



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO
PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA

Instituto de Astronomía

Cinemática de estrellas cromosféricamente activas en el catálogo
RAVE

TESIS
PARA OPTAR POR EL GRADO DE:
MAESTRO EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

PRESENTA:
Valeria Guadalupe Ramírez Preciado

TUTORES
Dr. Carlos Gerardo Román Zúñiga, Instituto de Astronomía – UNAM
Dr. Luis Alberto Aguilar Chiu, Instituto de Astronomía - UNAM

Ensenada, Baja California, Diciembre 2017



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

Agradecimientos

Quisiera agradecer primeramente al *Instituto de Astronomía* de la *UNAM*, que fungió como mi segundo hogar y me proporcionó los medios para hacer mi estancia en esta Institución en un ambiente agradable y de libertad. Así mismo, agradezco al programa de becas *CONACyT* por permitirme permanecer en la hermosa ciudad de Ensenada y estudiar Astronomía.

Quisiera agradecer a mis asesores. Al Dr. Carlos Román Zúñiga, por su paciencia de oro, su apoyo constante y por enseñarme lo que es el trabajo colaborativo en la astronomía. Al Dr. Luis Aguilar Chiu, por ser el mejor mentor y por sus enseñanzas valiosas.

Agradezco a mis padres, que gracias a su esfuerzo, amor y enseñanza, tengo la oportunidad de estudiar lo que más me apasiona. A mi padre Ramón Rosario Ramírez Bujanda, por demostrarme día a día que si uno se esfuerza y persevera, el trabajo se convierte en un gusto más. A mi madre Alma Rosa Preciado Ruíz, por ser mi musa número uno y por enseñarme el valor que tiene la educación.

También quisiera agradecer a mis dos hermanos, que son los que me inspira a superarme. A mi hermana Rosa Paola Ramírez Preciado, por su apoyo y paciencia durante todos mis años de formación profesional. A mi hermano Ramón Ramírez Preciado, por ser una pieza clave para decidir estudiar una maestría.

Por último quisiera agradecer a todas aquellas personas que aportaron a mi formación. A mis compañeros de estudio, que al final se convirtieron en mi otra familia. A mi mejor amigo Ivan Ibarra, por su apoyo a la distancia, cariño y paciencia a lo largo de todos estos años de amistad. A mis amigos en Sonora, Armando, Melissa, Karla y Sheila, porque sin ustedes mi cordura sería hoy un cuento y nada de esto sería posible.

A mis padres y hermanos. Mi mayor inspiración.

Resumen

Las asociaciones y cúmulos de estrellas jóvenes (de formación reciente, con ~ 10 Myr) son, por lo regular fácilmente detectables cuando aún se encuentran embebidas en el gas del cual se formaron, ya que los grupos de estrellas jóvenes son relativamente compactos y aún se encuentran asociados, tanto espacial como cinemáticamente, a la nube de la cual se formaron. Pero una vez que el gas es removido y el cúmulo se dispersa, su detección se complica ya que las estrellas pertenecientes al cúmulo se confunden rápidamente con las estrellas del disco galáctico. Entonces, una vez disipado el gas y los discos, estas estrellas jóvenes se confunden con las estrellas del campo. Por lo anterior, se requiere implementar otros métodos para su detección. Por ejemplo, podemos implementar técnicas que involucren la traza cinemática de los cúmulos de dispersión reciente, porque podemos suponer que estos deberían de conservar una firma cinemática diferente al resto de las estrellas del fondo galáctico. Esto debido a que se forman juntas y aún no tienen la suficiente interacción con las demás componentes del disco galáctico y conservan esa peculiaridad. Al identificar estos grupos de estrellas, podemos deducir, incluso, la cinemática de la nube de la cual nacieron antes de incorporarse a la población del disco galáctico.

En este trabajo se presenta un análisis cinemático de una muestra de estrellas cromosféricamente activas en el catálogo RAVE (Kunder et al., 2017). RAVE (RADial Velocity Experiment) es un sondeo espectroscópico creado para la medición de velocidades radiales y la obtención de parámetros estelares de más de medio millón de estrellas de tipo solar (FGK) en el Hemisferio Sur, con brillos en el intervalo $8 < I/mag < 12$ (la longitud de onda central para la banda I es 806 nm). Para nuestro estudio se calculó la cinemática de la muestra de estrellas cromosféricamente activas del catálogo RAVE y se desarrolló un método puramente cinemático que permitió la identificación exitosa de grupos móviles jóvenes. Este método, que llamamos *Método del Cono* consiste en usar una apertura cónica en el espacio de velocidades,

la cual es construida a partir del vector de velocidades peculiares $\vec{v} = (U, V, W)$ de las estrellas, un vector de referencia unitario, el ángulo sólido que define la apertura y dos ángulos que definen la orientación del cono en este espacio de parámetros. Una vez definido el cono, se utiliza para hacer un sondeo en el cielo, comparando la dirección del vector velocidad de las estrellas y la del cono, agrupando aquellos vectores que tienen orientación similar.

Aplicando este método, se llegó a la detección de un conjunto de regiones con densidad significativa en este espacio, que representan grupos de estrellas cuya magnitud de su vector velocidad es muy similar entre sí y que por lo tanto podrían tratarse de grupos móviles. Después de hacer esta detección, se exploraron las distribuciones de las propiedades de dichas regiones, los resultados sugieren la detección de al menos 3 grupos móviles. Para la determinación de la significancia estadística de las sobredensidades, se construyó una muestra artificial para posteriormente compararla con la muestra real y se encontró que dichos grupos son significativos respecto al promedio y desviación de la muestra ficticia, dándole suficiente significancia estadística (1.5σ). Posteriormente estos grupos se compararon con grupos móviles ya reportados en la literatura, dando como resultado la detección de al menos 77 miembros de grupos móviles conocidos y de más de 600 estrellas candidatas a miembros de grupos móviles.

Estos resultados sugieren que el Método del Cono es una herramienta poderosa para la detección de candidatos a miembros de grupos móviles e inclusive de nuevos grupos.

Índice general

Agradecimientos	2
	3
Resumen	4
Introducción	8
1. Marco teórico	9
1.1. Grupos móviles	9
1.2. Cinemática estelar	13
1.3. Estrellas cromosféricamente activas	16
1.4. El sondeo RAVE.	20
1.5. Distancias: método de Binney y catálogo GAIA-DR1	21
1.6. Mapas de conteos: método del cono	24
1.6.1. Prueba de significancia estadística	28
2. Análisis y Resultados	30
2.1. Muestra	30
2.2. Cinemática.	33
2.3. Método del cono: separación de sobredensidades	43
2.3.1. ClumpFind: contornos de densidad.	44
2.3.2. Separación estadística	48
2.3.3. Cono de error	50
2.4. Significancia estadística	54

2.4.1. ClumpFind	54
2.4.2. Significancia estadística puntual.	55
2.5. Grupos móviles.	65
3. Conclusiones	74
4. Apéndices	77
4.1. Apéndice 1: cálculo de errores	77
4.2. Apéndice 2: análisis de componentes principales	81
4.3. Apéndice 3: inferencia Bayesiana	83
4.4. Apéndice 4: referencias a los grupos móviles	85
Bibliografía	89

Introducción

La motivación inicial de este trabajo de tesis es encontrar grupos de estrellas jóvenes en el disco de la Galaxia a partir de su firma cinemática.

Los cúmulos de estrellas recién formadas se encuentran en nubes moleculares y en regiones de formación estelar donde están aún embebidos en el gas (son brillantes en IR debido a que muchas de ellas cuentan con discos circunestelares formados a partir de gas y polvo, el cual absorbe en el óptico y re-emite en IR), teniendo una nebulosidad asociada lo cual es un indicativo claro de juventud. Cuando el cúmulo ya no tiene gas, su detección se complica, esto debido a que después de 10 Myr los cúmulos y los discos tienden a dispersarse (Lada & Lada, 2003), entonces ya no es fácil asociarlo a la nube molecular de la cual se formó. Después de estos 10 Myr, se requiere aplicar otros indicadores de juventud, tales como la línea Li 6707AA o emisión en rayos X, pero estos son difíciles de implementar en muestras grandes. Así las estrellas de un grupo joven termina confundándose con el fondo galáctico, conforme el cúmulo pierde densidad espacial como consecuencia de la dispersión. Además si el cúmulo se encuentra a poca distancia, no se observa como una agrupación obvia de estrellas en el cielo porque abarca un área muy grande.

De esta manera, la característica que puede ayudar a identificar un cúmulo disperso es la cinemática que aún tienen impresa las estrellas que lo componen. Estos grupos aún cuando ya no se encuentran embebidos en el gas, conservan la cinemática de la nube progenitora durante un cierto tiempo (mayor a 150 Myr, e.g, el grupo de AB Doradus). Este tiempo depende de las interacciones que tengan estos con los componentes del disco de la Galaxia. El estudio de estas asociaciones parcialmente dispersas de estrellas jóvenes es muy interesante, ya que a partir de su caracterización se puede reconstruir la historia de formación estelar y evolución en el entorno solar.

Capítulo 1

Marco teórico

En este capítulo introducimos el marco histórico obtenido de la literatura y en el que basamos nuestro trabajo. Se describen los métodos utilizados tanto por otros autores, como los realizados especialmente para este trabajo de tesis. En la primera sección daremos una definición de los grupos móviles, así como su contexto histórico. En la segunda sección se aborda la cinemática estelar, definiendo el marco en el cual se trabajará a lo largo de este trabajo y en la definición de los vectores de velocidad de las estrellas, así como también el contexto histórico. La tercera sección se dedica exclusivamente a las estrellas cromosféricamente activas, primero se da una breve descripción de una atmósfera estelar y sus principales capas, hasta llegar a la cromosfera. En la cuarta sección se dan detalles del catálogo del cual se eligió la muestra, así como de sus publicaciones hechas hasta el día presente. La quinta sección describe los métodos utilizados por otros autores para la estimación de las distancias utilizadas en este trabajo. Por último se presenta un método desarrollado especialmente para este trabajo de tesis, el *Método del Cono*. El Método del Cono es la herramienta principal que utilizaremos en este trabajo y que constituye una herramienta inédita. Además esta sección incluye un apartado donde se define una prueba de significancia estadística, herramienta que se emplea para verificar la veracidad de los resultados obtenidos.

1.1. Grupos móviles

En el universo existen tres tipos principales de galaxias: espirales, elípticas e irregulares, siendo las primeras dos las más abundantes (Simmons et al., 2017). Las galaxias de tipo espi-

ral como la Vía Láctea, poseen una estructura que consta de varios componentes, usualmente un bulbo central con o sin barra, un disco (disco delgado y disco grueso) y un halo externo. La mayor concentración de materia (gas, polvo y estrellas) se encuentra casi siempre en el disco, el cual cuenta típicamente con una estructura de densidad en forma de brazos espirales, y en el bulbo central (con adición de una barra, en el caso de algunas galaxias). El gas molecular se concentra en esas estructuras y es por eso que la mayor actividad de formación estelar se da mayormente en esas componentes.

Dentro de la subestructura del disco de nuestra Galaxia existen diversas agrupaciones de estrellas, desde pequeñas asociaciones de unas pocas fuentes, hasta los cúmulos abiertos que pueden contener poblaciones de cientos de miles de estrellas. Casi todas las estrellas del disco galáctico se formaron en algún tipo de cúmulo o asociación. El tiempo de vida de los cúmulos estelares suele no exceder los 10 millones de años (Lada & Lada, 2003), debido a que casi siempre su tiempo de relajación es muy corto, por ello la escala de tiempo en el cual estos grupos de estrellas se dispersan y se incorporan al movimiento de las demás estrellas del disco, es relativamente pequeña. Al ser este tiempo muy corto, muchos cúmulos no pueden ser observados (e identificados) antes de dispersarse. Es por eso que cualquier asociación joven, aún después de pasar su periodo de dispersión, conserva una cinemática peculiar respecto al resto del disco. Esto suele ser muy interesante, ya que de estos grupos puede extraerse información sobre su origen. Estos grupos de estrellas con movimiento común y peculiar, reciben el nombre de *grupos móviles*.

Los grupos móviles son grupos de estrellas que además de la cinemática, tienen otras características comunes como la edad, distancia y composición química. En el caso de grupos móviles cercanos a la vecindad solar (~ 100 pc alrededor del sol, Zuckerman et al., 2004), al estar tan dispersos no se observan como acumulaciones espaciales obvias de estrellas, sino que pueden abarcar grandes áreas del cielo. Por ejemplo, Binks & Jeffries (2014) reportan grupos móviles jóvenes en regiones de 120, 130 y 140 pc² en el cielo. El método más certero para su identificación es entonces analizar su cinemática, ya que los vectores de velocidad de las estrellas en estos grupos serán similares por haberse formado juntas.

El origen de los grupos móviles cercanos se puede deber a la evaporación de un cúmulo estelar o puede tratarse de remanentes de formación estelar. Para el primer caso, la hipótesis fue dada por Eggen en 1996. De acuerdo a este autor, las estrellas que conforman a un cúmulo estelar son sometidas a fuerzas internas y externas que causan perturbaciones en las compo-

mentes de su velocidad. Estas perturbaciones provocan la formación de un halo de estrellas alrededor del cúmulo. Si las perturbaciones son lo suficientemente fuertes, las órbitas de las estrellas que se encuentran en el halo crecen, provocando eventualmente la disociación del cúmulo.

En el segundo caso, Kalnajs (1991) propuso un origen dinámico. En este escenario la formación de los grupos móviles se debe a efectos dinámicos de la barra en el centro de la Galaxia. Él pudo identificar el grupo de las Hyadas y el grupo de Sirio; asoció a las Hyadas con órbitas más cercanas con respecto al Sol y al grupo de Sirio con órbitas más lejanas. En particular encontró que el grupo de las Hyadas tenía una orientación perpendicular a la barra y el grupo de Sirio era en cambio paralelo a ésta. Así pudo estimar la orientación y la velocidad de rotación de la barra en nuestra Galaxia. Además Eggen en 1961 ya había identificado grupos de estrellas relativamente jóvenes (aproximadamente 100 Myr) utilizando la cinemática con la que se contaba. Estos grupos de estrellas comparten movimientos similares y fueron nombrados como La Asociación Local. Esta asociación incluía a estrellas pertenecientes a las Pléyades y objetos en la asociación de Escorpión-Centauro.

La llegada de la era del satélite Hipparcos marcó un antes y un después en el estudio de la cinemática estelar y trajo consigo la necesidad de implementar nuevos y mejores métodos estadísticos para el análisis de los grupos móviles. El catálogo de Hipparcos proporcionó posiciones, distancias y movimientos propios precisos para una muestra muy grande (118218 estrellas, Perryman et al., 1997), de forma que se pudieron desarrollar métodos que permitieron el estudio de los grupos en movimiento aún sin contar con las velocidades radiales de las estrellas.

Como ejemplo de esto último, Dehnen & Binney (1998) utilizando los datos de Hipparcos, obtuvieron las distribuciones de velocidad para 14369 estrellas por medio de la implementación de un método de máxima verosimilitud, en donde a partir de las velocidades 2D de Hipparcos, pudieron obtener las distribuciones 3D de velocidades. En este escenario, aquellas estrellas cuya velocidad se observaba como máximos sobre la distribución de velocidad del resto de las estrellas eran interpretados como grupos en movimiento. En su estudio también pudo comprobar que al analizar la componente azimutal de la velocidad no existían máximos, es decir, que en esta componente perpendicular al disco, no se observa de manera significativa esta cualidad peculiar de los grupos móviles de compartir velocidades similares, lo cual podría indicar que la mayoría de estos grupos se encuentran en el disco galáctico.

La velocidad juega un papel crucial para la caracterización de los grupos móviles, pero no es el único parámetro que puede brindarnos información adicional sobre su origen y evolución. El estudio de la edad de estos grupos también es vital para su análisis. Nordström et al. (2004) publicaron una base de datos para estrellas de tipos espectrales FGK que incluía edades para 14139 estrellas de campo. Añadiendo a estos datos velocidades radiales disponibles, Famaey et al. (2005) analizaron las dispersiones de velocidad para 6000 estrellas. Al construir un diagrama Hertzsprung-Russell fotométrico para estas fuentes, notaron que, al compararlos con curvas isocronas teóricas las estrellas tenían una gran dispersión de edad, lo cual fue respaldado por estudios posteriores hechos por ellos mismos en 2008. Así llegaron a la conclusión de que, debido a las distribuciones de edad, metalicidad y masa, el origen de algunos grupos móviles no podía ser debido a la evaporación de un cúmulo estelar. Los autores propusieron entonces un escenario donde la interacción con los brazos espirales de la Galaxia jugaba un papel importante en la formación de grupos en movimiento. Hoy en día se plantea un escenario distinto, donde la interacción con las componentes de la Galaxia puede dar lugar a subestructuras en el espacio de velocidades del disco. Por ejemplo, De Simone et al. (2004), por medio de simulaciones de N-cuerpos, mostró que ondas de densidad producidas por los brazos espirales pueden generar estructuras con cierta cinemática impresa, pero, cabe mencionar que las simulaciones con N-cuerpos no tienen la resolución suficiente para ser definitivos con este escenario de formación.

Otros estudios recientes sobre el disco de la Galaxia sugieren que el posible origen de ciertos grupos móviles se debe a eventos relacionados a la acreción de galaxias satélites, donde las colas de marea pueden traducirse como grupos en movimiento; como ejemplo de esto podemos citar el trabajo de Quillen et al. (2009), donde por medio de simulaciones de colisiones entre una galaxia espiral y una galaxia satélite mostraron que en un evento de este tipo se forman estructuras en el disco a velocidades bajas (aproximadamente 40 km s^{-1}). Cabe mencionar que en este tipo de grupos no podríamos esperar una edad y evolución química común, como en el caso de los grupos móviles que tuvieran un origen en cúmulos jóvenes, donde sí estaríamos hablando de una población coetánea con una evolución química común, reflejada por ejemplo en su metalicidad.

Además existen trabajos recientes, los cuales demuestran que los brazos espirales sí producen estructuras en la vecindad solar tal es el caso de los trabajos de Antoja et al. (2009), Antoja et al. (2015) y Pérez-Villegas et al. (2015) (lo atribuye a la barra central de la Galaxia).

Como vemos, aún no se cuenta con una explicación definitiva para la formación de los grupos móviles. Con el paso del tiempo y el desarrollo de nuevas técnicas y observaciones cada vez más precisas, se plantean escenarios cada vez más realistas que dan lugar a teorías cada vez más completas, aunque el origen de estos grupos peculiares sigue siendo tema de investigación.

1.2. Cinemática estelar

Como se mencionó en la sección anterior, la información cinemática de los grupos móviles es primordial para su detección e indentificación. Por ello, en esta sección discutiremos y abordaremos el problema de obtener y construir el vector velocidad de una estrella.

Para la determinación del movimiento en tres dimensiones de una estrella se requiere tener información de movimiento propio (en algún sistema de referencia), la velocidad radial y la distancia. En concreto, el vector velocidad de una estrella está determinado por la velocidad radial v_r , además de dos componentes para la velocidad tangencial (que también puede verse como las componentes esféricas de la velocidad). La velocidad radial es la componente de la velocidad en la línea de visión del observador, se obtiene de la medición del corrimiento Doppler que sufre un objeto en las líneas de su espectro, de modo que, en general, para cualquier velocidad en un marco de referencia inercial:

$$v_r = v'_r + v_a + v_d, \quad (1.1)$$

donde v'_r es la velocidad radial relativa a un observador en la Tierra en ese marco, v_a es la componente de la velocidad orbital de la Tierra en dirección a la estrella y v_d es la componente de la velocidad del observador por la rotación de la Tierra.

Las componentes tangenciales de la velocidad (v_l y v_b) se obtienen multiplicando las componentes del movimiento propio (μ_l y μ_b), la distancia a la fuente y una constante de proporcionalidad (A) que cambia con la época,

$$v_l = A \cdot r \cdot \mu_l \cos b \quad (1.2)$$

$$v_b = A \cdot r \cdot \mu_b, \quad (1.3)$$

ambas componentes tienen unidades de $\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$ y el valor de la constante $A = 4.74 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$; μ_l y μ_b son las componentes de movimiento propio con respecto al Sol con unidades de mas/yr . b y l representa la latitud y longitud galáctica.

Para el estudio de la cinemática estelar es más conveniente trabajar con coordenadas en el sistema galáctico y en el espacio de velocidades. En el espacio de velocidades, la caracterización de una estrella está definida por seis parámetros: $\mu_l, \mu_b, \bar{w}, U, V, W$. U, V y W son las componentes de la velocidad peculiar, \bar{w} el paralaje y las componentes del movimiento propio μ_l y μ_b . U se define como positiva en dirección al centro galáctico, V es positiva en dirección de la rotación galáctica y W es positiva en dirección del polo norte galáctico.

El sistema galactocéntrico es un sistema de referencia inercial cuyo centro coincide con el centro de la Galaxia. Este marco no rota con la Galaxia. Para conocer la distancia galactocéntrica $r_{g\star}$ a un punto, la transformación es la siguiente:

$$r_{g\star}^{\vec{}} = r_{\odot}^{\vec{}} + r_{h\star}^{\vec{}}, \quad (1.4)$$

donde r_{\odot} es la posición del Sol en el marco galactocéntrico y $r_{h\star}$ es la posición de la estrella en el sistema heliocéntrico (anclado en el Sol). De este modo, en el sistema galactocéntrico, la posición (ver Figura 1.1) en el espacio de una estrella está dado por las coordenadas cartesianas:

$$X = r_{\odot} - r_{g\star} \cos l \cos b \quad (1.5)$$

$$Y = -r_{g\star} \sin l \cos b \quad (1.6)$$

$$Z = r_{g\star} \sin b. \quad (1.7)$$

Los valores que se tomaron para este trabajo de tesis fueron $r_{\odot} = 8.5 \text{ kpc}$ y $v_{\odot} = 220 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$. De igual manera, debe existir la transformación para el espacio de velocidades, de modo que

$$\vec{v}_{g\star} = \vec{v}_{\odot} + \vec{v}_{h\star}, \quad (1.8)$$

donde \vec{v}_{\odot} es el vector velocidad del Sol en el sistema galactocéntrico y $\vec{v}_{h\star}$ es el vector velocidad de la estrella en el sistema heliocéntrico. De este modo, con las ecuaciones anteriores, la velocidad radial y las velocidades tangenciales, las velocidades peculiares para una estrella

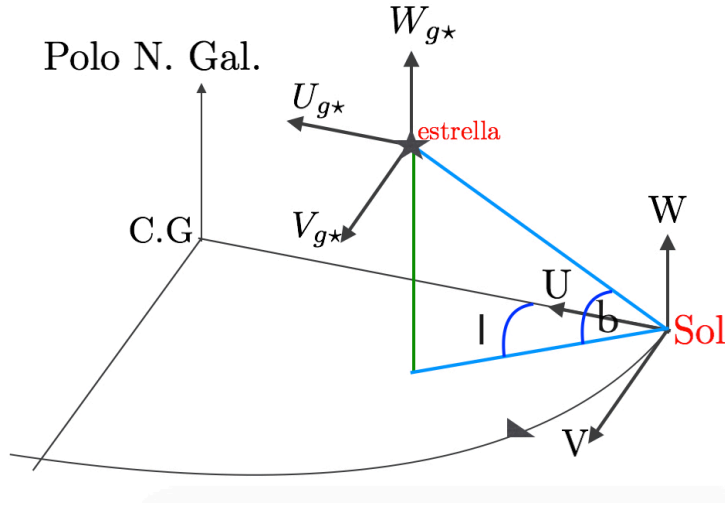


Figura 1.1: Orientación de una estrella con la configuración 1.9, 1.10 y 1.11.

en el sistema galactocéntrico:

$$U_{g\star} = v_r(\cos l \cos b) - v_l(\sin l) - v_b(\sin b \cos l) \quad (1.9)$$

$$V_{g\star} = v_r(\sin l \cos b) + v_l(\cos l) - v_b(\sin b \sin l) \quad (1.10)$$

$$W_{g\star} = v_r(\sin b) + v_b(\cos b). \quad (1.11)$$

Tomando los valores promedio de cada una de las cantidades anteriores, obtenemos los valores para velocidad peculiar solar. Podemos encontrar estimaciones recientes en el trabajo de Schönrich & Binney (2009), donde $(U, V, W)_{\odot} = (11.1, 12.2, 7.25 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1})$. La mayor incertidumbre en la determinación de las velocidades peculiares es la distancia a la fuente. La mayoría de las distancias son derivadas a partir de un paralaje, el cual, por medirse en fuentes que se encuentran a varios de cientos de parsecs, poseen errores de medición importantes. Estos errores se reducirán de manera significativa conforme avance la remesa de datos del satélite GAIA (Gaia Collaboration et al., 2016).

1.3. Estrellas cromosféricamente activas

En esta sección se abordarán las estrellas cromosféricamente activas, ya que son el objeto de estudio de esta tesis. Se establecerá además una conexión entre estrellas jóvenes y actividad cromosférica.

Comenzaremos por describir las capas de las cuales está constituida una estrella, para después definir el concepto de actividad cromosférica.

Las estrellas cuentan con una atmósfera, la cual se divide en capas o secciones. La capa más externa es la corona, la capa inmediata inferior es la cromosfera y por debajo está la fotosfera. La corona no es homogénea y se observa como un halo tenue alrededor de la estrella. La fotosfera, en cambio, es una de las capas más frías de la estrella y es por eso que en ella el gas no se encuentra totalmente ionizado. Es además una de las partes más densas de la atmósfera y es en donde se producen las manchas estelares las cuales involucran gran actividad magnética. Tiene un espesor de ~ 300 km (Rutten et al., 2011) para una estrella de tipo solar. Por encima de la fotosfera la temperatura aumenta a través de la cromosfera, en donde puede alcanzar hasta los 10^4 K. El principal mecanismo de calentamiento es por disipación de energía por medio de ondas magnetohidrodinámicas y de reconexión de líneas de campo magnético. La fotosfera al ser una capa fría genera líneas de absorción en el espectro energético. En la siguiente capa, el material se calienta en la cromosfera y ocurre una inversión de temperatura. Al ocurrir esto el plasma empieza a emitir en la línea de absorción que había presentado antes. Así, una característica de un espectro de una estrella con actividad cromosférica es la presencia de líneas que son tanto de emisión como de absorción (Figura 1.2), es decir, absorción menor a la esperada.

La cromosfera, se encuentra por encima de la fotosfera (capa que se puede asumir en equilibrio termodinámico local) y se caracteriza además por ser una región no homogénea y presenta un enfriamiento por radiación en líneas de resonancia tales como Mg II y Ca II. La cromosfera no se encuentra en equilibrio radiativo, es por eso que los procesos de transporte de energía en esta capa deben ser mecanismos no-térmicos los cuales involucren a su vez presencia de campos magnéticos, debido a la intensa actividad en la cromosfera (Hall 2008). La estructura de la cromosfera depende de la estructura interna de la estrella así como de sus características fundamentales como masa, radio, temperatura superficial, etc.

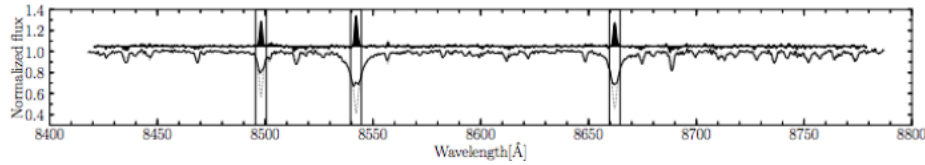


Figura 1.2: Espectro típico en el triplete de Ca de una estrella que presenta actividad cromosférica. Las tres líneas del triplete, que se indican entre barras verticales, se espera que sean más profundas de acuerdo a un modelo de una estrella sin actividad. Sin embargo, vemos que el espectro observado tiene líneas poco profundas, que indican emisión adicional, que se muestra en la parte superior en el espectro sustraído del modelo. Imagen tomada de Žerjal et al. (2013)

Al hablar de actividad cromosférica, se engloban, procesos que producen emisión en exceso (lo esperado sería observar solo líneas de emisión en las capas más superficiales de la estrella: la fotosfera y cromosfera) y que provocan que esta zona no se encuentre en equilibrio radiativo. En 1948, Biermann y Schwarzschild propusieron a la granulación estelar como la generadora de un flujo continuo de ondas acústicas las cuales se propagan por el plasma calentándolo, haciendo que la disipación de estas ondas sea una fuente de calentamiento provocando la actividad en la cromosfera.

Uno de los primeros modelos propuestos para una cromosfera estelar fue el de Vernazza et al. (1981). En este modelo, la temperatura desciende hacia la fotosfera a una altura aproximada de 500 km y aumenta hacia los 2000 km a 7000 K, para después aumentar de manera abrupta. A partir de esta descripción de la cromosfera, entonces definieron a esta capa como las regiones de las atmósfera estelar en donde se observa emisión en exceso (comparada con una zona en equilibrio radiativo) y en donde los procesos de enfriamiento se da por radiación en líneas de resonancia de elementos tales como Mg II y Ca II.

Thomas (1957) demostró que la función fuente (S_ν , emisividad por unidad de profundidad óptica) en cromosferas como la del Sol, en metales ionizados son dominados por procesos colisionales, mientras que para metales neutros lo son los procesos radiativos. Las líneas colisionales como Ca II, H y K dan información del plasma, las cuales dependen directamente de la temperatura de los electrones.

Como indicadores o trazadores de actividad cromosférica podemos encontrar:

- Líneas de Ca II H y K: son los indicadores más comúnmente utilizados al ser sus funciones fuente dominadas por las transiciones colisionales siendo así un mecanismo muy efectivo de enfriamiento. Estas líneas se forman a diferentes alturas de la cromosfera y dan información de diferentes propiedades estelares. Algunas de estas líneas están presentes solo en procesos que involucran altas energías como los procesos llamados llamaradas o “flares”, en idioma inglés, los cuales son expulsiones de radiación electromagnéticas abruptas y rápidas (Vida et al., 2017).
- Líneas del triplete de Ca II infrarrojo (0.8-0.9 micras): sus líneas comparten los niveles superiores de energía con las líneas de Ca II H; estas líneas son formadas en la parte más baja de la cromosfera. También pueden dar una idea acerca de la estructura de la cromosfera que produce la emisión observada al medir su radio de exceso de emisión equivalente. Esto lo podemos ver en el rango de longitudes de onda que estudia RAVE.
- $H\alpha$ y otras líneas de Balmer: estas líneas se forman en la parte media de la cromosfera, pero se encuentran solo en emisión por encima del continuo en estrellas muy activas .
- Na I D1, D2 y el triplete Mg I b: las líneas del doblete de Na I son dominados por procesos colisionales y son indicadores de cambios en la parte más externa de la fotosfera y la parte más baja de la cromosfera. El triplete de Mg I b se originan en la misma región. Las líneas de Na I y Mg I son sólo detectadas durante los fenómenos de llamaradas.
- Línea de He I D3: esta línea se origina en la parte más externa de la cromosfera y es trazadora de eventos de llamaradas.

Como se mencionó anteriormente, la actividad cromosférica no es sinónimo de juventud, ya que existen estrellas evolucionadas las cuales presentan actividad en su cromosfera. Esto se puede deber a que son rotadoras rápidas o se puede tratar de un estrella que se encuentra en un sistema binario donde los fenómenos de acreción provocan esta característica (Frasca

et al., 2015). Como en este trabajo de tesis nos interesan las estrellas jóvenes que presentan actividad cromosférica, a continuación trataremos la conexión entre esta y juventud. Como ejemplo, las estrellas T Tauri clásicas son estrellas jóvenes de baja masa ($\leq 2M_{\odot}$) las cuales se encuentran en pre-secuencia principal. Sus espectros son los de una estrella que se puede considerar “normal” pero a su vez presentan líneas de emisión en ciertas longitudes de onda. Esta emisión se superpone a la emisión cromosférica.

Otra conexión entre juventud y actividad cromosférica puede deberse a que la estrella joven en cuestión se puede encontrar en un sistema binario, donde el material de la compañera cae hacia ella. Una firma de acreción de material es la emisión en el perfil de emisión $H\alpha$. Esta acreción provoca que los espectros de las estrellas se vean como los de una estrella cromosféricamente activa.

La muestra con la que trabajamos en esta tesis son estrellas cromosféricamente activas en el catálogo espectroscópico RAVE, del cual se darán detalles en la Sección 1.4. En el catálogo del que se extrajo la muestra hay un número grande de fuentes con actividad cromosférica notoria. En un alto porcentaje de casos, la actividad cromosférica coincide con la detección de estrellas jóvenes. Sabemos esto porque Zwitter et al. (2016) notaron que ~ 14000 de las estrellas observadas en RAVE, presentaban fuerte emisión cromosférica en las líneas del triple de Calcio (Ca II). La Figura 1.3 muestra un histograma de las candidatas a estrellas cromosféricamente activas encontradas en RAVE usando como estimador el ancho equivalente de las componentes del triplete de Ca II. Además se utiliza un estimador de probabilidad p_{log} , el cual es una medida de la probabilidad de que una estrella con dicho espectro difiera de una con un espectro inactivo en una escala logarítmica. Aquellas estrellas que presentan un $p_{log} > 1$ son aproximadamente 14,000.

Así vemos que una estrella que presenta fuerte emisión en el triplete de Ca II y que además cumple con la condición p_{log} sugiere una fase de pre-secuencia principal. Esto es consistente con los resultados obtenidos por Traven et al. (2015), donde analizando los espectros para ~ 22000 estrellas pertenecientes a cúmulos abiertos jóvenes en el catálogo GAIA-ESO, encontraron que aproximadamente el 38% de la muestra presentaba emisión en $H\alpha$ (que puede indicar fenómenos tanto de acreción por la presencia de material circunestelar como de actividad cromosférica), indicando también juventud.

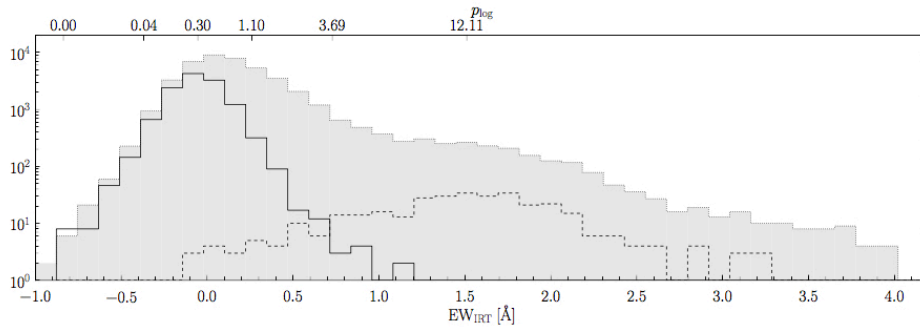


Figura 1.3: Histograma que muestra a las estrellas candidatas a activas en el catálogo RAVE. La línea en gris indica la distribución de los anchos equivalentes del triplete de Ca para estrellas activas en RAVE. El histograma en línea sólida indica estrellas que se asume son inactivas y el histograma en línea punteada a las estrellas clasificadas como pre-secuencia principal. Imagen tomada de Žerjal et al. (2013)

1.4. El sondeo RAVE.

Se eligió trabajar con RAVE ya que su objetivo son estrellas frías de tipo solar (tipo espectral F, G y K). Dentro de la muestra se encuentran estrellas con espectros en emisión los cuales indican actividad cromosférica, pero aún así no se puede asegurar que la muestra sea de estrellas jóvenes. Pero, como se mencionó anteriormente, Zwitter et al. (2016) notaron que un porcentaje significativo de las estrellas de RAVE (38%) coincidían con estrellas del catálogo GAIA-ESO, el cual cuenta con mediciones de $H\alpha$, es decir, son emisoras en $H\alpha$, lo cual indica juventud. Otra motivación para trabajar con este catálogo es que, al necesitar buenas mediciones de velocidad radial para la construcción del vector velocidad de las estrellas, RAVE tiene errores en velocidad radial $< 2 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$.

RAVE, por sus siglas en inglés, Radial Velocity Experiment (Kunder et al., 2017) es un estudio espectroscópico creado para la medición de velocidades radiales y parámetros estelares para más de medio millón de estrellas en el hemisferio sur. RAVE usa el telescopio UK Schmidt de 1.2 metros del Observatorio Anglo-Australiano (AAO) y observó estrellas en el rango $8 < I/mag < 12$. En su última publicación se incluyen espectros para 520630 estrellas con una resolución de $R \sim 7500$ en el rango de longitudes de onda de 8410-8794 Å, dentro del cual están incluidas las líneas del triplete de Ca II.

El programa inició operaciones en 2003 y actualmente cuenta con cinco remesas de datos.

La quinta publicación (DR5, Kunder et al. (2017)) es la más reciente y es la que está incluida en este trabajo. Incluye velocidades radiales extraídas de 520781 espectros para 457588 estrellas únicas, de las cuales 255922 cuentan con paralajes y movimientos propios en el catálogo astrométrico Tycho-GAIA (TGAS) de la primera remesa de datos de GAIA (Gaia Collaboration et al., 2016). La quinta publicación es además la primera en incluir errores en los espectros para cada observación y añade una recalibración de metalicidades para estrellas con metalicidades super solares.

En esta publicación, 1800 estrellas de RAVE coinciden con estrellas en el catálogo GALAH (Martell et al., 2017). GALAH (The Galactic Archeology with HERMES) es un estudio espectroscópico de alta resolución ($R \sim 28000$) el cual usa el espectrógrafo HERMES en el telescopio de 3.9 metros del AAO. En su primera publicación, GALAH proporciona parámetros como temperatura efectiva, gravedad, etc. para 9000 estrellas de Tycho-2. Así, en su última publicación, RAVE también incluye los parámetros proporcionados por GALAH para las estrellas que no cuentan con esos parámetros estelares.

También, en la nueva publicación de RAVE, se incluyen estimaciones de distancia con un nuevo método, parecido al presentado por Binney et al. (2014), el cual es derivado por inferencia Bayesiana para la obtención de las funciones de distribución de probabilidad para los paralajes fotométricos (Astraatmadja & Bailer-Jones, 2016). La astrometría y paralajes obtenidos de GAIA combinados con velocidades radiales de la última publicación de RAVE proporcionan incertidumbres de 10 km s^{-1} en el espacio de velocidades para el 70 % de las estrellas RAVE-TGAS.

1.5. Distancias: método de Binney y catálogo GAIA-DR1

Un parámetro crucial para la determinación de los vectores de velocidad es la distancia a la fuente, ya que las velocidades tangenciales dependen directamente de ella. Es por eso que es necesario tener una buena estimación de las distancias.

En este trabajo de tesis utilizamos dos estimaciones para la distancia correspondientes a dos métodos reportados en la literatura, de los cuales se hará la referencia más adelante. Se usaron dos estimaciones, ya que no todas las estrellas de la muestra contaban con distancias

definidas en uno de los métodos.

El método de Binney (Binney et al., 2014) involucra la inferencia de la distancia a partir de su magnitud aparente en caso de que no se cuenten con paralajes. Para esto, se requiere la deducción de la luminosidad de la estrella a partir de su fotometría y metalicidad.

El método consiste en proyectar los parámetros atmosféricos en isocronas teóricas para así obtener un valor aproximado de la magnitud absoluta. Los autores utilizaron estadística Bayesiana la cual consiste en verificar que una hipótesis pueda ser cierta a partir de los datos con lo que se cuenta. Entonces, a partir de las distribuciones de masa, edad y extinción (los cuales son inferidos a partir de un valor esperado apropiado) obtuvieron la distribución de probabilidad para cada estrella. Para una descripción más extensa de la Inferencia Bayesiana, ver apéndice 3.

Con esta probabilidad obtuvieron el valor esperado de la medición y con este valor y la dispersión del mismo obtuvieron también el paralaje (y su recíproco: la distancia) integrando la probabilidad inicial en los parámetros iniciales como la temperatura, masa y metalicidad. Entonces Binney et al. (2014) calcularon los valores esperados con la ecuación 4.21 del apéndice 1 para cada uno de los parámetros estelares como metalicidad, edad y fotometría.

La metalicidad y las distribuciones de edad corresponden a los modelos de Aumer & Binney (2009) y de Carollo et al. (2010). Ellos obtuvieron la fotometría de las isócronas teóricas dadas por Bertelli et al. (2008) para 16 valores de metalicidad.

Posteriormente obtuvieron una primera aproximación para la distancia derivada de la magnitud aparente. También estimaron la magnitud absoluta y por último la distancia.

La última remesa de datos de RAVE incluye también un porcentaje de distancias calculadas por medio de un método desarrollado por Bailer-Jones (2015). El método se basa también en inferencia Bayesiana, utilizando los paralajes proporcionados por la primera liberación de datos de GAIA.

GAIA midió astrometría y fotometría de mil millones de estrellas más brillantes que 20.7 magnitudes en la banda fotométrica G. Uno de los problemas es que no mide directamente distancias, por lo que es necesario hacer una estimación de la distancia a partir del paralaje medido. Hacer esta estimación no es trivial si consideramos que el 80 % de las estrellas medidas con GAIA (Gaia collaboration, 2016) tienen errores fraccionales en su paralaje del 20 % y que este error aumenta con la distancia. Entonces el problema de estimación de distancias

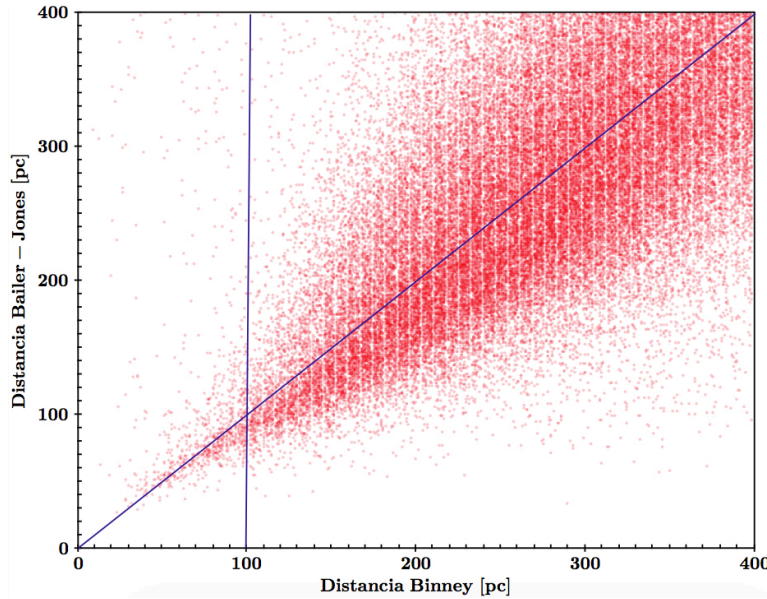


Figura 1.4: La imagen muestra cómo es la relación entre la distancia calculada por el método de Binney y el método de Bailer-Jones. Podemos notar que ambos catálogos son más o menos consistentes para distancias menores a 100 pc. La mayoría de las estrellas jóvenes en nuestra muestra son cercanas, lo cual nos permite combinar distancias de ambos catálogos.

se convierte en un problema de inferencia estadística.

A una estrella que se encuentra a una cierta distancia d , podría asociársele, en primera aproximación, un paralaje que va como el inverso de la distancia. Esta aproximación puede llegar a ser no del todo cierta para el caso de distancias muy grandes, entonces solo estaría contribuyendo al error en el cálculo del movimiento aparente de la estrella. Para la estimación de la distancia los autores utilizaron una distribución con cierta media y desviación estándar, modelándola como una función Gaussiana en el espacio de paralaje, más no en el espacio de distancia.

Esta función Gaussiana representa el modelo medido o modelo de máxima verosimilitud y proporcionó la función de densidad de probabilidad por unidad del paralaje.

En este trabajo se utilizan las distancias calculadas por ambos autores. Esto se puede llevar a cabo ya que la dispersión en las distancias entre ambas muestras es menor a 100 pc, como lo muestra la Figura 1.4.

1.6. Mapas de conteos: método del cono

Con el objetivo de hacer la localización de los grupos móviles en el espacio cinemático o espacio de velocidades, se diseñó un método en donde el espacio de velocidades fuera el protagonista. El método se basa en la idea de que los grupos en movimiento, al ser jóvenes y tener impresa aún información cinemática de la nube progenitora, deben tener vectores de velocidad muy similares. Si tomamos en cuenta que cada estrella cuenta con un vector de velocidad, cuyos componentes son las velocidades peculiares U , V y W , la magnitud y dirección de dicho vector debe ser similar. Ahora, si en dicho espacio queremos agrupar aquellas estrellas que compartan esta cualidad bajo la suposición anterior, éstas deberían aparecer muy juntas o cercanas entre sí en el espacio UVW .

Dentro del espacio de velocidades, se construye un cono con dos vectores: el vector de velocidad para las estrellas \vec{v} y un vector unitario de referencia al cual llamaremos \vec{L} , los cuales se definen a continuación:

$$\vec{v} = [U_{g\star}, V_{g\star}, W_{g\star}] \quad (1.12)$$

$$\vec{L} = [\cos(\theta) \cos(\phi), \cos(\theta) \sin(\phi), \sin(\theta)]. \quad (1.13)$$

Aquí θ y ϕ son los ángulos de orientación del cono, el primero toma valores $0 < \theta < 360$ y el segundo $-90 < \phi < 90$ (Figura 1.5), y además se considera un ángulo máximo aceptable de separación entre ambos vectores denotado por α . Todos los ángulos son medidos en grados. Con estos parámetros se construye una malla esférica uniformemente poblada, donde θ corre a lo largo de la longitud y ϕ a lo largo de la latitud galáctica. Debe cuidarse de seguir el mismo espaciamiento entre los nodos de la malla a lo largo de la longitud conforme se llegue a los polos, para evitar un problema de proyección (Figura 1.7), el cual se soluciona corrigiendo por el *coseno* de la latitud o en este caso del ángulo ϕ (Figura 1.8):

$$\theta_{step} = \frac{\phi_{step}}{\cos(\phi)}. \quad (1.14)$$

A continuación se impone una restricción, la cual es que el producto punto entre ambos vectores sea menor a un cierto valor de α (la apertura del cono en el espacio). Dicha restricción se debe a que queremos hacer la detección por medio de la orientación del vector de velocidad y si la apertura del cono es grande, detectará vectores que no necesariamente son similares.

Entonces se busca:

$$\frac{\vec{L} \cdot \vec{v}}{|\vec{v}|} < \cos(\alpha), \quad (1.15)$$

donde la magnitud del vector velocidad es

$$|\vec{v}| = \sqrt{U^2 + V^2 + W^2}. \quad (1.16)$$

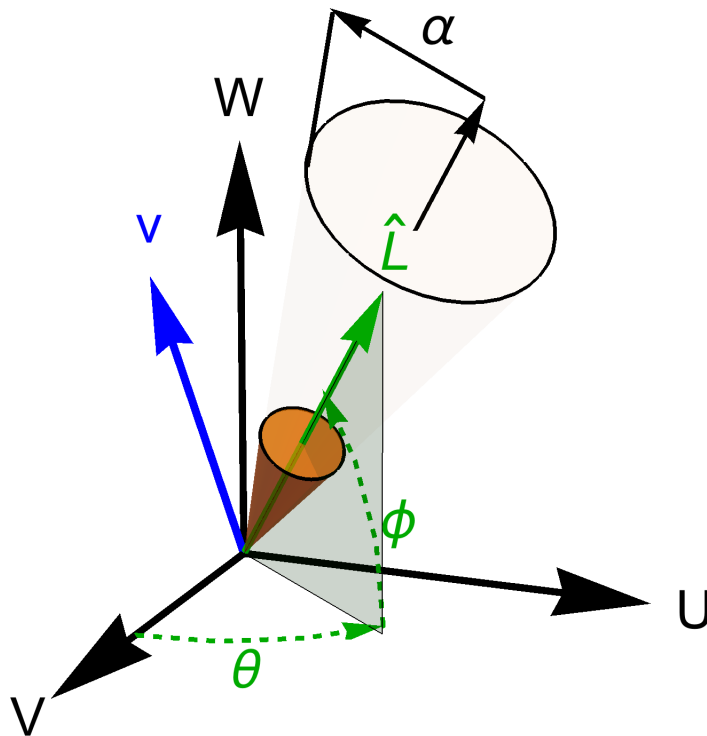


Figura 1.5: Imagen ilustrativa de la construcción del método del cono. En la imagen se muestra cómo es la configuración de los vectores principales, así como la definición de los ángulos de orientación (θ y ϕ) y apertura (α) (imagen proporcionada por L. Aguilar, comunicación personal 2017).

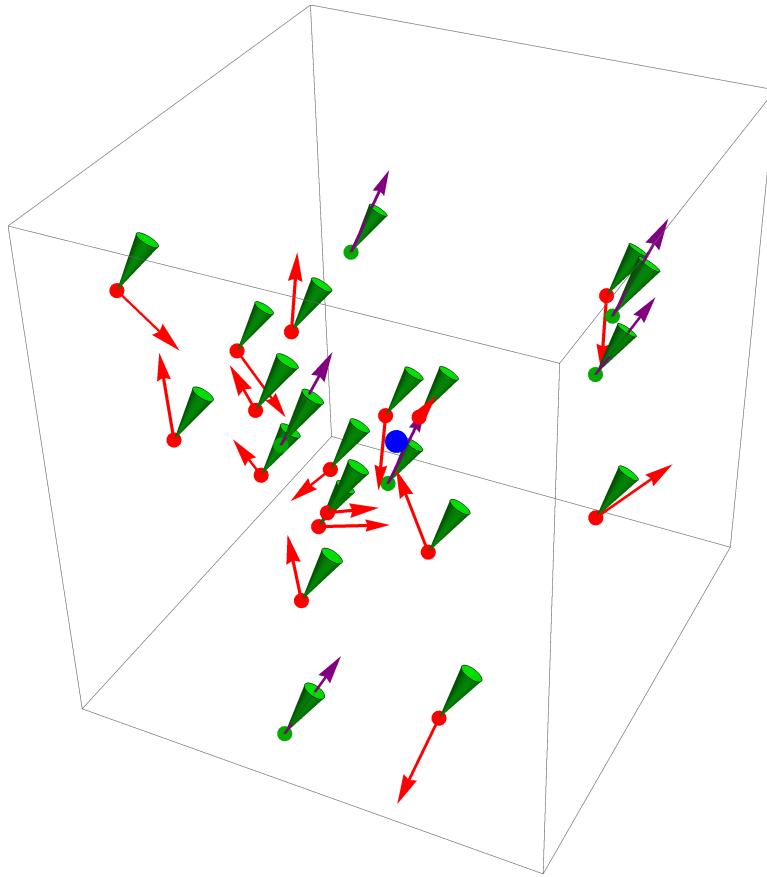


Figura 1.6: Imagen ilustrativa de la construcción del método del cono. En la imagen se muestra la dirección de los vectores de velocidad y la dirección del cono. En verde se pinta el cono con cierto ángulo de apertura y cierta dirección. Aquellos vectores que no coinciden con la dirección del cono, se indican en color rojo. Aquellos vectores que sí coinciden con la dirección de cono se indican en color morado (imagen proporcionada por L. Aguilar, comunicación personal 2017).

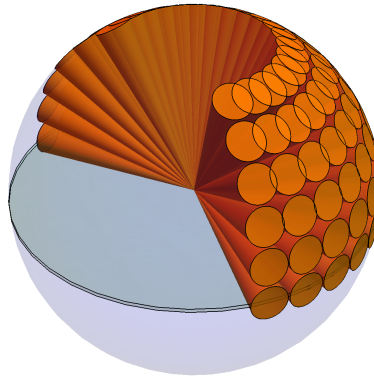


Figura 1.7: La imagen muestra como existe un problema en la proyección al momento de poblar la malla. Vemos como los conos proyectados se superponen unos a otros en los polos (imagen proporcionada por L. Aguilar, comunicación personal 2017).

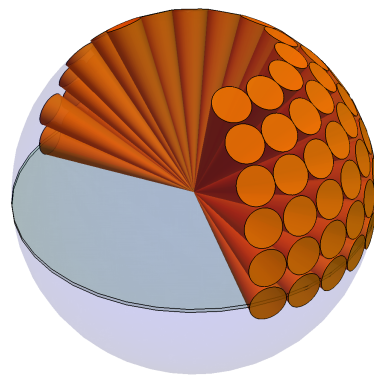


Figura 1.8: La imagen muestra como es la proyección una vez que se ha hecho la corrección por la función coseno de la latitud (imagen proporcionada por L. Aguilar, comunicación personal 2017).

De esta manera, al ir variando los ángulos θ y ϕ se está haciendo un sondeo de las estrellas que cumplen con esta condición. El paso siguiente es poner un indicador (su posición

en el espacio de configuración del cono) para cada estrella y así poder hacer su análisis posteriormente. Al guardar la información de los ángulos para cada estrella, podemos hacer un mapa de densidad en el espacio (θ, ϕ) , para después aplicar las herramientas que nos puedan permitir hacer una identificación precisa de los grupos que aparecerán como sobredensidades en dicho espacio.

En conclusión, el llamado “método del cono” (MC) busca identificar estrellas que comparten una misma cinemática en una muestra de estrellas. Para ello, identifica grupos de estrellas cuyos vectores de velocidad tienen direcciones muy similares. Utiliza un cono cuya dirección está dada por los ángulos θ y ϕ , y con un ángulo de apertura α . Se calcula el ángulo entre el vector de velocidad de cada estrella de la muestra y el vector \vec{L} y se selecciona todas las estrellas cuyo vector de velocidad cae dentro del cono asociado a \vec{L} , independientemente de su posición espacial, como se indica en la Figura 1.6. El siguiente paso es escoger ahora varias direcciones en el cielo y repetir el procedimiento anterior con nuevos conos repartidos en toda la esfera celeste.

1.6.1. Prueba de significancia estadística

Analizar los datos por medio de técnicas estadísticas es una herramienta poderosa, que ayuda a comprobar si los resultados obtenidos son significativos o no. Estas técnicas estadísticas ayudan, partiendo de una hipótesis inicial, a rechazar o reafirmar los resultados obtenidos. Una de ellas es la prueba de significancia estadística.

Una prueba de significancia estadística consiste de una hipótesis inicial o hipótesis nula. La hipótesis nula es una teoría la cual se cree cierta o se tienen argumentos que la avalan, pero que no ha sido probada. A partir de esta teoría se construyen muestras ficticias o muestras “clon”, las cuales son un conjunto de datos con N repeticiones que se crean a partir de una media y desviación estándar proveniente de la muestra real. Las muestras “clon” cumplen con lo dicho en la hipótesis nula. Una vez hecho el análisis, se compara con los resultados de las observaciones. Si los resultados se encuentran por encima de los promedios de las realizaciones de hipótesis nula un cierto nivel establecido, entonces se puede confiar que el resultado tiene respaldo estadístico y es significativo.

En este trabajo de tesis queremos comprobar si los grupos encontrados en la sección de resultados son significativos o no y para ello se llevó a cabo una prueba de significancia es-

tadística. La hipótesis nula se tomó como la teoría de que en una distribución con media y desviación estándar obtenidos a partir del análisis con PCA (*Principal Component Analysis*, ver apéndice 2) de los datos observados, no encontraremos grupos móviles. De esta manera, se generó una distribución normal para UVW en donde ninguna de las variables se encuentran correlacionadas, es decir, se modela un elipsoide de velocidades sin desviaciones con una distribución uniforme y que se supone Gaussiana en las tres direcciones ortogonales.

Se llevaron a cabo 2000 repeticiones de la hipótesis nula para hacer la prueba, los resultados obtenidos se muestran en la Sección 2.4.

Capítulo 2

Análisis y Resultados

En este capítulo se presentan los resultados obtenidos a partir de las herramientas que se describieron en el capítulo anterior. En la primera sección se comienza a hacer una descripción de la muestra con la que se trabajó, así como del sistema de clasificación utilizado para elegir las estrellas que nos interesan. La segunda sección presenta los resultados del cálculo de la cinemática de la muestra descrita en la sección anterior así como un estudio posterior para su comprobación. La tercera sección muestra los resultados de aplicar el Método del Cono a la muestra con cinemática calculada anteriormente. En esta sección se presentan dos métodos de separación de regiones con alta densidad de puntos o conteos resultantes del MC, ambos arrojando resultados importantes. En la cuarta sección se hace un estudio estadístico para la muestra obtenida con los métodos anteriores, para comprobar su veracidad. Por último, en la quinta sección se hace una comparación de la muestra significativa obtenida con grupos móviles existentes reportados en la literatura.

2.1. Muestra

La muestra de RAVE cuenta con espectros individuales de 520,630 estrellas (DR5) del Hemisferio Sur, los cuales se encuentran clasificados en índices mediante un sistema de banderas (Matijević et al., 2012) para su análisis.

El método de clasificación se llama LLE (Local Linear Embedding) el cual hace una reducción dimensional no lineal (Roweis & Saul, 2000). Esto consiste en analizar un conjunto de puntos de dimensión D , encontrar y preservar la relación de distancia entre los puntos cercanos

por medio del análisis de sus pesos estadísticos y hacer una proyección de los mismos a una vecindad con dimensión d , donde $d < D$.

La clasificación de Matijević et al. (2012) consiste en utilizar este método para clasificar los espectros de las estrellas, reduciendo de manera automatizada la dimensión del número de parámetros total que se necesitan para hacer la clasificación de una estrella. Esta clasificación, a su vez, se hace comparando y ajustando el espectro observado con una red de espectros sintéticos (templetes). El primer paso consiste en definir una submuestra uniformemente poblada (es decir, que todas las características espectrales usadas en la clasificación de los espectros sean incluidos) en la cual los espectros originales puedan ser proyectados. La submuestra se genera por medio de un proceso iterativo en el cual inicialmente se eligen 5000 espectros de la muestra original. Se elige este número ya que se espera abarcar todos los tipos de espectros pero que se mantenga pequeña para que el proceso sea rápido.

Una vez obtenida la submuestra, se hace el cálculo de reducción de dimensión con el método LLE. Esta reducción se lleva a cabo comparando los espectros obtenidos con espectros sintéticos.

Si el espectro observado presenta, con un cierto nivel de contundencia, características o dimensiones similares a otros espectros clasificados, se le asigna una bandera (Matijević et al., 2010) dependiendo del número de dimensiones o del peso estadístico que tiene con respecto al espectro sintético. La clasificación se llevó a cabo usando el DR4 de RAVE. Ellos solamente analizaron aquellos espectros cuya señal a ruido $S/N > 20$ y eliminaron de la muestra espectros que por tener baja calidad pudieran considerarse como contaminantes. Todos los espectros fueron analizados de manera individual y se descartaron mediciones repetidas.

En la mayoría de los casos, para el estudio de los espectros de las estrellas en la muestra generada, las primeras tres banderas (cuadro 2.1) son las que tienen el mayor peso (Matijević et al., 2012).

Con el método anterior se logró clasificar los espectros en 14 clases. Dentro de esas clases encontramos a las estrellas con actividad cromosférica, las cuales presentan una componente de emisión en la parte central de las líneas de triplete de Ca II (Andretta et al., 2005). Estas estrellas son clasificadas con la bandera “e”, la cual representa el espectro de una estrella con emisión cromosférica. Zwitter et al. (2016) notaron que el número de estrellas en el total de la muestra, que presentan esta bandera es ~ 14200 (aproximadamente el 3% de la muestra

total de RAVE).

Tipo	Descripción
a	estrella gigante roja
b	estrella binaria
c	estrella con problemas en el continuo
d	enana café
e	estrella con emisión cromosférica
g	estrella gigante fría
h	estrella gigante caliente
n	estrella normal (más fría que 7000 K)
o	estrella caliente (por encima de los 7000 K)
p	espectro peculiar
t	espectro con bandas de TiO
u	espectro sin clasificar
w	espectro con problemas en calibración en longitud de onda
x	no aplicable

Cuadro 2.1: Descripción de la clasificación de los espectros.

En este trabajo de tesis nos interesan las estrellas jóvenes y por eso se usaron los espectros de estrellas con emisión cromosférica.

En el catálogo, cada estrella cuenta con 20 columnas (se pueden traducir como diagnósticos de confiabilidad), las cuales pueden incluir varias de las 14 banderas mencionadas en el Cuadro 2.1, donde no necesariamente todos los tipos son iguales. Para la selección de la muestra se tomaron aquellas estrellas cuyas 3 primeras banderas coincidieran en el tipo “e”, respetando lo que Matijević et al. (2012) recomiendan para asegurar que una estrella tiene una clasificación segura en la tabla de banderas. El que presente las primeras tres banderas es más confiable en términos de los diagnósticos de dimensionalidad.

Al tomar este criterio se obtuvo una muestra de 2103 estrellas, las cuales presentaban las primeras tres banderas.

Tomando este criterio se puede esperar con gran confianza que el espectro tomado es el de una estrella con emisión cromosférica. A su vez se hizo una submuestra con estrellas que contarán

con sus primeras 5 banderas del tipo e, asegurando que fueran estrellas cromosféricamente activas. Para la submuestra de 5 banderas existen 940 estrellas.

Nuestra muestra difiere en gran cantidad de las 14,000 estrellas reportadas inicialmente, pero cabe mencionar que la muestra reportada en RAVE tomó como criterio que la estrella cuente con por lo menos una bandera de la clase e, repartida a lo largo de las 20 columnas. En el caso de que se tomara este criterio de al menos una bandera, tendríamos una muestra contaminada con estrellas evolucionadas o estrellas que no son jóvenes. Nuestro análisis se hizo para los grupos de 3 y 5 banderas, siendo el de tres banderas el que se presenta más adelante. Solo se presenta el estudio realizado a una de las muestras, ya que los resultados generales de este trabajo no difieren usando una muestra o la otra. Dicho de otra manera, los resultados del análisis en la muestra de 3 o 5 banderas es equivalente, lo que nos permitió usar la muestra amplia con confianza.

2.2. Cinemática.

El catálogo RAVE aporta gran cantidad de información para las estrellas en él, como se mencionó en el Sección 1.4. Ahora bien, el objeto de estudio de esta tesis no son las propiedades espectrales, sino la cinemática de las estrellas, información con la cual no contamos, pero que podemos calcular en parte con información de velocidad radial provista por RAVE. La información que se requiere es: posiciones (en ascensión recta y declinación), movimientos propios, velocidad radial y distancia y/o paralaje.

Para poder calcular las ecuaciones 1.3, se necesita hacer la transformación del sistema ecuatorial a galáctico. Para esto se desarrolló un código en lenguaje python basándose en la formulación de Poleski (2013). Primero, los movimientos propios en coordenadas galácticas, se calculan a partir de los reportados en coordenadas ecuatoriales (α, δ) como:

$$\mu_l = \frac{c_1 \cdot \mu_\alpha + c_2 \cdot \mu_\delta}{\sqrt{c_1^2 + c_2^2}} \quad (2.1)$$

$$\mu_b = \frac{c_1 \cdot \mu_\delta - c_2 \cdot \mu_\alpha}{\sqrt{c_1^2 + c_2^2}}, \quad (2.2)$$

donde las constantes c_1 y c_2 corresponden a

$$c_1 = \sin(27.128^\circ) \cdot \cos(\delta) - \cos(27.128^\circ) \cdot \sin(\delta) \cdot \cos(\alpha - 192.859^\circ)$$

$$c_2 = \cos(27.128^\circ) \cdot \sin(\alpha - 192.859^\circ).$$

Una vez teniendo los movimientos propios en el sistema galáctico y aplicando las ecuaciones 1.9, 1.10 y 1.11 obtenemos mapas con las proyecciones de las velocidades peculiares. Estos mapas representan proyecciones del llamado *elipsoide de velocidad* de la muestra y a menudo se usan para encontrar sobredensidades que puedan representar grupos en movimiento (Antoja et al., 2012, 2009).

Principalmente se buscaba algún indicio de mayor concentración de estrellas dentro de éste espacio, en específico de sobredensidades, mediante las cuales pudiera darse una primera pista para la identificación de grupos en movimiento. Se hicieron las proyecciones en el espacio UVW para corroborar lo anterior. El criterio que se tomó fue considerar aquellas estrellas cuyas velocidades peculiares U , V y W fueran menores a $600 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ (esto debido que las velocidades típicas de las estrellas pertenecientes a grupos móviles son menores de $200 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, Torres et al. (2006)).

En la Figura 2.1 observamos que hay una sobredensidad en aproximadamente el centro de la imagen (en el origen) y una división aparente en dos posibles grupos. Sin embargo la resolución de la imagen no es suficiente para confirmarlo, es por eso que a partir de éstas no se puede confirmar la presencia de grupos móviles. Lo que sí podemos notar de la imagen es la desviación del vértice de dispersión (vértex) y un bien formado elipsoide de velocidades. Lo mismo sucede con las proyecciones de las Figura 2.2 y la Figura 2.3 donde no podemos apreciar a simple vista acumulación clara en grupos.

De la misma manera se presentan las proyecciones en el espacio de configuración de la muestra. En estas proyecciones podemos ver la distribución de las estrellas en el espacio cartesiano galáctico XYZ . El criterio que se tomó fue considerar aquellas estrellas que se localizaran a menos de 1 kpc por encima del plano de la Galaxia. En la Figura 2.4 se presenta la proyección XY , donde podemos notar la falta de datos para valores de $Y < -1$ kpc. Esto debido a que según se mostró anteriormente la configuración que se asignó corresponde a mediciones hacia el centro de la Galaxia y debido a las limitaciones observacionales de RAVE, esta área cae fuera de sus límites.

La Figura 2.5 muestra la proyección XZ , aquí notamos una división para $Z = 0$, donde la distribución de estrellas se parte en dos grandes lóbulos, que se notan mejor en la Figura 2.6, donde los isocontornos marcan claramente la subdivisión. Sabemos que la distribución de los grupos móviles suele ser muy dispersa en el cielo (Antoja et al., 2015), más aún cuando la mayoría de estrellas de la muestra se encuentra en un radio menor de 200 pc de la vecindad solar por lo cual sería muy difícil identificar grupos en movimiento en estas proyecciones y entonces es necesario hacer la identificación con otros métodos más refinados.

La Figura 2.8 muestra un estudio posterior el cual se hizo para resaltar e identificar estructuras dentro del espacio UVW . Este estudio es un filtrado por wavelets. La filtración por wavelets es una técnica que se usa a menudo para la extracción de regiones significativas en un mapa en 2-D. Se trata de una herramienta de procesamiento de imágenes.

La rutina de wavelet está basada en MVM (Multi-scale Vision Model, Rué & Bijaoui (1997)). La rutina se implementa de manera que aísla regiones que se encuentren por encima de un cierto nivel de σ (7σ para nuestro caso) en el espacio de transformación en diferentes escalas espaciales, según como se le indique. Los píxeles con valores que se encuentren por encima de ese valor de σ son identificados y guardados para que después la rutina haga las conexiones entre ellos en las diferentes escalas y por medio de ellas se haga la reconstrucción de la imagen. Ya que solo se seleccionan los píxeles con ciertos valores significativos, la imagen resultante tiene poco o casi nulo ruido de fondo, lo cual facilita la delimitación de regiones con sobredensidades. Para nuestro caso, se utilizó la transformada de wavelet para filtrar el mapa de densidad en el plano UV . De esta manera solamente aquellas regiones con sobredensidades significativas se resaltaron, como se puede apreciar en la Figura 2.8. En ella podemos apreciar que después del filtrado por wavelet, tenemos tres agrupaciones, siendo dos de ellas más notorias. Aún así después de hacer el procesamiento de la imagen con esta técnica, podemos ver que ya se distingue mejor algo de subestructura en la proyección del elipsoide, pero aún la resolución no es suficiente para ser contundente en decir que existen estructuras significativas en el mapa ni para separar estas densidades como posibles grupos en movimiento.

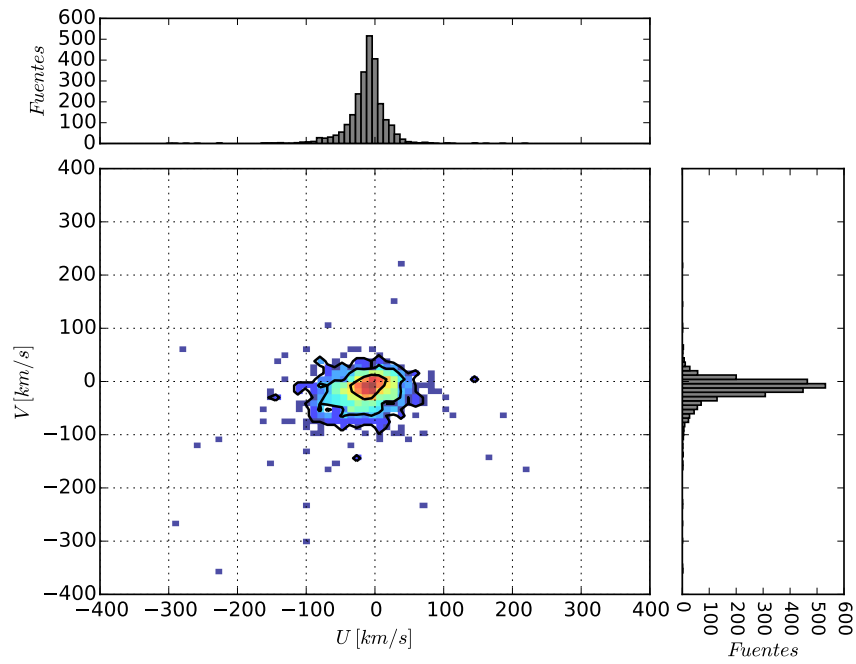


Figura 2.1: Mapa UV del mapa de velocidades con histogramas marginalizados para cada componente. En esta figura podemos notar como existe una evidente desviación del vértice, lo cual indica que existe una correlación entre las componentes de la velocidad.

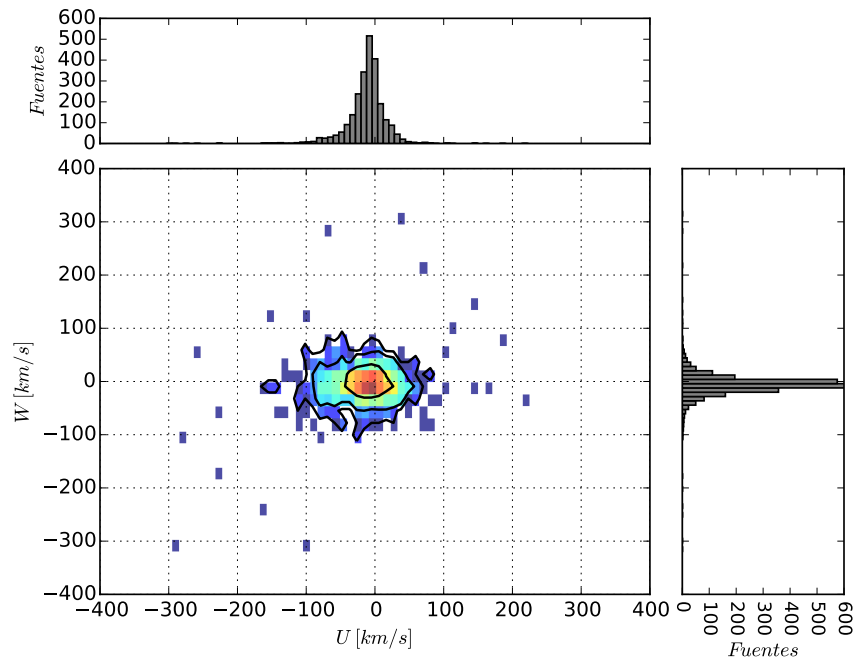


Figura 2.2: Mapa UW del mapa de velocidades con histogramas marginalizados para cada componente.

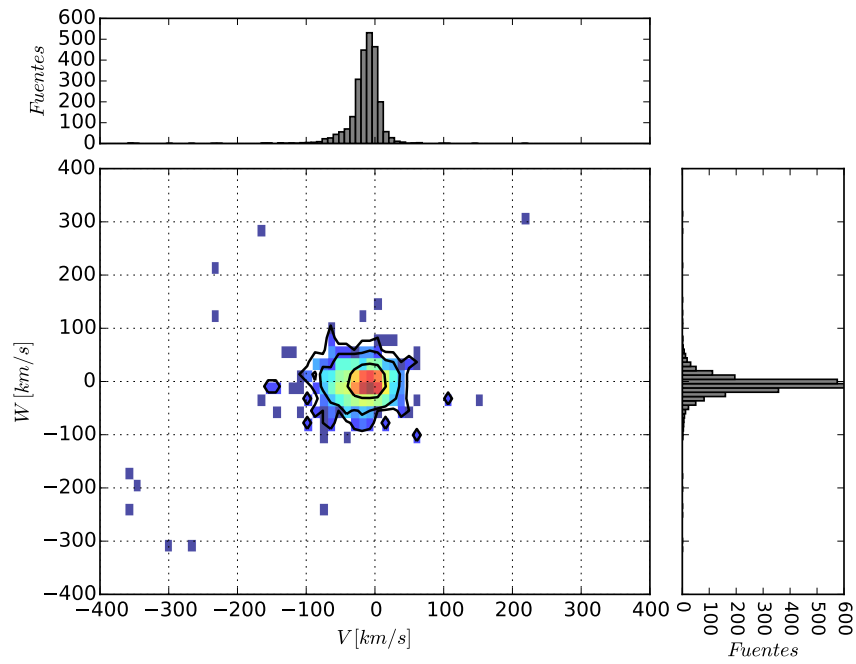


Figura 2.3: Mapa VW del mapa de velocidades con histogramas marginalizados para cada componente.

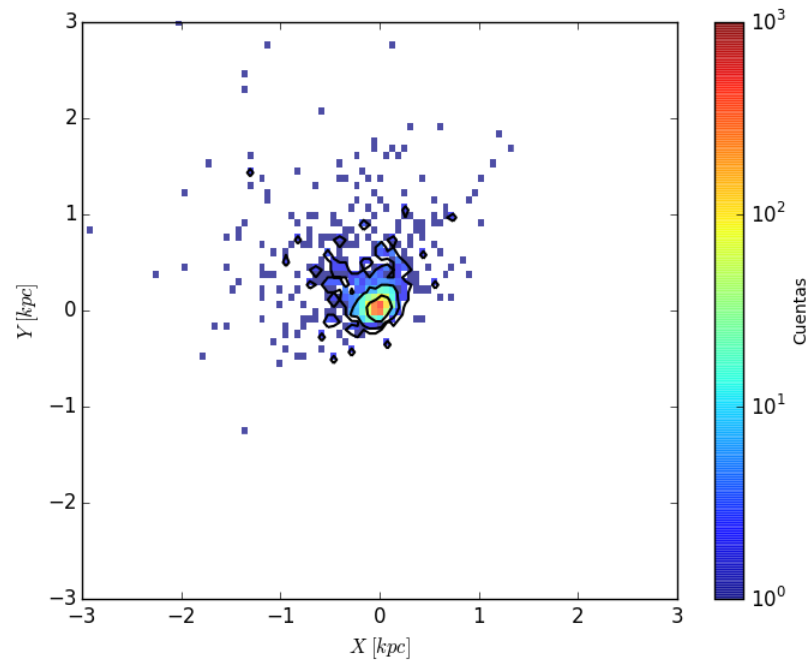


Figura 2.4: Proyección XY del mapa de configuración de la muestra. La barra de color indica las cuentas por bin en el mapa, siendo el color rojo el indicativo de mayor concentración.

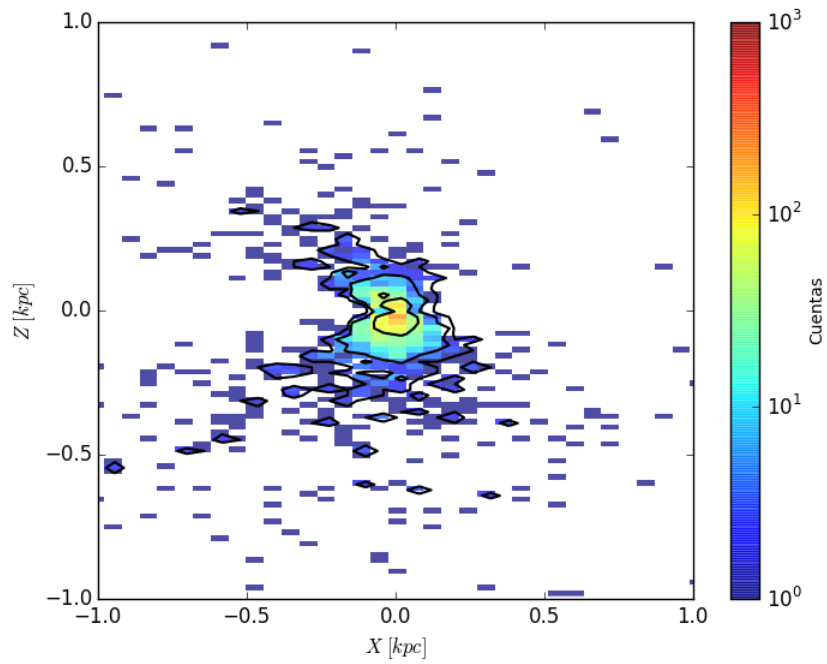


Figura 2.5: Proyección XZ del mapa de configuración de la muestra. La barra de color indica las cuentas por bin en el mapa, siendo el color rojo el indicativo de mayor concentración.

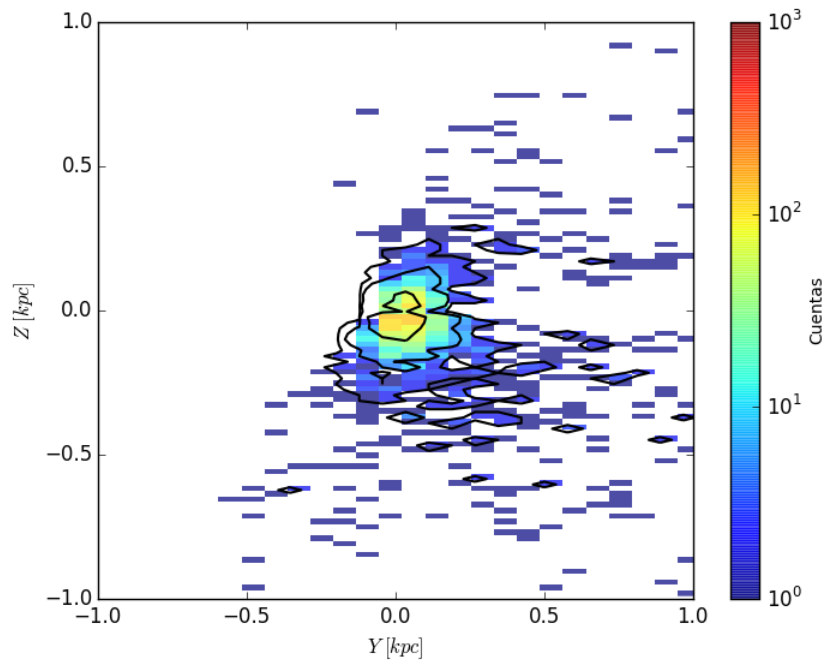


Figura 2.6: Proyección YZ del mapa de configuración de la muestra. La barra de color indica las cuentas por bin en el mapa, siendo el color rojo el indicativo de mayor concentración.

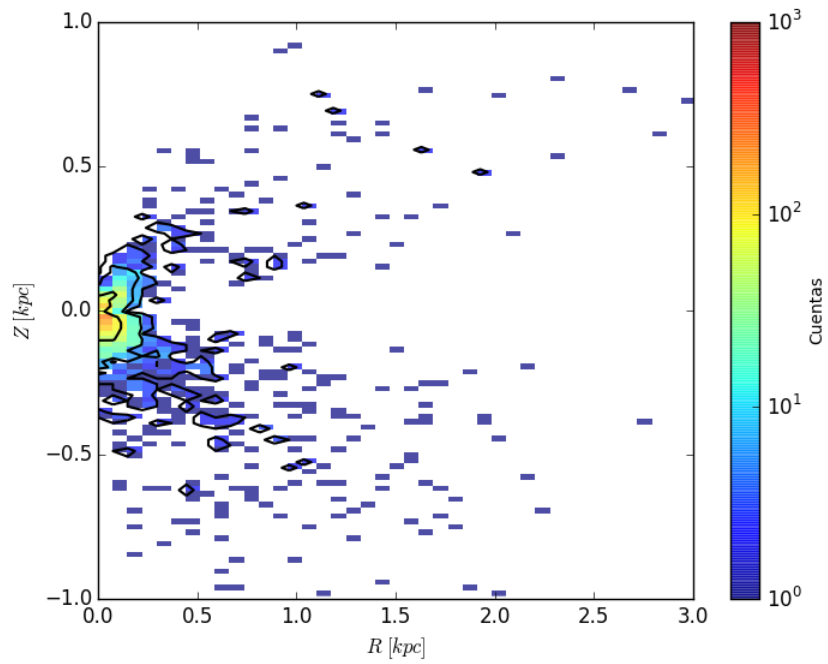


Figura 2.7: Proyección del plano meridional de la muestra. La barra de color indica las cuentas por bin en el mapa, siendo el color rojo el indicativo de mayor concentración.

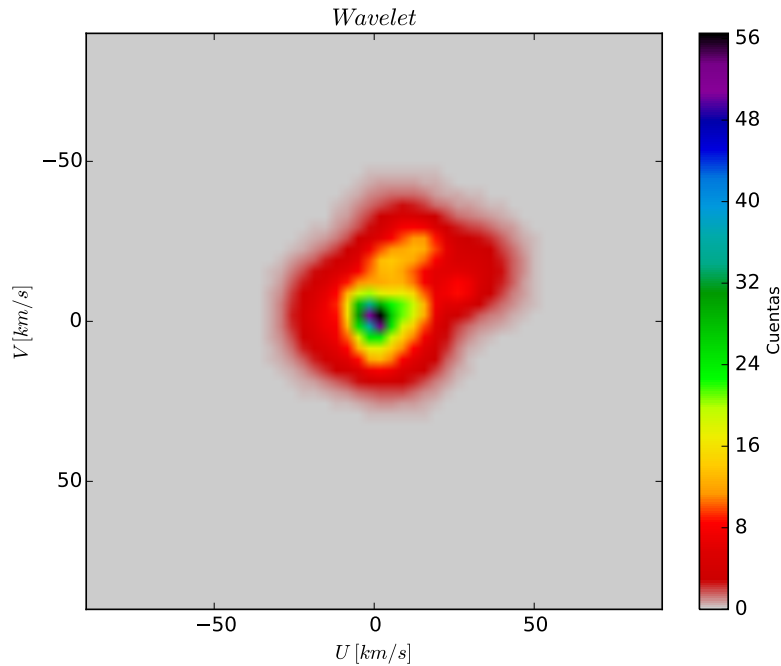


Figura 2.8: Mapa de wavelet. La figura muestra el mapa obtenido después de hacer la filtración por wavelet del elipsoide de velocidad. Aunque podemos distinguir mayor subestructura, la resolución no es suficiente para llevar a cabo una separación satisfactoria de grupos individuales.

2.3. Método del cono: separación de sobredensidades

Al aplicar el método que se describió en la sección 1.6 se obtiene la distribución de estrellas que cumplen con la condición del producto punto, para este caso y al tratarse de un radio angular los puntos se encuentran distribuidos sobre una esfera uniformemente poblada. En este caso el radio angular que se eligió por convención fue $\alpha = 3$ grados y el espaciamiento entre nodos de la malla en longitud (muestreo) fue de 6 grados. Posteriormente se utilizó un muestreo tipo Nyquist, reduciendo el espaciamiento entre nodos por la mitad (3 grados). Se decidió hacer lo anterior para evitar perder fuentes que se encontraran en las áreas intermedias entre nodos de la malla y cono. En esta sección se presentan los resultados para la separación de sobredensidades en el mapa de conteos obtenido con el Método del Cono.

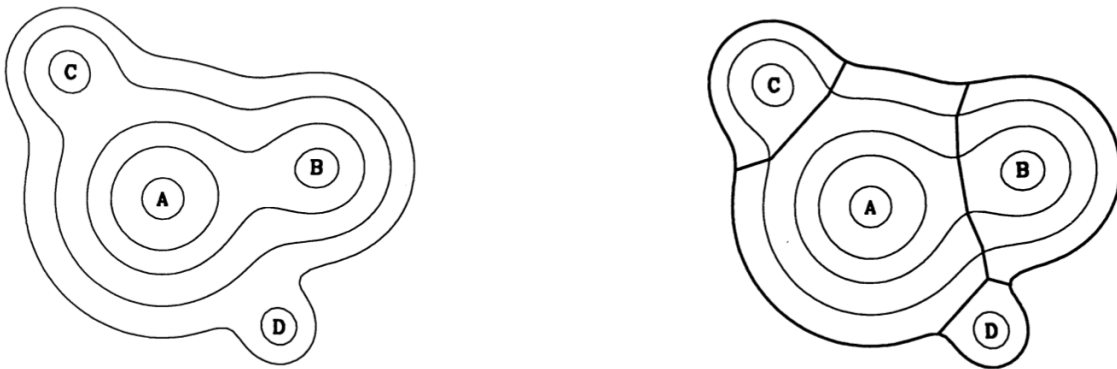


Figura 2.9: Imagen ilustrativa del algoritmo de clumpfind, tomada de (Williams et al., 1994). Podemos ver como se definen los contornos de nivel y las fronteras entre máximos.

2.3.1. ClumpFind: contornos de densidad.

Una vez teniendo la muestra de estrellas detectadas con el Método del Cono, se utilizó un programa en lenguaje IDL llamado “ClumpFind” (Williams et al., 1994), el cual busca picos de emisión de mayor a menor intensidad en un mapa 2-D como el que construimos. El resultado final es la descomposición por píxeles de los datos en unidades estructurales en los cuales los máximos o picos se definen como grumos. El algoritmo funciona primero analizando los datos como un arreglo 2-D para después definir contornos de nivel, dependiendo del nivel de fondo que se le indique. Después busca picos o máximos para comenzar a definir el grumo. Después traza estructuras conectando píxeles en cada contorno de nivel asociándolos a un máximo local cercano. La conexión se hace analizando la resolución entre ellos. Esta resolución se define como la distancia entre un píxel a su vecino más inmediato en el mismo contorno de nivel.

Los grumos son localizados a partir de los picos de mayor emisión o máximos locales en el mapa. El algoritmo trabaja localizando contornos del nivel más alto hacia los menores. Los contornos que rodean a ese máximo, según su cercanía, son asignados al máximo inmediato a él. Para el caso de contornos que se encuentren cerca de dos o más máximos, se dividen usando un algoritmo conocido como “amigos de amigos”, cuyo criterio es comparar distancia entre los máximos y los píxeles que se encuentran dentro de los contornos, asociándole el

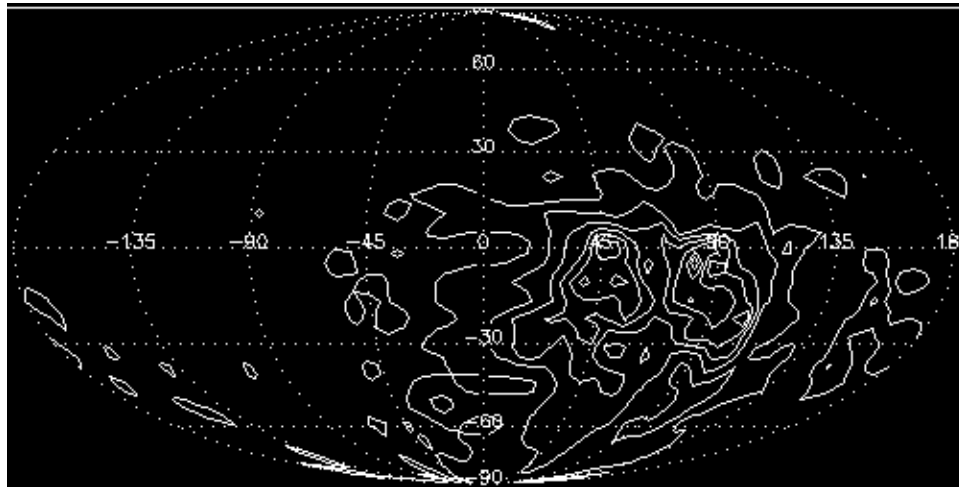


Figura 2.10: Mapa en proyección Mollweide de la muestra en el espacio $\theta\phi$, después de aplicar el método del cono. Aquí podemos ver la subestructura que se encontró con el método.

vecino más cercano. Así, eventualmente los píxeles en un contorno de nivel, son conectados por medio de sus “amigos” a un grupo cercano. Para el caso en el cual haya pocos píxeles entre pico y pico, estos pueden pertenecer a uno, dos, o más picos, pero finalmente serán asignados al pico más cercano. El proceso se repite para el siguiente contorno de nivel.

Ya que éste programa necesita aplicar el método sobre una imagen rectangular con formato FITS, que guarde el número de bins, se desarrolló un programa en IDL que hace la proyección de la esfera uniformemente poblada a un mapa rectangular en dos dimensiones con una proyección tipo “Mollweide”, conservando la intensidad de flujo en cada píxel.

La figura 2.10 muestra la proyección de los datos Mollweide. Una vez hecha la proyección se procedió a salvar la imagen del mapa en un archivo de formato FITS. En este caso en la Figura 2.11 los ejes son ligeramente diferentes a los de la Figura 2.10, pero en ambos casos vemos como hay cierta disposición de los datos a conglomerarse en dos lóbulos, los cuales contienen estructura interna, según indican los contornos.

Se aplicó el método ClumpFind donde, a partir de la estadística de la Figura 2.11, se tomó como fondo un valor por debajo de los 3.0 cuentas, con una desviación estándar $\sigma = 0.4$ y los niveles fueron espaciados 7σ por encima de la media. De esta manera y utilizando ClumpFind obtuvimos 5 grupos o grupos principales, los cuales se muestran en la Figura 2.12, cuya significancia se da en la Sección 2.4.1.

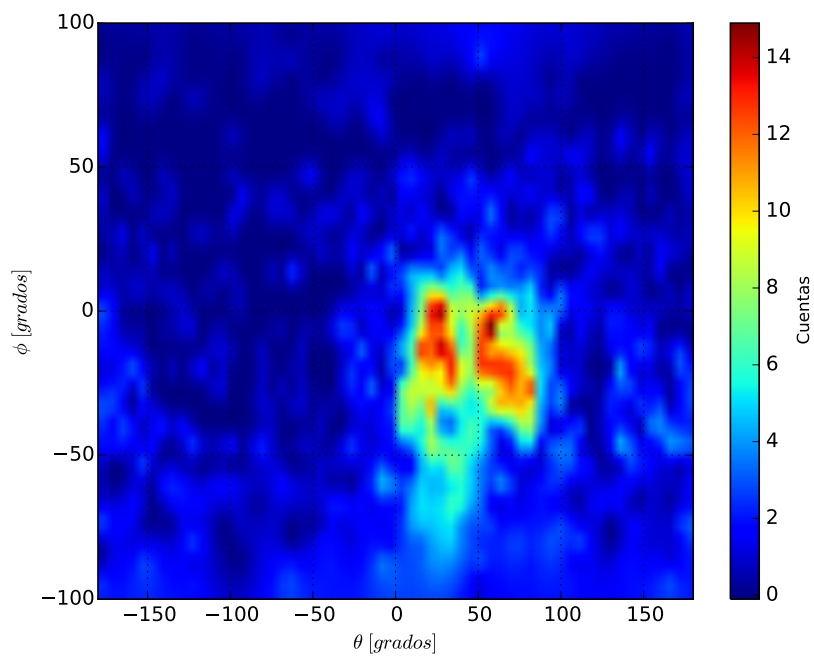


Figura 2.11: Mapa de conteos obtenido con el método del cono. Podemos observar la división por lóbulos o grupos del mapa. La barra de colores indica el número de cuentas por píxel, siendo el color rojo indicativo de mayor concentración o densidad.

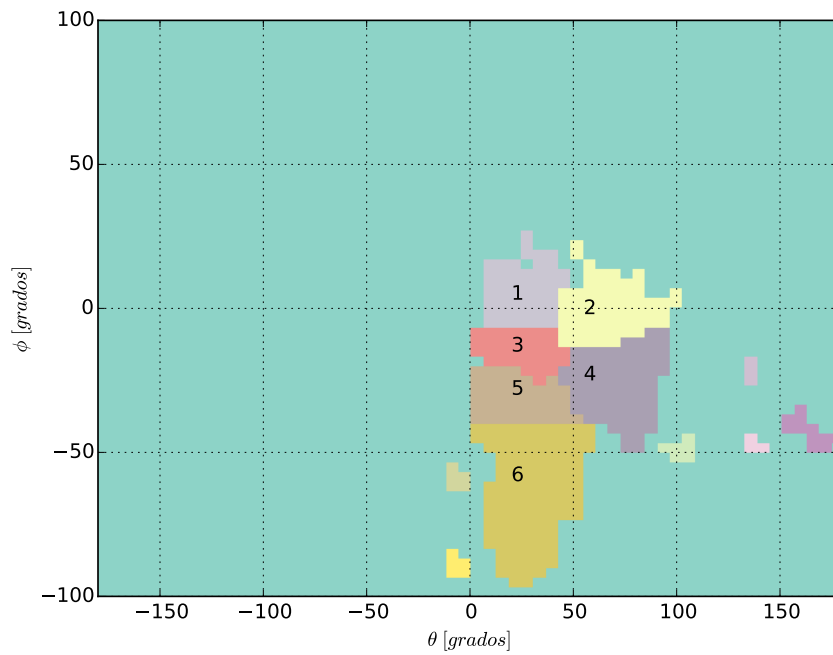


Figura 2.12: Numeración de los grupos. La imagen muestra como es la numeración que se le asignó al mapa de conteos después de analizarlo con ClumpFind.

Si bien los resultados obtenidos con este método de aislamiento de sobredensidades son válidos, queremos hacer notar que al momento de hacer la transformación de los datos para su proyección tipo Mollweide, debe aplicarse una interpolación. Esta interpolación hace que la proyección no sea del todo fiel al flujo de datos inicial, porque la interpolación remueve los conteos por pixel de enteros a fraccionales, provocando que la separación entre los grupos se desvanezca ligeramente y se pierda información.

Para reducir en la mayor medida estos errores, se llegó a la implementación de un método de detección de estos grupos por medio únicamente de la significancia estadística en cada punto de la malla, el cual se explicará en la siguiente sección.

2.3.2. Separación estadística

Con el fin de obtener un método más certero para la identificación de grupos a partir del Método del Cono, se desarrolló e implementó una herramienta que permite identificar estructuras dentro del mapa de conteos a partir únicamente de la significancia estadística sin pérdidas de información, como sucede con el método ClumpFind.

Para este propósito nuevamente se parte de los datos obtenidos a partir del Método del Cono. El espaciamiento entre los nodos de la malla se llevó a cabo trasladando el centro del cono a la mitad del radio de apertura en cada muestreo, logrando así muestreo tipo Nyquist. Esto permite medir estrellas que se perdían con el método anterior y se obtuvo el mapa de conteos (Figura 2.13).

Guardamos en un arreglo toda aquella información referente a la dirección de los conos y los conteos de estrellas en ellos. Aquí es muy importante mencionar que cada punto (píxel) en el mapa resultante es independiente y no contiene información alguna de su cono vecino. El siguiente paso consiste en comparar píxel a píxel la imagen de los datos observados o “real” con las N repeticiones de hipótesis nula. Para llevar a cabo esta comparación se calculan la mediana (Figura 2.14) y desviación estándar de la hipótesis nula en cada píxel. Se calcula la mediana y no la media ya que la mediana es un indicador estadístico más robusto y divide la distribución justo por la mitad.

La desviación estándar (Figura 2.15) se calcula a partir de un histograma acumulativo de los conteos en las simulaciones en donde se determina el valor debajo del cual se encuentra el 90% de los datos. De esta manera, la desviación queda definida como el valor absoluto de la

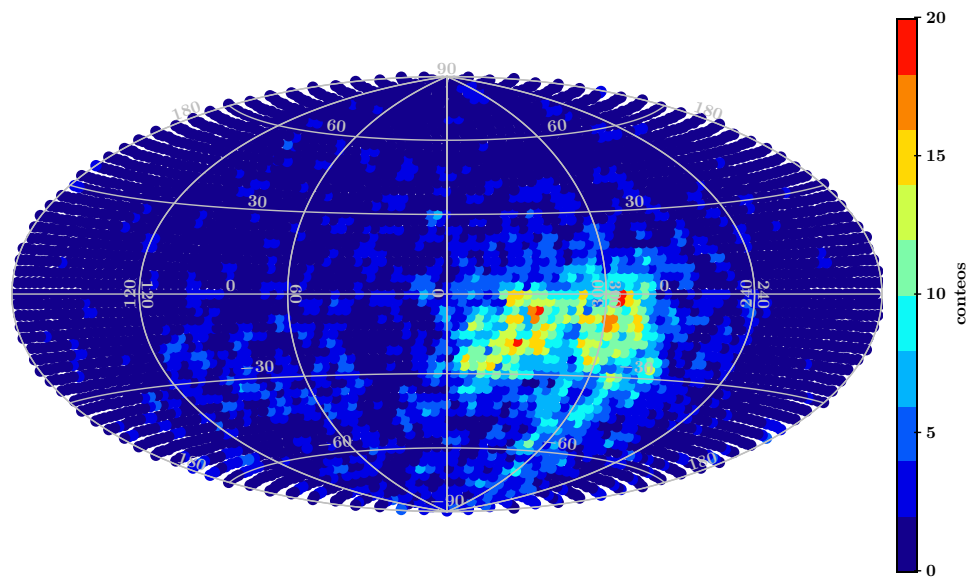


Figura 2.13: La figura muestra el mapa de conteos obtenido a partir del Método del Cono de los datos reales. La imagen se muestra sobre el espacio de configuración del cono.

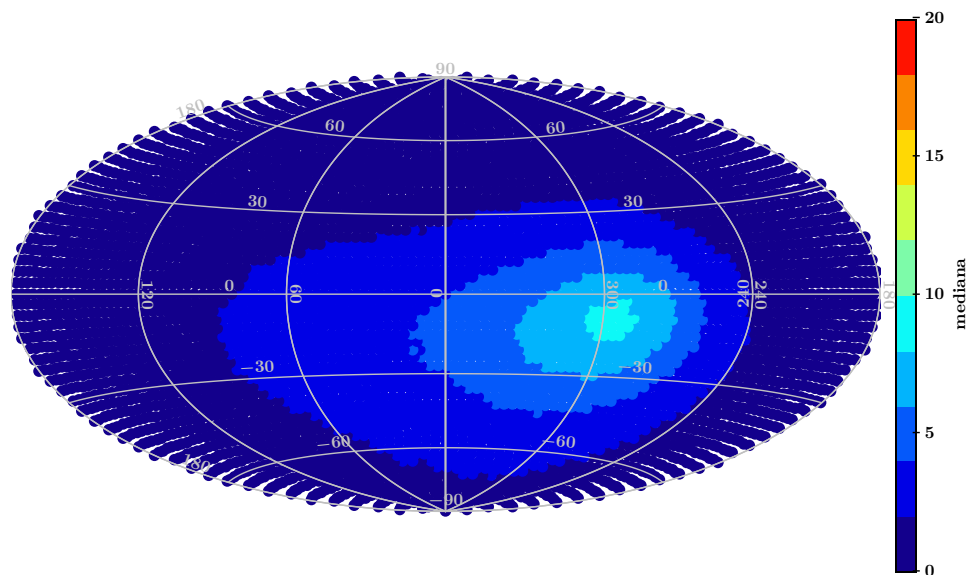


Figura 2.14: Imagen que muestra como es la mediana de la distribución. Vemos en donde se encuentran mayor concentrados los datos. La imagen se muestra sobre el espacio de configuración del cono.

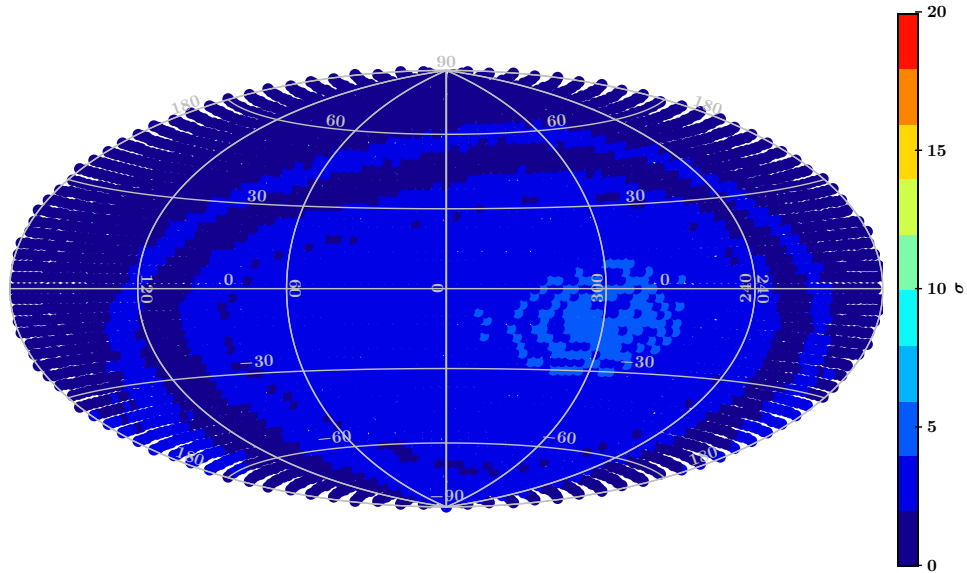


Figura 2.15: Imagen que muestra como es la desviación estándar de la distribución. La imagen se muestra sobre el espacio de configuración del cono.

diferencia entre este punto y la mediana de la distribución. Después se calcula la significancia para cada cono de manera que:

$$S = \frac{\text{datos observados} - \text{mediana (hipótesis nula)}}{\text{dispersión (hipótesis nula)}} \quad (2.3)$$

Así, después de obtener la significancia (Figura 2.16) para cada cono, se procede a su análisis el cual mostraremos en la Sección 2.4.

2.3.3. Cono de error

Con el fin de corroborar que la apertura del cono que se utilizó fuera coherente para la detección del vector de velocidad similar, se construyó un cono a partir de los errores para U , V y W cuyos cálculos se muestran en el Apéndice 1.

Se parte de la transformación del espacio de velocidades al espacio de configuración. Cuyas ecuaciones son:

$$l = \arctan\left(\frac{W}{\sqrt{U^2 + V^2}}\right) \quad (2.4)$$

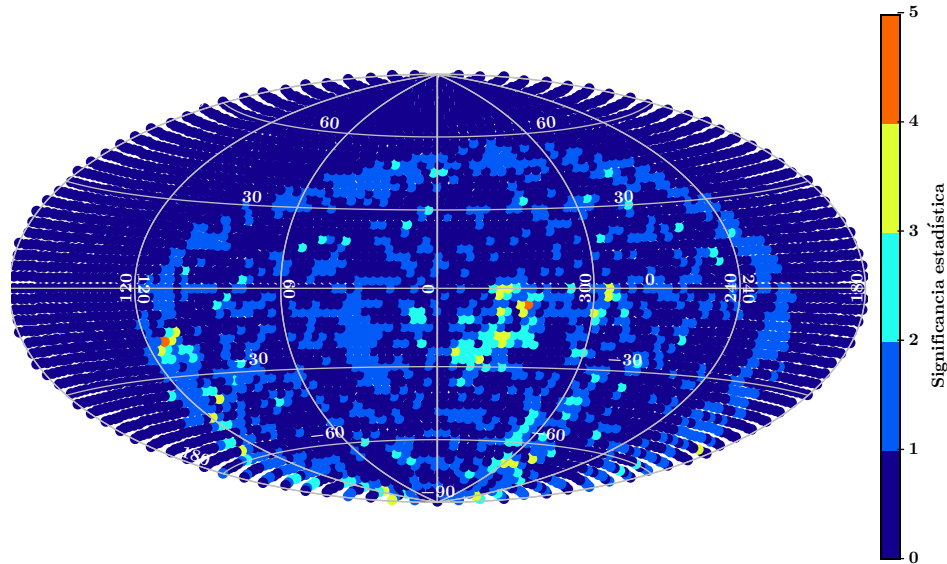


Figura 2.16: La imagen muestra el mapa para la significancia estadística. La imagen se muestra sobre el espacio de configuración del cono.

$$b = \arctan\left(\frac{V}{U}\right) \quad (2.5)$$

Después se calculan los errores lineales para cada una de las ecuaciones anteriores. Con lo anterior, definimos $\delta\alpha$, el cual corresponde a la apertura del cono formado con los errores estimados a partir de las expresiones 2.4 y 2.5. Posteriormente se calcula el radio equivalente del segmento anterior.

Al obtener $\delta\alpha$, si este es más pequeño que la apertura α característico del mapa (en nuestro caso 3 grados), podemos confiar que la apertura utilizada es coherente en encontrar cinemática parecida entre estrellas. Para nuestro caso, como vemos en las Figuras 2.17 y 2.18, más del 90% de las estrellas tienen una apertura del cono de error menor al α establecido para el cono real. Esto nos indica que el valor de α que usamos es confiable y que incluso podría reducirse. La ventaja de esto, sería que la detección sería más precisa en la agrupación de las estrellas que cuenten con los vectores de velocidad similarmente orientados.

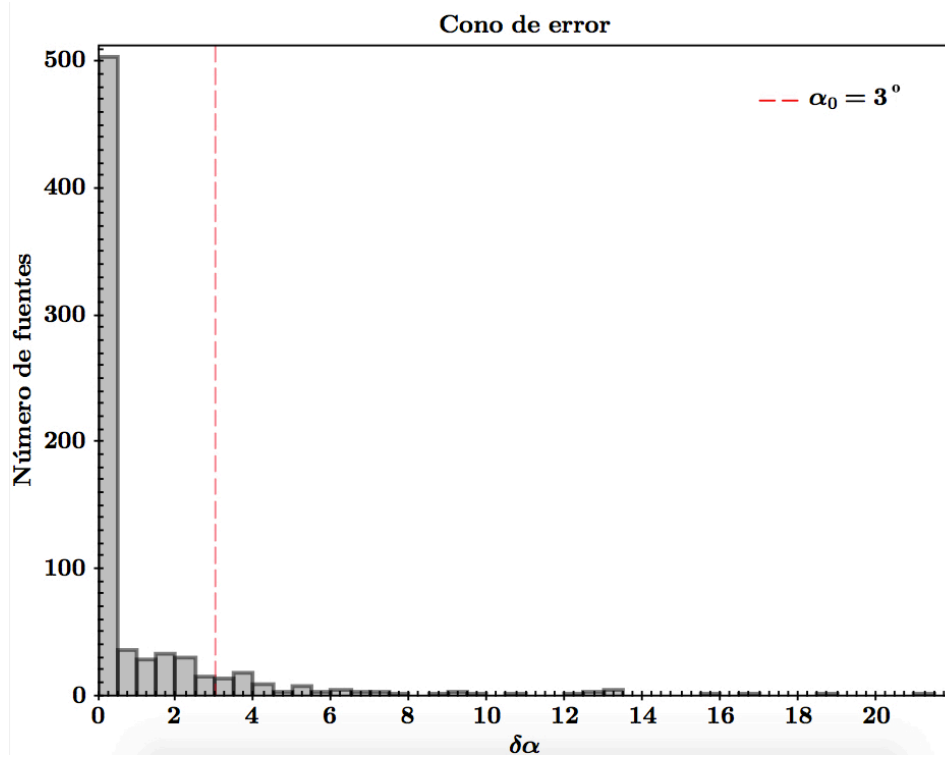


Figura 2.17: La imagen muestra el histograma de las aperturas del cono.

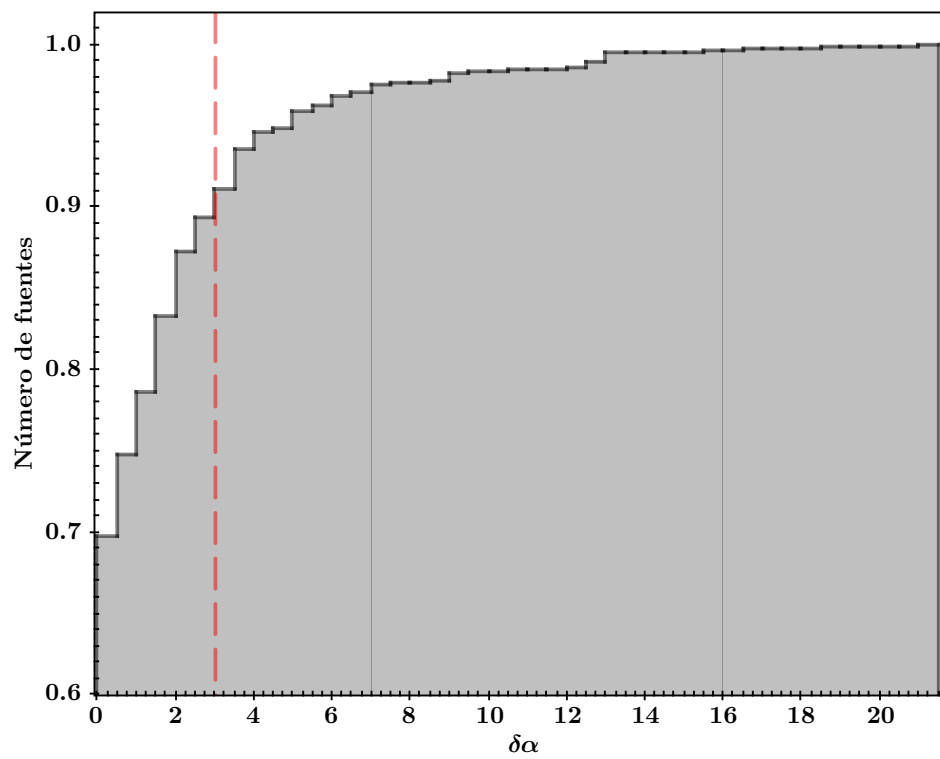


Figura 2.18: La imagen muestra el histograma acumulativo de las aperturas del cono.

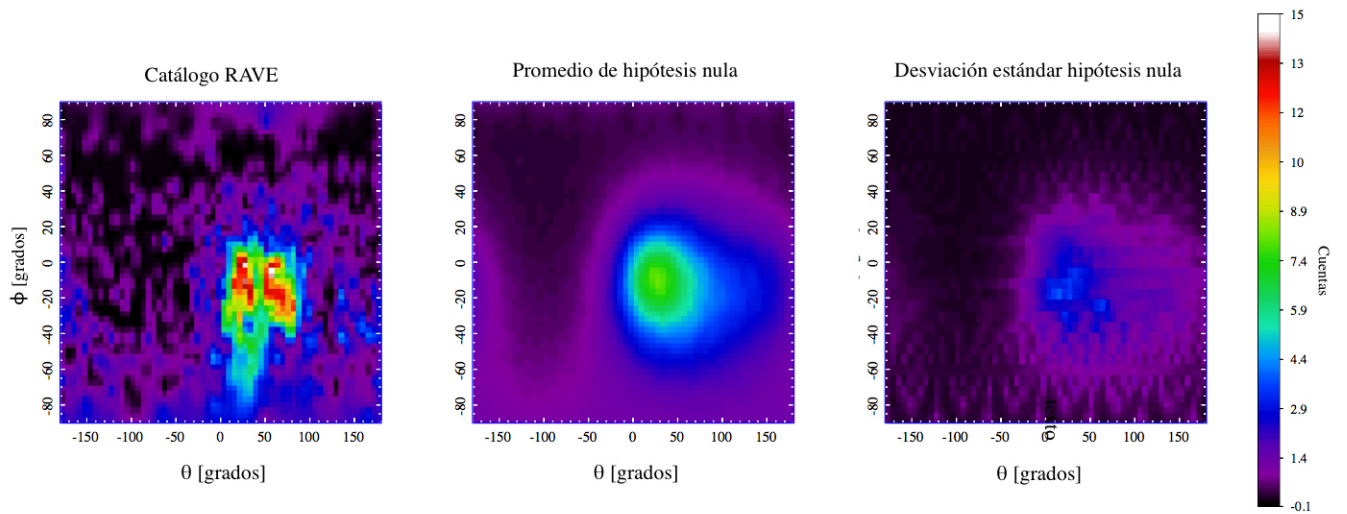


Figura 2.19: Comparación entre muestra real y muestra clon. La primera imagen es el mapa de conteos obtenidos con el método del cono, la segunda imagen corresponde a la media de las imágenes obtenidas por medio de las realizaciones azarosas de la muestra clon. La tercera imagen corresponde al nivel de desviación estándar para la muestra clon.

2.4. Significancia estadística

2.4.1. ClumpFind

En la Figura 2.19 podemos ver la comparación entre el mapa de conteos de nuestra muestra, a la cual etiquetaremos como “real” y los mapas de media y desviación estándar de la muestra clon. Para el caso de la muestra clon, el mapa de media muestra un mapa con una distribución uniforme y suave, donde no hay picos, acumulaciones ni sobredensidades, justo lo que se buscaba con la prueba de hipótesis nula. El mapa de desviación estándar arroja lo mismo, ya que se mantiene un nivel bajo de conteos, indicando que no hay zonas preferentes de significancia. Si lo comparamos con el mapa obtenido de la muestra real utilizando el método del cono, vemos que en efecto los grupos encontrados están arrojando regiones significativas y no son solo ruido de fondo.

Después de definir a los grupos (ver Figura 2.12), se procedió a analizar sus características. En la Figura 2.20 se realizaron los histogramas para la magnitud del vector velocidad. En ellos podemos notar máximos muy evidentes, característicos de los grupos cinemáticos

cuyos picos corresponden a velocidades congruentes con las velocidades características de grupos móviles ya reportados, entre 20 y 40 km/s. Este resultado es muy importante, ya que muestra la efectividad del algoritmo del Método del Cono para la localización de grupos.

Las Figuras 2.21 y 2.22 muestran los histogramas para la distancia y paralaje de los grupos encontrados, respectivamente. Los máximos indican que estos grupos se encuentran entre 100 y 200 pc de distancia, los cuales podrían indicar que estamos aislando asociaciones de estrellas jóvenes cercanas (“Young Nearby Moving Groups”, Torres et al. (2008)). Este resultado refuerza la hipótesis que se mencionó en la sección 1.1, la cual indica que si estos grupos son cercanos, no se pueden observar como meras acumulaciones de estrellas en el cielo. También explica el porque no se podían separar lo suficiente en el elipsoide de velocidad. Estas estrellas se encuentran muy cerca de la vecindad solar, pero como la magnitud de su vector velocidad es muy similar, la identificación con nuestro método el cual no involucra posiciones ni distancias (el cálculo de velocidades sí lo necesita, el Método del Cono no directamente) es muy efectivo.

La Figura 2.23 muestra los histogramas para la velocidad radial de los grupos, una firma característica de los grupos cinemáticos. En ella podemos apreciar que existen picos muy claramente en su velocidad radial.

En la Figura 2.24 podemos ver los histogramas marginalizados los cuales muestran la correlación que existe entre la distancia y la magnitud del vector velocidad. En algunos casos, como la imagen (d), existe una ligera correlación, indicando que existe una relación entre la velocidad con la que se mueven estos grupos y la distancia a la que se encuentran. En otros casos esto no es tan evidente, como en la figura (f), ya que este grupo es el más distorsionado y al que se le puede asociar mayor ruido de fondo.

2.4.2. Significancia estadística puntual.

Ya que el método de significancia se basa en el cálculo de ésta para cada cono siendo éstos independientes entre sí, la Figura 2.25 muestra el histograma que se hizo para todos los conos. A partir de la Figura 2.16 se estimó que un nivel de significancia por encima de 1.5σ era apropiado para el análisis de datos obteniendo una muestra de 938 estrellas. Tomando estos datos tenemos que ahora uno de los grupos presentados en la Figura 2.11 desaparece, porque coincide con la región de mayor acumulación de datos en el mapa de medianas (Figura 2.14).

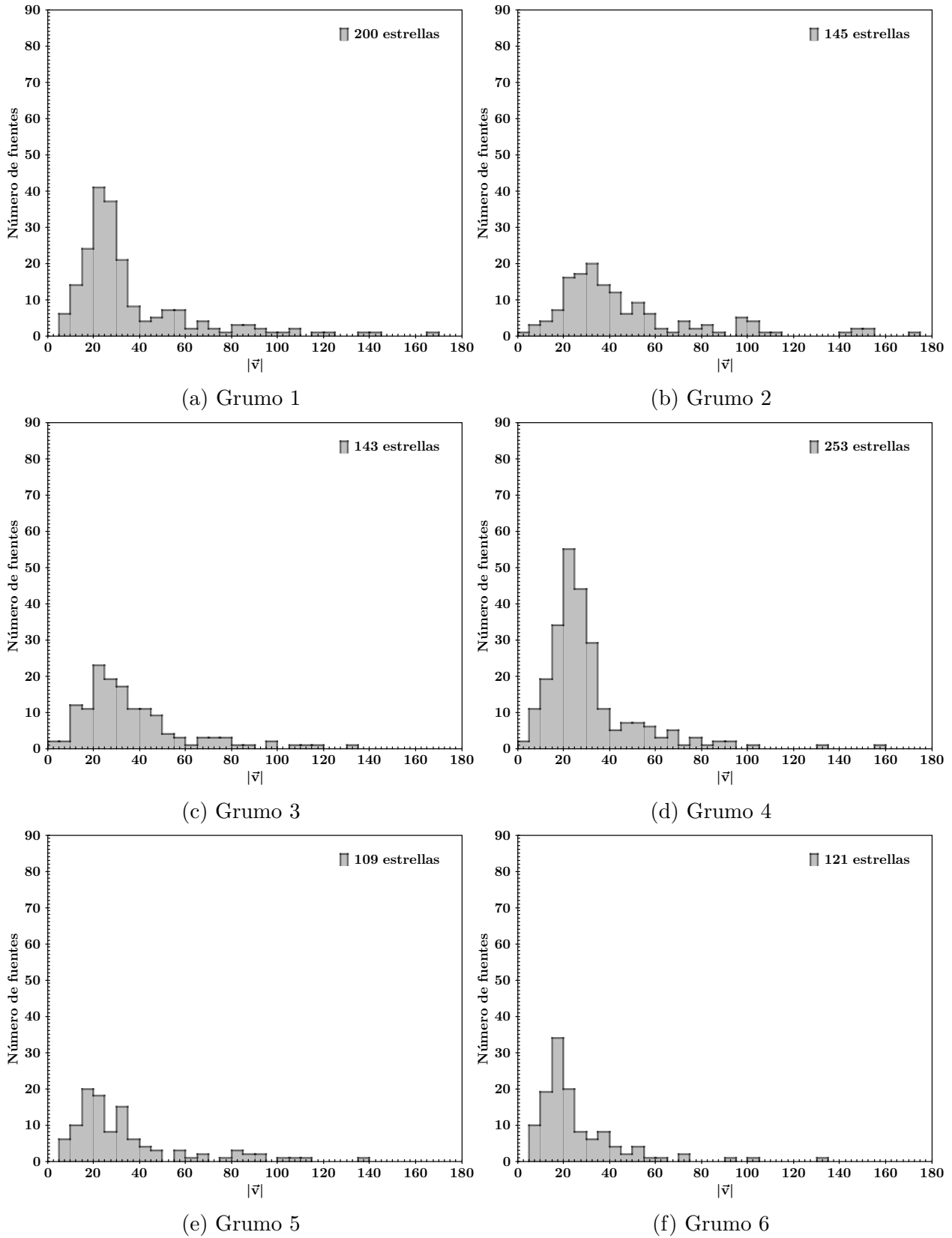
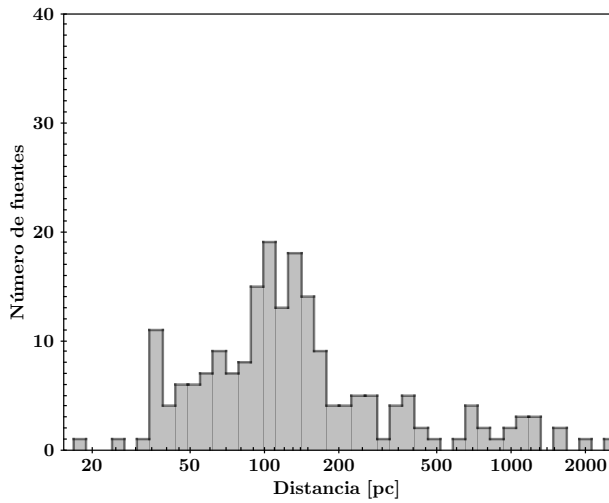
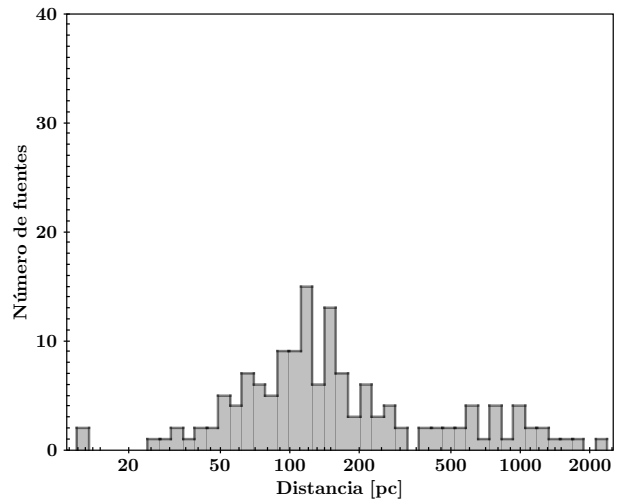


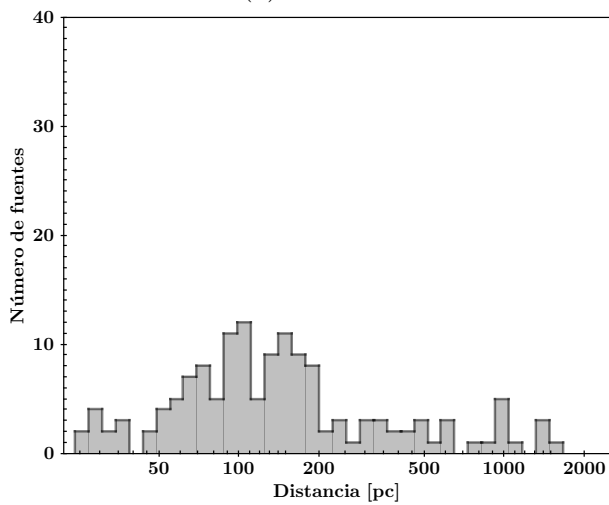
Figura 2.20: Histogramas para la magnitud del vector velocidad para cada grupo.



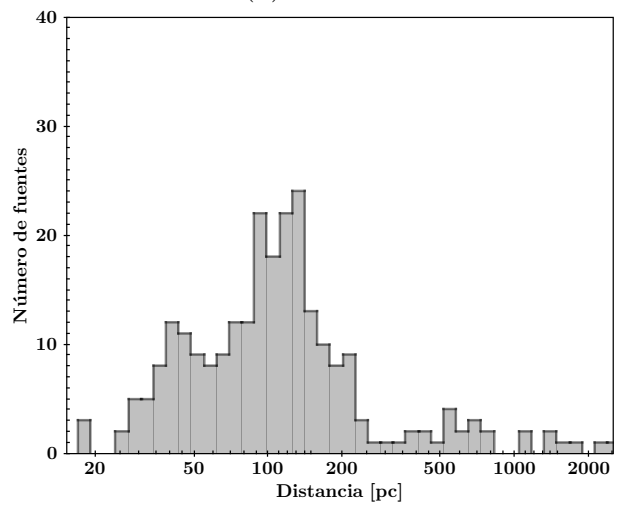
(a) Grumo 1



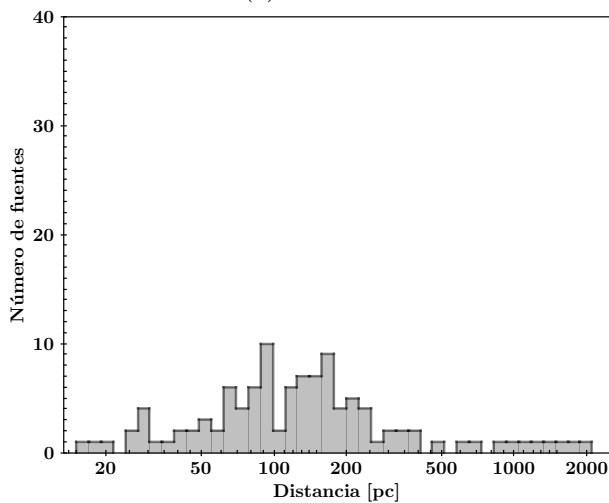
(b) Grumo 2



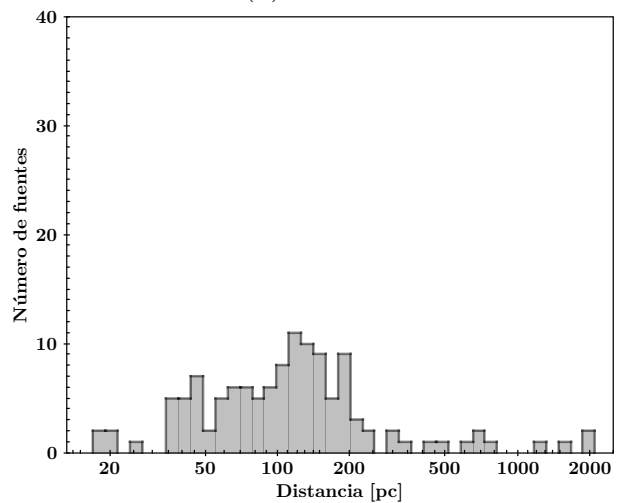
(c) Grumo 3



(d) Grumo 4



(e) Grumo 5



(f) Grumo 6

Figura 2.21: Histogramas para la distancia para cada grupo.

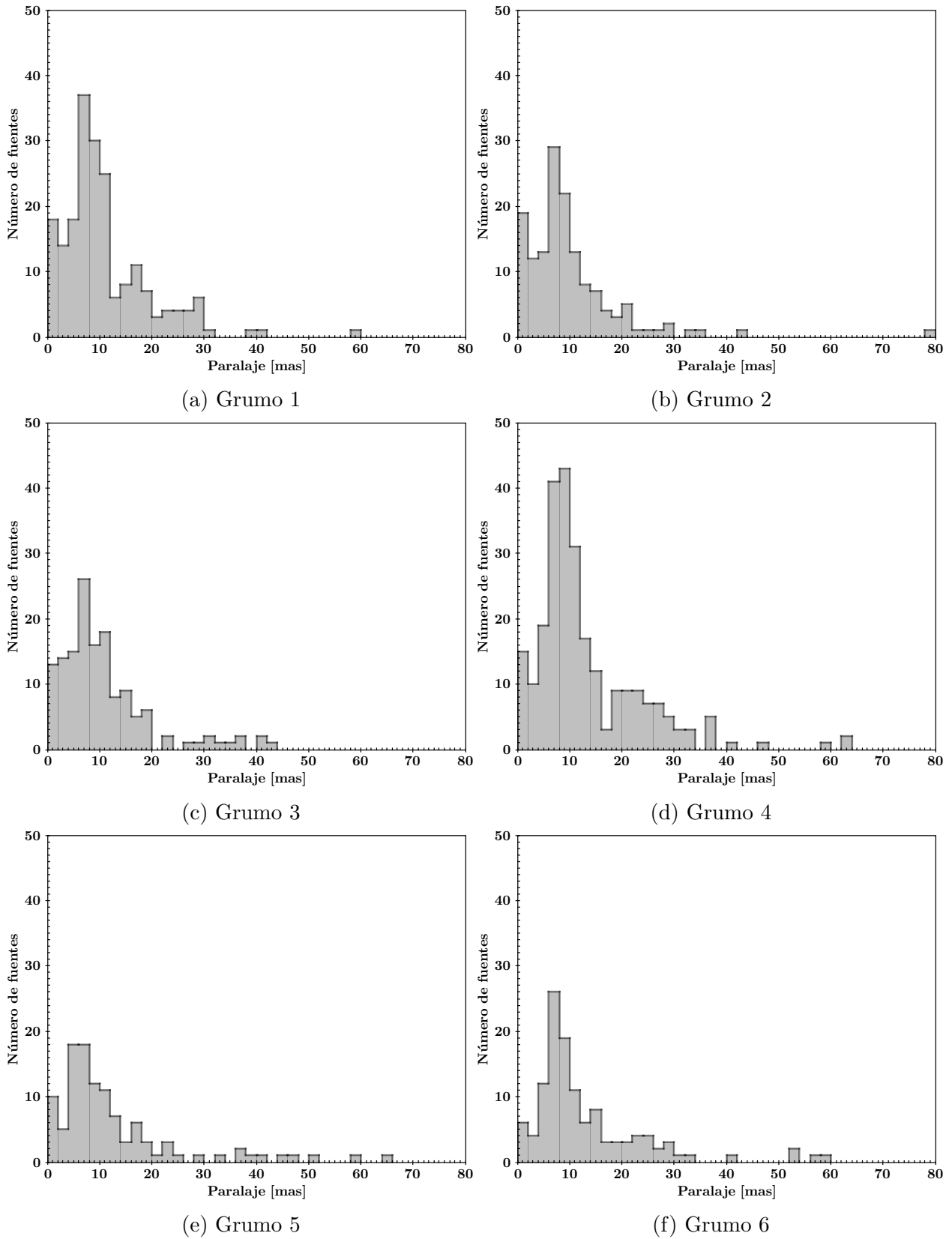


Figura 2.22: Histogramas para la paralaje para cada grupo.

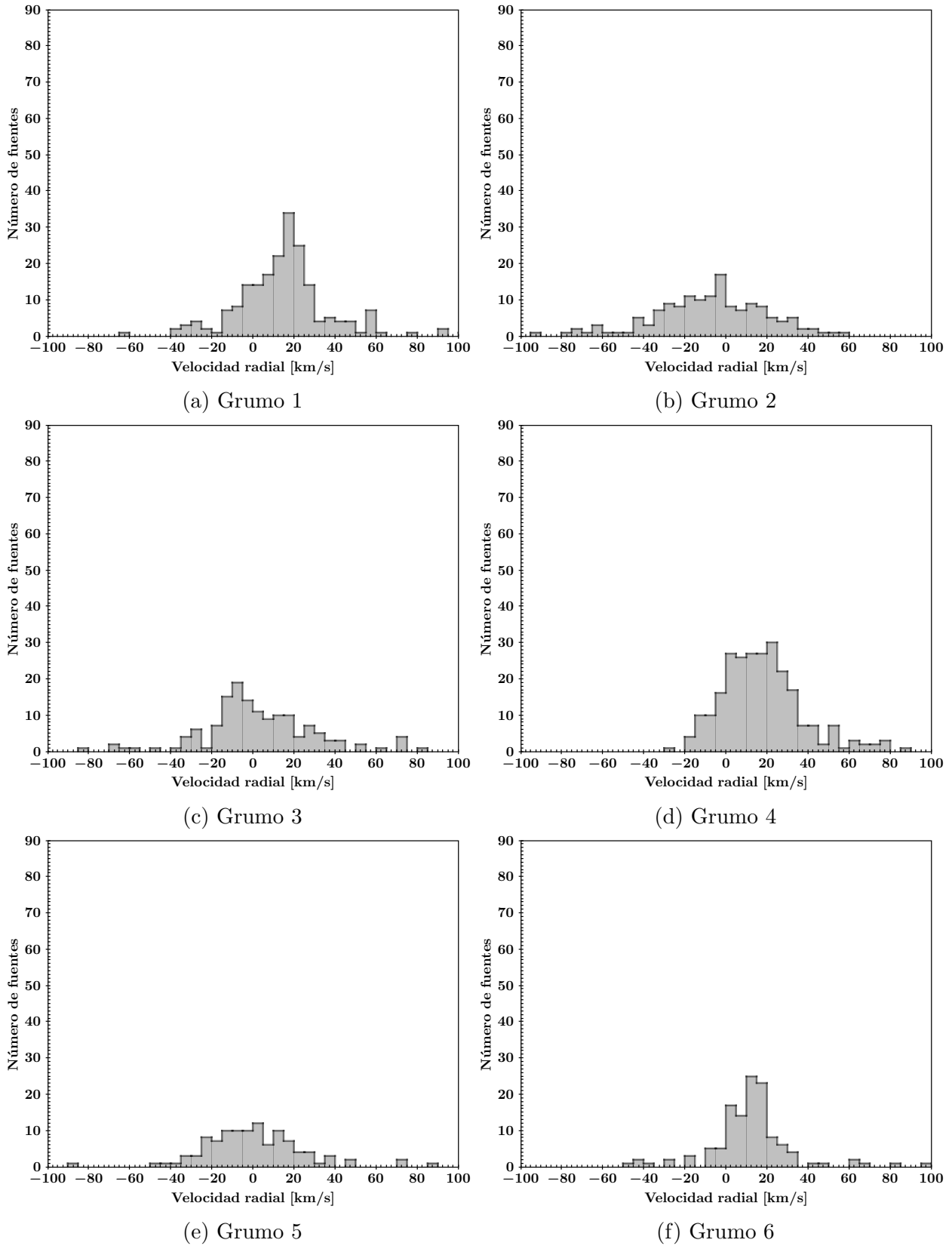
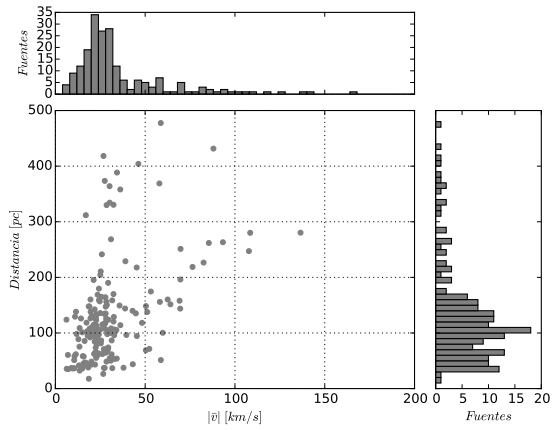
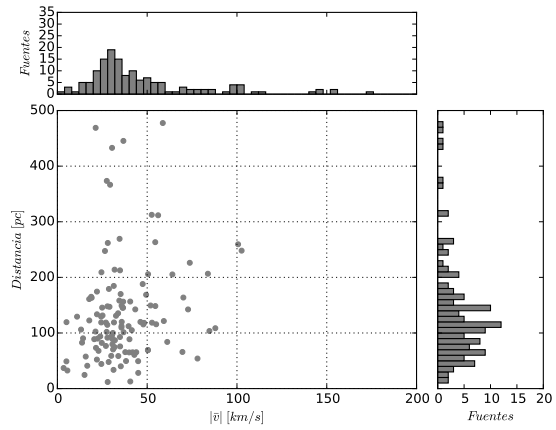


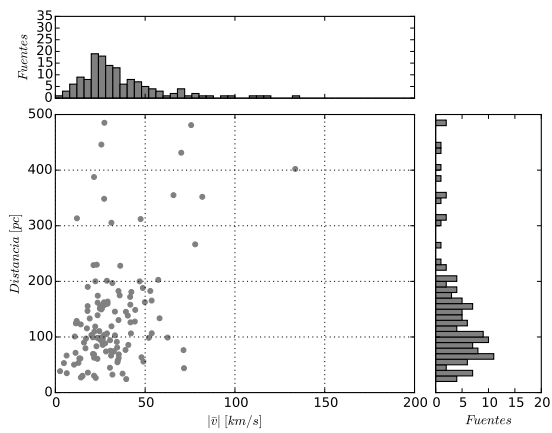
Figura 2.23: Histogramas para la velocidad radial para cada grupo.



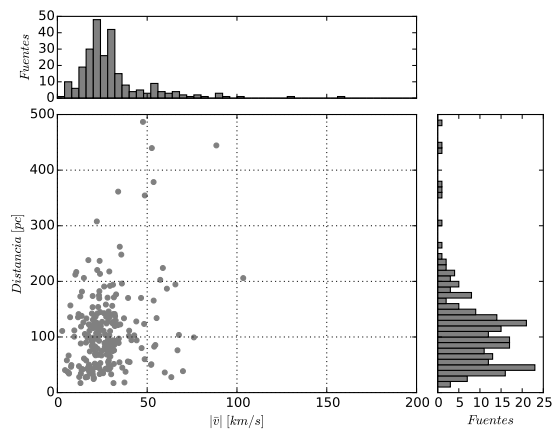
(a) Grupo 1



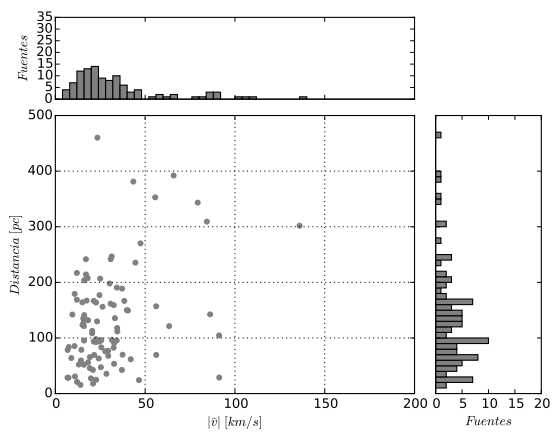
(b) Grupo 2



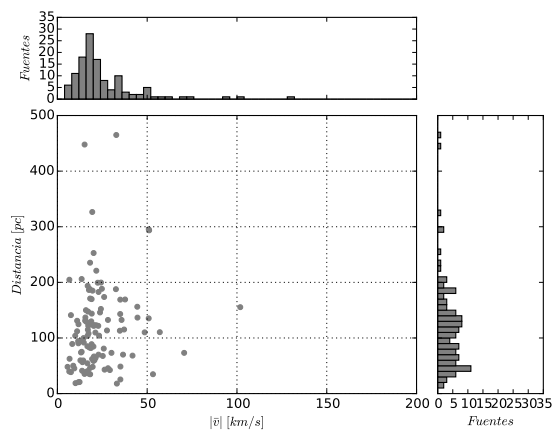
(c) Grupo 3



(d) Grupo 4



(e) Grupo 5



(f) Grupo 6

Figura 2.24: Histogramas marginalizados para la correlación entre la magnitud del vector velocidad y la distancia.

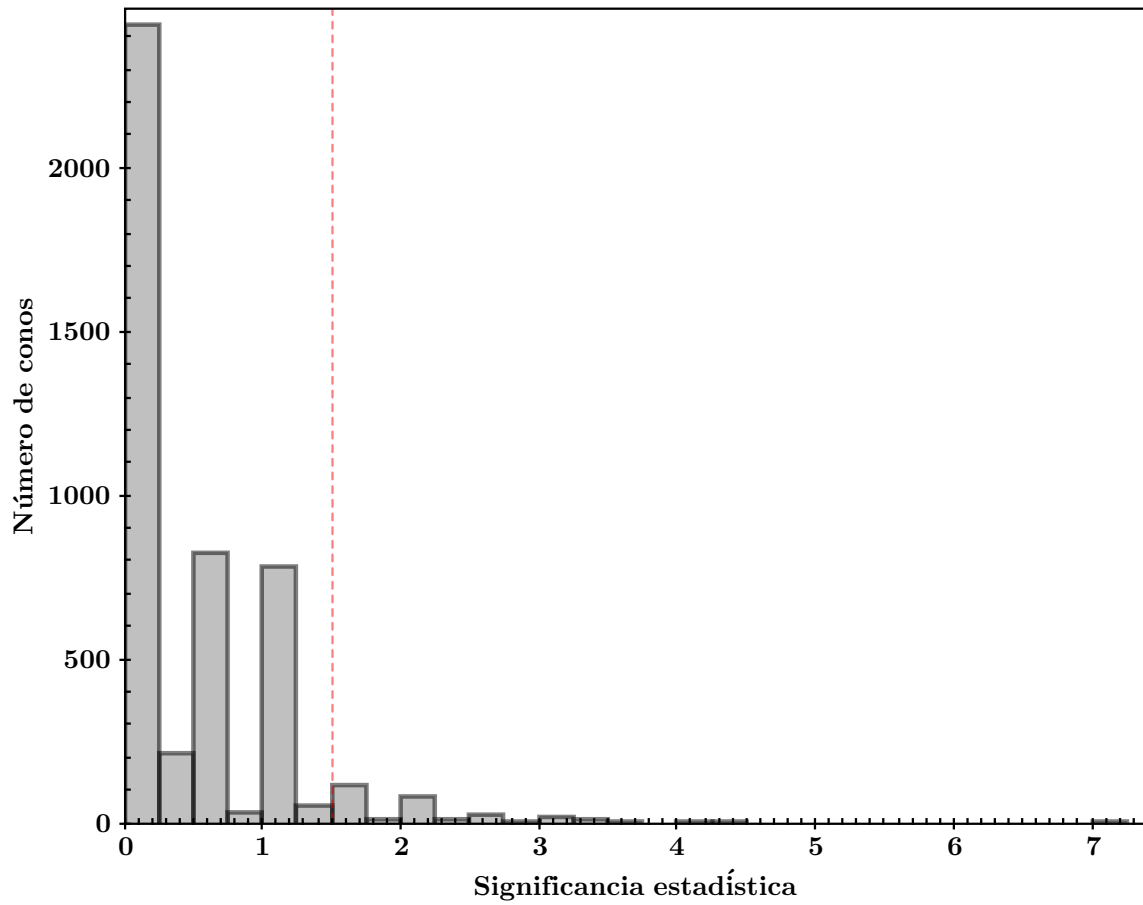


Figura 2.25: Histograma que muestra la significancia para todos los conos creados con el Método del Cono.

A continuación se muestran los histogramas para las estrellas encontradas con este método (las cuales fueron 735 estrellas). La Figura 2.26 muestra el histograma marginalizado de la correlación entre la magnitud del vector velocidad y la distancia. Notamos que existe casi un doble pico para la distancia, indicando que los grupos encontrados posiblemente se encuentran a diferentes distancias. La Figura 2.27 muestra el histograma correspondiente a la magnitud del vector velocidad para las 735 estrellas encontradas con el método. Vemos como existe claramente un pico para velocidades de entre 20 y 30 km/s. La Figura 2.28 muestra el histograma correspondiente a la velocidad radial para esta misma muestra, que de igual manera muestra un pico muy prominente, característico de los grupos móviles. Después de hacer el análisis con ambos métodos de separación de sobredensidades, podemos ver que el Método del Cono es efectivo al momento de hacer la identificación de estrellas que tienen similares vectores de velocidad, indicando que estamos encontrando posibles miembros o nuevos candidatos a grupos móviles ya reportados en la literatura.

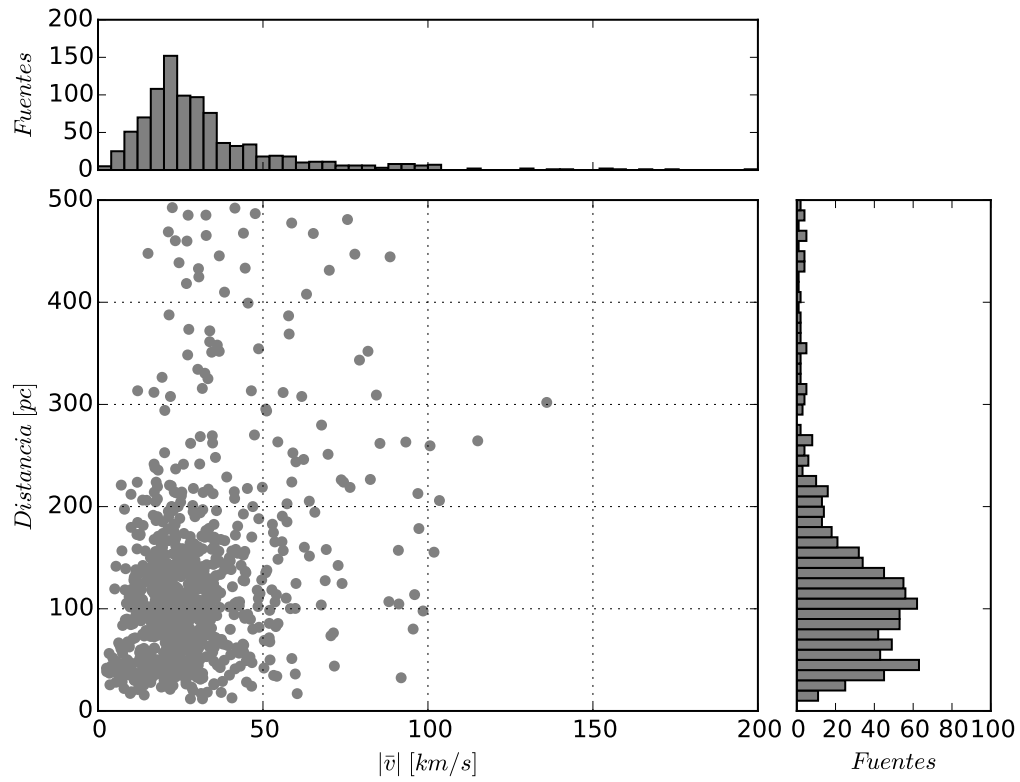


Figura 2.26: Histograma marginalizado para la correlación entre la magnitud del vector velocidad y la distancia para la muestra de estrellas con significancia estadística por encima de los 1.5σ .

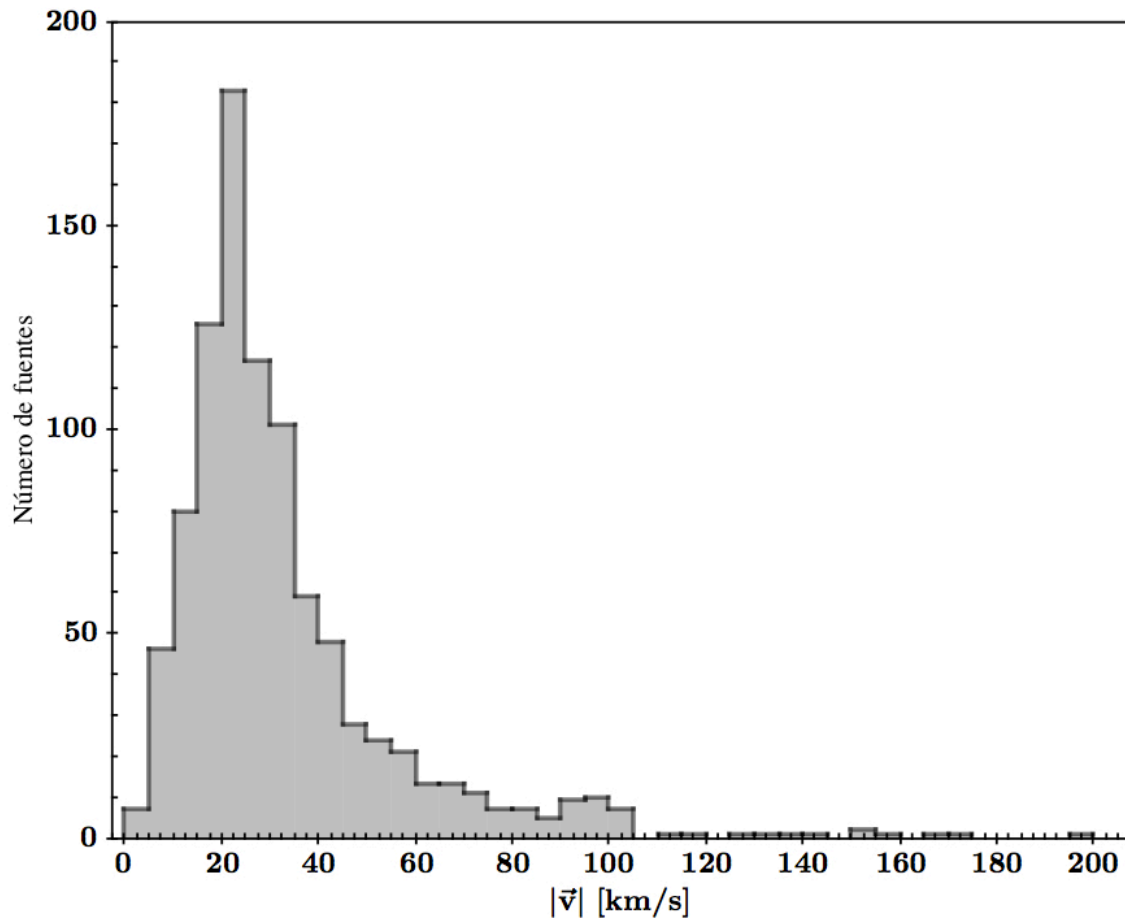


Figura 2.27: Histograma para la magnitud del vector velocidad.

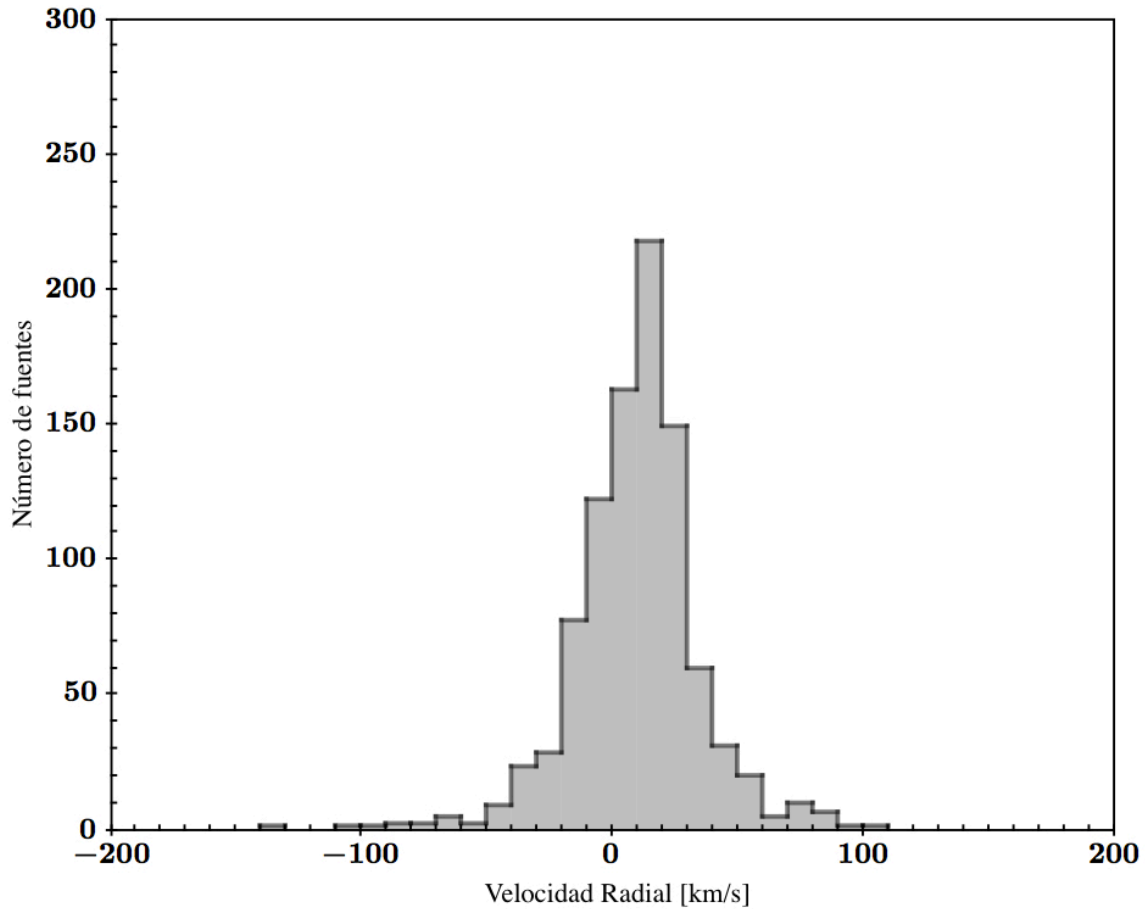


Figura 2.28: Histograma para la velocidad radial.

2.5. Grupos móviles.

Después de hacer el análisis de las regiones significativas con ambos métodos, se compararon las estrellas dentro de ellas con miembros de grupos móviles reportados. Para ello se utilizó el catálogo de Rodríguez et al. (in prep) para la identificación, el cual es un compendio de la literatura. Este catálogo contiene información de las posiciones de las estrellas en α y δ así como del grupo móvil al que pertenecen. Dicho catálogo cuenta con 2002 estrellas pertenecientes a asociaciones de estrellas jóvenes cercanas (distancia menor ~ 200 pc). En el Apéndice 4 se enlistan las referencias de las cuales los autores obtuvieron el compendio utilizado.

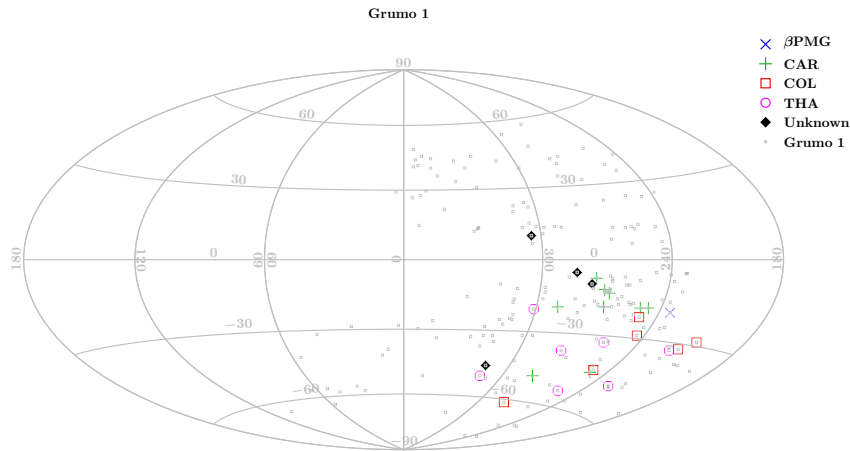


Figura 2.29: Mapa del cielo en coordenadas galácticas para las coincidencias encontradas con el grupo 1.

Con el método de ClumpFind se encontraron en total 72 estrellas coincidentes con 11 grupos móviles conocidos (ver Cuadro 2.2) para cada grupo las cuales son independientes entre sí (es decir, que no se repiten). El Cuadro 2.4 muestra las características de estos grupos, obtenida de Gagné et al. (2014).

Las Figuras 2.29 - 2.34 muestran las posiciones (en el sistema galáctico) de nuestra muestra y las estrellas coincidentes con los grupos móviles. Notamos que para un grupo encontramos más de dos grupos móviles. Esto llama bastante la atención, ya que nos podría indicar que estos grupos se encuentran muy cercanos entre sí.

La Figura 2.35 muestra todas las coincidencias con los grupos móviles, cuyo resultado es motivante ya que previo al análisis no sabíamos realmente cuantas coincidencias se podrían encontrar. Esto último refuerza también los resultados obtenidos con el método del cono: se están identificando grupos móviles genuinos. Este resultado sugiere fuertemente que una fracción de las estrellas cromosféricamente activas en RAVE son efectivamente estrellas jóvenes, reforzando la hipótesis de Žerjal et al. (2013).

La Figura 2.36 muestra una comparación entre los grupos obtenidos con el método del cono y las coincidencias con grupos móviles para la velocidad radial. Aquí vemos como los picos en velocidad radial coinciden con los grupos móviles, reforzando también lo anterior.

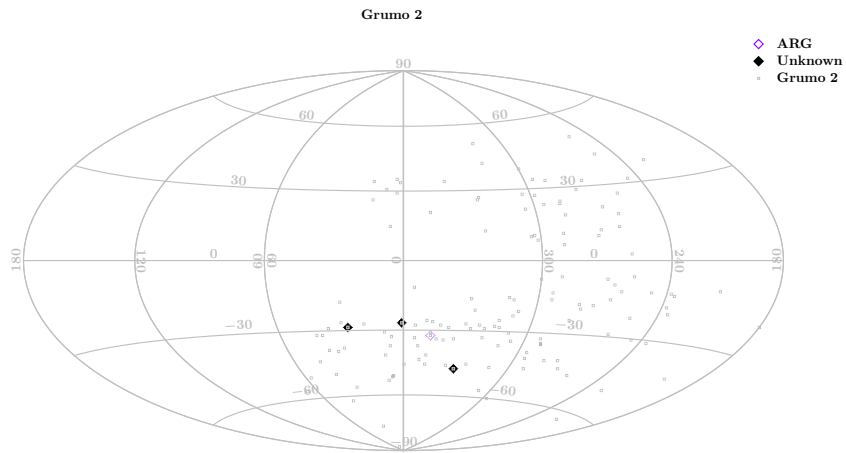


Figura 2.30: Mapa del cielo en coordenadas galácticas para las coincidencias encontradas con el grupo 2.

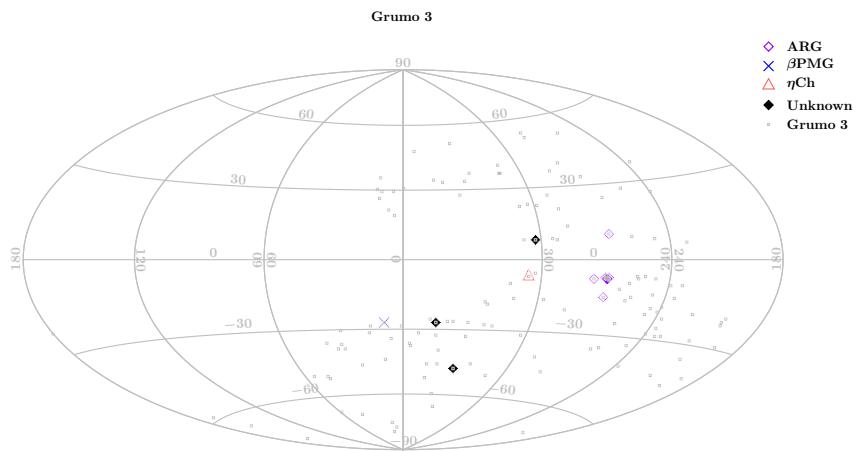


Figura 2.31: Mapa del cielo en coordenadas galácticas para las coincidencias encontradas con el grupo 3.

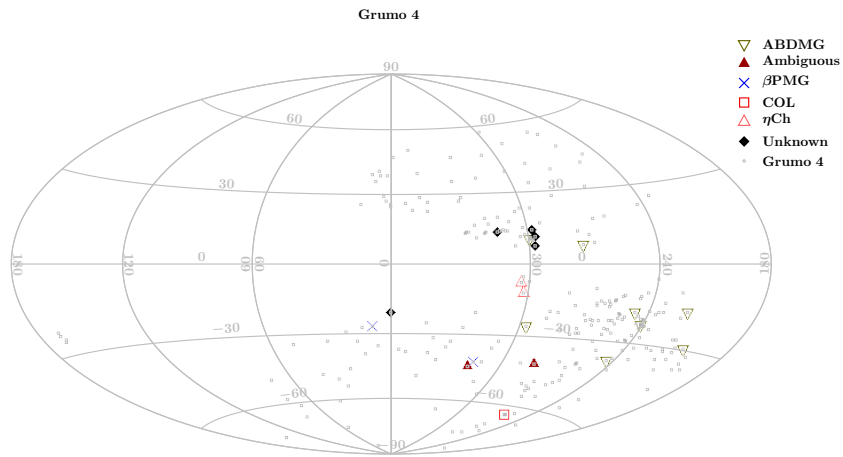


Figura 2.32: Mapa del cielo en coordenadas galácticas para las coincidencias encontradas con el grupo 4.

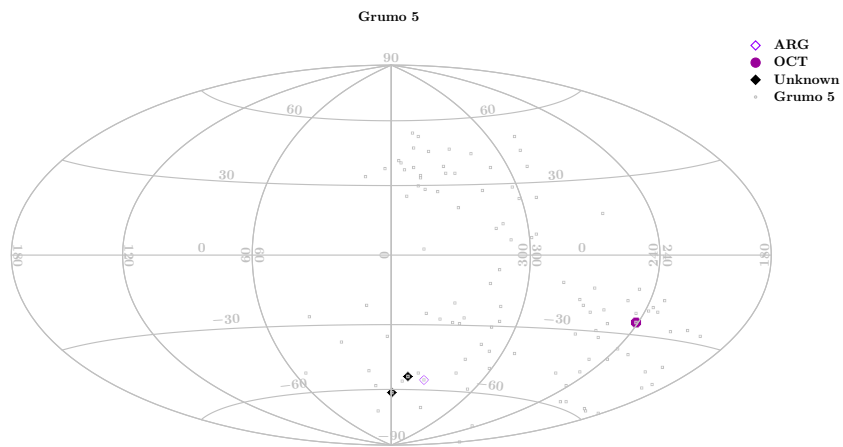


Figura 2.33: Mapa del cielo en coordenadas galácticas para las coincidencias encontradas con el grupo 5.

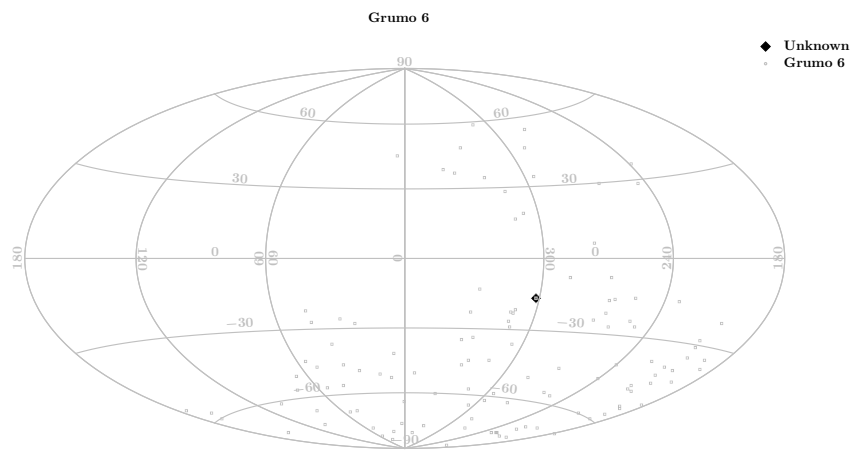


Figura 2.34: Mapa del cielo en coordenadas galácticas para las coincidencias encontradas con el grupo 6.

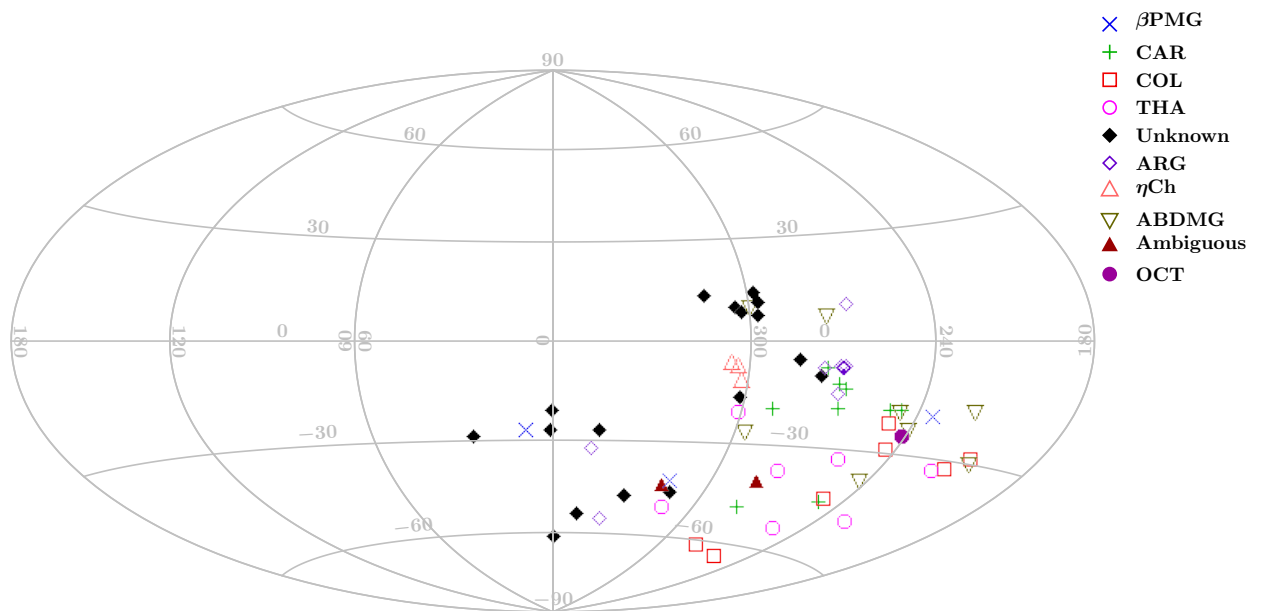


Figura 2.35: Mapa del cielo en coordenadas galácticas, para todas las coincidencias encontradas de los grupos móviles (método ClumpFind).

Grupo	βPMG	CAR	COL	THA	ARG	ηCh	ABD	LCC	OCT	Ambiguous	Unknown
1	1	9	6	7	0	0	0	0	0	0	4
2	0	0	0	0	0	1	0	0	0	0	3
3	1	0	0	0	7	1	0	0	0	0	3
4	3	0	1	0	0	3	8	1	0	2	6
5	0	0	0	0	1	0	0	0	1	0	2
6	0	0	0	0	0	0	0	0	0	0	1

Cuadro 2.2: Coincidencias con grupos móviles reportados en la literatura. El grupo marcado como Unknown, se refiere a estrellas con membresía aún no establecida.

Grupo	Distancia [pc]	N	Edad [Myr]	Referencia
βPMG	18-40	48	12-22	Gagné et al. (2015)
CAR	11-42	23	20-40	Malo et al. (2013)
COL	26-63	44	20-40	Malo et al. (2013)
THA	38-51	45	20-40	Kraus et al. (2014)
ARG	15-48	64	30-50	Viana Almeida et al. (2009)
ηCh	97	18	8-10	Dawson et al. (2013)
ABD	19-50	92	70-120	Zuckerman et al. (2004)
OCT	82-175	15	20-40	da Silva et al. (2009)

Cuadro 2.3: Características de grupos móviles jóvenes cercanos. Las referencias a esta tabla se encuentran en el apéndice 4.

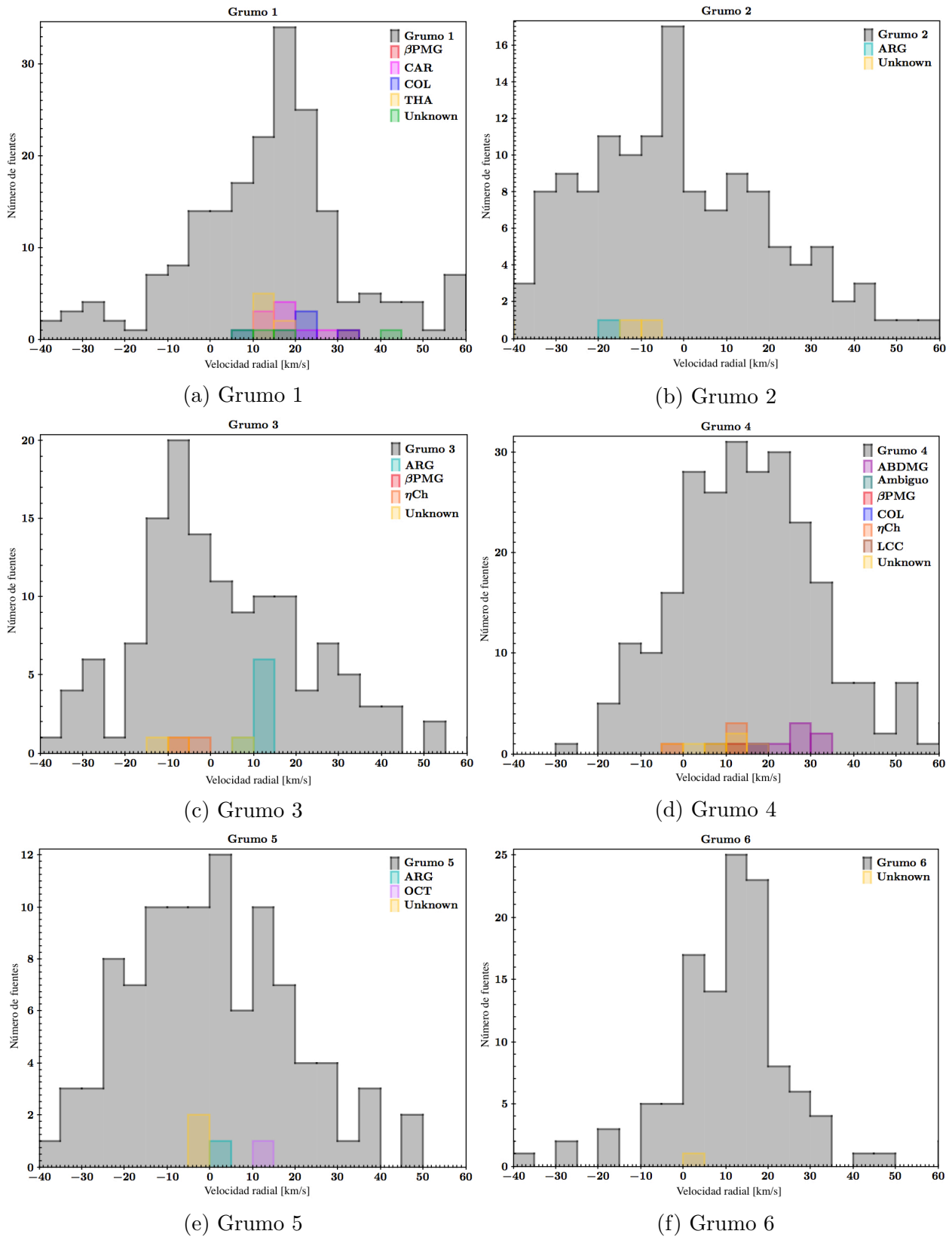


Figura 2.36: Histogramas para la velocidad radial con grupos móviles (método ClumpFind).

Método de significancia.

Con el método de separación por significancia estadística, se encontró en total 77 coincidencias con 11 grupos móviles conocidos (ver Cuadro 2.4). Aquí podemos notar que al momento de hacer el muestreo tipo Nyquist sobre la malla poblada, recuperamos estrellas que con el método anterior se descartaban. Si bien con este método no estamos nombrando grumos, sino regiones de sobredensidad, también encontramos estrellas pertenecientes a dichas regiones que coinciden con miembros de grupos móviles conocidos. La Figura 2.37 muestra el mapa del cielo en coordenadas galácticas de las estrellas encontradas coincidentes con los grupos móviles ya mencionados.

La Figura 2.38 muestra los histogramas para la velocidad radial de las coincidencias con los grupos móviles reportados, en donde vemos que los picos coinciden con los grupos móviles, reafirmando lo obtenido con el método Clumpfind.

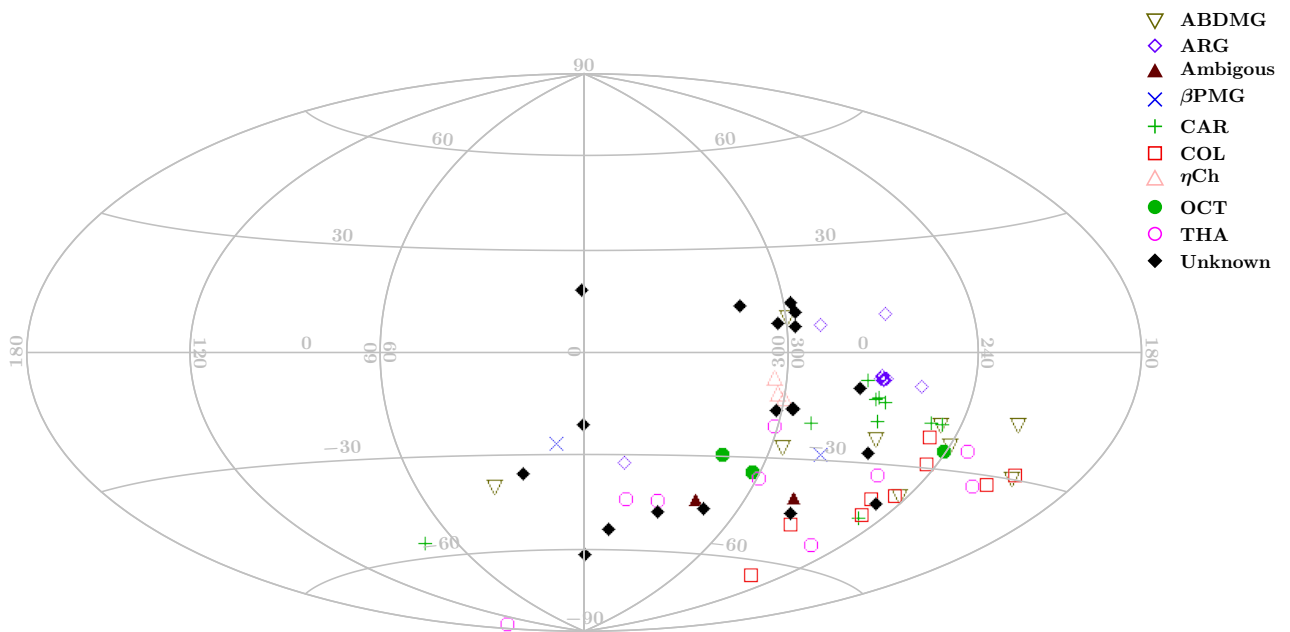


Figura 2.37: Mapa del cielo en coordenadas galácticas para las coincidencias encontradas con el catálogo de Rodríguez et al. (in prep) con el método de significancia.

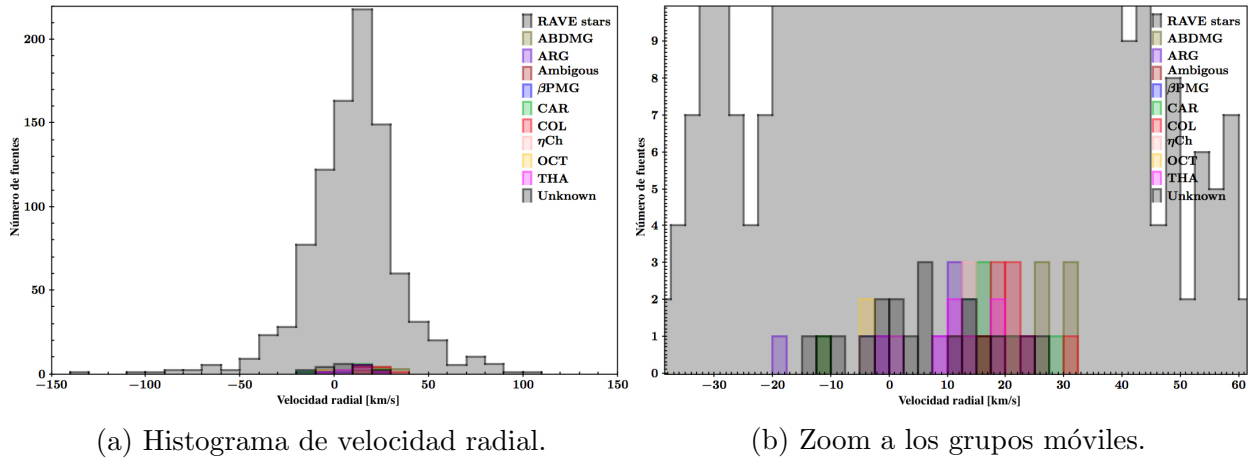


Figura 2.38: Histogramas para la velocidad radial con grupos móviles (método de significancia).

Grupo	βPMG	CAR	COL	THA	ARG	ηCh	ABD	LCC	OCT	Ambiguous	Unknown
	2	10	9	9	9	3	9	2	3	2	19

Cuadro 2.4: Coincidencias con grupos móviles reportados en la literatura.

También se comparó con la literatura las aproximadamente 300 estrellas restantes (que no coincidieron con algún grupo móvil conocido), pero que coinciden con una región significativa usando el Método del Cono. Se tuvo la idea de hacer una tabla de confianza con tres condiciones: extensión del grupo, velocidad radial promedio y distancia promedio por grupo móvil, en la cual pudiéramos comparar con grupos ya conocidos estas estrellas restantes. Sin embargo, debido a la falta de información completa en la literatura, solo se pudo hacer una comparación con el grupo de Beta Pictoris (distancia=18-40 pc, $\langle v_r \rangle = 60\text{km/s}$, extensión = 40 pc), y encontramos que 80 estrellas en la muestra restante coinciden dentro de las incertidumbres con las características de este grupo. Posteriormente se desea hacer un análisis detallado de este resultado muy promisorio.

Capítulo 3

Conclusiones

Con los códigos generados se construyó un catálogo cinemático para las estrellas de la muestra de RAVE. Dichos catálogos se obtienen con información de movimientos propios, velocidades radiales, posiciones y distancias, haciendo posible la implementación para otros catálogos que cuenten con la información anterior. Aunque la identificación por medio de los mapas de velocidad de la muestra de RAVE para grupos móviles no fue concluyente, es posible que para estrellas más lejanas a la vecindad solar este método pueda implementarse con éxito y su elipsoide de velocidades pueda distinguir entre grupos con diferente firma cinemática. Al no obtener resultados concisos con la proyección directa de las componentes UVW en los planos del elipsoide de velocidades, se llegó a la construcción de un método alternativo puramente cinemático, llamado Método del Cono, el cual analiza la orientación de los vectores de velocidad en el espacio UVW de las estrellas y agrupa aquellos muy similares entre sí. Este método no solamente identifica y agrupa estrellas con respecto a su vector velocidad, sino que está fundamentado en el hecho de que los grupos móviles no son observados como acumulaciones de estrellas en el firmamento.

Aunque la idea del Método de Cono es muy simple, es bastante poderosa y hace la identificación de estas estrellas de manera correcta.

La mayoría de los métodos para la identificación de miembros de grupos móviles descansan en la idea de hacer un estudio del movimiento propio de esas estrellas para después compararlos entre sí. Este procedimiento puede ser del todo no preciso, ya que los grupos móviles no se distinguen como acumulaciones en el firmamento. Es por esto último que el Método del Cono es más certero, ya que en este, no le importan las posiciones de las estrellas en el cielo, ni

contiene información de conos vecinos, la identificación se hace con base a la característica que tienen en común los grupos móviles: su vector de velocidad.

El inconveniente surge al momento de hacer la separación por grumos o grupos de estas estrellas, ya que el primer método que se utilizó (ClumpFind) no hace una separación muy precisa teniendo como consecuencia el hacer que estos grupos de estrellas no estén bien acotados en extensión en el espacio del cono. Es por eso que el número de estrellas en cada grumo es muy grande (más de 100 estrellas por grumo), haciendo así un poco dudoso el resultado posterior al comparar las estrellas de cada grumo en la muestra con grupos móviles ya reportados en la literatura.

Esto puede deberse a que si existen pocos píxeles entre máximos, el algoritmo de ClumpFind traza la frontera más fácil: una línea recta, haciendo que la división entre grumo sea muy burda. Otro punto importante es que ClumpFind no toma en cuenta la significancia estadística de cada conteo en la malla. Esto se intenta emular utilizando contornos de nivel cuya separación depende de un cierto valor de significancia, pero aún así sigue siendo un método que funciona con base en argumentos geométricos.

Es por esto mismo que se llegó a la implementación de un segundo método de separación de sobredensidades, el cual descansa puramente sobre la estadística de la muestra a partir de la hipótesis nula. Esta optimización hace la separación de regiones con sobredensidades, esto por medio de una variación del método en la que se agrupan píxeles con cierto nivel de significancia en el espacio de parámetros del cono utilizando directamente la prueba de hipótesis nula. Es decir, se hacen N número de realizaciones azarosas y se aplica el método del cono a cada una para construir los mapas de conteos. Así para cada píxel que conforma el mapa de conteos, se cuenta con una distribución de N valores que corresponden al píxel en el mapa real. Entre más realizaciones se hagan, menor será el ruido. Entonces se compara el píxel real con el valor medio del píxel correspondiente de las realizaciones. De esta manera, entre más pequeña sea la probabilidad asociada a un píxel, más significativo son los conteos en ese mismo píxel.

Con este método se llegó a la identificación de 77 miembros de grupos móviles reportados en la literatura, haciendo que los resultados obtenidos con ambos métodos sea reafirmado. Cabe mencionar que las estrellas no identificadas como miembros de grupos móviles no son descartables, ya que al ser identificadas con el Método del Cono hace que posiblemente estas estrellas sean miembros no reportados. Incluso, ya que el Método del Cono detecta una bue-

na cantidad de estrellas (aproximadamente el 48% de la muestra de 3 banderas), se podrían estar encontrando nuevos grupos de estrellas que se mueven en común.

Como trabajo futuro se espera reportar los grupos o regiones de alta significancia los cuales no coincidieron con grupos conocidos como candidatos a nuevos grupos móviles. Además, de ser posible se desea investigar cada uno de estos grupos para buscar evidencia de que se traten de estrellas jóvenes por medio de pruebas de juventud, como es el la prueba de Agotamiento de Litio (Binks et al., 2015). De igual manera, se espera hacer un análisis de errores para la obtención de la cinemática posteriormente, cuya formulación se puede encontrar en el Apéndice 1.

Capítulo 4

Apéndices

4.1. Apéndice 1: cálculo de errores

Las velocidades (Cartesianas) se expresan como

$$U_h = v_r \cos(l) \cos(b) - v_l \sin(l) - v_b \sin(b) \cos(l) \quad (4.1)$$

$$V_h = v_r \sin(l) \cos(b) + v_l \cos(b) \cos(l) - v_b \sin(b) \sin(l) \quad (4.2)$$

$$W_h = v_r \sin(b) + v_b \cos(b), \quad (4.3)$$

donde

$$v_l = \frac{\mu_l}{\omega} \cos(b) \quad v_b = \frac{\mu_b}{\omega},$$

entonces las ecuaciones (1), (2) y (3) quedan como:

$$U_h = v_r \cos(l) \cos(b) + \frac{\mu_l}{\omega} \cos(b) \sin(l) - \frac{\mu_b}{\omega} \sin(b) \cos(l) \quad (4.4)$$

$$V_h = v_r \sin(l) \cos(b) - \frac{\mu_l}{\omega} \cos(b) \cos(l) + \frac{\mu_b}{\omega} \sin(b) \sin(l) \quad (4.5)$$

$$W_h = v_r \sin(b) + \frac{\mu_b}{\omega} \cos(b). \quad (4.6)$$

Queremos calcular la incertidumbre en las ecuaciones anteriores, de tal modo que dependen de los errores asociados a las cantidades μ, ω, v_r , de la forma:

$$\delta F^2 = \left(\frac{\partial F}{\partial x_1}\right)^2 (\delta x_1)^2 + \left(\frac{\partial F}{\partial x_2}\right)^2 (\delta x_2)^2 + \dots$$

Entonces, la incertidumbre para la ecuación (4):

$$\delta U^2 = \left(\frac{\partial U}{\partial v_r}\right)^2 (\delta v_r)^2 + \left(\frac{\partial U}{\partial \bar{\omega}}\right)^2 (\delta \bar{\omega})^2 + \left(\frac{\partial U}{\partial \mu_l}\right)^2 (\delta \mu_l)^2 + \left(\frac{\partial U}{\partial \mu_b}\right)^2 (\delta \mu_b)^2 + 2\sigma_{\mu_l \mu_b} \left(\frac{\partial U}{\partial \mu_l}\right) \left(\frac{\partial U}{\partial \mu_b}\right), \quad (4.7)$$

donde

$$\sigma_{\mu_l \mu_b} = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N (\mu_l - \bar{\mu}_l)(\mu_b - \bar{\mu}_b).$$

Calculando las derivadas, tenemos que:

$$\begin{aligned} \frac{\partial U}{\partial v_r} &= -\cos(l) \cos(b) \\ \frac{\partial U}{\partial \bar{\omega}} &= -\frac{\mu_l}{\bar{\omega}^2} \cos(b) \sin(l) - \frac{\mu_b}{\bar{\omega}^2} \sin(b) \cos(l) \\ \frac{\partial U}{\partial \mu_l} &= \frac{1}{\bar{\omega}} \cos(b) \sin(l) \\ \frac{\partial U}{\partial \mu_b} &= \frac{1}{\bar{\omega}} \sin(b) \cos(l). \end{aligned}$$

Así, la incertidumbre en (4) queda como:

$$\begin{aligned} \delta U^2 &= (-\cos(l) \cos(b))^2 (\delta v_r)^2 + \left(-\frac{\mu_l}{\bar{\omega}^2} \cos(b) \sin(l) - \frac{\mu_b}{\bar{\omega}^2} \sin(b) \cos(l)\right)^2 (\delta \bar{\omega})^2 + \left(\frac{1}{\bar{\omega}} \cos(b) \sin(l)\right)^2 (\delta \mu_l)^2 \\ &\quad + \left(\frac{1}{\bar{\omega}} \sin(b) \cos(l)\right)^2 (\delta \mu_b)^2 + \frac{2}{N} \sum_{i=1}^N (\mu_l - \bar{\mu}_l)(\mu_b - \bar{\mu}_b) \frac{1}{\bar{\omega}} \cos(b) \sin(l) \frac{1}{\bar{\omega}} \sin(b) \cos(l) \\ \delta U &= [(-\cos(l) \cos(b))^2 (\delta v_r)^2 + \left(-\frac{\mu_l}{\bar{\omega}^2} \cos(b) \sin(l) - \frac{\mu_b}{\bar{\omega}^2} \sin(b) \cos(l)\right)^2 (\delta \bar{\omega})^2 + \left(\frac{1}{\bar{\omega}} \cos(b) \sin(l)\right)^2 (\delta \mu_l)^2 \\ &\quad + \left(\frac{1}{\bar{\omega}} \sin(b) \cos(l)\right)^2 (\delta \mu_b)^2 + \frac{2}{N \bar{\omega}^2} \sum_{i=1}^N (\mu_l - \bar{\mu}_l)(\mu_b - \bar{\mu}_b) \cos(b) \sin(l) \sin(b) \cos(l)]^{1/2}. \end{aligned} \quad (4.8)$$

Ahora, calculando la incertidumbre para (5):

$$\delta V^2 = \left(\frac{\partial V}{\partial v_r}\right)^2 (\delta v_r)^2 + \left(\frac{\partial V}{\partial \bar{\omega}}\right)^2 (\delta \bar{\omega})^2 + \left(\frac{\partial V}{\partial \mu_l}\right)^2 (\delta \mu_l)^2 + \left(\frac{\partial V}{\partial \mu_b}\right)^2 (\delta \mu_b)^2 + \frac{2}{N} \sum_{i=1}^N (\mu_l - \bar{\mu}_l)(\mu_b - \bar{\mu}_b) \left(\frac{\partial V}{\partial \mu_l}\right) \left(\frac{\partial V}{\partial \mu_b}\right). \quad (4.9)$$

Calculando las derivadas:

$$\begin{aligned} \frac{\partial V}{\partial v_r} &= -\sin(l) \cos(b) \\ \frac{\partial V}{\partial \bar{\omega}} &= \frac{\mu_l}{\bar{\omega}^2} \cos(b) \cos(l) - \frac{\mu_b}{\bar{\omega}^2} \sin(b) \sin(l) \\ \frac{\partial V}{\partial \mu_l} &= \frac{1}{\bar{\omega}} \cos(b) \cos(l) \\ \frac{\partial V}{\partial \mu_b} &= \frac{1}{\bar{\omega}} \sin(b) \sin(l). \end{aligned}$$

Sustituyendo las derivadas en (9), tenemos:

$$\begin{aligned} \delta V &= [(-\sin(l) \cos(b))^2 (\delta v_r)^2 + (-\frac{\mu_l}{\bar{\omega}^2} \cos(b) \cos(l) - \frac{\mu_b}{\bar{\omega}^2} \sin(b) \sin(l))^2 (\delta \bar{\omega})^2 + (\frac{1}{\bar{\omega}} \cos(b) \cos(l))^2 (\delta \mu_l)^2 \\ &\quad + (\frac{1}{\bar{\omega}} \sin(b) \sin(l))^2 (\delta \mu_b)^2 + \frac{2}{N \bar{\omega}^2} \sum_{i=1}^N (\mu_l - \bar{\mu}_l)(\mu_b - \bar{\mu}_b) \cos(b) \cos(l) \sin(b) \sin(l)]^{1/2}. \end{aligned} \quad (4.10)$$

Calculando la incertidumbre para (6):

$$\delta W^2 = \left(\frac{\partial W}{\partial v_r}\right)^2 (\delta v_r)^2 + \left(\frac{\partial W}{\partial \bar{\omega}}\right)^2 (\delta \bar{\omega})^2 + \left(\frac{\partial W}{\partial \mu_b}\right)^2 (\delta \mu_b)^2. \quad (4.11)$$

Calculando las derivadas:

$$\begin{aligned} \frac{\partial W}{\partial v_r} &= \sin(b) \\ \frac{\partial W}{\partial \bar{\omega}} &= -\frac{\mu_b}{\bar{\omega}^2} \cos(b) \\ \frac{\partial W}{\partial \mu_b} &= \frac{1}{\bar{\omega}} \cos(b). \end{aligned}$$

Sustituyendo las derivadas en (11)

$$\delta W = [(\sin(b))^2(\delta v_r)^2 + (-\frac{\mu_b}{\bar{\omega}^2} \cos(b))^2(\delta \bar{\omega})^2 + (\frac{1}{\bar{\omega}} \cos(b))^2(\delta \mu_b)^2]^{1/2}. \quad (4.12)$$

Codificando lo anterior para obtener el valor de los errores:

$$\delta U \approx 2.46$$

$$\delta V \approx 2.52$$

$$\delta W \approx 2.50,$$

todas con unidades de km/s

■ Errores para μ_l y μ_b

Los movimientos propios en l y b se obtienen a partir de:

$$\mu_l = \frac{C_1\mu_\alpha + C_2\mu_\delta}{B} \quad (4.13)$$

$$\mu_b = \frac{-C_2\mu_\alpha + C_1\mu_\delta}{B}, \quad (4.14)$$

donde

$$C_1 = \sin(27.12) \cos(\delta) - \cos(27.12) \sin(\delta) \cos(\alpha - 192.85)$$

$$C_2 = \cos(27.12) \sin(\alpha - 192.85)$$

$$B = \sqrt{C_1^2 + C_2^2}.$$

Al estar μ_l y μ_b correlacionados, entonces las incertidumbres quedan como:

$$\delta \mu_l^2 = \left(\frac{\partial \mu_l}{\partial \mu_\alpha}\right)^2 (\delta \mu_\alpha)^2 + \left(\frac{\partial \mu_l}{\partial \mu_\delta}\right)^2 (\delta \mu_\delta)^2 + \frac{2}{N} \sum_{i=1}^N (\mu_\alpha - \bar{\mu}_\alpha)(\mu_\beta - \bar{\mu}_\beta) \left(\frac{\partial \mu_l}{\partial \mu_\alpha}\right) \left(\frac{\partial \mu_l}{\partial \mu_\delta}\right) \quad (4.15)$$

$$\delta \mu_b^2 = \left(\frac{\partial \mu_b}{\partial \mu_\alpha}\right)^2 (\delta \mu_\alpha)^2 + \left(\frac{\partial \mu_b}{\partial \mu_\delta}\right)^2 (\delta \mu_\delta)^2 + \frac{2}{N} \sum_{i=1}^N (\mu_\alpha - \bar{\mu}_\alpha)(\mu_\beta - \bar{\mu}_\beta) \left(\frac{\partial \mu_b}{\partial \mu_\alpha}\right) \left(\frac{\partial \mu_b}{\partial \mu_\delta}\right). \quad (4.16)$$

Calculando las derivadas:

$$\begin{aligned}\frac{\partial \mu_l}{\partial \mu_\alpha} &= \frac{C_1}{B} \\ \frac{\partial \mu_l}{\partial \mu_\delta} &= \frac{C_2}{B} \\ \frac{\partial \mu_b}{\partial \mu_\alpha} &= \frac{-C_2}{B} \\ \frac{\partial \mu_l}{\partial \mu_\delta} &= \frac{C_1}{B}.\end{aligned}$$

Así las incertidumbres quedan como:

$$\delta \mu_l = \left[\left(\frac{C_1}{B} \right)^2 (\delta \mu_\alpha)^2 + \left(\frac{C_2}{B} \right)^2 (\delta \mu_\delta)^2 + \frac{2}{NB^2} \sum_{i=1}^N (\mu_\alpha - \bar{\mu}_\alpha)(\mu_\beta - \bar{\mu}_\beta) C_1 C_2 \right]^{1/2} \quad (4.17)$$

$$\delta \mu_b = \left[\left(\frac{-C_2}{B} \right)^2 (\delta \mu_\alpha)^2 + \left(\frac{C_1}{B} \right)^2 (\delta \mu_\delta)^2 - \frac{2}{NB^2} \sum_{i=1}^N (\mu_\alpha - \bar{\mu}_\alpha)(\mu_\beta - \bar{\mu}_\beta) C_1 C_2 \right]^{1/2}. \quad (4.18)$$

4.2. Apéndice 2: análisis de componentes principales

La técnica de Análisis de Componentes Principales (PCA por sus siglas en inglés) es una herramienta estadística la cual hace la transformación de datos correlacionados a variables lineales no correlacionadas. Estas variables son llamadas componentes principales.

El objetivo de utilizar esta técnica para nuestro análisis, es que en el elipsoide de velocidades de nuestra muestra, existe una clara desviación de la dispersión de las velocidades respecto al eje coordenado. Además también existe una obvia correlación entre las variables, como se presentó en el Capítulo 2. Para solucionar este problema de desviación, se emplea esta técnica, para alinear los ejes de dispersión con alguno de los ejes coordenados.

El primer paso consiste en obtener los valores promedio de cada variable (siendo las variables: U , V y W), para después restar este valor obtenido:

$$\begin{aligned}
U_p &= U - U_{promedio} \\
V_p &= V - V_{promedio} \\
W_p &= W - W_{promedio}
\end{aligned}$$

Ya que la muestra no es muy grande, el siguiente paso es generar más datos tomando los espejos en los 8 cuadrantes, es decir, estamos expandiendo la muestra 8 veces. De esta manera, si las variables son las componentes de la velocidad peculiar $[U_p, V_p, W_p]$, los espejos se generan como:

$$\begin{aligned}
v_1 &= [U_p, V_p, W_p] \\
v_2 &= [U_p, -V_p, W_p] \\
v_3 &= [U_p, -V_p, -W_p] \\
v_4 &= [U_p, V_p, -W_p] \\
v_5 &= [-U_p, V_p, W_p] \\
v_6 &= [-U_p, -V_p, W_p] \\
v_7 &= [-U_p, V_p, -W_p] \\
v_8 &= [-U_p, -V_p, -W_p]
\end{aligned}$$

donde $\vec{v} = [v_1, v_2, v_3, v_4, v_5, v_6, v_7, v_8]$.

El siguiente paso consiste en calcular la matriz de covarianza, la cual es una matriz de 3x3 de la forma:

$$\begin{pmatrix}
U_{1,cov} & V_{1,cov} & W_{1,cov} \\
U_{2,cov} & V_{2,cov} & W_{2,cov} \\
U_{3,cov} & V_{3,cov} & W_{3,cov}
\end{pmatrix} \quad (4.19)$$

Una vez calculada la matriz de covarianza, se deben calcular los eigenvalores con sus respectivos eigenvectores. El siguiente paso consiste en multiplicar el eigenvector y su eigenvalor por la matriz de datos originales \vec{v} .

Este último paso es la transformación en sí, entonces son a estos nuevos datos a los cuales se

les calculará la desviación estándar y promedio para generar las gaussianas de la hipótesis nula.

En nuestro caso, los nuevos valores de desviación estándar y promedio no difieren en gran cantidad de los valores originales. Esto quiere decir que la desviación con respecto al eje coordenado no era muy grande. El último paso consiste en regresar a la configuración original haciendo una transformación inversa. Se calcula la transpuesta a la matriz de eigenvectores con los datos originales y se le suma el promedio.

4.3. Apéndice 3: inferencia Bayesiana

Para entender la inferencia de Bayes, se muestra en forma gráfica un ejemplo sencillo (L. Aguilar, comunicación personal). La Figura 4.1 representa una función de densidad de probabilidad F conjunta de dos variables x y y . Entonces, el volumen encerrado debajo de $F(x, y)$ proporciona la probabilidad y el volumen total integrado del dominio de F es unitario.

Ahora, supongamos que tenemos dos eventos: A y B. El evento A limita el valor de la variable y a un intervalo pequeño y la probabilidad de que éste ocurra (el cual es denotado por $P(A)$) está dado por el volumen bajo la región verde indicada en la siguiente figura la derecha. Por otro lado, el evento B limita el valor de x y su probabilidad (denotada por $P(B)$) es el volumen bajo la región naranja (siguiente figura la derecha).

Finalmente, la probabilidad de que ocurran los eventos A y B simultáneamente (denotado por $P(A \cap B)$) es el volumen bajo el cuadro mostrado en la primera figura del segundo renglón. La probabilidad de B, sabiendo que el evento A ha ocurrido, se llama probabilidad condicional de B dado A (denotado por $P(B|A)$), es decir, es la probabilidad de encontrarse dentro del área representada por $A \cap B$ en el dominio de F , si se sabe que ya se está dentro del área correspondiente al evento A. Tenemos entonces que $P(B|A) = P(A \cap B)/P(A)$. Análogamente: $P(A|B) = P(A \cap B)/P(B)$.

El último paso (figura final) es eliminar $A \cap B$ de las dos relaciones anteriores para concluir que análogamente:

$$P(A|B) = \frac{P(B|A)P(A)}{P(B)}. \quad (4.20)$$

Ahora, si el evento A representa una hipótesis (H) y el evento B representa un conjunto

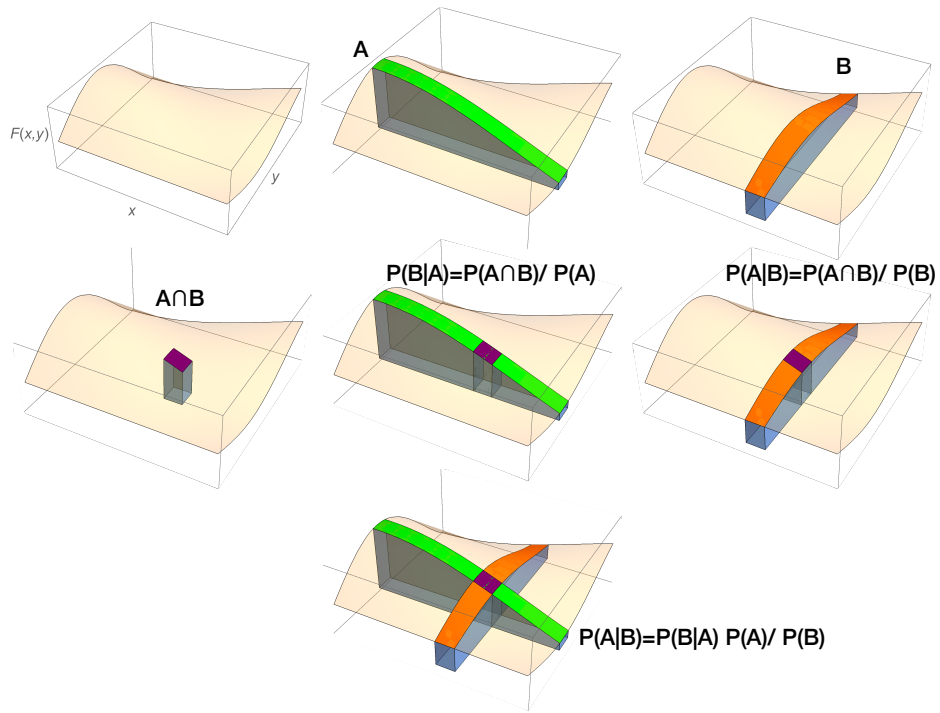


Figura 4.1: Diagrama que muestra como es la inferencia Bayesiana. Imagen proporcionada por L. Aguilar, comunicación personal 2017.

de datos (D) los cuales han sido medidos, la ecuación anterior se puede escribir como:

$$P(H|D) = \frac{P(D|H)P(H)}{P(D)}. \quad (4.21)$$

La probabilidad de que la hipótesis sea correcta, dado los datos medidos es lo que se desea obtener y se escribe como $P(H|D)$, la cual no se puede obtener de manera directa. Lo que se puede obtener por medio de experimentos de Monte Carlo, es la probabilidad de que dada la hipótesis, se hayan obtenido los datos medidos $P(D|H)$, para lo cual se hacen muestreos aleatorios de H .

La probabilidad $P(H)$ es la probabilidad a priori de la hipótesis (llamada “prior” en Inferencia Bayesiana). La verosimilitud es la probabilidad $P(D|H)$ y la probabilidad $P(D)$ es una normalización para que la función resultante sea una función de probabilidad. La probabilidad

resultante $P(H|D)$ es llamada probabilidad “posterior” de la hipótesis y representa la nueva función de probabilidad asociada a la hipótesis H .

4.4. Apéndice 4: referencias a los grupos móviles

- Viana Almeida et al. (2009)

ABDMG

ARG

β PIC

CAR

COL

η CHA

OCT

- Cruz et al. (2009)

ABDMG

β PIC

TWA

- da Silva et al. (2009)

η CHA

TWA

β PIC

OCT

THA

COL

CAR

ARG

ABDMG

- Dawson et al. (2013)

η CHA

- Ducourant et al. (2014)
TWA
- Elliott et al. (2014)
ABDMG
ARG
 β PIC
CAR
COL
 η CHA
OCT
TWA
- Gagné et al. (2015)
ARG
COL
 β PIC
ABDMG
CAR
TWA
THA
- Galvez-Ortiz et al. (2010)
CAS
- Galvez-Ortiz et al. (2014)
CAS
- Kraus et al. (2014)
THA
- Makarov & Urban (2000)
CAR
- Malo et al. (2013)
 β PIC

TWA
THA
COL
CAR
ARG
ADBMG

■ Malo et al. (2014)

TWA
 β PIC
THA
COL
CAR
ARG
ABDMG

■ Malo et al. (2014)

TWA
 β PIC
THA
COL
CAR
ARG
ABDMG

■ Moor et al. (2013) COL

CAR
ARG
ABDMG
 β PIC

■ Riedel et al. (2014)

η CHA
TWA

β PIC
OCT
THA
COL
CAR
ARG
ABDMG

■ Shkolnik et al. (2012)

ABDMG
 β PIC
CAR
CAS
 η CHA
COL
THA
TWA

■ Torres et al. (2006)

β PIC
COL
THA

■ Zuckerman et al. (2004)

ABDMG
 η CHA

Bibliografía

- Andretta, V., Busà, I., Gomez, M. T., & Terranegra, L. 2005, *A&A*, 430, 669
- Antoja, T., Helmi, A., Figueras, F., & Romero-Gómez, M. 2012, in *European Physical Journal Web of Conferences*, Vol. 19, *European Physical Journal Web of Conferences*, 05002
- Antoja, T., Valenzuela, O., Pichardo, B., et al. 2009, *ApJ*, 700, L78
- Antoja, T., Monari, G., Helmi, A., et al. 2015, *ApJ*, 800, L32
- Astraatmadja, T. L., & Bailer-Jones, C. A. L. 2016, *ApJ*, 832, 137
- Aumer, M., & Binney, J. J. 2009, *MNRAS*, 397, 1286
- Bailer-Jones, C. A. L. 2015, *PASP*, 127, 994
- Bertelli, G., Girardi, L., Marigo, P., & Nasi, E. 2008, *A&A*, 484, 815
- Binks, A. S., & Jeffries, R. D. 2014, *MNRAS*, 438, L11
- Binks, A. S., Jeffries, R. D., & Maxted, P. F. L. 2015, *MNRAS*, 452, 173
- Binney, J., Burnett, B., Kordopatis, G., et al. 2014, *MNRAS*, 437, 351
- Carollo, D., Beers, T. C., Chiba, M., et al. 2010, *ApJ*, 712, 692
- Cruz, K. L., Kirkpatrick, J. D., & Burgasser, A. J. 2009, *AJ*, 137, 3345
- da Silva, L., Torres, C. A. O., de La Reza, R., et al. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 508, 833
- Dawson, P., Scholz, A., Ray, T. P., et al. 2013, *MNRAS*, 429, 903

- De Simone, R., Wu, X., & Tremaine, S. 2004, *MNRAS*, 350, 627
- Dehnen, W., & Binney, J. J. 1998, *MNRAS*, 298, 387
- Ducourant, C., Teixeira, R., Galli, P. A. B., et al. 2014, *Astronomy and Astrophysics*, 563, A121
- Elliott, P., Bayo, A., Melo, C. H. F., et al. 2014, *Astronomy and Astrophysics*, 568, A26
- Famaey, B., Jorissen, A., Luri, X., et al. 2005, *A&A*, 430, 165
- Frasca, A., Biazzo, K., Lanzafame, A. C., et al. 2015, *A&A*, 575, A4
- Gagné, J., Lafrenière, D., Doyon, R., Malo, L., & Artigau, É. 2014, *ApJ*, 783, 121
- . 2015, *ApJ*, 798, 73
- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. 2016, *A&A*, 595, A2
- Galvez-Ortiz, M. C., Clarke, J. R. A., Pinfield, D. J., et al. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 409, 552
- Galvez-Ortiz, M. C., Kuznetsov, M., Clarke, J. R. A., et al. 2014, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 439, 3890
- Kraus, A. L., Shkolnik, E. L., Allers, K. N., & Liu, M. C. 2014, *The Astronomical Journal*, 147, 146
- Kunder, A., Kordopatis, G., Steinmetz, M., et al. 2017, *AJ*, 153, 75
- Lada, C. J., & Lada, E. A. 2003, *ARA&A*, 41, 57
- Makarov, V. V., & Urban, S. 2000, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 317, 289
- Malo, L., Artigau, É., Doyon, R., et al. 2014, *ApJ*, 788, 81
- Malo, L., Doyon, R., Feiden, G. A., et al. 2014, *The Astrophysical Journal*, 792, 37
- Malo, L., Doyon, R., Lafrenière, D., et al. 2013, *ApJ*, 762, 88

- Martell, S. L., Sharma, S., Buder, S., et al. 2017, MNRAS, 465, 3203
- Matijević, G., Zwitter, T., Munari, U., et al. 2010, AJ, 140, 184
- Matijević, G., Zwitter, T., Bienaymé, O., et al. 2012, ApJS, 200, 14
- Moor, A., Szabó, G. M., Kiss, L. L., et al. 2013, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 1376
- Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., et al. 2004, A&A, 418, 989
- Pérez-Villegas, A., Gómez, G. C., & Pichardo, B. 2015, MNRAS, 451, 2922
- Perryman, M. A. C., Lindegren, L., Kovalevsky, J., et al. 1997, A&A, 323, L49
- Poleski, R. 2013, ArXiv e-prints, arXiv:1306.2945
- Quillen, A. C., Minchev, I., Bland-Hawthorn, J., & Haywood, M. 2009, MNRAS, 397, 1599
- Riedel, A. R., Finch, C. T., Henry, T. J., et al. 2014, The Astronomical Journal, 147, 85
- Roweis, S. T., & Saul, L. K. 2000, science, 290, 2323
- Rué, F., & Bijaoui, A. 1997, Experimental Astronomy, 7, 129
- Rutten, R. J., Leenaarts, J., Rouppe van der Voort, L. H. M., et al. 2011, A&A, 531, A17
- Schönrich, R., & Binney, J. 2009, MNRAS, 396, 203
- Shkolnik, E. L., Anglada-Escudé, G., Liu, M. C., et al. 2012, The Astrophysical Journal, 758, 56
- Simmons, B. D., Lintott, C., Willett, K. W., et al. 2017, MNRAS, 464, 4420
- Thomas, R. N. 1957, ApJ, 125, 260
- Torres, C. A. O., Quast, G. R., da Silva, L., et al. 2006, Astronomy and Astrophysics, 460, 695
- Torres, C. A. O., Quast, G. R., Melo, C. H. F., & Sterzik, M. F. 2008, Young Nearby Loose Associations, ed. B. Reipurth, 757

-
- Traven, G., Zwitter, T., Van Eck, S., et al. 2015, *A&A*, 581, A52
- Žerjal, M., Zwitter, T., Matijevič, G., et al. 2013, *ApJ*, 776, 127
- Vernazza, J. E., Avrett, E. H., & Loeser, R. 1981, *ApJS*, 45, 635
- Viana Almeida, P., Santos, N. C., Melo, C., et al. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 501, 965
- Vida, K., Kóvári, Z., Pál, A., Oláh, K., & Kriskovics, L. 2017, *ApJ*, 841, 124
- Williams, J. P., de Geus, E. J., & Blitz, L. 1994, *ApJ*, 428, 693
- Zuckerman, B., Song, I., & Bessell, M. S. 2004, *ApJ*, 613, L65
- Zuckerman, B., Song, I., & Bessell, M. S. 2004, *The Astrophysical Journal*, 613, L65
- Zwitter, T., Kos, J., Žerjal, M., & Traven, G. 2016, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 507, *Multi-Object Spectroscopy in the Next Decade: Big Questions, Large Surveys, and Wide Fields*, ed. I. Skillen, M. Barcells, & S. Trager, 201