en el pasado mientras  $\eta$ -Carina estuvo en la secuencia principal, probablemente dominó la luminosidad UV y los vientos en la región y las estrellas OB distribuidas en la región tenían poca influencia comparada con  $\eta$ -Carina. Sin embargo, ahora que  $\eta$ -Carina esta en la fase de LBV post-secuencia principal y se encuentra oscurecida por la nebulosa de polvo el Humunculus, los vientos y radiación UV de las estrellas OB locales tienen mayor influencia (Smith et al., 2010).

#### 1.3. Cúmulos Estelares Jóvenes

Los cúmulos estelares son agrupamientos de estrellas que nacen dentro de nubes moleculares gigantes, hoy en día es generalmente aceptado que la mayoría de las estrellas en nuestra galaxia se forman en cúmulos o asociaciones (e.g. Porras et al. (2003); Lada & Lada (2003); Allen et al. (2007)). El estudio de cúmulos estelares en sus etapas de juventud permite tener una mejor idea de las condiciones iniciales del material y del proceso físico del que se formaron. Los cúmulos jóvenes pueden clasificarse en expuestos o embebidos según su asociación con el material interestelar. Los cúmulos expuestos son aquellos con poca o nada de materia interestelar dentro de sus fronteras, mientras que los cúmulos embebidos, que son los sistemas estelares más jóvenes conocidos (contienen objetos estelares extremadamente jóvenes) están completa o parcialmente inmersos en gas y polvo interestelar, y pueden considerarse protocúmulos estelares (Lada & Lada, 2003). Éstos últimos son los de mayor interés para este trabajo porque se seleccionan en las cercanía de cores de polvo frío, observados con la cámara milimétrica AzTEC e identificados previamente por Reyes de Librado (2013).

#### **1.3.1.** Definición de cúmulos estelares

En la revisión de Lada & Lada (2003) se define un cúmulo estelar como: «un grupo de 35 o más estrellas físicamente relacionadas cuya densidad de masa estelar excede  $1.0 \text{ M}_{\odot}\text{pc}^{-3} \gg$ . El número de miembros mínimo para considerar a un agrupamiento como un cúmulo, es el necesario para cumplir la condición de que, el tiempo de relajación del cúmulo (es decir el tiempo en el que la mayoría de las estrellas han experimentado un encuentro cercano con otra), sea comparable a su tiempo de cruce (este es el tiempo que tarda una estrella para cruzar el cúmulo), y que de esta forma el cúmulo sobreviva a la desintegración por evaporación (eyección de todos sus miembros) por  $10^8$  años.

Megeath et al. (2006) define a los cúmulos como grupos de 10 o más fuentes con exceso IR en el cual cada miembro está dentro de una distancia proyectada de 0.32 pc de otro miembro, lo que corresponde a una densidad de 10 estrellas  $pc^{-2}$ . Sólo los grupos de 10 o más vecinos son considerados cúmulos (Allen et al., 2007).

Basados en el criterio de Lada & Lada (2003), Jørgensen et al. (2008) en un censo de los YSOs de las nubes moleculares de Ophiuchus y Perseus definen las asociaciones de YSOs como *sueltas* o *compactas* dependiendo de si tienen una densidad volumétrica de masa estelar mínima de 1.0  $M_{\odot}pc^{-3}$  o de 25  $M_{\odot}pc^{-3}$ , respectivamente. Las asociaciones son además divididas en *cúmulos* (más de 35 miembros) y *grupos* (menos de 35 miembros).

Porras et al. (2003) basados en observaciones del cercano IR de fuentes cercanas ( $\leq 1 \text{ kpc}$ ), escogen el término *región de formación estelar múltiple* para denotar una concentración estelar con al menos cinco miembros; en este término incluyen a los *cúmulos* y a los *grupos* y establecen un número de 30 miembros para diferenciarlos. Además dividen a los cúmulos en *pequeños* y *grandes*. De esta manera, llaman a una región de formación estelar múltiple

un grupo si tiene de 5-30 miembros, un *cúmulo pequeño* si tiene de 31-100 miembros y un *cúmulo grande* si tiene más de 100 miembros.

Basados en las definiciones anteriores, en este trabajo consideramos cúmulos a los conjuntos de estrellas de 35 o más miembros y grupos a los que tengan menos de 35 miembros.

#### 1.3.2. Cúmulos embebidos

Identificación

La identificación inicial de un cúmulo embebido se hace típicamente por un survey en una longitud de onda (p.e.  $2.2\mu$ m o banda K) y su existencia se establece por un exceso de densidad de estrellas sobre el fondo. En general la facilidad de identificar un cúmulo depende de la riqueza del cúmulo, el brillo aparente de sus miembros, su tamaño angular o concentración, su localización en el plano galáctico y la cantidad de oscurecimiento por gas y polvo en su dirección (Lada & Lada, 2003). Allen et al. (2007) mencionan que aunque los conteos de estrellas han sido muy utilizados para estimar parámetros como la densidad, el tamaño y la estructura de cúmulos embebidos, el grado de contaminación por estrellas de primer plano y de fondo es la limitación más significativa para este método. En nuestro caso, como menciona Lada & Lada (2003) hemos establecido la existencia de cúmulos mediante un exceso de densidad sobre el número de fuentes en el campo local (ver Capítulo 3), y en un intento por minimizar los problemas de contaminación al realizar los conteos de estrellas, aplicamos varios criterios para eliminar las posibles fuentes contaminantes de fondo y primer plano (ver Capítulo 2).

Asociación con gas molecular y polvo

La íntima asociación física con el gas interstelar y el polvo es la característica que define a los cúmulos embebidos. Estos pueden estar parcialmente (i.e.,  $A_v \sim 1-5$  mag) o profundamente (i.e.,  $A_v \sim 5-100$  mag) inmersos en material molecular denso y frío, o en regiones HII polvosas calientes (Lada & Lada, 2003). Asímismo, dependiendo de su estado evolutivo, los cúmulos se encontrarán más o menos embebidos en el gas molecular del que surgieron, de modo que los menos evolucionados y más jóvenes se encuentran en cores moleculares densos masivos, mientras que los más evolucionados dentro de regiones HII y nebulosas de reflexión, o en los bordes de nubes moleculares (Lada & Lada, 2003). Los estudios de Lada (1992), Carpenter et al. (1995) y Phelps & Lada (1997) para L1630(Orion B), Gemini OB1 y la nube molecular de la Roseta respectivamente, muestran que muchos cúmulos embebidos se encuentran físicamente asociados con los cores más masivos (100-1000  $M_{\odot}$ )

y densos  $(n(H_2) \sim 10^{4-5} cm^{-3})$  dentro de las nubes moleculares; aunque no necesariamente todos los cores densos masivos se encontraron formando cúmulos en las regiones estudiadas (Lada & Lada, 2003).

La fase embebida de la evolución de un cúmulo parece durar entre 2-3 Ma y los cúmulos con edades mayores de 5 Ma raramente se encuentran asociados con gas molecular (e.g. Leisawitz et al. (1989)). Al surgir de las nubes moleculares para convertirse en cúmulos abiertos clásicos (también constituidos de estrellas jóvenes) sólo una pequeña fracción de cúmulos embebidos sobreviven, esta declaración viene de la discrepancia observada por Lada & Lada (1991) entre la tasa de nacimiento de cúmulos embebidos (extremadamente alta) comparada con la tasa de nacimiento de cúmulos abiertos en el complejo de la nube de Orión.

• Estructura interna y segregación de masa

La estructura de un cúmulo embebido posee probablemente la huella del proceso físico responsable de su creación. En particular, la estructura interna en los cúmulos embebidos más jóvenes refleja la estructura subyacente en el gas molecular denso del cual se formaron. Aunque todos los cúmulos embebidos parecen mostrar estructura en algún nivel, pueden ser caracterizados por dos tipos estructurales básicos: 1) los cúmulos tipo jerárquico exhiben distribuciones de densidad superficial con múltiples picos y con frecuencia estructura significativa sobre un gran rango de escala espacial. 2) los cúmulos embebidos tipo centralmente concentrados exhiben distribuciones de densidad superficial altamente concentrados con perfiles radiales relativamente suaves (Lada & Lada, 2003).

Ejemplos de cúmulos tipo jerárquico incluyen el cúmulo doble NGC 1333 profundamente embebido y el cúmulo NGC 2264 parcialmente embebido el cual es altamente estructurado. La estructura jerárquica sobre grandes escalas en regiones de formación estelar se cree que es una señal de la naturaleza turbulenta del polvo y gas interestelar que forman las nubes moleculares gigantes (GMCs, por sus siglas en inglés), sus cores densos y en última instancia las estrellas (Lada & Lada, 2003).

El cúmulo del Trapecio en la nebulosa de Orión, IC 348, NGC 2024, NGC 2071 y NGC 2282 son ejemplos de cúmulos que han mostrado tener fuertes concentraciones centrales y perfiles de densidad superficial radial que pueden ser ajustadas por leyes de potencia simples. Tal estructura es una señal del dominio global de la gravedad (sobre la turbulencia, por ejemplo) en la formación de estos sistemas. No es claro si esta estructura es una propiedad primordial de estos cúmulos o un resultado de la evolución desde un estado

#### 1.3. CÚMULOS ESTELARES JÓVENES

inicialmente más estructurado y jerárquico. En general, los cúmulos centralmente concentrados exhiben alguna estructura, pero es considerablemente menos dramática y mas sutil que la observada en cúmulos como NGC 2264 (Lada & Lada, 2003).

Un fenómeno observacional interesante es que algunos cúmulos embebidos muestran segregación de masa, es decir, las estrellas más masivas se encuentran preferencialmente cerca del centro del cúmulo (Er et al., 2013), esto sucede tanto para cúmulos pequeños de decenas de estrellas (e.g. Hillenbrand et al. (1995)) como para cúmulos grandes de cien a mil o más estrellas (Bonnell & Davies, 1998; Hillenbrand, 1997). Este fenómeno ha sido observado para el cúmulo del Trapecio (Hillenbrand, 1997), M17 (Jiang et al., 2002) y NGC 2024 y NGC2071 en la nube molecular L1630 en Orión (Lada et al., 1991), entre otros.

Er et al. (2013) mencionan que la segregación de masa puede ser dinámica, citando por ejemplo a McMillan et al. (2007) quienes encontraron que los cúmulos con segregación de masa pueden ser formados rápidamente por la fusión de varios subcúmulos, o que la segregación también puede ser primordial de acuerdo a la teoría de Jeans; la masa de Jeans tiende a ser más pequeña, produciendo protoestrellas menos masivas, pero debido a densidades más altas en el centro de un core molecular que en la periferia, mientras estas protoestrellas poco masivas que se encuentren en el centro del core acumulen gas, eventualmente evolucionarán en estrellas masivas más fácilmente a través de acreción competitiva (Bonnell et al., 1997).

Bonnell & Davies (1998) han argumentado que aunque ocurre algún grado de segregación de masa temprana, la posición de las estrellas masivas en cúmulos ricos jóvenes generalmente refleja las condiciones iniciales del cúmulo, particularmente para el cúmulo embebido del Trapecio en Orión las posiciones de las estrellas masivas no pueden ser debidas a segregación de masa dinámica siendo un cúmulo muy jóven, pero sí puede indicar que éstas se formaron en, o cerca del centro del cúmulo. Esta segregación de las estrellas masivas podría ser debida a las condiciones iniciales del cúmulo, y así reflejar su escenario de formación.

### Capítulo 2

## Selección de grupos estelares jóvenes

#### 2.1. Metodología para la selección

Con el objetivo de seleccionar nuestros cúmulos estelares jóvenes (YSC, por sus siglas en inglés) alrededor de  $\eta$ -Carina, trabajamos a partir de una imagen (~ 3.0° cuadrados) de la región de la nebulosa de Carina tomada con la cámara milimétrica AzTEC (en ASTE) a 1.1 mm, que abarca tanto a la parte norte como sur de la estrella  $\eta$ -Carina. A partir de esta imagen Reyes de Librado (2013) obtuvo una lista de cores milimétricos; de éstos, nos enfocamos en los campos alrededor de los cores que tienen una relación señal a ruido (S/N) mayor o igual a 6. Sobre este mapa AzTEC se definieron cinco regiones cuadradas de 0.6 x 0.6 grados (Figura 2.1) para hacer una búsqueda de imágenes de tales regiones en las cuatro bandas de IRAC (3.6, 4.5, 5.8 y 8.0  $\mu$ m) y en 24  $\mu$ m de MIPS (MIPS1), tomadas con el telescopio espacial *Spitzer*<sup>1</sup>.

Con las imágenes obtenidas y para ambas partes de la nebulosa (las consideradas al norte y sur de  $\eta$ -Carina) se realizaron imágenes RGB usando las bandas I2(4.5  $\mu$ m,azul), I4(8  $\mu$ m,verde) y MIPS1(24  $\mu$ m,rojo) de *Spitzer*, para todos los cores milimétricos AzTEC con S/N≥6, así como su correspondiente figura RGB (~3x3 pc) en las bandas de 2MASS J(1.2  $\mu$ m,azul), H(1.6  $\mu$ m,verde) y K(2.1  $\mu$ m,rojo). Además, se obtuvieron contornos a los siguientes niveles de brillo superficial (Jy/beam): 0.1, 0.15, 0.23, 0.35, 0.54, 0.82 y 1.25 sobre el mapa AzTEC y se trasladaron a las imágenes RGB de *Spitzer*. La Figura 2.2 muestra ejemplos de estas imágenes RGB.

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup>http://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/Enhanced/SEIP/



Figura 2.1: Regiones abarcando la parte norte de la nebulosa de carina.

#### 2.1.1. Criterios de selección

Al observar las imágenes RGB de todos los cores AzTEC del norte, se seleccionaron los YSC tomando en cuenta que cumplieran con las siguientes características:

- En la imagen RGB con las bandas de 2MASS debíamos observar un alto número de fuentes alrededor del core milimétrico y principalmente de estrellas con exceso infrarrojo, más brillantes en la banda K, que pueden indicarnos que se encuentran embebidas en material de la nube molecular.
- En la imagen RGB de Spitzer, debido a que deseamos encontrar los cúmulos en un estado intermedio en el que no hayan agotado todo su material pero que haya suficientes objetos jóvenes formados, era necesario ver además de fuentes puntuales, una componente difusa de polvo y gas, ya que uno de nuestros objetivos es determinar la SFE.

De acuerdo a estos criterios de selección se eligieron varios YSC en el norte de la nebulosa y con el fin de poder comparar sus características en relación a su posición en la nebulosa tanto entre ellos mismos como con algunos localizados al sur, trazamos círculos concéntricos para diferentes distancias a  $\eta$ -Carina (Figura 2.3). Bajo los mismos criterios, elegimos YSC en la parte sur, más o menos equidistantes a  $\eta$ -Carina como los YSC elegidos en el norte (Figura 2.3).



Figura 2.2: Ejemplos de campos alrededor de core milimétricos. Izquierda, imágenes de colores compuestos RGB de observaciones en IR cercano de 2MASS (J, azul; H, verde; K, rojo); y derecha en IR medio de *Spitzer* (I2, azul; I4, verde; M1, rojo), para dos cores en el norte (Az005 y Az007) y dos en el sur (Az002 y Az024). Los contornos en verde corresponden a 0.1, 0.15, 0.23, 0.35, 0.54, 0.82 y 1.25 Jy/beam del mapa AzTEC a 1.1 mm.



Figura 2.3: Primera selección de posibles cúmulos jóvenes en el norte y en el sur, y distancias aproximadas a  $\eta$ -Carina. Nota: Los círculos no representan aún el radio de los cúmulos.

Asumiendo que los cúmulos son esféricos, y debido a la dificultad para establecer el centro de un cúmulo así como sus límites, obtuvimos visualmente una primera aproximación de sus coordenadas centrales (Tabla 2.1), basándonos sólo en las imágenes RGB de *Spitzer* con los contornos AzTEC de brillo superficial así como en la ubicación de los objetos estelares jóvenes (YSOs por sus siglas en inglés) del catálogo de Povich et al. (2011a). Este catálogo abarca una región de 1.42° cuadrados y contiene 1439 fuentes clasificadas como YSOs de masa intermedia mayormente distribuidas en la región de los Pilares del Sur.

#### 2.2. Catálogos Infrarrojos por región

A continuación se definieron dos cuadros sobre el mapa AzTEC, uno en el norte y uno en el sur de  $\eta$ -Carina (Figura 2.4). Estos cuadros contienen los respectivos YSC elegidos y se obtuvieron catálogos fotométricos para ambos cuadros de la página web de IRSA<sup>2</sup> en la sección de catálogos de *Spitzer*. Este es el catálogo original para cada cuadro (catálogo\_SEIP), el cuál tiene datos fotométricos en las cuatro bandas de IRAC y en MIPS1 del telescopio espacial *Spitzer*, así como para las bandas J,H y K de 2MASS para aquellos ob-

<sup>&</sup>lt;sup>2</sup>(http://irsa.ipac.caltech.edu/frontpage/)

jetos para los que se asociaron contrapartes a menos de 1 arcsec de la posición de *Spitzer*. Para cada cuadro se obtuvieron catálogos de fuentes puntuales del 2MASS All-Sky Survey (catálogo\_2MASS) de la página web de IRSA. Este último fue comparado con el primero con el fin de eliminarle las fuentes que ya se encontraban en el catálogo\_SEIP como contrapartes 2MASS de algunas de las fuentes IRAC/MIPS1. El catálogo resultante se unió con el catálogo\_SEIP para obtener el catálogo\_acoplado, el cuál contiene el mayor número de fuentes NIR para su análisis posterior. El número de fuentes en cada catálogo\_acoplado es de 87556 y 93969 para los cuadros del norte y del sur, respectivamente (Tabla 2.2). Estos catálogos acoplados se sometieron a depuración para eliminar o disminuir lo más posible las fuentes de contaminación de primer plano y extragalácticas.

Norte						
YSC	CAz005	CAz007	CAz037	CAz051	CAz053	CAz059
RA	10:42:39.263	10:44:30.000	10:43:56.415	10:44:10.308	10:44:04.552	10:39:17.846
DEC	-59:25:57.85	-59:33:01.08	-59:24:39.42	-59:09:17.80	-59:30:02.53	-59:07:23.50
Sur						
YSC	CAz002	CAz004	CAz022	CAz024	CAz042	CAz044
RA	10:45:53.833	10:47:44.242	$10:\!45:\!05.171$	10:45:17.716	10:45:45.381	10:45:57.932
DEC	-59:57:30.08	-60:26:22.29	-59:47:41.76	-59:58:34.72	-60:16:18.97	-60:08:28.46

Tabla 2.1: Centros elegidos para la muestra de cúmulos jóvenes



Figura 2.4: Cuadros norte y sur, abarcando los cúmulos elegidos, ambos cuadros contienen a $\eta\text{-}\mathrm{Carina}.$ 

#### 2.3. Depuración de catálogos infrarrojos

Para la depuración de los catálogos infrarrojos por cada región, es decir, la eliminación de posibles fuentes contaminantes como estrellas de primer plano y fuentes extragalácticas y para la clasificación de fuentes, se construyeron diagramas de diagnóstico color-color (DCC). Para la eliminación de fuentes de primer plano y la clasificación de fuentes se utilizaron los índices de color (H-K) y (J-H) de 2MASS y el DCC (J-H)vs(H-K), y para descartar las fuentes extragalácticas se utilizaron DCC con bandas de IRAC.



Figura 2.5: Regiones del diagrama color-color JHK para la identificación de diferentes poblaciones estelares.

#### 2.3.1. Diagrama color-color JHK

Varios autores han encontrado que diferentes tipos de objetos como estrellas de secuencia principal enrojecidas, estrellas T-Tauris clásicas (CTTS, por sus siglas en inglés), estrellas Herbig Ae/Be (HAeBe), objetos protoestelares e incluso choques moleculares tienden a ocupar regiones diferentes y bien definidas en el diagrama color-color JHK (e.g. Lada & Adams (1992); Smith (1995); Meyer et al. (1997); Porras et al. (2000); Hernández et al. (2005); Sanchawala et al. (2007b)), por lo que estos diagramas han sido bastante utilizados para reconocer diferentes poblaciones estelares, en la Figura 2.5 se muestra un diagrama (J-H)vs(H-K) con las regiones en las que se ubican las diferentes poblaciones mencionadas. En primer lugar se ubica la secuencia principal y la rama de las gigantes tomadas
de Koornneef (1983) y Bessell & Brett (1988) ambas en el sistema de Bessell, la flecha representa la ley de enrojecimiento estándar de Bessell & Brett (1988) y las líneas punteadas representan también la dirección del vector de enrojecimiento. Las fuentes en la región A son principalmente estrellas de secuencia principal (MS) enrojecidas, aunque algunas CTTS con pequeños excesos NIR podrían quedar aquí incluidas.

En el diagrama puede observarse el locus de las CTTS desenrojecidas definido observacionalmente por Meyer et al. (1997) que ocupan un rango estrecho en el diagrama, mientras que en la zona B encontramos las CTTS enrojecidas y algunas estrellas HAeBe también pueden caer en esta zona. Las CTTS (también conocidas como objetos clase II) son estrellas jóvenes pre-secuencia principal de baja masa ( $<2 M_{\odot}$ ) que se encuentran rodeadas por un disco de gas y polvo, revelado a través de fuerte emisión en exceso en el IR y submilimétrico, éstas aún están acretando material desde el disco (Smith, 2004).

En la región por debajo del locus de las CTTS se encuentran las estrellas HAeBe, el rectángulo que aparece en la figura define la zona definida por Hernández et al. (2005) para este tipo de objetos, en nuestro caso consideraremos todas la fuentes por debajo del locus de las CTTS y entre las líneas de enrojecimiento como estrellas HAeBe. Las estrellas HAeBe son objetos jóvenes con líneas de emisión en H $\alpha$  y tipos espectrales B, A y en algunos casos F. Las masas de estos objetos van desde 2 a 10 M<sub> $\odot$ </sub>, al igual que las T-Tauris (sus contrapartes de baja masa) estos objetos de vuelven ópticamente visibles antes de alcanzar la secuencia principal. Estas estrellas también exhiben excesos IR relativos a la fotósfera, los cuales se atribuyen a emisión del polvo en discos de acreción circunestelares (Hernández et al., 2005).

Las fuentes que caen hacia la derecha de la region B muestran grandes cantidades de exceso IR, estos son objetos protoestelares (PSO), también conocidos como objetos clase I (Sanchawala et al., 2007b).

La zona C del DCC fue definida teóricamente por Smith (1995) para los choques moleculares J y C, el gas molecular denso a través del cual se propagan los flujos de salida de las estrellas jóvenes puede dar lugar a estos diferentes tipos de choques.

Obtuvimos los índices de color (H-K) y (J-H) para todas las fuentes de los catálogo\_acoplado de cada cuadro definido en la sección 2.2 y adoptando el criterio tomado por Porras et al. (2000) en el que se considera como estrellas de primer plano aquellas con colores que cumplan: J-H<1 y H-K<0.4, eliminamos estas fuentes de los catálogos de ambas regiones. Los DCC (J-H)vs(H-K) para los catálogo\_acoplado de cada cuadro son mostrados en la Figura 2.6.

Mediante estos diagramas es posible, 1) calcular la extinción de las CTTS y 2) identificar las estrellas de MS para posteriormente desenrojecerlas y obtener los valores de su extinción en un diagrama color-magnitud e identificar las estrellas de secuencia principal más embebidas. Para cumplir el primer propósito, de forma general para ambos cuadros (sur y norte) identificamos las CTTS (region B de la Figura 2.5) y las desenrojecimos a lo largo de la dirección del vector de extinción  $A_v$  en el diagrama (J-H)vs(H-K) hasta intersectar el locus de las CTTS. La segunda tarea la abordamos seleccionando para ambos casos las estrellas de secuencia principal enrojecidas (región A de la Figura 2.5) las cuáles desenrojecimos a la isocrona de 10<sup>8</sup> años, en un diagrama color-magnitud (J)vs(J-H) para obtener su extinción.



Figura 2.6: Diagramas color-color (J-H)vs(H-K) para todas las fuentes del catálogo\_acoplado para el cuadro norte (izquierda) y para el cuadro sur (derecha).

### 2.3.2. Diagrama (J)vs(J-H)

El diagrama color-magnitud (DCM) (J)vs(J-H) nos permite estimar la extincion interestelar individual y la masa de las estrellas de MS enrojecidas. Colocamos todas las fuentes de los catálogos acoplados de cada cuadro en este diagrama (Figura 2.7) y desenrojecimos cada una de las estrellas identificadas como de MS, a lo largo de la dirección del vector de extinción  $A_v$  hasta topar con su tipo espectral más cercano en la edad cero de la secuencia principal (ZAMS, 10<sup>8</sup> años). Esto nos proporcionó una estimación de la extinción a cada fuente, y con estos valores elaboramos histogramas para visualizar la población más embebida dentro de cada cuadro (Figura 2.8). Como se ve en la Figura 2.8, los histogramas muestran que: 1) el pico máximo presente a  $\sim 3$  mag es similar en ambos casos, norte y sur. 2) Ambos histogramas muestran un segundo pico en  $\sim$ 9-10 mag, siendo más pronunciado en el histograma que incluye a los Pilares del Sur. Se puede ver que estos picos en los valores de  $A_v$ , corresponden a las poblaciones de estrellas de primer plano y estrellas embebidas en la nebulosa de Carina, respectivamente. El primer valor es consistente con valores de la extinción interestelar reportados anteriormente. Davidson & Humphreys (1997) adoptan una extinción interestelar en longitud de onda visual hacia $\eta\text{-Carina}$  de  $A_v \approx 1.7$  mag, y por otro lado, Ascenso et al. (2007) obtiene un enrojecimiento global hacia Tr14 de  $A_v=2.6\pm0.3$  mag y este cúmulo posiblemente se encuentra asociado físicamente a Tr16 y Collinder 232, así como se encontrarían a la misma distancia (Cudworth et al., 1993). Una tercera condición en el criterio de eliminación de estrellas de primer plano en Porras et al. (2000) es la selección de un valor de corte en  $A_v$ , la extinción interestelar propiamente dicha en dirección a la nebulosa de Carina. Dado que la región estudiada es extensa, y considerando los histogramas de la Figura 2.8, decidimos tomar este valor de corte en  $A_v=5$  mag, por lo que eliminamos de los catálogos aquéllas fuentes que tuvieran una  $A_v \leq 5$  mag. Aunque el primer pico parece extenderse a valores de extinción mayores que este corte, lo conservamos así porque no deseamos perder posibles fuentes pertenecientes a la nebulosa.



Figura 2.7: Diagrama color-magnitud (J)vs(J-H) para todas las fuentes del catálogo\_acoplado para el cuadro norte (izquierda) y el cuadro sur (derecha). Las estrellas de MS se desenrojecieron en este diagrama, y se les asignó una masa de acuerdo al tipo espectral mostrado a lo largo de la isocrona a  $10^8$  años (ZAMS).



Figura 2.8: Histogramas de extinción interestelar mostrando la frecuencia de las estrellas de MS con ciertos valores de  $A_v$ , cuadro norte (izquierda) y cuadro sur (derecha). La línea punteada muestra el valor del segundo pico de extinción en cada caso.

#### 2.3.3. Diagramas color-color IRAC

Se aplicaron criterios para la eliminación de posible contaminación por objetos extragalácticos, en este caso utilizamos los diagramas y criterios en bandas de IRAC desarrollados por Gutermuth et al. (2008) y actualizados por ellos mismos en 2009 (Gutermuth et al., 2009). Explotando los resultados de Stern et al. (2005) de que las galaxias con formación estelar activa dominadas por emisión de hidrocarburos policíclicos aromáticos (PAH por sus siglas en inglés) tienen colores en el mediano IR que ocupan un área relativamente única de la mayoría de los diagramas color-color de IRAC, Gutermuth et al. (2009) proponen remover aquellas fuentes que caigan dentro de cualquiera de las regiones definidas en espacios dentro de los DCC de IRAC [4.5] - [5.8]vs[5.8] - [8.0] y [3.6] - [5.8]vs[4.5] - [8.0].De esta forma, de acuerdo a Gutermuth et al. (2009), consideramos galaxias con emisión PAH aquellas fuentes que cumplan todas las condiciones siguientes en el primer diagrama:

$$[4.5] - [5.8] < (1.05/1.2)([5.8] - [8.0] - 1.0)$$
$$[4.5] - [5.8] < 1.05$$
$$[5.8] - [8.0] > 1.0$$
$$[4.5] > 11.5$$

Y en el segundo diagrama:

$$[3.6] - [5.8] < (1.5/2.0)([4.5] - [8.0] - 1.0)$$
$$[3.6] - [5.8] < 1.5$$
$$[4.5] - [8.0] > 1.0$$
$$[4.5] > 11.5$$

Para los datos de ambos cuadros la Figura 2.9 muestra las regiones en los DCC y las fuentes que caen dentro de estas condiciones.

Adicionalmente, Gutermuth et al. (2009) utilizan el DCM [4.5]vs[4.5] - [8.0] para eliminar probables núcleos activos de galaxias (AGNs, por sus siglas en inglés). Así, también consideramos AGNs todas aquéllas fuentes que cumplan las siguientes restricciones:

$$[4.5] - [8.0] > 0.5$$
$$[4.5] > 13.5 + ([4.5] - [8.0] - 2.3)/0.4$$
$$[4.5] > 13.5$$

Adicionalmente deben cumplir cualquiera de las siguientes condiciones:

$$[4.5] > 14 + ([4.5] - [8.0] - 0.5)$$
  
 $[4.5] > 14.5 - ([4.5] - [8.0] - 1.2)/0.3$   
 $[4.5] > 14.5$ 

La Figura 2.9 también muestra estas restricciones en el DCM aplicado a nuestros datos.

Una vez aplicadas todas las condiciones anteriores para remover tanto fuentes contaminantes de primer plano como extragalácticas al catálogo\_acoplado de cada cuadro, se obtuvo el llamado catálogo\_limpio para cada uno.



Figura 2.9: (a y b) Primer espacio color-color de IRAC aplicado a nuestros datos mostrando la región en la que caen las galaxias dominadas por emisión PAH, (c y d) Segundo espacio color-color IRAC mostrando la región en la que caen las galaxias dominadas por emisión PAH, (e y f) Diagrama color-magnitud IRAC mostrando la región en la que caen los AGN. Cuadro norte (izquierda) y cuadro sur (derecha).

Los diferentes catálogos obtenidos a lo largo de todo el proceso, el número de fuentes que contienen y los datos fotométricos con los que cuentan, se listan en la Tabla 2.2. El catálogo\_final para cada cuadro es el resultante de incorporar al catálogo\_limpio los YSOs del catálogo de Povich et al. (2011a) mencionado anteriormente que no coinciden dentro de un radio de 1" con alguna de las fuentes del catálogo\_limpio; además de las fuentes del catálogo de Gaczkowski et al. (2013) para las que encontraron contrapartes únicas al menos en una banda de *Spitzer*, este catálogo lo obtuvieron mediante observaciones en el lejano IR con PACS y SPIRE abordo del satélite *Herschel*. Las 642 fuentes del catálogo completo fueron detectadas independientemente en por lo menos dos diferentes mapas de *Herschel* para considerarse como fuentes reales, de ellas Gaczkowski et al. (2013) consideran que alrededor del 50 % son más probablemente objetos protoestelares, aunque solo para 80 encontraron contrapartes únicas al menos en una banda de *Spitzer*.

Una vez obtenido el catálogo\_final, las fuentes se clasificaron de acuerdo a las regiones esquematizadas en el diagrama (J-H)vs(H-K) de la Figura 2.5 en estrellas de MS, CTTS, HAeBe, objetos protoestelares y choques moleculares. Adicionalmente a las fuentes que caen más hacia el azul de la región A se les clasificó como azules, el catálogo\_final de cada cuadro se utiliza en los cálculos posteriores.

		Datos fotométricos en las		bandas			
catálogo	No. de fuentes	J,H,K (2MASSS)	IRAC1	IRAC2	IRAC3	IRAC4	MIPS1
Norte							
catálogo_SEIP	21383	18801 19714		18852	4724	4833	163
catálogo_2MASS*	66173	66173	66173 —				
catálogo_acoplado	87556	84974	19714	18852	4724	4833	163
catálogo limpio <sup>**</sup>	43655	41100	10703	10486	2810	2594	120
catálogo_Povich***	163	91	163	163	160	151	131
catálogo_Herschel***	38	4	21	25	16	16	
catálogo_final	43856	41195	10887	10674	2986	2761	251
Sur							
$catálogo\_SEIP$	52323	43746	46972	47144	12291	14253	126
catálogo_2MASS*	41646	41646					
catálogo_acoplado	93969	85392	46972	47144	12291	14253	126
catálogo limpio <sup>**</sup>	46462	38117	24338	25015	6321	6767	92
catálogo_Povich***	200	144	198	200	186	182	195
$cat{\'a}logo\_Herschel^{***}$	36	9	26	27	23	21	
catálogo_final	46698	38270	24562	25242	6530	6970	287

Tabla 2.2: Catálogos IR para cada cuadro y fuentes en las diferentes bandas

\*Las fuentes del catálogo\_2MASS son aquellas que no resultaron posibles contrapartes de las fuentes del catálogo\_SEIP. \*\* Catálogo resultante de remover la contaminación de fuentes de primer plano y de fondo del catálogo\_acoplado. \*\*\*Las fuentes del catálogo\_Povich y del catálogo\_Herschel son aquellas que caen dentro de cada cuadro y que no coinciden con las del catálogo\_limpio. (El catálogo original de Povich et al. (2011a) contiene 1439 fuentes y el de Gaczkowski et al. (2013) con datos de *Herschel*, consta de 642 fuentes).

## Capítulo 3

# Caracterización de cúmulos

## 3.1. Centros y radios de los cúmulos

Después de obtener los catálogos finales tanto para el cuadro sur como el norte, y con el objetivo de obtener una mejor determinación de los centros de los cúmulos, se hizo un conteo de fuentes en anillos concéntricos de radio creciente y se construyeron perfiles de densidad superficial de número de fuentes para varios centros probables de cada cúmulo. Estos centros se eligieron de nuevo visualmente, donde se observaba una alta concentración de fuentes después de ubicar todas las fuentes del catálogo\_final de cada región en imágenes RGB de *Spitzer* y 2MASS en ds9. Así, los centros finales se eligieron como aquellos para los que la curva de densidad superficial se mostrara más empinada. Las coordenadas obtenidas para cada acumulación estudiada se presentan en la Tabla 3.1.

Norte						
YSC	CAz005	CAz007	CAz051	CAz053	CAz058	CAz059
$\operatorname{RA}_{final}$	10:42:47.827	10:44:33.216	10:43:57.262	10:44:00.910	10:44:29.266	10:39:29.374
$DEC_{final}$	-59:25:31.45	-59:33:16.65	-59:09:04.73	-59:30:28.12	-59:24:02.82	-59:07:12.51
Sur						
YSC	CAz002	CAz004	CAz022	CAz024	CAz042	CAz044
$\operatorname{RA}_{final}$	10:45:53.292	10:47:49.519	10:45:32.064	10:45:19.164	10:45:44.462	10:46:01.898
$DEC_{final}$	-59:56:55.67	-60:26:38.06	-59:48:19.23	-59:58:17.55	-60:17:15.82	-60:08:19.68

Tabla 3.1: Centros finales para la muestra de cúmulos jóvenes.

Una vez elegidos los centros de los cúmulos, para la determinación de los límites de cada uno, se utilizaron las gráficas de densidad superficial del número de fuentes alrededor de estos centros (Apéndice A). Ejemplos de estas gráficas se muestran en la Figura 3.1. De estas gráficas se observa que a mayores distancias del centro del cúmulo la densidad fluctúa alrededor de un valor que consideramos como el campo circundante ( $\sim$ 13 en el norte y  $\sim$ 17 en el sur).

La magnitud de estas fluctuaciones,  $\sigma$ , se midió hasta una distancia de 4.5 arcmin (3pc), donde claramente se observa la presencia del campo circundante en todos los cúmulos y no se detecta la cercanía de otra acumulación aledaña de fuentes. Análogamente a Tapia et al. (2003), los radios de los cúmulos se tomaron como aquéllos en los que la densidad estaba por lo menos  $2\sigma$  por encima del campo circundante. Las estimaciones de los radios de los cúmulos (asociados o cercanos a cores milimétricos) se presentan en la Tabla 3.2. Estos valores están en acuerdo con el intervalo de radios derivado por Porras (2001) que va desde 0.26 a 2.34 pc para una muestra de 40 cúmulos jóvenes en el Brazo de Perseo. Concluimos que la muestra de 12 cúmulos tienen un radio medio de 0.8±0.4 pc y notamos que la dispersión de tamaños es mayor en el sur (0.4-1.2 pc) que en el norte (0.53-1.0 pc).

Norte						
YSC	CAz005	CAz007	CAz051	CAz053	CAz058	CAz059
$\operatorname{Radio}(\operatorname{arcmin})$	1.5	0.9	1.1	0.8	1.2	1.4
$\operatorname{Radio}(\operatorname{pc})$	1.0	0.6	0.73	0.53	0.8	0.93
Número de fuentes	95	38	43	40	63	69
Clasificación	cúmulo	cúmulo	cúmulo	cúmulo	cúmulo	cúmulo
Sur						
YSC	CAz002	CAz004	CAz022	CAz024	CAz042	CAz044
$\operatorname{Radio}(\operatorname{arcmin})$	1.2	0.6	1.7	1.8	1.3	0.8
$\operatorname{Radio}(\operatorname{pc})$	0.8	0.4	1.13	1.2	0.86	0.53
Número de fuentes	88	21	233	191	98	35
Clasificación	cúmulo	grupo	cúmulo	cúmulo	cúmulo	cúmulo

Tabla 3.2: Estimaciones del radio para cada cúmulo y clasificación de acuerdo al número de fuentes comprendidas dentro de éstos.



Figura 3.1: Densidad numérica superficial en función del radio para dos cúmulos del norte (CAz005 y CAz007) y dos del sur (CAz022 y CAz024). Estas son las curvas más empinada de todas las coordenadas elegidas como posibles centros para cada caso, por lo que las coordenadas centrales para estos diagramas se adoptan como el centro del cúmulo. La flecha señala el radio adoptado y la línea segmentada marca dos veces el valor de las fluctuaciones del campo.

## 3.2. Distribución espacial de fuentes en cada cúmulo

Una vez adoptado el radio de cada cúmulo, obtuvimos catálogos individuales para cada uno, donde tales catálogos cuentan además con una clasificación de los objetos de acuerdo al diagrama de la Figura 2.5.

Basándonos en esta clasificación, construimos las distribuciones espaciales de fuentes para los cúmulos del norte (Figura 3.2) y del sur (Figura 3.3). En estas figuras además de mostrarse las fuentes clasificadas como estrellas de secuencia principal (MS), T-Tauris (CTTS), Herbig Ae/Be (HAeBe), estrellas azules (A), objetos protoestelares (PSO) y choques moleculares (KH), se incluyen también las fuentes sin datos fotométricos en ninguna de las bandas de 2MASS pero que tienen valores de flujo en una, dos, tres o las cuatro bandas de IRAC/*Spitzer*, indicándonos que se trata de objetos más embebidos (OE) y/o con algo de material circunestelar presente.

La Tabla 3.3 muestra el porcentaje de fuentes presentes en cada cúmulo (en negritas) y en su anillo circundante (\_a). De la Tabla 3.3, se distingue que:

1) las fuentes OE son más númerosas tanto dentro del radio de los cúmulos como en sus alrededores, para los cúmulos del sur.

Norte																
YSC	fuentes	$fuentes\_a$	MS	MS_a	CTTS	CTTS_a	HAeBe	HAeBe_a	PSO	PSO_a	$\mathbf{KH}$	KH_a	А	A_a	OE	OE_a
CAz005	95	625	23.2	32.5	24.2	15.0	9.5	13.1	18.9	7.5	<b>2.1</b>	1.3	11.6	19.5	10.5	11.0
CAz007	38	818	26.3	25.8	21.0	13.6	21.0	21.6	10.5	8.7	7.9	3.5	10.5	22.9	2.6	3.9
CAz051	43	581	27.9	37.5	16.3	7.9	9.3	21.3	13.9	6.7	0.0	0.7	16.3	24.4	16.3	1.4
CAz053	40	1040	12.5	25.5	22.5	16.9	10.0	16.7	12.5	11.2	7.5	4.8	30.0	21.3	5.0	3.5
CAz058	63	693	19.0	26.3	19.0	13.7	34.9	22.0	6.3	8.0	4.8	2.4	15.9	25.2	0.0	2.2
CAz059	69	579	33.3	31.6	7.2	9.1	14.5	18.5	2.9	4.8	1.4	1.9	40.6	33.3	0.0	0.7
Sur																
Sur YSC	fuentes	fuentes_a	MS	MS_a	CTTS	CTTS_a	HAeBe	HAeBe_a	PSO	PSO_a	KH	KH_a	А	A_a	OE	OE_a
Sur YSC CAz002	fuentes 88	fuentes_a 1052	MS 21.6	MS_a 26.1	CTTS 29.5	CTTS_a 10.7	HAeBe 10.2	HAeBe_a 16.8	PSO 5.7	PSO_a 5.9	КН 14.7	KH_a 1.8	A 15.9	A_a 23.0	OE 2.3	OE_a 15.5
Sur YSC CAz002 CAz004	fuentes 88 21	fuentes_a 1052 921	MS 21.6 28.6	MS_a 26.1 26.3	CTTS 29.5 9.5	CTTS_a 10.7 6.8	HAeBe 10.2 19.0	HAeBe_a 16.8 16.8	PSO 5.7 9.5	PSO_a 5.9 4.2	КН 14.7 4.8	KH_a 1.8 1.6	A 15.9 19.0	A_a 23.0 16.7	OE 2.3 9.5	OE_a 15.5 27.5
Sur YSC CAz002 CAz004 CAz022	fuentes 88 21 233	fuentes_a 1052 921 833	MS 21.6 28.6 29.6	MS_a 26.1 26.3 28.2	CTTS 29.5 9.5 17.6	CTTS_a 10.7 6.8 15.6	HAeBe 10.2 19.0 12.4	HAeBe_a 16.8 16.8 11.0	PSO 5.7 9.5 8.6	PSO_a 5.9 4.2 7.8	KH 14.7 4.8 2.6	KH_a 1.8 1.6 1.6	A 15.9 19.0 13.7	A_a 23.0 16.7 18.2	OE 2.3 9.5 15.4	OE_a 15.5 27.5 17.5
Sur YSC CAz002 CAz004 CAz022 CAz022	fuentes 88 21 233 191	fuentes_a 1052 921 833 788	MS 21.6 28.6 29.6 30.9	MS_a 26.1 26.3 28.2 28.8	CTTS 29.5 9.5 17.6 12.6	CTTS_a 10.7 6.8 15.6 12.9	HAeBe 10.2 19.0 12.4 16.7	HAeBe_a 16.8 16.8 11.0 17.5	PSO 5.7 9.5 8.6 6.3	PSO_a 5.9 4.2 7.8 6.2	KH 14.7 4.8 2.6 2.0	KH_a 1.8 1.6 1.6 3.3	A 15.9 19.0 13.7 26.7	A_a 23.0 16.7 18.2 23.0	OE 2.3 9.5 15.4 4.7	OE_a 15.5 27.5 17.5 8.1
Sur YSC CAz002 CAz004 CAz022 CAz024 CAz024	fuentes 88 21 233 191 98	fuentes_a 1052 921 833 788 1031	MS 21.6 28.6 29.6 30.9 9.2	MS_a 26.1 26.3 28.2 28.8 21.2	CTTS 29.5 9.5 17.6 12.6 14.3	CTTS_a 10.7 6.8 15.6 12.9 11.1	HAeBe 10.2 19.0 12.4 16.7 5.1	HAeBe_a 16.8 16.8 11.0 17.5 12.4	PSO 5.7 9.5 8.6 6.3 5.1	PSO_a 5.9 4.2 7.8 6.2 5.0	KH 14.7 4.8 2.6 2.0 4.0	KH_a 1.8 1.6 1.6 3.3 1.6	A 15.9 19.0 13.7 26.7 8.2	A_a 23.0 16.7 18.2 23.0 11.6	OE 2.3 9.5 15.4 4.7 54.0	OE_a 15.5 27.5 17.5 8.1 36.9

Tabla 3.3: Porcentaje de fuentes presentes en los cúmulos y sus alrededores (\_a).

Figura 3.2: Distribución espacial de fuentes en cúmulos de la región norte de  $\eta$ -Carina en un radio de 3pc. Simbología: círculos cian: MS; puntos azules: A; rombos verdes: HAeBe; estrellas magenta: CTTS; círculos blancos: PSO; círculos rojos: OE; círculos amarillos: KH. El círculo punteado denota el radio del cúmulo y el círculo continuo la ubicación y extensión de los cores AzTEC asociados. Se muestran los cúmulos CAz005 (superior) y CAz007 (inferior). En el caso de CAz005 el radio del cúmulo también abarca al core AzTEC 10.



Figura 3.2 (Continuación): Distribución espacial de fuentes para CAz051 (superior) y CAz053 (inferior). En el caso de CAz053 el radio del cúmulo también abarca al core AzTEC 47





Figura 3.2 (Continuación): Distribución espacial de fuentes para CAz058 (superior) y CAz059 (inferior)

Figura 3.3: Distribución espacial de fuentes en cúmulos de la región sur de  $\eta$ -Carina en un radio de 3pc. Simbología es igual que en la Figura 3.2, y también el círculo punteado denota el radio del cúmulo y el círculo continuo la ubicación y extensión del core AzTEC asociado. Se muestran los cúmulos CAz002 (superior) y CAz004 (inferior).



Az022 -59.74 -59.76 -59.78 DEC(J2000) -59.80 -59.82 -59.84 -59.86 -59.88 0.15 +1.611e2 0.40 0.35 0.30 0.25 0.20 A.R.(J2000) Az024 -59.90 -59.92 -59.94 DEC(J2000) -59.96 -59.98 -60.00 -60.02 -60.04

Figura 3.3 (Continuación): Distribución espacial de fuentes para CAz022 (superior) y CAz024 (inferior). En el caso de CAz022 el radio del cúmulo no abarca el core AzTEC 22.



Figura 3.3 (Continuación): Distribución espacial de fuentes para CAz042 (superior) y CAz044 (inferior).



#### 3.2. DISTRIBUCIÓN ESPACIAL DE FUENTES EN CADA CÚMULO

Esto es probablemente debido a la mayor cantidad de gas y polvo en la región de los pilares del sur a diferencia de la parte norte de la nebulosa, como se puede ver por ejemplo para el caso de CAz044, donde la distribución de objetos OE sigue principalmente el pilar de polvo al cuál esta asociado, lo que se puede apreciar comparando la Figura 3.4 con la distribución de fuentes de este cúmulo (Figura 3.3); y para CAz042 que se encuentra en la base del gran pilar (ver Figura 3.4).

2) De manera general para todos los cúmulos se observa que el porcentaje de CTTS es mayor dentro del radio del cúmulo que en el anillo que lo rodea, a la vez que el porcentaje de HAeBe es mayor en el anillo circundante que dentro del radio del cúmulo. El caso extremo es CAz044, pues no se observan estrellas HAeBe dentro de su radio. Esta importante población de estrellas con discos traza formación estelar reciente y en curso, trazando la más reciente las HAeBe, por lo que podrían obtenerse edades menores para los anillos que para las acumulaciones.



Figura 3.4: Imágenes RGB en IR medio de *Spitzer* (I2, azul; I4, verde; M1, rojo), que muestran los entornos en los que se encuentran los cúmulos del sur CAz042 y CAz044, se observa una amplia componente de polvo en ambos casos.

Hillenbrand et al. (1995) mencionan que las estrellas Herbig Ae/Be suelen definir los centros de grupos estelares extremadamente jóvenes, identificando un cúmulo parcialmente embebido de almenos 33 miembros asociado a dos fuentes HAeBe. En el caso de nuestras regiones de estudio, en las distribuciones espaciales para la mayoría de los cúmulos se puede observar la presencia de estrellas HAeBe, principalmente en o cerca de su centro como en

el caso de CAz005, CAz007 y CAz002, o distribuidas en los alrededores de éste como es para el resto de cúmulos.

3) De los porcentajes reportados en la Tabla 3.3 y de las distribuciones de todas las fuentes, vemos que las estrellas de MS están más o menos homogéneamente distribuidas en cúmulos y anillos. La excepción de CAz042 que tiene el menor porcentaje de estrellas MS dentro del radio del cúmulo, puede ser debida a la mayor cantidad de OE, objetos probablemente muy embebidos tanto dentro del radio como en el anillo, por su ubicación en la base del gran pilar.

4) Probablemente el alto porcentaje de estrellas azules dentro de CAz053 respecto al anillo se deban a que su radio es muy pequeño (0.8 arcmin) respecto al anillo, ya que se ve una concentración de estas fuentes probablemente más evolucionadas en la parte de Tr14 que comprende el anillo (parte inferior derecha de CAz053 en Figura 3.2). Para CAz059 se observa la mayor proporción de fuentes A y un bajo porcentaje de CTTS tanto en el cúmulo como en el anillo, este es el cúmulo más alejado de  $\eta$ -Carina en el cuadro norte y se encuentra en una región entre la parte central de la nebulosa y la burbuja Gum 31. en el borde de una zona en la que Roccatagliata et al. (2013) han encontrado una forma tipo onda que consiste de un patrón de líneas paralelas corriendo hacia la dirección noreste, el cuál mencionan que podría estar relacionado a un flujo de gas caliente que fluye hacia afuera de la parte norte que la superbubuja bipolar que constituye la nebulosa de Carina. 5) Dentro del radio de CAz002 se observa el mayor porcentaje de fuentes que caen en la región de choques moleculares establecida por Smith (1995). Este cúmulo conocido como el "Treasure Chest" es un pilar de polvo asociado con la fuente CPD-59°2661, una estrella de tipo espectral O9.5 V (Walsh, 1984) y cercano a la fuente Hen 3-485 (Tr 16 MJ 640), una estrella tipo Bep (Gagné et al., 2011) que de acuerdo a Roccatagliata et al. (2013) se localiza posiblemente en frente del pilar de polyo ( $\sim 30^{\circ}$  al noroeste del cúmulo y no asociado a este), y que debido a sus vientos estelares que interactúan con el material molecular provoca la aparición de choques dando lugar a nuevos objetos protoestelares.

En la Figura 3.5 se muestra la localización de las estrellas masivas más cercanas a los cúmulos del norte y en la Figura 3.6 lo mismo pero para los cúmulos del sur. En algunos casos, de la distribución de fuentes se aprecia una relación estrecha entre la localización de las estrellas masivas y fuentes jóvenes como KH, PSO, HAeBe y CTTS, ejemplos de esto son: (1) CAz058, para el que se aprecia (Figura 3.5) cómo la distribución espacial de las fuentes más jóvenes va siguiendo la distribución de estrellas masivas, (2) CAz002 donde se ven principalmente objetos jóvenes en los alrededores de CPD-59°2661 y (3) algo parecido

#### se observa para CAz005.

Al sureste de CAz053 se encuentra CAz007, de imágenes de *Spitzer*, se ve que este último se ubica en la punta de un pilar de polvo ancho que apunta hacia  $\eta$ -Carina y Tr16, cuyo borde esta delineado por emisión brillante en 8  $\mu$ m, debido a la interacción con fuerte radiación UV y vientos estelares desde estrellas masivas (región de fotodisociación), esto sugiere que su formación es probablemente resultado de la retroalimentación desde las estrellas masivas de Tr16. CAz007 se trata de Tr14-N4 según se encuentra en la literatura estudiado por Tapia et al. (2011) con imágenes NIR tomadas con el Baade Magellan Telecope complementando con imágenes de 3.6-8.0  $\mu$ m de *Spitzer*, para el cuál mediante conteo de fuentes en la banda K<sub>s</sub> encuentran un diámetro de 47" (~0.78arcmin) a diferencia del radio de 0.8 arcmin que establecimos en este trabajo apartir del conteo de fuentes totales después de remover contaminantes, sin embargo, quizás en parte debido a que ellos identificaron y obtuvieron la fotometría de sus fuentes, y en este trabajo se utilizaron catálogos de acceso público, tienen en ese diámetro casi el doble de fuentes que las que tiene nuestro catálogo para CAz007, incluso identificando nudos de H<sub>2</sub>, Tapia et al. (2011) determinan una edad de 10<sup>5</sup> años para Tr14-N4.

Para CAz022 dentro de su radio se encuentra el sistema estelar MJ 596 (ver Figura 3.6), para el cual los tipos espectrales O5.5V+O9.5V se encuentran listados en la base de datos astronómica SIMBAD, este ha sido detectado previamente por Smith et al. (2010), quienes lo refieren como Tr16-SE. A partir de su análisis sugieren que Tr16-SE, en lugar de estar profundamente embebido en la nube oscura de polvo con forma de V de la nebulosa como sugerían Sanchawala et al. (2007a), sólo se encuentra proyectado detrás de esta nube según se ve en longitudes de onda visible, se menciona que posiblemente se trata de un cúmulo que se formó un poco después de Tr16, mencionando que este podría ser un subgrupo muy importante de estrellas masivas OB que aún no ha sido reconocido.

En la Figura 3.6 para CAz004, el diamante azul que se ve en la misma posición que una de nuestras fuentes clasificada como CTTS, es de acuerdo a Povich et al. (2011b), una posible UCHII. El otro diamante azul es de acuerdo a Povich et al. (2011b) una candidata a estrella OB con emisión de rayos-X, la cuál se encuentra dentro de una región HII compacta, identificable como una pequeña burbuja delineada en emisión en 8  $\mu$ m que contiene emisión difusa en 24  $\mu$ m desde polvo calentado por esta fuente.

Figura 3.5: Distribución espacial de fuentes jóvenes (sin fuentes A y MS) y estrellas masivas, en cúmulos de la región norte de  $\eta$ -Carina y sus alrededores. Simbología: (+) cian: estrellas masivas de Povich et al. (2011b); (+) azules: estrellas masivas de Smith (2006); rombos verdes: HAeBe; estrellas magenta: CTTS; círculos blancos: PSO; círculos rojos: OE; círculos amarillos: KH; flecha: señala hacia donde está  $\eta$ -Carina. El círculo punteado denota el radio del cúmulo y el círculo continuo la ubicación y extensión de los cores AzTEC asociados. Se muestran los cúmulos CAz005 más el core AzTEC 10 (superior) y CAz007 (inferior).





Figura 3.5 (Continuación): Distribución espacial de fuentes para CAz051 (superior) y CAz053 (inferior).

Figura 3.5 (Continuación): Distribución espacial de fuentes para CAz058 (superior) y CAz059 (inferior).



Figura 3.6: Distribución espacial de fuentes jóvenes (sin fuentes A y MS) y estrellas masivas, en cúmulos de la región sur de  $\eta$ -Carina y sus alrededores. Simbología es igual que en la Figura 3.5, y también el círculo punteado denota el radio del cúmulo y el círculo continuo la ubicación y extensión de los cores AzTEC asociados. Se muestran los cúmulos CAz002 (superior) y CAz004 (inferior).



Figura 3.6 (Continuación): Distribución espacial de fuentes para CAz022 (superior) y CAz024 (inferior).





Figura 3.6 (Continuación): Distribución espacial de fuentes para CAz042 (superior) y CAz044 (inferior).

## 3.3. Extinción promedio de cada cúmulo

Los catálogos de cada cúmulo obtenidos anteriormente también cuentan con los datos de extinción para las estrellas de MS y las CTTS calculados en la sección 2.3. Usando esta información, obtenemos el valor medio en ambos tipos de fuente, y dado que MS+CTTS representan entre el 40 y 50 % de la población en casi todos los cúmulos (Tabla 3.3), consideramos la extinción promedio del cúmulo al promedio de los valores de extinción media de fuentes MS y CTTS. Los valores de extinción promedio obtenidos se reportan en la Tabla 3.4.

Tabla 3.4: Valores de extinción promedio para cada cúmulo, obtenidas de las estimaciones para los miembros de MS y CTTS.

Norte						
YSC	CAz005	CAz007	CAz051	CAz053	CAz058	CAz059
$\operatorname{Extinción}(\operatorname{mag})$	11.0013	10.3950	10.7918	7.9870	8.2431	11.3032
Sur						
YSC	CAz002	CAz004	CAz022	CAz024	CAz042	CAz044
Extinción(mag)	10.2599	11.7038	10.7626	8.2873	14.5958	10.7705

Con estos valores de extinción promedio desenrojecimos las magnitudes en las bandas J, H y K de los catálogos de cada cúmulo, los valores obtenidos se utilizan en la siguiente sección para la estimación de la edad.

## 3.4. Edad de los cúmulos

La edad de los cúmulos se estima utilizando el método descrito por Porras et al. (2000) en el que utilizan los modelos presentados por Strom et al. (1993) para funciones de luminosidad absoluta en la banda J (JLF, por sus siglás en inglés). Strom et al. (1993) construyen seis histogramas con funciones de luminosidad a edades de 0.3, 0.7, 1.0, 3.0, 7.0 y 10 My, en base a un modelo. Tal modelos supone que todas las estrellas en una población dada han nacido simultáneamente, es decir, la formación estelar es coeval, el uso de las isocronas pre-secuencia principal de D'Antona & Mazzitelli (1994) y la consideración de la función inicial de masa (IMF, por sus siglás en inglés) de Scalo (1986), en la que el grueso de las estrellas es de baja masa, y cuyo pico esta cerca de 0.3 M<sub> $\odot$ </sub>. Se utiliza la JLF debido a que J proporciona una estimación más confiable de la emisión fotosférica, y el número de histogramas es mayor al presentado por Zinnecker et al. (1991) para la banda K. Tales histogramas evolutivos son utilizados como en Porras et al. (2000) para construir una matriz  $\widehat{M}$  donde cada columna contiene la JLF teórica a cada edad. Entonces:

$$\overrightarrow{JLF} = \widehat{M}\overrightarrow{E}$$

donde  $\overrightarrow{JLF}$  es la función de luminosidad en J y  $\overrightarrow{E}$  es definido como un vector de edad, usualmente considerado una función Delta. Por otro lado,  $\widehat{M}$  es una matriz de influencia y puede ser usada para estimar un vector de edad  $\overrightarrow{E}$ , de la JLF observada ( $\overrightarrow{JLF}_{obs}$ ) para cada cúmulo por medio de la transformación:

$$\overrightarrow{E} = (\widehat{M}^T \widehat{M})^{-1} \widehat{M} \overrightarrow{JLF}_{obs}$$

Los elementos en  $\overrightarrow{E}$  dan la distribución de estrellas en todas las edades y la estimación de edad se puede obtener del valor máximo por medio del ajuste de una curva, las distribuciones tienen que ser normalizadas al número de estrellas en la región.

Esta estimación de la edad se basa principalmente en estrellas de baja luminosidad, entre 0.5 y 8.0 mag.

En las Figuras 3.7 y 3.8 se muestran ejemplos de histogramas de las funciones de luminosidad en J para CAz005 en el norte y para CAz022 en el sur, respectivamente. En éstos se pueden apreciar los tipos de fuentes, según nuestra clasificación, que contribuyen al histograma en diferentes intervalos de magnitud. Una característica común para todas las funciones de luminosidad tanto para los cúmulos como para los anillos circundantes, es que las estrellas de MS son las que más contribuyen a la porción más brillante de las funciones de luminosidad, mientras que a la parte más débil contribuyen casi exclusivamente las CTTS, en el intervalo utilizado para la determinación de edad. Las fuentes tipo HAeBe, A, PSO, KH, son las que conforman mayoritariamente el pico de los histogramas. En ninguno de los histogramas están comprendidos los objetos clasificados como OE debido a que no tienen valores de flujo en el NIR, por lo que para el cálculo de la edad no se han podido tomar en cuenta. Tampoco se consideraron para esto, las fuentes tipo A, ya que puede tratarse más bien de estrellas evolucionadas que ya han salido de la secuencia principal.

Figura 3.7: Histogramas de luminosidad en J (JLF) para el cúmulo CAz005. Se muestra la contribución de los diferentes tipos de fuentes. (A, objetos azules; MS, secuencia principal; TT, CTTS; HAB, estrellas HAeBe; PSO, objetos protoestelares; KH, objetos en la región de gas molecular ( $H_2$ ) chocado).





Figura 3.7 (Continuación): Histogramas de luminosidad en J $(\rm JLF)$ para el anillo circundante a CAz005.

Figura 3.8: Otro ejemplo de histogramas de luminosidad en J (JLF), ahora para el cúmulo CAz022. Se muestra la contribución de los diferentes tipos de fuentes. La nomenclatura es similar a la de la Figura 3.7.





Figura 3.8 (*Continuación*): Histogramas de luminosidad en J (JLF) para el anillo circundante a CAz022.

Los vectores de edad y sus ajustes (una función parabólica con las ramas hacia abajo) para la determinación del máximo se muestran en la Figura 3.9. Para CAz042 y CAz004 no pudieron obtenerse los vectores de edad, CAz042 es un cúmulo para el que más de la mitad de las fuentes comprendidas dentro de su radio son clasificadas como OE, sin datos fotométricos en el NIR; mientras que CAz004 es el cúmulo más pequeño con un radio de 0.6 arcmin y sólo abarca 21 fuentes dentro de su radio (finalmente es clasificado como un grupo), de las cuales solo dos son CTTS. Para CAz005 y CAz044, los vectores de edad se ven practicamente planos sin que domine claramente la población de alguna edad en particular, aunque el ajuste crece hacia edades pequeñas. En contraste, se notan picos más claros en una edad preferencial en CAz002, CAz007 y CAz051. Para el resto parece haber una mayor dispersión de edades. Dado que en la mayoría de los casos, el número de fuentes que cae en el intervalo utilizado para la determinación de la edad es pequeño, nuestras estimaciones de edad en general pueden contener errores grandes.

La Tabla 3.5 muestra la estimación de la edad para 10 de los doce cúmulos. Aquí notamos que: (1) CAz002, es decir, el Treasure Chest, tiene una estimación de 5.1 Myr, mientras que en la literatura se menciona como un cúmulo extremadamente joven; por ejemplo, Smith et al. (2005) reporta una edad de  $\sim 0.1$  Myr. (2) CAz007, para el que se determinó una edad de 6.1 Myr, Tapia et al. (2011) determinan una edad de 0.1 Myr. (3) CAz005 fue identificado por Povich et al. (2011a) como un agrupamiento de YSOs clases 0/I de acuerdo a su catálogo, por lo que sugiere que podría tratarse de un agrupamiento extremadamente joven, este caso concuerda con la edad derivada en este trabajo de 0.3 Myr.

Norte						
YSC	CAz005	CAz007	CAz051	CAz053	CAz058	CAz059
Edad(My)	0.3	6.1	3.1	3.1	3.1	3.1
$f_*$	0.5	0.6	0.8	0.7	0.5	2.8
Sur						
YSC	CAz002	CAz004	CAz022	CAz024	CAz042	CAz044
Edad(My)	5.1		3.1	3.1		0.3
$f_*$	0.6	0.9	0.8	1.4	0.2	0.6

Tabla 3.5: Estimaciones de edad y fracciones  $f_*$  para cada cúmulo.

Figura 3.9: Vectores de edad obtenidos como en Porras et al. (2000), la línea discontinua representa la curva ajustada a los datos. Se muestran los vectores obtenidos para los cúmulos CAz002, CAz005, CAz007, CAz022, CAz024 y CAz044.





Figura 3.9 (*Continuación*): Vectores de edad para los cúmulos CAz051, CAz053, CAz058 y CAz059.
Otra forma de estimar el estado evolutivo de un cúmulo, es calcular el cociente del número de estrellas más evolucionadas (A y MS) al número de estrellas más jóvenes (CTTS, HAeBe, PSO, KH y OE),  $f_*$ . Estas estimaciones se listan también en la Tabla 3.5, para comparación con las edades estimadas con las JLFs. La mayoría de los cúmulos, incluyendo CAz004 y CAz042 que no tienen estimación de edad, tienen un cociente <1, es decir, una mayor proporción de fuentes jóvenes. Mientras que contrariamente a nuestra estimación de edad, los cúmulos CAz024 y CAz059 muestran un cociente >1, o una mayor proporción de población más evolucionada, una posible explicación para esta discrepancia es que hay una parte de la población joven más embebida que no estamos observando debido al gas y polvo presente en los cúmulos, en el caso de CAz024 se ve que el core se encuentra asociado a una especie de nube cometaria polvosa (ver Figura 2.2). Para CAz059 la baja proporción de objetos jóvenes, también podría deberse al barrido de material e impedimento de nueva formación estelar por el patrón tipo onda mencionado anteriormente (§ 3.2 4)), ya que este cúmulo se encuentra en el camino de ese patrón.

### Capítulo 4

# Eficiencias de formación estelar

Una forma de cuantificar cuán efectivamente el gas molecular es convertido en estrellas es estimar la eficiencia de formación estelar (SFE, por sus siglas en inglés), es decir, el cociente de la masa estelar actual sobre la masa total (estelar+molecular+polvo). La eficiencia de formación estelar global en nubes moleculares está usualmente estimada del orden de un pequeño porcentaje. Por ejemplo, Evans et al. (2009) calcula para cinco grandes nubes moleculares cercanas (Serpens, Perseus, Ophiuchus, Lupus y Chamaeleon II) una SFE que representa un promedio sobre los últimos 2 Myr, del orden de 3 a 6%. En algunos casos, la SFE local dentro de las nubes moleculares puede alcanzar valores muy altos. Por ejemplo, Jørgensen et al. (2008) en un estudio del complejo de la nube molecular de Ophiuchus entera y por regiones y de la comparación con un estudio previo de las regiones de Perseus, encuentra que generalmente la SFE de las nubes es menor que la SFE de las regiones (en cores), lo que sugiere que el mecanismo de la formación de estrellas es más ineficiente a escalas mayores relativo a escalas más pequeñas.

Ya hemos mencionado cómo las estrellas masivas afectan a sus alrededores mediante procesos que pueden barrer el medio interestelar circundante y desencadenar nueva formación estelar, o por el contrario conducir a la dispersión del material. Así la retroalimentación por estrellas masivas puede tener un efecto positivo o negativo, respectivamente, sobre la SFE general de una nube molecular (Klessen, 2004; Walch, 2014).

Una SFE baja puede implicar que la formación estelar es muy ineficiente y en un complejo de formación estelar con una alta presencia de estrellas masivas como lo es  $\eta$ -Carina, la retroalimentación negativa puede estar jugando un papel importante. Para el cálculo de la SFE para cada cúmulo se hacen estimaciones de la masa en estrellas y de la masa de gas+polvo en las siguientes secciones.

#### 4.1. Masa estelar de cada cúmulo

Los catálogos de cada cúmulo cuentan con datos de masa para las estrellas de secuencia principal obtenidos apartir del desenrojecimiento a la ZAMS, a su tipo espectral más cercano en dirección del vector de enrojecimiento. Por otro lado, la masa de las CTTS se puede obtener mediante las ecuaciones empíricas de Carpenter et al. (1993) (Ecuaciones 4.1 y 4.2) obtenidas para estrellas T-Tauris y HAeBe conocidas en la nube de Taurus:

$$log M_1 = -0.25 M_H + 0.44 \tag{4.1}$$

$$log M_2 = -0.24 M_K + 0.24 \tag{4.2}$$

Donde  $M_H$  y  $M_K$  son las magnitudes absolutas en H y K no corregidas por extinción interestelar. Para cada CTTS se obtuvieron ambos valores de masa ( $M_1$  y  $M_2$ ) y se tomó el promedio de ambas como la masa de cada CTTS. Los objetos HAeBe, PSO y KH de cada cúmulo, se desenrojecen a una isocrona de la edad correspondiente a la que obtuvimos para cada cual en la sección 3.4. Así, obtenemos un valor de su masa de acuerdo al tipo espectral más cercano. Para la masa de los objetos OE, se adoptan los valores reportados por Povich et al. (2011a) o por Gaczkowski et al. (2013) de ajustes de SEDs, cuando se tienen disponibles. Cuando no se tienen estimaciones, los valores se estiman en dos límites, uno considerando que son objetos de 1  $M_{\odot}$  y el segundo, que son objetos diez veces más masivos.

En cuanto a la masa de los objetos tipo A, consideramos que una fracción de éstos son MS, que debido a los errores típicos en el DCC NIR caen en la zona de las estrellas MS enrojecidas, mientras que el resto pueden ser estrellas de masa intermedia-alta ( $\sim$ 3-15 M<sub> $\odot$ </sub>) más evolucionadas, que ya han entrado a la fase de gigante roja, y cuyo enrojecimiento de colores NIR es debido también a la expansión propia de ésta etapa. Debido a que en este momento no contamos con criterios para distinguir estas dos poblaciones en A, hacemos una estimación gruesa considerando a todas estas fuentes como estrellas de MS, y las desenrojecemos a una isocrona a 10<sup>8</sup> años para obtener el valor de su masa.

Para obtener la masa estelar en cada cúmulo, sumamos los valores estimados para las estrellas CTTS, HAeBe, PSO, KH, OE, MS y A. Estos valores se reportan en la Tabla 4.1, donde  $M_{\bigstar 1}$  es la suma de las masas de las fuentes A+MS+CTTS+HAeBe+PSO+KH, más las OE con datos de Povich et al. (2011a) o Gaczkowski et al. (2013) y considerando 1  $M_{\odot}$  para las OE restantes.  $M_{\bigstar 2}$  considera el límite superior de 10  $M_{\odot}$  para el conjunto de objetos embebidos sin estimaciones previas.

Norte						
YSC	CAz005	CAz007	CAz051	CAz053	CAz058	CAz059
$M_{\bigstar 1} (M_{\odot})$	375.42	$142.6^*$	$174.8^{*}$	115.55	$174.6^*$	$286.65^*$
$M_{\bigstar 2} (M_{\odot})$	456.42			133.55		
Sur						
YSC	CAz002	CAz004	CAz022	CAz024	CAz042	CAz044
$M_{\bigstar 1} (M_{\odot})$	243.37	66.8	774.55	603.7	219.45	84.9

Tabla 4.1: Valores de masa para cada cúmulo, obtenidos de la suma de las estimaciones para los miembros de CTTS, HAeBe, PSO, KH, OE, MS y A.

\* Valores para cúmulos sin OEs, o bien OEs con masa asignada por Povich et al. (2011a) o Gaczkowski et al. (2013)

#### 4.2. Masa del gas y polvo

La estimación de la masa del gas dentro del radio de cada cúmulo puede realizarse grosso modo basándonos en el mapa de densidades columnares  $(N_H)$  de Roccatagliata et al. (2013) reproducido en la Figura 4.1. Estos autores usaron los instrumentos SPIRE y PACS a bordo del telescopio espacial *Herschel* para mapear  $\approx 2.8$  grados cuadrados de la nebulosa de Carina en las bandas a 70, 160, 250, 350 y 500  $\mu$ m. Para derivar los mapas de temperatura del polvo y densidad columnar de las nubes de una forma más precisa que en Preibisch et al. (2012), hicieron un ajuste pixel por pixel de la distribución espectral de energía (SED, por sus siglas en inglés) a los flujos en las cinco bandas de Herschel, el ajuste de la SED lo obtuvieron usando una función de cuerpo negro dejando como parámetros libres la temperatura T y la densidad superficial de polvo  $\Sigma[g/cm^2]$ . Encontraron que la temperatura promedio de la mayoría de la nebulosa es de alrededor de 30 K, fluctuando entre 35-40 K en las nubes centrales y 26 K en las nubes en el borde de la nebulosa. En este caso, la temperatura obtenida mediante el ajuste de la SED calcula la temperatura promediada en el beam entre la línea de visión y es más sensible a las partes centrales más densas y frías de las nubes. A partir de  $\Sigma$ , obtuvieron la densidad columnar N<sub>H</sub> mediante la fórmula:

$$N_H = 2N_{H_2} = \frac{2 \cdot \Sigma \cdot R}{m_H \cdot \mu_{H_2}}$$

donde  $N_{H_2}$  es la densidad columnar de hidrógeno molecular, R es el cociente de gas a polvo (tomado como 100),  $m_H$  es la masa del átomo de hidrógeno y  $\mu_{H_2}$  es el peso molecular

medio de  $H_2$  (tomado como 2.8). El valor medio de la densidad columnar sobre la nebulosa completa  $(2.3^{\circ} \times 2.3^{\circ})$  es  $2.3 \times 10^{21}$  cm<sup>-2</sup>.



Figura 4.1: Mapa de densidad columnar  $N_H$  de la nebulosa de Carina. La escala de color esta expresada en cm<sup>-2</sup>. Las cajas punteadas representan: la región central alrededor de  $\eta$ -Carina (caja **a**), la región del Gran Pilar (caja **b**), el cúmulo del Treasure Chest (caja **c**), y el patrón de onda (caja **d**). El centro de la figura corresponde a la posición ( $\alpha_{J2000}$ ,  $\delta_{J2000}$ )=(10h 45m 21s, -59° 34' 20"). Tomada de Roccatagliata et al. (2013).

En el mapa mostrado en la Figura 4.1 localizamos nuestros cúmulos, y en ds9 sobre una imagen de *Herschel* colocamos también los cúmulos; posteriormente comparando con la localización en el mapa de densidad, se encerraron en círculos los diferentes valores de densidad columnar dados por la barra de color en el mapa. Para ilustrar este procedimiento la Figura 4.2 muestra los círculos de densidad columnar asociados a CAz007. Así, se calculó la masa encerrada en cada superficie circular de radio r, mediante la fórmula:

$$M_{tot} = \pi r^2 \cdot m_H \cdot \mu_{H_2} \cdot N_H$$

#### 4.2. MASA DEL GAS Y POLVO

Y se sumaron las diferentes contribuciones, este valor representa la masa del gas y polvo tibio ( $\sim 30$  K) en cada región. Los valores obtenidos para cada cúmulo se encuentran en la Tabla 4.2.

Figura 4.2: Áreas circulares usadas para el cálculo de la masa de gas y polvo en CAz007. (a) La zona del mapa de densidad columnar abarcada por el cúmulo. (b) Los círculos (verdes) que abarcan los diferentes colores o niveles de densidad columnar sobre la imagen de 500µm de Herschel. El círculo amarillo corresponde al radio del cúmulo.



Tabla 4.2: Estimaciones de masa total (gas+polvo tibio) para cada cúmulo.

Norte						
YSC	CAz005	CAz007	CAz051	CAz053	CAz058	CAz059
$\rm Masa(M_{\odot})$	533.7	176	180	97.5	148.6	121.4
Sur						
YSC	CAz002	CAz004	CAz022	CAz024	CAz042	CAz044
$\rm Masa(M_{\odot})$	259.4	260.9	392.7	201.5	1263.2	183.8

En investigaciones previas, Yonekura et al. (2005) realizaron un estudio de los cores de

alta masa en la nebulosa de Carina utilizando como trazadores la línea de emisión J=1-0 del monóxido de Carbono <sup>12</sup>CO, y sus isótopos <sup>13</sup>CO y C<sup>18</sup>O; aunque todas estas líneas tienen casi la misma densidad crítica para excitación colisional, las densidades típicas que trazan son diferentes. De éstas, el C<sup>18</sup>O proviene de regiones interiores de las nubes con más alta densidad ( $\sim 10^4 \text{cm}^{-3}$ ). Utilizando esta última línea de emisión localizaron 15 cores de material denso, de los cuales 14 caen dentro del área cubierta por los mapas de Herschel de Roccatagliata et al. (2013) y uno no es detectado. Roccatagliata et al. (2013) hacen una comparación de la masa de los cores derivadas con su método, que utiliza el polvo como trazador y el método usado por Yonekura et al. (2005) que utiliza el gas como trazador, lo que mostró que las masas derivadas usando datos en el lejano IR fueron siempre de 2 a 4 veces menores que las masas estimadas por Yonekura et al. (2005) para sus datos de C<sup>18</sup>O. Sin embargo, Roccatagliata et al. (2013) argumentan que la discrepancia puede deberse a varias causas, la más importante son los factores de extrapolación usados para relacionar el polvo medido – o la emisión de la molecula de CO – a la masa total de gas más polvo. Por ejemplo, el cociente gas a polvo (R) para el cual asumieron un valor canónico de 100 es incierto en por lo menos un factor de  $\sim 2$ , y respecto a las masas derivadas del CO la abundancia fraccional de monóxido de Carbono puede no ser constante sino depender de la densidad de la nube; así el factor usado para extrapolar la masa de CO a la masa total puede variar por factores de 2 a 3. Aunado a lo anterior, solo tres de nuestros cúmulos del sur y ninguno del norte caen en algunos de los cores de  $C^{18}O$  de Yonekura et al. (2005), y ocupan sólo una fracción de éstos, por lo que decidimos utilizar el mapa de densidades columnares derivado por Roccatagliata et al. (2013) que cubre toda nuestra muestra.

#### 4.3. Masa de los cores AzTEC

Para considerar la contribución del gas más denso y frío en los cores milimétricos asociados a los cúmulos, se calculó la masa del core de polvo  $(M_d)$  de acuerdo a la Ecuación:

$$M_d = \frac{D^2 S_\nu}{B(T_d)\kappa_\nu}$$

En donde D, es la distancia;  $S_{\nu}$  es el flujo integrado obtenido del mapa AzTEC a 1.1 mm;  $B(T_d)$  es la función de Planck de cuerpo negro, y debido a que se está aplicando al rango milimétrico usamos la aproximación de Rayleigh-Jeans y  $\kappa_{\nu}$  es el coeficiente de absorción por unidad de masa de polvo y gas. Se adoptaron los mismos valores que en Reyes de Librado (2013), una distancia a la nebulosa de Carina de D=2300 pc, un valor de  $\kappa_{1.1mm}$ =0.0114 g<sup>-1</sup>cm<sup>2</sup> y una temperatura de polvo de T<sub>d</sub>=10 K. En algunos casos donde los cores no fueron completamente comprendidos dentro del radio del cúmulo, se consideró sólo la fracción incluida en los mismos. En la Tabla 4.3 se listan los valores de las masas de polvo frío de los cores que caen en el radio de los cumulos estudiados.

Tabla 4.3: Masa de los cores AzTEC asociados a cada cúmulo.

Norte						
core AzTEC	Az005+010	Az007	Az051	Az053 + 047	Az058	Az059
$\rm Masa(M_{\odot})$	198.4	91.4	37.4	63	33.1	11.5
Sur						
core AzTEC	Az002	Az004	Az117 + 354	Az024	Az042	Az044
$\rm Masa(M_{\odot})$	222.8	119.2	39.1	56.0	46.4	22.3

#### 4.4. Eficiencia de formación estelar en cúmulos

Se calcula las SFE para los cúmulos individuales mediante la siguiente expresión:

$$SFE = \frac{M_{\bigstar}}{M_{qas+polvo} + M_{\bigstar}}$$

donde  $M_{\bigstar}$  es la masa de estrellas incluyendo todos los tipos, y  $M_{gas+polvo}$  incluye la masa de gas+polvo tibio y la masa del polvo frío de los cores AzTEC estimadas en las secciones

Tabla 4.4: Masa y SFE en cúmulos de la nebulosa de Carina.

Norte						
YSC	CAz005	CAz007	CAz051	CAz053	CAz058	CAz059
$M_{\bigstar}(M_{\odot})$	375.42 - 456.42	142.6	174.8	115.55 - 133.55	174.6	286.65
$M_{gas+polvo}(M_{\odot})$	732.1	267.4	217.4	160.5	181.7	132.9
SFE	0.34 - 0.38	0.35	0.45	0.42 - 0.45	0.5	0.68
Sur						
YSC	CAz002	CAz004	CAz022	CAz024	CAz042	CAz044
$M_{\bigstar}(M_{\odot})$	243.37 - 261.37	66.8 - 75.8	$774.55  ext{-}1080.55$	603.7 - 675.7	219.45 - 696.45	84.9 - 147.9
$\rm M_{gas+polvo}(M_{\odot})$	482.2	380.1	431.8	257.5	1309.6	206.1
SFE	0.33 - 0.35	0.15 - 0.17	0.64 - 0.71	0.7 - 0.72	0.14 - 0.35	0.3 - 0.42

anteriores. Todas estas masas y los valores de la eficiencia de formación estelar, SFE, se resumen en la Tabla 4.4. Los dos valores límites en M $_{\star}$  generan dos valores límites en SFE. CAz059 tiene la mayor SFE de los cúmulos del norte, este es el cúmulo que se encuentra a mayor distancia de  $\eta$ -Carina, en el mapa de densidad columnar (Figura 4.1) se observa una componente de gas+polvo de baja densidad y encierra una fracción pequeña del core Az059 (ver Tabla 4.3). Esto es consistente con la interpretación de que el material ya ha sido transformado en estrellas, y/o una cantidad sustancial de gas+polvo ha sido dispersada. De manera general, los valores obtenidos para la SFE de todos los cúmulos es alta, mayor del 30% para la mayoría, y para ninguno de los cúmulos del norte es menor que este valor. Este resultado está en concordancia por ejemplo, con Jørgensen et al. (2008) quienes mencionan que generalmente la SFE de regiones asociadas a cores es alta, lo que sugiere que la formación estelar es más eficiente a escalas más pequeñas que considerando a una

En la Figura 4.3 se visualiza el comportamiento de la SFE respecto a la densidad de masa total dentro del radio de los cúmulos.

Figura 4.3: Comportamiento de la SFE frente a la densidad superficial de los cúmulos del norte (símbolos azules) y del sur (símbolos rojos). Los círculos abiertos denotan los valores de la SFE en los dos límites de masa elegidos para los OE, mientras que el punto entre ellos corresponde a los valores medios en SFE y densidad.



Aquí se observa una especie de anticorrelación, pues para los cúmulos CAz004 y CAz042 (en el sur) situados en la parte superior izquierda de la gráfica se observan valores altos de

nube molecular completa.

densidad y una SFE baja, es decir, se trata de cúmulos compactos en una etapa evolutiva temprana en la que apenas han empezado a transformar el material en estrellas. En el otro extremo, los cúmulos CAz022, CAz024 y CAz059 situados en la parte inferior derecha de la gráfica, sugiere que la baja densidad y una SFE alta son indicativos de una etapa más evolucionada, en la que el gas ha sido removido por la cercanía de  $\eta$ -Carina y otras estrellas masivas (CAz022 y CAz024 en el sur) o bien la formación estelar se ha casi concretado (CAz059 en el norte). Finalmente, en la sección intermedia entre estos dos extremos se encuentra la mayoría de los cúmulos (CAz005, CAz007, CAz051, CAz053 y CAz058 en el norte; CAz002 y CAz044 en el sur), aproximadamente a una distancia de 6 a 23 pc al norte y al sur de  $\eta$ -Carina (ver Figura 2.3), con valores de densidad menores a 0.1  $g/cm^2$  y SFE en el rango de 30 a 50%, consistente con una etapa de evolución activa.

## Capítulo 5

# Conclusiones

Se presenta la caracterización de una muestra de doce acumulaciones estelares asociadas a cores de polvo frío (~10 K) observados en el rango milimétrico, pertenecientes a la nebulosa de Carina. La selección de esta muestra asegura el estudio de grupos de objetos estelares jóvenes formados en la cercanía de material de alta densidad y por lo tanto, en un estadio de formación estelar activa. El objetivo principal es determinar la eficiencia de formación estelar en cada cúmulo de acuerdo a su distribución espacial en la nebulosa y su cercanía a las estrellas masivas y a  $\eta$ -Carina como principales fuentes que desencadenan la formación estelar.

Las conclusiones de este trabajo son:

- Después de eliminar fuentes de primer plano y objetos extragalácticos de los catálogos infrarrojos (2MASS+IRAC+MIPS1), y de acuerdo al número de miembros necesarios para considerar a un cúmulo como tal (35 o más), concluimos que de nuestra muestra de 12 acumulaciones de estrellas, 11 son cúmulos y una debe ser considerada como un grupo (CAz004). Sin embargo, en todo el análisis se consideró la muestra como 12 cúmulos.
- La densidad pico de los 6 cúmulos del norte es en promedio de 134.5 fuentes/arcmin<sup>2</sup> (~303 fuentes/pc<sup>2</sup>), mientras que para los 6 del sur es de 178 fuentes/arcmin<sup>2</sup> (~400 fuentes/pc<sup>2</sup>). Así, la estimación del radio medio de toda la muestra es de 0.8±0.4 pc, notando que la dispersión de tamaños es mayor en el sur (0.4-1.2 pc) que en el norte (0.53-1.0 pc).
- En base a diagramas de diagnóstico IR, se identificaron poblaciones jóvenes (CTTS,

HAeBe, PSO, KH y OE) y más evolucionadas (MS y A) en cada cúmulo. Los tipos de fuentes consideradas objetos embebidos (OE) y/o con material circunestelar, predominan en los cúmulos del sur donde el porcentaje medio es de 19%, mientras que en los del norte es de 6%. Esto es probablemente debido a la mayor cantidad de gas y polvo en la región de los pilares del sur.

- De la distribución espacial de objetos jóvenes en las Figuras 3.5 y 3.6, se observa la presencia de estrellas masivas y de objetos estelares jóvenes (HAeBe, CTTS, PSO y KH) conviviendo en la misma región en 42 % (5/12) de los cúmulos, y en el resto de ellos no se observan estrellas masivas reportadas por Povich et al. (2011b) o Smith (2006).
- En 25 % (3/12) de los cúmulos se observan estrellas HAeBe cerca del centro como algunos autores han considerado como comportamiento típico de estas estrellas (e.g. Hillenbrand et al. (1995)). Sin embargo, en el 75 % restante las estrellas HAeBe se encuentran distribuidas alrededor de los límites del cúmulo.
- La estimación de edades para 10 de los cúmulos de nuestra muestra tiene un valor medio de 3 Myr. Sin embargo, el método utilizado está límitado a sólo 6 posibles valores de la edad, y una forma de refinarlo es la generación de un mayor número de histogramas modelados a otras edades, incluyendo rangos de masa más amplios a los usados por Strom et al. (1993).
- El valor medio de la masa total (estelar+gas+polvo) de los cúmulos del norte es 502 M<sub>☉</sub>, mientras que el de los cúmulos del sur es de 922 M<sub>☉</sub>. Y las densidades superficiales de masa total medias son de 5.6×10<sup>-2</sup> y 10.2×10<sup>-2</sup> g/cm<sup>2</sup> en el norte y en el sur respectivamente.
- Se observa una anticorrelación entre la SFE y la densidad superficial de masa total que interpretamos como que los cúmulos del sur están en general en una etapa evolutiva más temprana que los cúmulos del norte.

Apéndice A

# Densidad numérica superficial y radio final



Figura A.1: Densidad numérica superficial en función del radio para CAz005 y radio final.
(a) Densidad numérica superficial (número de fuentes por arcominuto cuadrado) en función del radio para las primeras coordenadas tomadas como el posible centro de CAz005

(tabla 2.1). (b) Mismo diagrama que en (a), esta es la curva más empinada de todas las coordenadas elegidas como posibles centros por lo que las coordenadas centrales para este diagrama son las tomadas como el centro final del cúmulo. La flecha señala el radio adoptado y la línea segmentada marca dos veces el valor de las fluctuaciones del campo. (c) Imágen RGB en bandas de 2MASS, el circulo punteado representa el radio final del cúmulo. (d) Imágen RGB en bandas de Spitzer, también se ubica el radio final del cúmulo.







(a) Densidad numérica superficial (número de fuentes por arcominuto cuadrado) en función del radio para las primeras coordenadas tomadas como el posible centro de CAz007 (tabla 2.1). (b) Mismo diagrama que en (a), esta es la curva más empinada de todas las coordenadas elegidas como posibles centros por lo que las coordenadas centrales para este diagrama son las tomadas como el centro final del cúmulo. La flecha señala el radio adoptado y la línea segmentada marca dos veces el valor de las fluctuaciones del campo. (c) Imágen RGB en bandas de 2MASS, el circulo punteado representa el radio final del cúmulo. (d) Imágen RGB en bandas de Spitzer, también se ubica el radio final del cúmulo.



(c)

(d)

Figura A.3: Densidad numérica superficial en función del radio para CAz051 y radio final.
(a) Densidad numérica superficial (número de fuentes por arcominuto cuadrado) en función del radio para las primeras coordenadas tomadas como el posible centro de CAz051 (tabla 2.1).
(b) Mismo diagrama que en (a), esta es la curva más empinada de todas las coordenadas elegidas como posibles centros por lo que las coordenadas centrales para este diagrama son las tomadas como el centro final del cúmulo. La flecha señala el radio adoptado y la línea segmentada marca dos veces el valor de las fluctuaciones del campo.
(c) Imágen RGB en bandas de 2MASS, el circulo punteado representa el radio final del cúmulo.







(a) Densidad numérica superficial (número de fuentes por arcominuto cuadrado) en función del radio para las primeras coordenadas tomadas como el posible centro de CAz037 (tabla 2.1) en un principio, posteriormente al ubicar las fuentes del catálogo\_final estas se observaron más bien asociadas al core AzTEC 058 y así se definió un nuevo centro. (b) Mismo diagrama que en (a), esta es la curva más empinada de todas las coordenadas elegidas como posibles centros por lo que las coordenadas centrales para este diagrama son las tomadas como el centro final del cúmulo. La flecha señala el radio adoptado y la línea segmentada marca dos veces el valor de las fluctuaciones del campo. (c) Imágen RGB en bandas de 2MASS, el circulo punteado representa el radio final del cúmulo. (d) Imágen RGB en bandas de Spitzer, también se ubica el radio final del cúmulo.



(c)

(d)

Figura A.5: Densidad numérica superficial en función del radio para CAz053 y radio final.
(a) Densidad numérica superficial (número de fuentes por arcominuto cuadrado) en función del radio para las primeras coordenadas tomadas como el posible centro de CAz053 (tabla 2.1).
(b) Mismo diagrama que en (a), esta es la curva más empinada de todas las coordenadas elegidas como posibles centros por lo que las coordenadas centrales para este diagrama son las tomadas como el centro final del cúmulo. La flecha señala el radio adoptado y la línea segmentada marca dos veces el valor de las fluctuaciones del campo.
(c) Imágen RGB en bandas de 2MASS, el circulo punteado representa el radio final del cúmulo.







(d)

(c)

(a) Densidad numérica superficial (número de fuentes por arcominuto cuadrado) en función del radio para las primeras coordenadas tomadas como el posible centro de CAz059 (tabla 2.1). (b) Mismo diagrama que en (a), esta es la curva más empinada de todas las coordenadas elegidas como posibles centros por lo que las coordenadas centrales para este diagrama son las tomadas como el centro final del cúmulo. La flecha señala el radio adoptado y la línea segmentada marca dos veces el valor de las fluctuaciones del campo. (c) Imágen RGB en bandas de 2MASS, el circulo punteado representa el radio final del cúmulo, en este caso el radio del cúmulo no abarca el core al que se asoció inicialmente. (d) Imágen RGB en bandas de Spitzer, también se ubica el radio final del cúmulo.



Figura A.7: Densidad numérica superficial en función del radio para CAz022 y radio final.

(a) Densidad numérica superficial (número de fuentes para crimez y radie intar (a) Densidad numérica superficial (número de fuentes por arcominuto cuadrado) en función del radio para las primeras coordenadas tomadas como el posible centro de CAz022 (tabla 2.1). (b) Mismo diagrama que en (a), esta es la curva más empinada de todas las coordenadas elegidas como posibles centros por lo que las coordenadas centrales para este diagrama son las tomadas como el centro final del cúmulo. La flecha señala el radio adoptado y la línea segmentada marca dos veces el valor de las fluctuaciones del campo. (c) Imágen RGB en bandas de 2MASS, el circulo punteado representa el radio final del cúmulo, en este caso el radio del cúmulo no abarca el core al que se asoció inicialmente y en vez de eso abarca algunos cores AzTEC con relación S/N<6.0. (d) Imágen RGB en bandas de Spitzer, también se ubica el radio final del cúmulo.







(a) Densidad numérica superficial (número de fuentes por arcominuto cuadrado) en función del radio para las primeras coordenadas tomadas como el posible centro de CAz024 (tabla 2.1). (b) Mismo diagrama que en (a), esta es la curva más empinada de todas las coordenadas elegidas como posibles centros por lo que las coordenadas centrales para este diagrama son las tomadas como el centro final del cúmulo. La flecha señala el radio adoptado y la línea segmentada marca dos veces el valor de las fluctuaciones del campo. (c) Imágen RGB en bandas de 2MASS, el circulo punteado representa el radio final del cúmulo. (d) Imágen RGB en bandas de Spitzer, también se ubica el radio final del cúmulo.



Figura A.9: Densidad numérica superficial en función del radio para CAz044 y radio final.
(a) Densidad numérica superficial (número de fuentes por arcominuto cuadrado) en función del radio para las primeras coordenadas tomadas como el posible centro de CAz044 (tabla 2.1).
(b) Mismo diagrama que en (a), esta es la curva más empinada de todas las coordenadas elegidas como posibles centros por lo que las coordenadas centrales para este diagrama son las tomadas como el centro final del cúmulo. La flecha señala el radio adoptado y la línea segmentada marca dos veces el valor de las fluctuaciones del campo.
(c) Imágen RGB en bandas de 2MASS, el circulo punteado representa el radio final del cúmulo.







(a) Densidad numérica superficial (número de fuentes por arcominuto cuadrado) en función del radio para las primeras coordenadas tomadas como el posible centro de CAz002 (tabla 2.1). (b) Mismo diagrama que en (a), esta es la curva más empinada de todas las coordenadas elegidas como posibles centros por lo que las coordenadas centrales para este diagrama son las tomadas como el centro final del cúmulo. La flecha señala el radio adoptado y la línea segmentada marca dos veces el valor de las fluctuaciones del campo. (c) Imágen RGB en bandas de 2MASS, el circulo punteado representa el radio final del cúmulo. (d) Imágen RGB en bandas de Spitzer, también se ubica el radio final del cúmulo.



Figura A.11: Densidad numérica superficial en función del radio para CAz042 y radio final. (a) Densidad numérica superficial (número de fuentes por arcominuto cuadrado) en

función del radio para las primeras coordenadas tomadas como el posible centro de CAz042 (tabla 2.1). (b) Mismo diagrama que en (a), esta es la curva más empinada de todas las coordenadas elegidas como posibles centros por lo que las coordenadas centrales para este diagrama son las tomadas como el centro final del cúmulo. La flecha señala el radio adoptado y la línea segmentada marca dos veces el valor de las fluctuaciones del campo. (c) Imágen RGB en bandas de 2MASS, el circulo punteado representa el radio final del cúmulo. (d) Imágen RGB en bandas de Spitzer, también se ubica el radio final del cúmulo.







(c)

(a) Densidad numérica superficial (número de fuentes por arcominuto cuadrado) en función del radio para las primeras coordenadas tomadas como el posible centro de CAz004 (tabla 2.1). (b) Mismo diagrama que en (a), esta es la curva más empinada de todas las coordenadas elegidas como posibles centros por lo que las coordenadas centrales para este diagrama son las tomadas como el centro final del cúmulo. La flecha señala el radio adoptado y la línea segmentada marca dos veces el valor de las fluctuaciones del campo. (c) Imágen RGB en bandas de 2MASS, el circulo punteado representa el radio final del cúmulo. (d) Imágen RGB en bandas de Spitzer, también se ubica el radio final del cúmulo.

(d)

# Bibliografía

- Allen, L., Megeath, S. T., Gutermuth, R., Myers, P. C., Wolk, S., Adams, F. C., Muzerolle, J., Young, E., & Pipher, J. L. 2007, Protostars and Planets V, 361
- Ascenso, J., Alves, J., Vicente, S., & Lago, M. T. V. T. 2007, A&A, 476, 199
- Bessell, M. S., & Brett, J. M. 1988, PASP, 100, 1134
- Bonnell, I. A., Bate, M. R., Clarke, C. J., & Pringle, J. E. 1997, MNRAS, 285, 201
- Bonnell, I. A., & Davies, M. B. 1998, MNRAS, 295, 691
- Carpenter, J. M., Snell, R. L., & Schloerb, F. P. 1995, ApJ, 450, 201
- Carpenter, J. M., Snell, R. L., Schloerb, F. P., & Skrutskie, M. F. 1993, ApJ, 407, 657
- Cudworth, K. M., Martin, S. C., & Degioia-Eastwood, K. 1993, AJ, 105, 1822
- Davidson, K., & Humphreys, R. M. 1997, ARA&A, 35, 1
- Er, X.-Y., Jiang, Z.-B., & Fu, Y.-N. 2013, Research in Astronomy and Astrophysics, 13, 277
- Evans, II, N. J., Dunham, M. M., Jørgensen, J. K., Enoch, M. L., Merín, B., van Dishoeck,
  E. F., Alcalá, J. M., Myers, P. C., Stapelfeldt, K. R., Huard, T. L., Allen, L. E., Harvey,
  P. M., van Kempen, T., Blake, G. A., Koerner, D. W., Mundy, L. G., Padgett, D. L., &
  Sargent, A. I. 2009, ApJS, 181, 321
- Feinstein, A., Moffat, A. F. J., & Fitzgerald, M. P. 1980, AJ, 85, 708
- Gaczkowski, B., Preibisch, T., Ratzka, T., Roccatagliata, V., Ohlendorf, H., & Zinnecker, H. 2013, A&A, 549, A67

- Gagné, M., Fehon, G., Savoy, M. R., Cohen, D. H., Townsley, L. K., Broos, P. S., Povich, M. S., Corcoran, M. F., Walborn, N. R., Remage Evans, N., Moffat, A. F. J., Nazé, Y., & Oskinova, L. M. 2011, ApJS, 194, 5
- Gutermuth, R. A., Megeath, S. T., Myers, P. C., Allen, L. E., Pipher, J. L., & Fazio, G. G. 2009, ApJS, 184, 18
- Gutermuth, R. A., Myers, P. C., Megeath, S. T., Allen, L. E., Pipher, J. L., Muzerolle, J., Porras, A., Winston, E., & Fazio, G. 2008, ApJ, 674, 336
- Hernández, J., Calvet, N., Hartmann, L., Briceño, C., Sicilia-Aguilar, A., & Berlind, P. 2005, AJ, 129, 856
- Hillenbrand, L. A. 1997, AJ, 113, 1733
- Hillenbrand, L. A., Meyer, M. R., Strom, S. E., & Skrutskie, M. F. 1995, AJ, 109, 280
- Jiang, Z., Yao, Y., Yang, J., Ando, M., Kato, D., Kawai, T., Kurita, M., Nagata, T., Nagayama, T., Nakajima, Y., Nagashima, C., Sato, S., Tamura, M., Nakaya, H., & Sugitani, K. 2002, ApJ, 577, 245
- Jørgensen, J. K., Johnstone, D., Kirk, H., Myers, P. C., Allen, L. E., & Shirley, Y. L. 2008, ApJ, 683, 822
- Klessen, R. S. 2004, Master's thesis, Astrophysikalisches Institut Potsdam, An der Sternwarte 16, 14482 Potsdam, Germany
- Koornneef, J. 1983, A&A, 128, 84
- Lada, C. J., & Adams, F. C. 1992, ApJ, 393, 278
- Lada, C. J., & Lada, E. A. 1991, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 13, The Formation and Evolution of Star Clusters, ed. K. Janes, 3–22
- Lada, C. J., & Lada, E. A. 2003, ARA&A, 41, 57
- Lada, E. A. 1992, ApJ, 393, L25
- Lada, E. A., Depoy, D. L., Evans, II, N. J., & Gatley, I. 1991, ApJ, 371, 171
- Leisawitz, D., Bash, F. N., & Thaddeus, P. 1989, ApJS, 70, 731
- McMillan, S. L. W., Vesperini, E., & Portegies Zwart, S. F. 2007, ApJ, 655, L45

- Megeath, S. T., Biller, B., Dame, T. M., Leass, E., Whitaker, R. S., & Wilson, T. L. 2002, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 267, Hot Star Workshop III: The Earliest Phases of Massive Star Birth, ed. P. Crowther, 257
- Megeath, S. T., Herter, T., Beichman, C., Gautier, N., Hester, J. J., Rayner, J., & Shupe, D. 1996, A&A, 307, 775
- Meyer, M. R., Calvet, N., & Hillenbrand, L. A. 1997, AJ, 114, 288
- Palla, F., & Stahler, S. W. 2000, ApJ, 540, 255
- Patat, F., & Carraro, G. 2001, MNRAS, 325, 1591
- Phelps, R. L., & Lada, E. A. 1997, ApJ, 477, 176
- Porras, A. 2001, PhD thesis, Instituto Nacional de Astrofísica Óptica y Electrónica
- Porras, A., Christopher, M., Allen, L., Di Francesco, J., Megeath, S. T., & Myers, P. C. 2003, AJ, 126, 1916
- Porras, A., Cruz-González, I., & Salas, L. 2000, A&A, 361, 660
- Povich, M. S., Smith, N., Majewski, S. R., Getman, K. V., Townsley, L. K., Babler, B. L., Broos, P. S., Indebetouw, R., Meade, M. R., Robitaille, T. P., Stassun, K. G., Whitney, B. A., Yonekura, Y., & Fukui, Y. 2011a, ApJS, 194, 14
- Povich, M. S., Townsley, L. K., Broos, P. S., Gagné, M., Babler, B. L., Indebetouw, R., Majewski, S. R., Meade, M. R., Getman, K. V., Robitaille, T. P., & Townsend, R. H. D. 2011b, ApJS, 194, 6
- Preibisch, T., Roccatagliata, V., Gaczkowski, B., & Ratzka, T. 2012, A&A, 541, A132
- Reyes de Librado, J. 2013, PhD thesis, Instituto Nacional de Astrofísica Óptica y Electrónica
- Roccatagliata, V., Preibisch, T., Ratzka, T., & Gaczkowski, B. 2013, A&A, 554, A6
- Sanchawala, K., Chen, W.-P., Lee, H.-T., Chu, Y.-H., Nakajima, Y., Tamura, M., Baba, D., & Sato, S. 2007a, ApJ, 656, 462
- Sanchawala, K., Chen, W.-P., Ojha, D., Ghosh, S. K., Nakajima, Y., Tamura, M., Baba, D., Sato, S., & Tsujimoto, M. 2007b, ApJ, 667, 963

- Smith, M. D. 1995, A&A, 296, 789
- —. 2004, The Origin of Stars, 1st edn. (Imperial College Press)
- Smith, N. 2006, MNRAS, 367, 763
- Smith, N., & Brooks, K. J. 2007, MNRAS, 379, 1279
- 2008, The Carina Nebula: A Laboratory for Feedback and Triggered Star Formation, ed. B. Reipurth, 138
- Smith, N., Povich, M. S., Whitney, B. A., Churchwell, E., Babler, B. L., Meade, M. R., Bally, J., Gehrz, R. D., Robitaille, T. P., & Stassun, K. G. 2010, MNRAS, 406, 952
- Smith, N., Stassun, K. G., & Bally, J. 2005, AJ, 129, 888
- Stern, D., Eisenhardt, P., Gorjian, V., Kochanek, C. S., Caldwell, N., Eisenstein, D., Brodwin, M., Brown, M. J. I., Cool, R., Dey, A., Green, P., Jannuzi, B. T., Murray, S. S., Pahre, M. A., & Willner, S. P. 2005, ApJ, 631, 163
- Strom, K. M., Strom, S. E., & Merrill, K. M. 1993, ApJ, 412, 233
- Tapia, M., Roth, M., Bohigas, J., & Persi, P. 2011, MNRAS, 416, 2163
- Tapia, M., Roth, M., Vázquez, R. A., & Feinstein, A. 2003, MNRAS, 339, 44
- Walch, S. K. 2014, Astrophysics and Space Science Proceedings, 36, 173
- Walsh, J. R. 1984, A&A, 138, 380
- Wang, J., Feigelson, E. D., Townsley, L. K., Broos, P. S., Getman, K. V., Wolk, S. J., Preibisch, T., Stassun, K. G., Moffat, A. F. J., Garmire, G., King, R. R., McCaughrean, M. J., & Zinnecker, H. 2011, ApJS, 194, 11
- Yonekura, Y., Asayama, S., Kimura, K., Ogawa, H., Kanai, Y., Yamaguchi, N., Barnes, P. J., & Fukui, Y. 2005, ApJ, 634, 476