



Facultad de Ciencias

Máster en Astrofísica por la Universidad de La Laguna
Modalidad Observacional e Instrumentacional

Departamento de Astrofísica

Trabajo de Fin de Máster:

INVESTIGATING THE PROPERTIES OF DWARF GALAXIES WITH LOCAL GROUP TRANSITION TYPES

Autora: Laura Hermosa Muñoz

Curso 2017-2018

Bajo la dirección de:
Dr. Giuseppina Battaglia

Agradecimientos

Agradezco la participación en este trabajo de Giuseppina Battaglia y Salvatore Taibi, por su asesoramiento y ayuda en la realización del mismo.

Índice

Resumen	4
Abstract	5
1. Introducción	7
1.1. Aquarius	8
2. Observaciones y reducción de datos	10
2.1. Instrumento, observaciones y catálogo fotométrico	10
2.1.1. Instrumento FORS2	10
2.1.2. Observaciones	10
2.1.3. Catálogo fotométrico	11
2.2. Reducción de datos	12
2.3. Determinación de las velocidades radiales	14
2.4. Determinación de la metalicidad	16
3. Tests de calidad	18
3.1. Análisis de la determinación de las velocidades	18
3.2. Análisis de la determinación de las magnitudes	20
4. Resultados	21
4.1. Elección de miembros	21
4.2. Determinación de la velocidad sistémica y rotación de Aquarius	22
4.3. Análisis de las propiedades de metalicidad	24
5. Conclusiones	28
Referencias	29
Anexo	30

Resumen

Las galaxias enanas son las más pequeñas y numerosas que se pueden encontrar en el Universo. Sus masas relativamente pequeñas hacen que su evolución sea susceptible a efectos externos e internos. Debido a esto, el estudio de galaxias enanas que se encuentran aisladas da la oportunidad de aprender sobre los mecanismos internos que han afectado a sus propiedades sin preocuparse sobre los efectos del entorno debido a interacciones con sistemas mucho mayores.

Este trabajo se centra en una de las galaxias enanas aisladas con alto contenido en gas del Grupo Local, Aquarius, para poder determinar su cinemática interna y sus propiedades de metalicidad. El proyecto se basa en datos espectroscópicos obtenidos con FORS2/VLT durante aproximadamente 15 horas de observaciones en el modo MXU. Como objetivo, se aprenderá a reducir los datos espectroscópicos, extraer los espectros y derivar las velocidades y metalicidades para las estrellas de Aquarius. Esto se usará para determinar las propiedades básicas, como la velocidad sistémica y la dispersión de la componente estelar, así como explorar la presencia de gradientes de metalicidad. Se han encontrado velocidades heliocéntricas de entorno a -140 km/s para la mayoría de las fuentes, lo que concuerda con resultados previos sobre Aquarius. Algunas estrellas presentan velocidades distintas a lo esperado, lo que se debe a su pertenencia a la Vía Láctea y están situadas en la línea de visión de Aquarius. A partir de estas, se ha derivado la velocidad sistémica de Aquarius, -138.9 ± 0.9 km/s, descubriendo la presencia de rotación en la componente estelar. Los resultados indican que las estrellas están rotando en sentido opuesto al gas.

El estudio fotométrico de las fuentes se hizo comparando con un catálogo donde se recoge información de las estrellas hasta magnitud de aproximadamente 26 en la banda I. La mayoría de las estrellas de este trabajo tienen magnitudes en $I < 21.7$, como se esperaba inicialmente al seleccionar las fuentes.

Para derivar la metalicidad de las estrellas se ha calculado la anchura equivalente de las líneas del triplete de calcio. Este método se ha utilizado para determinar la metalicidad en estrellas de cúmulos globulares y para estrellas gigantes rojas en sistemas más grandes y complejos, como galaxias. El triplete se localiza en torno a los 8500\AA y es un rasgo notable en los espectros de las gigantes rojas. Es posible obtener una aproximación precisa al valor de la metalicidad utilizando espectros de resolución baja-intermedia con este método. La metalicidad obtenida de la galaxia es $[Fe/H] = -1.56$ dex con $\sigma_{Fe/H} = 0.19$ dex. Simulaciones teóricas predicen que la rotación en una galaxia provocaría que la metalicidad de las estrellas fuese parecida a todos los radios. Tras estudiar esta variación de $[Fe/H]$ con el radio galáctico se ha encontrado que no hay gradiente de metalicidad, lo que supone una prueba observacional para comprobar la veracidad de las simulaciones.

Abstract

Dwarf galaxies are the smallest and most numerous galaxies found in the Universe. Their relatively small masses make their evolution susceptible both to internal and external effects. In this respect, the study of dwarf galaxies found in isolation gives the opportunity to learn about the internal mechanisms that have affected the properties of the galaxies, without concerns about environmental effects due to interactions with much larger systems.

This project focuses on one of the isolated gas-rich Local Group dwarf galaxies, Aquarius, in order to determine its internal kinematics and metallicity properties. The project is based on 15h of VLT/FORS2 spectroscopic data in MXU mode. The objective will be learning how to reduce the spectroscopic data, extract spectra and derive velocities and metallicities for the individual stars. These will be used to determine basic properties such as the systemic velocity and dispersion of the stellar component of the galaxy and explore the presence of metallicity gradients.

The total number of stellar sources in this project is 55, distributed along the galaxy. Most of them correspond to red giant stars whose spectral features, such as the near-infrared calcium triplet lines, are a good indicator of the metallicity. The reduction of the data was performed using software of IRAF, Python and IDL. This project is an improvement respect to previous spectroscopic studies of Aquarius, as we have approximately twice more targets to study. We have found heliocentric velocities of about -140 km/s for most of the observed stellar sources, which is in agreement with previous results obtained for this galaxy. We have found several stars with different velocities from what was expected. This is due to the presence of stars belonging to the Milky Way in the line of sight of Aquarius. Several shifts have been applied to the spectra in order to extract these heliocentric velocities. They were due to several effects, as putting the spectra in the heliocentric system, cross-correlate the spectra with a sky spectra to associate the wavelength accordingly and correct the difference in the position of the center of the slit with respect to the position of the center of the star. This have led to some quality checks, which have been done to the various shifts in the determination of the individual velocities to see if all the corrections were done properly.

The photometric study of the sources was done by making a comparison with a previous catalogue with photometric information of the stars of the galaxy down to magnitude 26 in the I band. The catalogue used contained information about the magnitudes both in the V and I bands. The magnitudes found for most of the stars in the I band < 21.7 , which was expected when initially the sources were selected for the observations.

To derive the systemic velocity for Aquarius, some criteria have been introduced in order to select the stars of the sample which where indeed from the galaxy. This criteria was based on the values of the individual velocities of the stars, its colors and its magnitudes. The initial 55 stars were finally reduced to 44 possible members of the galaxy by applying an iterative method based on the median absolute deviation of the distribution of heliocentric velocities. The systemic velocity of the galaxy based on these 44 stars is -138.9 ± 0.9 km/s. It has been also noticed the presence of rotation in the stellar component. Previous results showed the presence of rotation of the gas around the minor axis of the galaxy, but none of them have seen rotation of the stars. According to our results, the stars are counter-rotating respect to the gas, which may be possibly due to the fact that the stars in this study are relatively old giant branch stars. Younger stars are still associated to the gas of the galaxy because they have been formed recently there. However older stars are been studied here, which are decoupled from the gas as they have been formed many years ago. If any perturbation to the gas has occurred in a galaxy like this with really low velocity dispersion (approximately 10 km/s), older stars would not be in principle highly affected. This result will require of deeper and further investigation.

To derive the metallicity of the stars of Aquarius, we have determined the equivalent width of the calcium triplet lines and using relations between the calcium triplet equivalent width and the

[Fe/H] abundance, determined in the literature. The lines are located around 8500Å and are clear features of the spectra of red giant stars. Due to this fact, it is possible to obtain an accurate approximation of the value of the metallicity with low-intermediate resolution spectra, saving the observational time that would be required for obtaining high resolution spectra. The value obtained for the metallicity of Aquarius galaxy is $[Fe/H] = -1.56$ dex with $\sigma_{Fe/H} = 0.19$ dex. This result is compatible with previous results and also with the expected relation metallicity-luminosity for a galaxy like this in the Local Group.

As Aquarius presents rotation both in gas and stars, the gas should be more or less uniformly distributed along the galaxy. Theoretical simulations predict that this would produce that the metallicity of the stars should be roughly equal at all radius. We have studied the variation of the metallicity of the stars along the radius of the galaxy to see if there was a visible variation. No metallicity gradient has been found, which gives some observational support to these theoretical predictions. Nevertheless, this simulations are still to be totally confirmed with the study of metallicity gradients in others dwarf galaxies in the Local Group.

1. Introducción

Las galaxias enanas son de gran interés en estudios sobre formación y evolución galáctica y estelar por ser las más numerosas del Universo, lo que nos permite entender la manera en la que más comúnmente se generan y desarrollan la mayoría de los sistemas galácticos. Su estado actual dependerá de los procesos físicos que han actuado sobre ellas a lo largo de su evolución, incluido el efecto de su entorno. El mejor campo para estudiarlas es dentro de nuestro propio Grupo Local (LG), ya que la cercanía nos permite analizar algunas de sus características con gran detalle, como es su cinemática interna, la evolución química, la historia de formación estelar y su contenido en masa.

Dentro del LG nos encontramos una amplia variedad de galaxias enanas. Podrían estar afectadas hasta cierto punto por la presencia de las dos galaxias más grandes: Andrómeda (M31) y la Vía Láctea (MW). Estas interacciones que sufren en mayor o menor medida en distintos periodos de su historia hace que su evolución haya estado condicionada. Precisamente por esto es de gran utilidad el estudio de galaxias enanas que estén más o menos aisladas dentro del sistema, es decir, que se encuentren lo suficientemente lejos de la influencia de M31 y la MW como para estar seguros de que no han influido en su evolución. Esto nos lleva a los límites del LG, donde es más probable encontrar este tipo de galaxias enanas.

Las galaxias enanas se dividen en varios tipos fundamentales dependiendo de la cantidad de gas que contengan y de si están o no formando estrellas, pero la mayoría caen dentro de dos grupos: las galaxias irregulares (*dIrrs*) y las galaxias esferoidales (*dSphs*).

- **dSphs** \Rightarrow Son galaxias enanas de tipo temprano sin contenido en gas, lo que hace que no tengan formación estelar. La dispersión de velocidad de las estrellas se puede usar para determinar la masa de la galaxia¹, debido a que la falta de gas solo permite el uso de la componente estelar para este fin. Están a unas distancias típicas de $< 300kpc$ del centro galáctico de M31 y la MW. Algún ejemplo de este tipo de galaxias es Sextans o Sculptor.
- **dIrrs** \Rightarrow Son galaxias enanas de tipo tardío que tiene un alto contenido en gas, lo que hace que hayan formado estrellas en distintas etapas y ratios a lo largo de su historia y aún lo estén haciendo. Están a unas distancias típicas de $> 400kpc$ del centro galáctico de las grandes espirales del LG. La cinemática de estos sistemas se ha estudiado mayoritariamente por el movimiento del gas, el cual puede ser altamente influido por eventos como los procesos de formación estelar. Trabajos recientes han estudiado estos movimientos utilizando estrellas evolucionadas de baja masa, como gigantes rojas (ej: Kirby et al., 2014 y 2017 [9] [10]; Leaman et al., 2009 y 2012 [11] [12]). La mayor parte de la información de la metalicidad proviene de estudios espectroscópicos de las regiones HII o de estrellas masivas. Algún ejemplo de estas es Leo A o Sextante B.

Las dSph son galaxias muy cercanas, con lo que la mayoría de ellas pertenecientes al LG son galaxias satélite de M31 o la MW. Sin embargo, las dIrr están relativamente aisladas por la distancia a la que se encuentran de las grandes galaxias espirales del LG. Esto se comprueba observacionalmente con la relación morfología-densidad, que explica como se distribuyen las galaxias enanas en el LG. Un modelo que intenta explicar observacionalmente como sería posible que las dIrrs pudieran transformarse en dSphs es el de *tidal stirring*. Pretende explicar la transformación de galaxias enanas con rotación en disco y una alta cantidad de gas en objetos esferoidales sin casi gas mediante la perturbación causada por una galaxia mayor. Esto puede ocurrir aproximadamente en un rango de 300 kpc de distancia de M31 y la MW según indican las simulaciones dependiendo

¹Se puede estudiar con ellas la materia oscura (materia que conforma aproximadamente el 27% de toda la materia-energía del Universo, y que solo interacciona gravitacionalmente con la materia ordinaria), dado que hay muy poca materia luminosa que pueda contribuir al potencial gravitatorio de la galaxia.

de las propiedades orbitales de estas galaxias (Mayer et al., 2006 [16]).

Entre estos dos grupos existe un tipo de galaxias conocidas como las galaxias enanas de **transición** (*dTs*), que son aquellas que contienen gas HI, pero no estrellas muy jóvenes (porque no tiene regiones HII ni estrellas supergigantes). Son galaxias con características intermedias a los dos tipos anteriores. Esto parece indicar que sus procesos evolutivos internos y externos vienen de una dIrr transformándose en una dSph, con lo que las dTs serían una transición entre ambos estados (Tolstoy, Hill & Tosi, 2009 [26]). Las propiedades cinemáticas y de metalicidad de las componentes estelares de la mayoría de estas galaxias están mal estudiadas porque están entre las más lejanas del LG. Esto nos crea un cierto sesgo observacional, el modelo de evolución no se puede comprobar si no hay estudios suficientes sobre todas las fases que se supone que siguen estas galaxias. Por ello es interesante su estudio, para entender qué diferencias y parecidos presentan estas galaxias con respecto a las dSphs, que ya han sido altamente estudiadas en cuanto a metalicidad y cinemática (Tolstoy et al., 2006 [25]), su contenido en materia oscura (Battaglia et al., 2013 [3]) o la presencia de gradientes de velocidad (Battaglia et al., 2008 [2]) (las dSphs cercanas a la MW han sido altamente estudiadas en el LG debido a la facilidad de observación al estar cercanas a nosotros). Un ejemplo para estudiar este tipo de galaxias de transición es Aquarius (o DDO210). Aquarius es una galaxia de transición que se encuentra aproximadamente a 1 Mpc de M31 y MW, con lo que está lo suficientemente aislada en el LG como para afirmar que es muy improbable que haya tenido contacto en algún momento con alguna de estas grandes galaxias espirales. Esto hace de ella un objetivo interesante por haber evolucionado de una manera aislada, al contrario que la mayoría de las galaxias del LG. Es un indicativo de que sus propios procesos internos son los que han podido transformarla en una dT. No hay prácticamente ningún estudio de la cinemática de las estrellas de esta galaxia si exceptuamos a Kirby et al. (2014,2017 [9] [10]), lo que sería relevante para determinar las masas dinámicas y el ratio entre **rotación vs dispersión de velocidad**².

El objetivo de este trabajo es hacer estudios espectroscópicos de estrellas individuales de baja masa de la galaxia de Aquarius para poder determinar sus velocidades sistémicas, la dispersión de velocidad, la metalicidad, y la rotación de la componente estelar. Así es posible estudiar si la teoría evolutiva propuesta indicada anteriormente se adecua a las medidas observacionales, o al menos aportar nuevos datos para estas galaxias. Para esto se utilizará el estudio de las líneas del triplete de calcio. Estas líneas se encuentran en el infrarrojo cercano entre 8500 y 8700 Å. Nos dan información sobre la velocidad y la metalicidad de la estrella. El método de utilización de estas líneas de calcio para determinar las abundancias estelares $[Fe/H]$ ³ se aplica sobre todo a estrellas de la RGB, y ha sido aplicado con éxito en muchas ocasiones (ver por ejemplo Starkenburg et al., 2010 [24] y referencias dentro).

1.1. Aquarius

La galaxia DDO210 o Aquarius es una galaxia enana de transición que se encuentra en los límites del Grupo Local aproximadamente a 1 Mpc de la MW y a 1.1 Mpc de M31. Fue descubierta por van den Bergh (1959 [28]) en la Palomar Sky Survey⁴ en los límites de magnitud para

²Básicamente las galaxias se dividen en dos tipos, las que están dirigidas por la rotación o las que se llevan por dispersión. Las dirigidas por rotación son aquellas para las que las estrellas rotarían a las mismas velocidades conjuntamente, de forma el movimiento circular de estas en el disco es el responsable de la estabilidad de la galaxia. Por el contrario, aquellas dirigidas por dispersión están formadas por estrellas con velocidades aleatoriamente distribuidas en todo el sistema, dando un movimiento global prácticamente nulo.

³Se define la abundancia de hierro como $[Fe/H] = \log \left(\frac{n_{Fe}}{n_H} \right)_{star} - \log \left(\frac{n_{Fe}}{n_H} \right)_{Sun}$, donde n_{Fe} y n_H son la abundancia de hierro e hidrógeno respectivamente en unidades de átomos por unidad de volumen.

⁴Esta búsqueda se realizó durante los años 50 con el telescopio Oschin-Schmidt en el Monte Palomar situado al sur de California usando placas fotográficas.

esta búsqueda. Fue clasificada como una galaxia de transición por Mateo (1998 [15]). Ha sido confirmada su pertenencia al LG por varios investigadores desde que se empezó a estudiar (ver por ejemplo, Tammann & Sandage 1977; van den Bergh 1979 [29]) y también en estudios más recientes basados en las estrellas de la rama de las gigantes rojas (por ejemplo, Lee et al. 1999 [13]; McConnachie et al. 2005 [17]). Las estrellas de Aquarius se resolvieron y estudiaron por primera vez por Marconi et al. (1990 [14]), llegando a una magnitud límite en V de 23.5. Esta galaxia posee una alta cantidad de gas HI (Young et al., 2003 [30]) con una masa total de $4.1 \times 10^6 M_{\odot}$, cuya forma parece indicar que se encuentra ligeramente desplazado de la posición donde se encuentran la mayoría de las estrellas (McConnachie et al., 2006 [18]). Estudios fotométricos descubrieron una historia continuada de formación estelar (Cole et al., 2014 [5]), aunque actualmente no hay formación. La época donde mayor tasa de formación estelar tenía Aquarius fue entre hace 6 y 8 Gyr, y ha decaído durante los últimos 2 Gyr (Cole et al., 2014 [5]). Tiene una luminosidad de $M_V = -10.6$, (Lee 1999 [13]) y es una de las que mayor cantidad de gas del LG posee entre las galaxias enanas. Se pueden ver algunas de sus características principales en la tabla 1.

Características generales de Aquarius	
RA (hhmmss) DEC (ddmmss)	$20^h 46' 51.8'' -12^{\circ} 50' 53''$ (McConnachie et al., 2006) [18]
Elipticidad	0.5 (Lee et al., 1999) [13]
Ángulo de posición (grados)	98.7 ± 1.0 (McConnachie et al., 2006) [18]
Distancia a la MW (kpc)	977 ± 45 (Cole et al., 2014) [5]
$M_{HI} (M_{\odot})$	4.1×10^6 (McConnachie et al., 2006) [18]
V_{sys}^{HI} (km/s)	-140 ± 2.5 (Iorio et al., 2017) [7]
$L_V (L_{\odot})$	$1.7 \pm 0.2 \times 10^6$ (McConnachie et al., 2006) [18]
V_{sys} (km/s)	-138.9 ± 1.0 (este trabajo)

Cuadro 1: Características principales de DDO210.

Los primeros valores de metalicidad estelares para estrellas de la RGB fueron determinados por Kirby et al. (2013 [8]) con 25 estrellas miembro, obteniendo que $[Fe/H] = -1.44$ dex, un valor consistente con una galaxia de la luminosidad de Aquarius. De hecho ese estudio encontró un rango de metalicidades típico de galaxias enanas que han tenido una larga historia de formación estelar. El primer estudio de las estrellas de la rama horizontal (HB) y del red clump fue hecho por McConnachie et al. (2006 [18]). La dispersión de velocidad determinada para estrellas de la RGB es de $\sigma_v = 7.9_{-1.6}^{+1.9} km/s$ (Kirby et al., 2014 [9]). En la figura 1 se muestra la galaxia de Aquarius.



Figura 1: Imagen de Aquarius obtenida con el Hubble Space Telescope (crédito: A.Cole et al. 2014 [5]).

2. Observaciones y reducción de datos

2.1. Instrumento, observaciones y catálogo fotométrico

2.1.1. Instrumento FORS2

Las observaciones con las que se ha realizado este trabajo han sido hechas con el instrumento FORS2 (FOcal Reducer and low dispersion Spectrograph), un espectrógrafo situado en uno de los telescopios del Very Large Telescope(VLT) en el Observatorio de Paranal de la ESO (Chile). En concreto, el instrumento está situado en el foco Cassegrain de Antu (UT1) y posee múltiples modos de observación: imagen, espectroscopía multi-objeto, polarimetría y espectroscopía de rendija larga. Hay un detalle del instrumento en la figura 2.

FORS2 contiene una CCD MIT con 2 partes de $2k \times 4k$ píxeles de tamaño de $15 \times 15 \mu m$, espe-

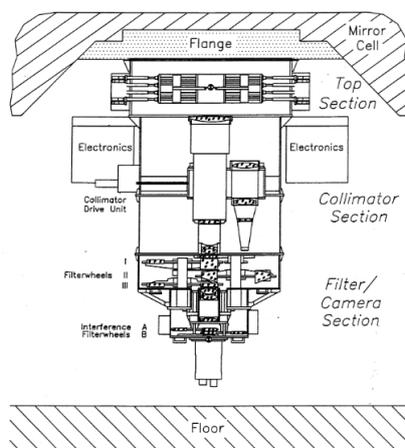


Figura 2: Detalle del instrumento FORS2. (FORS2 User Manual, 2014)

cialmente sensible en la parte roja del espectro hasta 1100 nm. En la parte superior de la figura 2 se puede situar la unidad de máscaras intercambiables MXU (Mask Exchange Unit), las 19 rendijas intercambiables en la unidad de espectroscopía multi-objeto MOS (Multi-Object Spectroscopy), las rendijas y la máscara polarimétrica. A continuación se sitúan los colimadores junto a la electrónica y finalmente la zona donde se encuentran los filtros, la rueda de prismas de Wollaston y los grismas disponibles, así como la cámara.

Los datos han sido tomados entre Junio y Septiembre de 2013 en modo servicio utilizando el modo de espectroscopía MXU dentro del programa ID 091.B-0331(B) (PI:G.Battaglia). Se ha hecho uso del grisma 1028z junto al filtro OG590, que cubre un rango de longitud de onda entre 7730 y 9480 Å (con 8600 Å la longitud de onda central), con una dispersión de 0.42 \AA por píxel, una resolución espectral $R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} = 2560$, y la resolución estándar del detector MIT de FORS2, con binning de 2×2 , que proporciona una escala de $0.25''$ por píxel (FORS2 User Manual, 2014). El tamaño de las rendijas utilizadas era $1''$ de ancho y $8''$ de largo (para algunas, este largo se rebajó a $6''$ por estar las estrellas demasiado juntas y evitar así que la luz de una entrase en la otra rendija).

2.1.2. Observaciones

Se han observado fuentes en Aquarius en un total de veinte exposiciones divididas en dos apuntados a una misma zona con dos máscaras distintas. En total el número de fuentes fue 55 estrellas para esta galaxia con una magnitud esperada de las fuentes más débiles observadas de $I = 21.7$. En la tabla 2 se puede ver un resumen de las observaciones, con la masa de aire media durante todas las exposiciones, los tiempos de exposición, el seeing de las observaciones y otras

Máscara	Nº chips	Nº expos	Tiempo expos (s)	Seeing (")	Masa de aire
Aquarius 0	2	10	3399.8588	0.8	1.1
Aquarius 1	2	10	3536.7011	1.1	1.1

Cuadro 2: Resumen de las observaciones. Datos referidos a una media total entre todas las exposiciones.

características. En la figura 3 se muestra la distribución espacial de las estrellas de nuestra muestra dentro de la galaxia, así como las estrellas de la muestra de Kirby et al (2017 [10]) con las que se ha hecho una comparación.

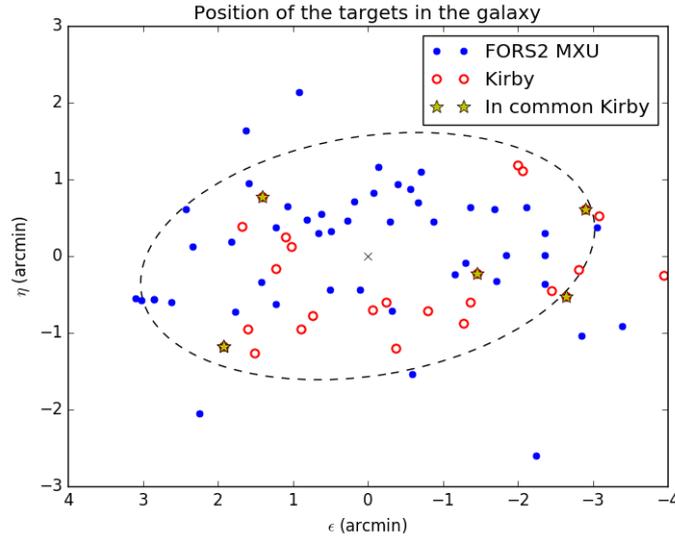


Figura 3: Distribución de las estrellas en la galaxia. En azul las estrellas estudiadas en este trabajo; los círculos vacíos con borde rojo las estrellas de la muestra de Kirby (2017 [10]); en amarillo las estrellas en común entre nuestra muestra y la de Kirby; la cruz indica la posición central de Aquarius. Hacia arriba el norte y a la izquierda el este. La elipse indica una aproximación a la forma de la galaxia con centro en las coordenadas de la galaxia, excentricidad y ángulo de posición indicados en la tabla 1.

2.1.3. Catálogo fotométrico

Para hacer un estudio completo de las estrellas será necesario tener en cuenta la fotometría. Se utilizará un catálogo de estrellas realizado por McConnachie et al. (2006 [18]) con datos tomados por la Suprime-Camera del telescopio Subaru en las bandas V e I. De esta manera, es posible averiguar cuál es la magnitud de las fuentes en las bandas indicadas, así como los errores asociados en la determinación. Para este fin se compararán las posiciones de las estrellas en nuestros datos y en el catálogo. Para que los datos estén en un sistema estándar, se transforman las magnitudes al sistema Landolt. Para ello se indica en el artículo las ecuaciones de transformación, que son las siguientes:

$$V = V' + 0.030(V - I) \quad (1)$$

$$I = I' - 0.088(V - I) \quad (2)$$

Es una transformación pequeña en las magnitudes debido a los filtros usados para obtener los datos. Entonces se pueden comparar las posiciones de las estrellas del catálogo de McConnachie (2006, [18]) frente a las nuestras para obtener los valores de las magnitudes y sus errores. Los

valores hallados para cada una de las estrellas se encuentran en las tablas 5 y 6, además de en el diagrama color magnitud que se muestra en la figura 4. Se representan, junto a las estrellas de nuestra muestra y a las del catálogo fotométrico, las estrellas del catálogo de Kirby et al. (2017 [10]), con el cuál se ha hecho una comparación de velocidades estelares individuales de la que se tratará en detalle más adelante.

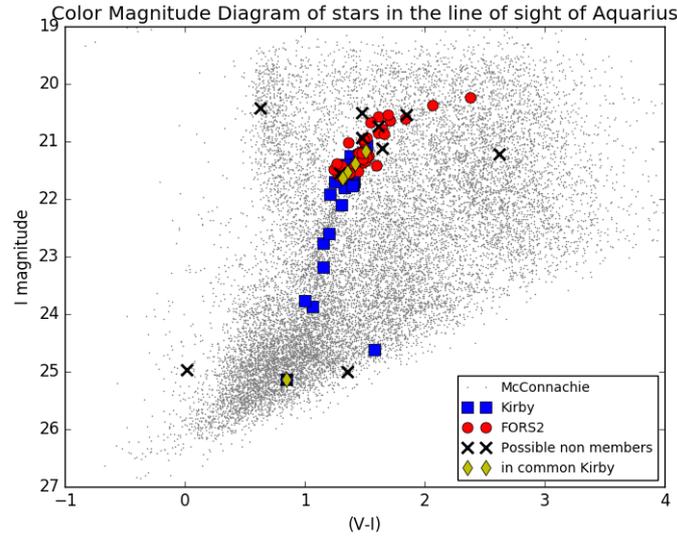


Figura 4: Diagrama Color-Magnitud para las estrellas en la dirección de Aquarius. En gris se representan todas las estrellas correspondientes al catálogo fotométrico de McConnachie et al (2006 [18]); los círculos rojos representan las estrellas de este trabajo (FORS2 MXU); los cuadrados azules representan las estrellas del catálogo de Kirby et al. (2017 [10]); los rombos amarillos las estrellas en común entre nuestra muestra y la de Kirby; las cruces negras representan estrellas de FORS2 que han sido descartadas como miembros de la galaxia.

2.2. Reducción de datos

Para poder analizar los datos MXU tomados con FORS2 de Aquarius, es necesario la realización de una reducción de los mismos para corregirlos de los defectos instrumentales y señales no deseadas, de manera que sea posible unificarlos y estudiar los objetos de interés adecuadamente. Habrá que considerar que cada una de las dos máscaras utilizadas en las observaciones está a su vez compuesta por un conjunto de rendijas asociadas a una estrella objetivo cada una. En total son 55 las rendijas que encontramos distribuidas entre los 2 chips del detector y las 2 máscaras. Para llevar a cabo este proceso de reducción se ha utilizado IRAF ⁵ (Image Reduction and Analysis Facility), con el que es posible analizar en profundidad los datos. Se puede separar entonces las exposiciones científicas de las de calibración y comenzar el proceso de reducción. Los primeros pasos utilizan el procedimiento habitual seguido en este tipo de estudios.

Se crea un master bias⁶, utilizando 5 imágenes por noche de observación, y un master flat-field normalizado⁷, igualmente con 5 imágenes. Para generar el master bias solo será necesario comprobar el número de cuentas de todos los bias antes de combinarlos (usando la tarea *imcombine*),

⁵IRAF se distribuye gracias a la National Optical Astronomy Observatories, que operan con la Association of Universities for Research in Astronomy, Inc. bajo un acuerdo cooperativo con la National Science Foundation. <http://iraf.noao.edu/>

⁶El bias se refiere al ruido de la electrónica a un tiempo de exposición de 0 segundos.

⁷El flat-field es una imagen que se toma a un campo uniformemente iluminado, ya sea el cielo o en la propia cúpula, debido a la diferencia existente en la sensibilidad entre los distintos píxeles de la CCD, que provoca una distorsión de

para asegurarnos de que todas las imágenes pueden ser utilizadas. Para poder crear el flat-field normalizado a partir del master flat-field es necesario realizar una serie de correcciones a la imagen. Esto es debido a la existencia de una pequeña curvatura en los bordes de las imágenes, que se puede corregir trazando la forma de las rendijas. Para ello se recurre a las tareas de IRAF *apall* (para extraer la forma del continuo estelar en la exposición científica) y *apflatten* (para enderezar y normalizar el flat basándose en la información de *apall*). Se utiliza la imagen científica en lugar del propio flat debido a que podemos utilizar el continuo de la estrella como referencia para corregir la curvatura, lo que simplifica el proceso. El polinomio que se utiliza para esto es de bajo orden por ser la curvatura pequeña.

El master bias se sustraerá y el master flat-field normalizado se dividirá de las imágenes científicas y de la imagen de arco, que servirá para la calibración. Varias de las exposiciones se realizaron en las mismas noches, con lo que se utilizan las mismas imágenes de calibración.

Un segundo paso necesario es la eliminación de los rayos cósmicos de las imágenes científicas, algo muy relevante debido a los largos tiempos de exposición utilizados. Para esto se ha recurrido al uso de un algoritmo de eliminación de estos rayos llamado *L.A. Cosmics*⁸, desarrollado por van Dokkum (2001 [27]). Con este algoritmo, la eliminación de los rayos cósmicos ha sido eficaz y prácticamente perfecta para todas las imágenes. Se tomó la decisión de no aplicarlo a las imágenes de arco porque los mecanismos de rechazo utilizados en este método podían eliminar las líneas necesarias para la calibración en longitud de onda posterior.

A partir de aquí, se han utilizado programas de elaboración propia en python utilizando tareas de IRAF para simplificar el proceso de reducción. Estos programas han sido elaborados por N. Kacharov & S. Taibi.

El siguiente procedimiento a seguir es la calibración en longitud de onda. Para ello antes hay que corregir las imágenes de la misma curvatura que indicamos antes que sufría el flat, pero esta vez en el eje espacial de las rendijas. Esto se debe a distorsiones causadas por la óptica del instrumento. Será necesario corregir tanto las imágenes científicas como las de arco de este efecto para poder extraer correctamente cada espectro. Se recurre a las tareas de IRAF *identify*, *reidentify*, *fitcoords* y *transform* para corregir este efecto en las trazas espectrales de todas las rendijas de las exposiciones. Con esto básicamente se identifica la posición de la estrella en la rendija y se sigue esta posición a lo largo del eje espacial. Esta información se utiliza después para generar una solución que rectifique la traza de las rendijas. Habrá que comprobar que esta corrección es satisfactoria ya que ahora se procederá a extraer cada una de las rendijas de las imágenes científicas para tratarlas individualmente. Se comparan la imagen previa y la corregida para observar el efecto de la corrección (ver figura 5).

Recordemos lo que señalamos al principio de la existencia de 55 rendijas. Ahora tenemos que recortarlas para poder hacer una calibración en λ individual para cada una de las imágenes⁹.

Para la calibración, recurriremos a las tareas de *identify* y *reidentify* aplicadas a la imagen de arco, que nos permiten asociar a cada una de las líneas una longitud de onda por ser conocidas las líneas de emisión de la lámpara utilizada, y extender esta calibración a todas las filas y columnas de las imágenes¹⁰. A continuación se utiliza *fitcoords* para ajustar los residuos y crear así una función en dos dimensiones que relacione las coordenadas de la imagen con la longitud de onda. Finalmente *transform*, para aplicar el ajuste a la imagen del arco y a la exposición científica. Este proceso se realiza para cada una de las rendijas individualmente obteniendo un espectro en dos dimensiones

la imagen observada. En nuestras medidas se calibró usando flats de cúpula con tiempos de exposición de la lámpara de 3 s.

⁸La página donde se puede encontrar es: <http://www.astro.yale.edu/dokkum/lacosmic/>

⁹Esto es necesario ya que cada una de las estrellas tienen diferentes posiciones en el eje espectral de la CCD, así que cabe esperar que los espectros estén desplazados unos con respecto a otros en la imagen global y será más sencillo tratarlos individualmente.

¹⁰Se pueden descargar del manual del FORSS2 las líneas de cada lámpara para hacer la calibración.

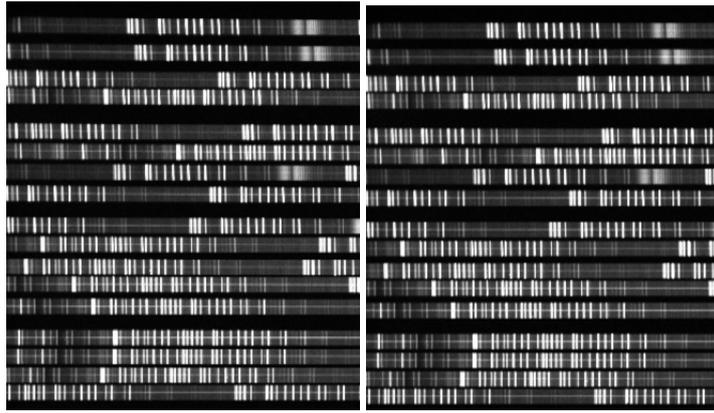


Figura 5: Corrección de la forma de las rendijas previa a la calibración en longitud de onda. A la izquierda la imagen sin corregir y a la derecha la corregida. Se puede apreciar la desaparición de la curvatura con más claridad en la zona superior de la imagen, que es la más afectada.

calibrado y con las líneas de cielo rectas, lo cual será útil a la hora de extraer el espectro final y que no aparezcan residuos sistemáticos (se puede ver un ejemplo en la figura 6).

La extracción del espectro se hace con *apall*, y será necesario proporcionarle a la tarea varios



Figura 6: Corrección de las líneas de cielo. A la izquierda un trozo de un espectro sin corregir; a la derecha el espectro corregido. Se puede apreciar como tras realizar la calibración las líneas de cielo aparecen enderezadas.

parámetros asociados a la imagen. Se proporcionan los valores del seeing, que sabemos que está asociado con la anchura a media altura (FWHM) de la gaussiana formada con la emisión de la estrella, para escoger las zonas del fondo en función del tamaño del seeing y el tamaño de la rendija. El flujo de la estrella frente al flujo del fondo variarán dependiendo de estos dos parámetros, escogiéndolos como límites a las zonas del cielo (irá desde 2 veces el tamaño del seeing hasta el tamaño de la rendija por ambas partes). Para ajustar la forma del fondo se utiliza un polinomio de Chebyshev de orden 2, ya que se trata de algo difícil de ajustar en ciertas estrellas más débiles y un polinomio de orden 1 elimina parte del flujo estelar. La imagen resultante que se obtiene es el espectro de la fuente estelar en una dimensión y otras capas asociadas con los errores de la extracción, como la emisión del cielo o el ruido correspondiente a la extracción del espectro.

Finalmente, a estos espectros les aplicamos la tarea *continuum* para normalizar su continuo y obtener así el espectro final normalizado que utilizaremos para obtener las velocidades y metalicidades de cada estrella. Aquí el orden del polinomio usado es de 7 para prácticamente todas las fuentes, aunque ha sido necesario aumentarlo en ciertos casos a un orden 8.

2.3. Determinación de las velocidades radiales

Cada una de las estrellas tiene una velocidad distinta dentro de la galaxia. Estas velocidades están medidas con respecto al sistema de referencia del observatorio de Paranal, pero no en un sistema universal. Este junto a otros efectos llevan a la necesidad de hacer ciertas correcciones para poder determinar adecuadamente la velocidad de las estrellas. Así pues, para poder extraer la velocidad radial tras combinar los distintos espectros, será necesario eliminar los efectos que

varían su valor. Estos son: el hecho de que las rendijas pueden no estar exactamente centradas en las estrellas, la corrección bariocéntrica y el hecho de que la posición en λ de las líneas del cielo de los espectros puede no estar en la λ exacta esperada para esas líneas.

La primera corrección a considerar tiene en cuenta las posiciones de las rendijas de la máscara con la que se hayan tomado los datos. Antes de tomar la imagen científica, es necesario colocar cada una de las rendijas centradas en la estrella objetivo. Hay veces en las que no se encuentran perfectamente alineadas, y esto provoca un error en la velocidad. Hay que considerar que cada uno de los píxeles de la CCD se corresponde con una dispersión de velocidad de 28 km/s , con lo cual el error puede ser muy significativo si la diferencia entre la posición central de la rendija y la de la estrella es muy grande. Esto es especialmente relevante en este estudio debido a que queremos ser capaces de determinar movimientos relativos de unos pocos km/s para las fuentes estelares. Normalmente estos errores son de sub-píxeles y se calculan restando la diferencia entre la posición del centro de la gaussiana que se ve en la rendija con la posición del centro de la gaussiana de la estrella real (las posiciones se pueden extraer de la cabecera).

La siguiente corrección viene de tener que pasar nuestras medidas a un sistema de referencia universal. Para esto es necesario realizar una corrección heliocéntrica de las velocidades en función de nuestra posición en el Sistema Solar en el momento de la toma de datos. Esto se hace con la tarea de IRAF *rvcorrect*, donde se necesita introducir los datos del observatorio y de la observación para cada una de las estrellas por exposición (las estrellas de cada exposición individual tendrán la misma fecha).

La última corrección se lleva a cabo mediante una correlación cruzada con un espectro de las líneas de emisión cielo. Este desplazamiento se hace para ajustar la calibración en longitud de onda realizada en la reducción de los datos. Estas líneas son muy brillantes y se encuentran en cada uno de los espectros (como se pueden ver en la figura 6). Dado que los espectros de cielo son conocidos y se pueden identificar fácilmente cada uno de los elementos que lo afectan así como las longitudes de onda a las que esto ocurre, pueden usarse como referencias para poder hacer desplazamientos del espectro de la fuente. Se usa para esta corrección la tarea de IRAF de *fxcor*, con la que se hace una correlación de los espectros con un espectro del cielo en una zona entre 8200 y 8900\AA aproximadamente, ajustando la curva del ajuste con una gaussiana.

Así pues, si tenemos en cuenta todas las correcciones, nos quedaría que el desplazamiento en la velocidad individual de cada estrella será:

$$V_{shift} = V_{bary} - V_{slit} - V_{\lambda} \quad (3)$$

Donde V_{bary} será el desplazamiento en velocidad debido a la contribución de la corrección heliocéntrica; V_{slit} será el desplazamiento debido a la corrección por la posición central de las rendijas con respecto a la posición central de las estrellas; y V_{λ} es el desplazamiento debido a la corrección de la posición de las líneas de emisión del cielo. Con *dopcor* hacemos una corrección doppler de nuestros espectros utilizando el desplazamiento anterior como la medida a corregir.

Para poder obtener las velocidades finales de cada una de las 55 estrellas objetivo, se suman sus espectros desplazados siguiendo la ecuación (3). La parte que nos interesa del espectro se encuentra entre 8500 y 8750 \AA , que es la zona donde se encuentra el triplete de calcio. Al sumar los espectros individuales mejoramos la señal a ruido de las líneas aproximadamente en un factor 3 teniendo en cuenta los valores individuales de la señal a ruido de las estrellas frente a los valores finales una vez todos los espectros están combinados (ver en las tablas 5 y 6). Será con estos sobre los que se determina la velocidad radial individual de las estrellas de Aquarius.

Para calcular la velocidad radial de las estrellas, volvemos a aplicar aquí la tarea *fxcor*, con la que comparamos los espectros individuales con un espectro sintético de una estrella RGB aproximadamente del mismo tipo espectral que las estrellas seleccionadas en la galaxia. Este ajuste será mejor cuanto más se parezca la estrella objetivo a la estrella sintética, habiendo grandes errores cuando

el tipo espectral es muy diferente.

Una vez extraídas las velocidades será necesario relacionarlas con resultados previos sobre las velocidades de las estrellas. Se comparan los valores extraídos en nuestro estudio con los valores más recientes obtenidos por Kirby et al. (2017, [10]), un catálogo que tiene un total de 25 estrellas. Se han encontrado coincidencias con nuestros datos para un total de 6 estrellas. Una de estas 6 aparece repetida por haberse medido una vez con cada una de las máscaras de las que se disponía. Esto nos permite hacer una comprobación de la consistencia de los datos obtenidos tras la reducción, porque cabría esperar que las velocidades encontradas sean similares (ver tabla 4 y parte derecha de la figura 7).

A partir de estas velocidades individuales de las estrellas se derivará la velocidad sistémica de la galaxia basándonos en el uso de la desviación absoluta de la mediana de la velocidad para poder seleccionar las estrellas que de verdad pertenezcan a la galaxia. Este método fue descrito por Beers et al. (1990 [4]). Se tratará esto y la selección de miembros con más detalle en la siguiente sección.

2.4. Determinación de la metalicidad

Para determinar el valor de la metalicidad ($[Fe/H]$) de las estrellas se utilizarán la anchura equivalente de las líneas correspondientes al triplete de calcio. El triplete de calcio (CaT) se encuentra en el rango del infrarrojo en las longitudes de onda: 8498Å, 8542Å y 8662Å, siendo la segunda línea la más brillante de las 3. Son un rasgo notable en los espectros de estrellas evolucionadas que resulta ser un indicador de metalicidad si las estrellas son pobres en metales. Otras calibraciones recientes del método le dan una validez hasta un límite superior de la abundancia de hierro de -0.5 dex (Starkenbug et al., 2010 [24]). Este método ha sido inicialmente utilizado en estrellas por Armadroff & Da Costa (1991 [1]); se ha aplicado para determinar la metalicidad en cúmulos globulares o en sistemas con estrellas muy viejas (Rutledge et al. 1997 [22] [23]), y se ha utilizado para determinar también este valor para estrellas gigantes rojas situadas en poblaciones distintas a cúmulos globulares. Las metalicidades que se derivan de esta forma son consistentes con otros métodos de determinación (Olszewski et al. 1991 [20]; Da Costa & Hatzidimitriou 1998 [6]; Battaglia et al. 2008 [2]). Se ha comprobado la validez del método para sistemas complejos con amplios rangos de edades obteniendo resultados compatibles al calcular la metalicidad mediante las líneas del CaT o mediante espectroscopía de alta resolución en las líneas de hierro (Battaglia et al., 2008 [2]).

Con las líneas de calcio se proporciona una aproximación al valor de la metalicidad ($[Fe/H]$) del sistema sin necesidad de observar las líneas de hierro de la galaxia, lo que requeriría de una mayor resolución espectral y mayor tiempo de observación. Estas líneas del CaT son rasgos espectrales lo suficientemente marcados como para que no sea necesario el uso de espectroscopía de alta resolución, lo que simplifica su observación. Este método es dependiente de la temperatura efectiva de la estrella y de su gravedad, y es sensible a la relación edad-metalicidad de las estrellas. Para unos valores fijos dados de estos dos parámetros, T_{eff} y la gravedad, se ha comprobado en la literatura que el valor de la suma de las anchuras equivalentes de las líneas del triplete aumenta a medida que aumenta el cociente $[Fe/H]$. Esta dependencia asegura que las estrellas de distintas metalicidades pertenecientes a la RGB ocuparán posiciones distintas en un diagrama $\sum EW^{11}$ frente a magnitud absoluta o el término $V-V(HB)$, donde V es la magnitud de la estrella en esa banda y $V(HB)$ es el valor de la magnitud V de la rama horizontal de la galaxia, por tanto es un parámetro representativo de la luminosidad. Es decir, que sería posible eliminar el efecto de gravedad y T_{eff} si es conocida la posición de la estrella dentro de la RGB con respecto a la posición de la rama horizontal del sistema.

Se ha demostrado empíricamente que la relación anterior es un buen indicador de la abundancia

¹¹Este término hace referencia a la suma de las anchuras equivalentes de las líneas del triplete de calcio.

de hierro, $[Fe/H]$, para cúmulos globulares (Armandroff & Da Costa 1991 [1]; Olszewski et al. 1991 [20]). Se trata de un valor independiente del módulo de distancia del sistema y del enrojecimiento, de manera que al representar ambos parámetros juntos se corrige la variación sistemática de la luminosidad de la rama horizontal con la metalicidad (Pont et al., 2004 [21]). Para utilizarlo es necesario que el sistema a estudiar tenga estrellas viejas y con una rama horizontal claramente definida, algo que ocurre en los cúmulos globulares.

El parámetro $V-V(HB)$ no es tan claro para su uso en las galaxias, donde hay un amplio rango de edades estelares y de metalicidades. Para cúmulos globulares donde las estrellas tengan edades más intermedias se recurre a una corrección en el parámetro por la edad de las estrellas gigantes rojas, algo que se puede conocer en ellos con precisión (ver por ejemplo, Da Costa & Hatzidimitriou 1998 [6]). Sin embargo para las galaxias estas edades pueden no estar tan bien determinadas. Es por eso por lo que se puede recurrir al uso de la magnitud absoluta de las estrellas en lugar de $V-V(HB)$. Estas representaciones indican unos valores de la metalicidad que no se ven afectados por la edad, con lo que ya no importaría si no pueden determinarse correctamente las edades de las estrellas de la RGB.

La metalicidad se deriva de la anchura equivalente de las líneas y es un método preciso en el rango de $-4 \leq [Fe/H] \leq -0.5$, como probó Starkenburg et al. (2010 [24]). La ecuación que se va a utilizar para extraer la metalicidad se puede encontrar en el apéndice de Starkenburg et al. (2010 [24]). Es una ecuación válida para el uso o bien de las magnitudes absolutas de las estrellas, o bien el color $V - V(HB)$.

$$[Fe/H] = a + bM + cEW_{2+3} + dEW_{2+3}^{-1.5} + eEW_{2+3}M \quad (4)$$

Donde M es la magnitud absoluta (se intercambiaría por $V-V(HB)$), y EW es la anchura equivalente de las líneas (el 2+3 indica la suma de las anchuras equivalentes de la segunda y tercera línea del triplete). Esta ecuación ha sido calibrada para su uso con estrellas pertenecientes a la RGB y por encima de la rama horizontal, lo que supone unos requisitos en los valores de las magnitudes que han de cumplirse para la validez de la expresión (se indicarán más adelante). En función de lo que se utilice en la ecuación se usarán unos coeficientes u otros, que se muestran en la tabla 3.

Parámetro	$(V - V_{HB})$	M_V	M_I
a	-2.87	-2.90	-2.78
b	0.195	0.187	0.193
c	0.458	0.422	0.442
d	-0.913	-0.882	-0.834
e	0.0155	0.0133	0.0017

Cuadro 3: Parámetros para la calibración de la expresión que determina la metalicidad. (Starkenburg et al., 2010 [24])

3. Tests de calidad

3.1. Análisis de la determinación de las velocidades

Entre las estrellas de nuestros datos hay dos coincidencias entre dos estrellas observadas en las dos máscaras. Con ellas se puede comprobar la consistencia interna de la determinación de la velocidad, ya que se deberían de obtener valores similares considerando las barras de error para ambas. Las velocidades obtenidas junto a sus errores están en la tabla 4. La notación utilizada para denominar las estrellas es: primero referencia a la máscara usada, luego el chip correspondiente, y finalmente la apertura de la imagen (correspondiente a cada estrella) numeradas de abajo a arriba en la exposición científica. En la parte derecha de la figura 7 se muestran estas estrellas junto a una recta que indica relación lineal. Como vemos en la representación y en la tabla, las velocidades están toleradas dentro de los errores lo que demuestra que la obtención de las velocidades es consistente.

Estrella	RA2000 (deg)	DEC2000 (deg)	V_{hel} (km/s)	δV_{hel} (km/s)	Máscara
aqu0c1star11	311.7488	-12.86734	-177.0	9.0	Aquarius 0
aqu1c1star13	311.7488	-12.86734	-166.6	6.1	Aquarius 1
aqu0c1star16	311.7645	-12.85741	-149.6	4.7	Aquarius 0
aqu1c1star17	311.7645	-12.85741	-147.8	4.9	Aquarius 1

Cuadro 4: Estrellas en común entre las dos máscaras.

La comparación con el catálogo de Kirby et al. (2017, [10]) se realizó basándose en las posiciones de los objetos, encontrándose coincidencias de posiciones en 6 estrellas (1 repetida como ya se ha dicho). Estas estrellas en común son: *aqu0c1star11*, *aqu0c2star3*, *aqu0c2star7*, *aqu1c1star10*, *aqu1c1star13*, *aqu1c2star3*¹². Se puede visualizar esta correlación en la figura 7 (izda), donde se muestran las velocidades derivadas de nuestras medidas frente a las velocidades derivadas por Kirby et al.(2017, [10]) para esas mismas estrellas junto a las correspondientes barras de error. Es claro que la relación lineal entre ambas medidas no se cumple ni estaría tolerada la relación dentro de las barras de error al menos para 4 de ellas. Para *aqu0c1star11* y *aqu1c1star13* las barras de error son tan grandes que se podría considerar que entran dentro de la relación lineal.

Esta diferencia ha llevado a un análisis detallado de cada una de las velocidades individuales derivadas para cada exposición individual. Se ha estudiado en detalle cada uno de los desplazamientos producidos en cada uno de los espectros debido a las correcciones anteriormente indicadas a las velocidades. No se ha apreciado ningún procedimiento extraño en los resultados correspondientes a los desplazamientos en longitud de onda del espectro, pero sí existen unos valores inusuales en el desplazamiento correspondiente a la posición de la rendija para dos estrellas de la segunda máscara *aqu1c1star6* y *aqu1c1star8*, como se puede ver en la figura 8.

Podría ocurrir que haya un desplazamiento sistemático en ciertas estrellas debido a su posición en la CCD, pero en la zona donde se encuentran *aqu1c1star6* y *aqu1c1star8* se ve que el resto de las estrellas no tienen un desplazamiento notable. Este resultado ha ocurrido debido a que los espectros de ambas estrellas se han tomado con unas rendijas de tamaño de 2" más pequeñas que el resto de las rendijas. Dado que los códigos están en principio implementados para un ancho dado de las rendijas, las zonas que escoge para calcular los desplazamientos cayeron fuera de la propia rendija para estos dos casos. Teniendo este hecho en cuenta, se ha decidido volver a pesar estos desplazamientos en función a una mediana de los desplazamientos de las estrellas adyacentes, ya que valores tan grandes afectan notablemente a la determinación de la velocidad

¹²Hacen referencia a la notación utilizada para las estrellas en la tabla 6

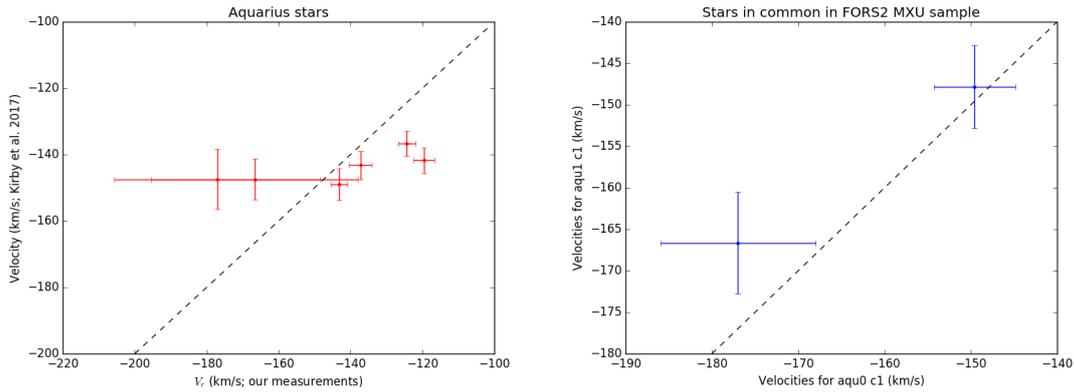


Figura 7: Comparación entre las velocidades derivadas de nuestras medidas y las determinadas por Kirby et al.(izda). Estrellas en común en las dos máscaras de nuestra muestra (dcha). Las líneas negras indican una relación lineal.

de estas estrellas. Los valores iniciales de estos desplazamientos eran de 7.616 ± 2.072 km/s para *aqu0c1star6* y -14.546 ± 45.957 km/s para *aqu0c1star8*. Finalmente se han escogido unos valores de -0.245 ± 1.078 km/s para ambas estrellas teniendo en cuenta los valores de las estrellas *aqu0c1star5*, *aqu0c1star7*, *aqu0c1star9*. Este cambio produce una variación en la velocidad calculada del mismo orden, y reduce sobre todo el error de la medida.

Cabe destacar la estrella que se observa más a la derecha en la parte izquierda de la figura 7, *aqu0c2star3*. Aunque la línea de comparación estuviese ligeramente desplazada, esta estrella seguiría sin estar incluida dentro de las barras de error en la relación. Este hecho podría sugerir que se tratase de una estrella binaria, ya que las medidas realizadas por Kirby se tomaron en días distintos a las nuestras. Para poder analizar esto, es necesario un estudio detallado de la variación de cada una de las velocidades individuales de las estrellas derivadas a partir de todas las exposiciones realizadas. Si se observan variaciones notables en las velocidades de un día a otro, posiblemente se trate de una binaria en la que hayamos podido apreciar la contribución de ambas estrellas. El resultado obtenido a este respecto está en la figura 16 (gráfica de la derecha en la segunda fila).

En esta figura se representan las 10 exposiciones realizadas a las estrellas en las distintas fechas en las que se tomaron (en aquellas fechas en las que aparecen múltiples puntos, se debe a que esas noches hubo más de una exposición a esa fuente). En el eje de abscisas aparece la velocidad heliocéntrica calculada para cada exposición individual menos la velocidad heliocéntrica calculada para la estrella una vez sumados todos los espectros, que es la que aparece en las tablas del anexo. Si no fuera una estrella binaria, se esperaría encontrar todas las velocidades en torno al 0, o al menos ese valor tolerado por las barras de error.

Los resultados para la estrella *aqu0c2star3* parecen indicar que no se trata de una binaria por estar más o menos todos los puntos en torno al cero. Aunque haya algunos que se desvíen, la muestra no es suficientemente grande como para asegurar que sea una binaria, ya que las fechas de observación fueron pocas y están demasiado separadas como para poder trazar una única tendencia de los puntos. Esto se puede ver también en el resto de las gráficas de la figura 16, donde se muestra la variación con el tiempo de las velocidades de otras 7 estrellas. Hay que destacar aquí que la comparación con Kirby se realizó introduciendo un radio de tolerancia de unos pocos segundos de arco donde las coordenadas de las estrellas podrían coincidir. Esta estrella es la se encuentra a la distancia más grande de todas las comparadas. Si no fuera la misma estrella que la de Kirby, entonces la comparación sugeriría que puede existir un pequeño desplazamiento del punto cero entre ambos conjuntos de datos.

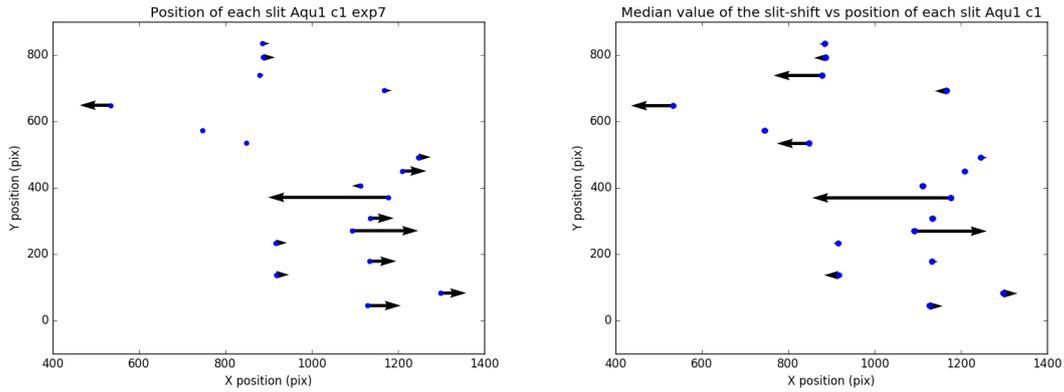


Figura 8: Diagrama de flechas donde cada punto representa la posición de las estrellas en la imagen real de la CCD (ambos ejes están indicando el número de píxeles). Las flechas representan el desplazamiento tomado para cada una de las estrellas (todas se corresponden al primer chip de la primera máscara) multiplicado por un factor para que se aprecie mejor la tendencia de los desplazamientos (son de unos pocos píxeles en realidad). A la izquierda se aprecia un desplazamiento mayor para 2 de las estrellas que aparecen, correspondientes a *aqu1c1star6* y *aqu1c1star8* para una exposición individual. A la derecha se muestra la mediana tomada para cada una de las estrellas una vez sumados los espectros.

3.2. Análisis de la determinación de las magnitudes

En la figura 4 podemos ver el diagrama color magnitud de la galaxia, y en conjunto con las tablas 5 y 6, vemos que prácticamente todas las estrellas tienen una magnitud en I $<$ 21.7, algo que esperábamos a la hora de escogerlas. Además, la gran parte de las estrellas de la muestra se corresponden con estrellas de la rama de las gigantes rojas (RGB). Sin embargo, 3 de las fuentes tienen valores inusuales de la magnitud tanto en I como en V: *aqu1c1star5*, *aqu1c1star6* y *aqu1c1star10*, con magnitudes en I de en torno a 25 y en V de 26. De tener realmente esas fuentes los valores indicados de magnitud, deberían de ser muy débiles, ya que tienen una diferencia en brillo de casi un orden 40 frente al resto de las estrellas.

Si comprobamos la relación señal a ruido obtenida en los espectros para estas estrellas encontramos sin embargo unos valores altos. Así que concluimos que esta diferencia podría deberse a algún tipo de problema al determinar la fotometría para estos casos usando el catálogo de McConnachie et al (2006, [18]).

4. Resultados

4.1. Elección de miembros

Para el cálculo de la velocidad sistémica de la galaxia necesitamos escoger primero las estrellas miembro de entre toda nuestra muestra. Esto es necesario porque pueden existir estrellas cuyas velocidades o magnitudes indiquen que no pertenecen a Aquarius y, por tanto, no podrán ser utilizadas para determinar la velocidad sistémica de la galaxia. Así pues se usarán dos técnicas: la elaboración de un histograma para ver la variación de la velocidad para todas las estrellas, eliminando aquellas que quedan alejadas de la tendencia general; y posteriormente el uso del método de "3 sigma".

Para extraer la velocidad de la galaxia es necesario hacer un ajuste a las velocidades derivadas para cada una de las estrellas. En la parte izquierda de la figura 9 se representa la distribución de velocidades de las 55 estrellas observadas. Se aprecia como en los extremos de la distribución hay velocidades que se desvían significativamente de la media de la distribución considerando que esperamos que la gran mayoría de las estrellas miembro tengan velocidades tal que se encuentren dentro de los límites de 3σ desde la velocidad sistémica, siendo $\sigma \sim 10$ km/s para galaxias enanas de la luminosidad de Aquarius. Algunas de ellas son *aqu0c1star1*, *aqu0c2star2*, *aqu0c2star9* o *aqu1c1star15*. Debido a los valores de las velocidades determinadas, se cree que estas estrellas puedan pertenecer a estrellas de la Vía Láctea que se hayan interpuesto en la línea de visión y no realmente a la galaxia de Aquarius. Por ello, estas estrellas se eliminarán de la muestra para este cálculo.

Se hace ahora una segunda selección de las estrellas en función de los valores de las magnitudes

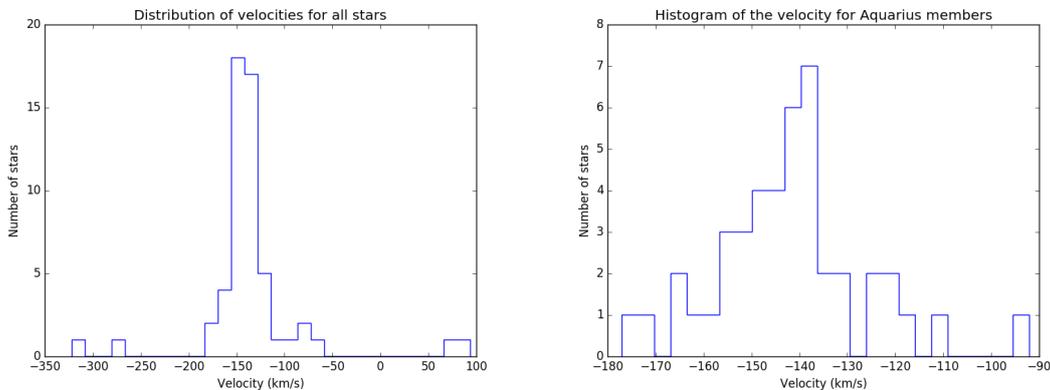


Figura 9: Histograma donde se muestra la distribución de las velocidades de las estrellas. A la izquierda la distribución con todas las 55 estrellas. A la derecha la distribución para las estrellas seleccionadas dentro de los límites del 3σ .

derivados del catálogo fotométrico de McConnachie et al. (2006 [18]) que se pueden ver en las tablas 5 y 6 o en el diagrama color magnitud de la figura 4. Las tres estrellas nombradas en el apartado anterior, *aqu1c1star5*, *aqu1c1star6* y *aqu1c1star10*, tienen valores de magnitudes en I de aproximadamente 25 que parecen estar mal determinadas teniendo en cuenta que no se esperaban estrellas de magnitud más débil de 22 en I, con lo que serán excluidas de las estrellas miembro de la galaxia. Esta selección viene acompañada también por el valor del color de las estrellas. Si bien es cierto que salvando las 3 anteriormente nombradas el resto tienen magnitudes en I esperadas, por los valores del color podemos apreciar en el CMD que algunas de ellas no se encuentran dentro de la RGB. Estas estrellas se excluirán también de la muestra, ya que de nuevo seguramente se trate de estrellas de la Vía Láctea interpuestas en la línea de visión.

Hay que destacar aquí que esa selección en función de la magnitud es relevante por otra razón, y es que la determinación de la metalicidad de las estrellas (y de la galaxia) depende de los valores de las magnitudes. Así pues, si la magnitud está mal determinada, también lo estará la metalicidad. Por ello los valores que resultarán de estas estrellas no han de tenerse en cuenta.

4.2. Determinación de la velocidad sistémica y rotación de Aquarius

Tras esta selección inicial, las 55 estrellas iniciales han pasado a ser 48 posibles estrellas miembro. Ahora se aplica un método iterativo para quedarnos con aquellas estrellas cuya velocidad y error se encuentren dentro del valor 3σ . Este método viene referido a la eliminación de las fuentes contaminantes de la muestra que se encuentren a 3 veces la desviación de los datos. En concreto y basándonos en Beers et al. (1990), se escoge el método del cálculo de la desviación absoluta de la mediana (*Median Absolute Deviation* o MAD) por tratarse de un estimador de escala muy resistente¹³. Se define como:

$$MAD = median(|x_i - M|) \quad (5)$$

Donde x_i se refiere al punto i -ésimo de la muestra y M es la mediana. Para una distribución normal estándar, el valor de este parámetro es 0.6745, valor con el que se pueden normalizar los puntos de nuestra distribución. Así pues al final queda:

$$MAD' = MAD/0.6745$$

Se hará entonces una iteración de las velocidades haciendo un ajuste a los puntos. Este será un ajuste lineal de las velocidades frente a su distancia desde el eje menor, y en cada iteración se recalcula el valor de la MAD hasta lograr llegar a la convergencia. Se considerarán estrellas miembro aquellas cuyos puntos se encuentren dentro de 3 veces la MAD'. Cuando todas estén dentro de estos límites, las estrellas serán seleccionadas como de Aquarius y son las que se tendrán en cuenta a partir de este punto en cálculos posteriores.

Para poder determinar la velocidad sistémica de la galaxia, el ajuste será tal que la pendiente y ordenada en el origen nos indicarán la presencia o no de rotación en el sistema y la velocidad sistémica de la galaxia, respectivamente.

Lo primero será transformar las coordenadas RA/DEC de las estrellas en coordenadas en la proyección tangencial del cielo. Esta transformación depende del ángulo de posición y de la elipticidad de la galaxia, estando estos dos datos recogidos en la tabla 1. Debido a que la componente del gas y la componente estelar en la galaxia están ligeramente separadas, los ángulos de posición cambian en función de la componente que se esté estudiando. En este caso, necesitamos el ángulo correspondiente a la componente estelar, que se sitúa en 99 grados (McConnachie et al. 2006 [18]). En estudios previos de esta galaxia se ha encontrado la presencia de rotación en torno al eje menor para el gas. No obstante, se ha hecho el estudio con respecto al eje menor y mayor para estudiar lo que ocurre en detalle. Se puede ver en la parte superior de la figura 10 la distribución inicial de las velocidades de las estrellas según su distancia al eje menor (izda) y su distancia al eje mayor (dcha).

Los ajustes a estos datos son ajustes lineales pesados por los errores de las velocidades. El resultado del ajuste se muestra en las dos gráficas inferiores de la figura 10 para el eje menor (izda) y el eje mayor (dcha). Las ecuaciones de las rectas resultantes del ajuste para ambos ejes son:

$$v_{hel}[km/s] = 1.743\eta[arcmin] - 140.1 \quad (6)$$

¹³Se entiende como resistencia de un estimador a la poca invariabilidad del valor del mismo cuando uno de los valores de la muestra cambia, dependiendo principalmente de los valores centrales de la muestra. Un ejemplo de este tipo de estimador es la mediana.

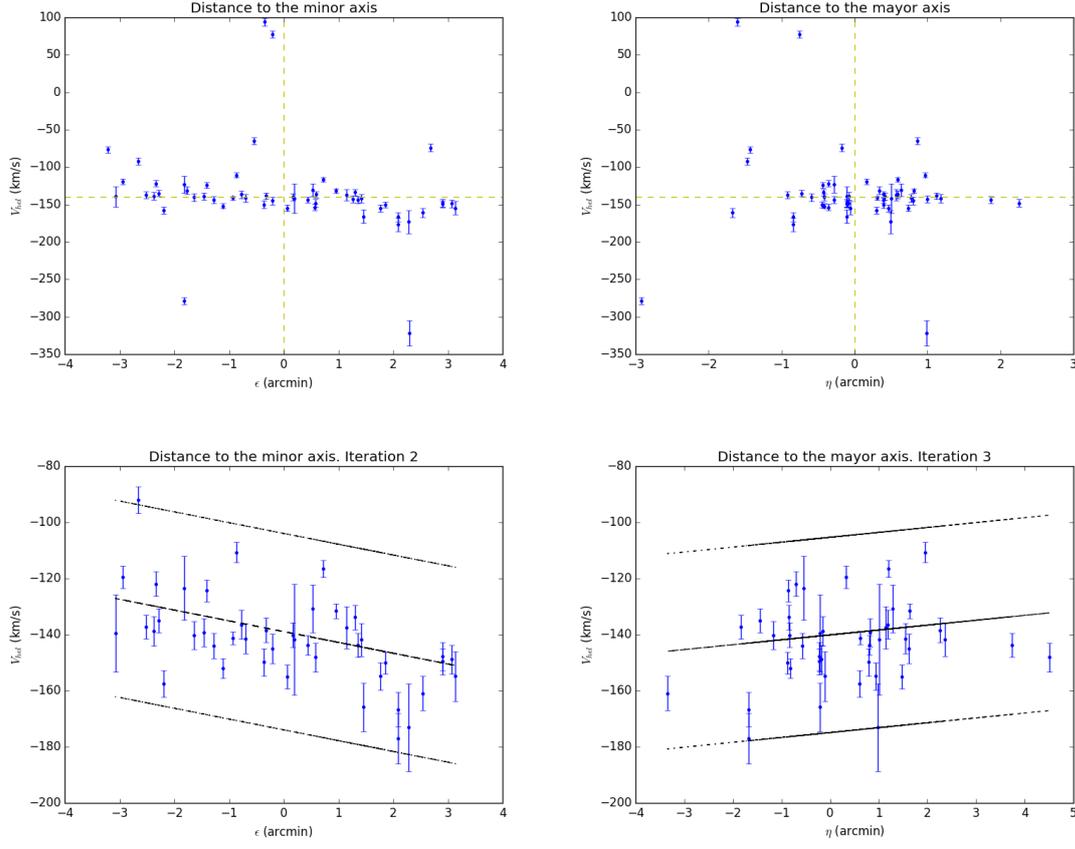


Figura 10: Distribución de las velocidades de las estrellas en función de la distancia de las mismas a los ejes de la galaxia. En la parte superior aparece a la izquierda con respecto al eje menor y a la derecha con respecto al eje mayor. En la parte inferior aparecen los resultados de las iteraciones realizadas para ambos ejes, donde la línea negra central indica el ajuste a los puntos, y las otras dos líneas indican los dos límites a 3σ determinados usando la MAD'.

Este es el ajuste en torno al eje mayor; el error de la pendiente es $\delta m = 1.145 \text{ km/s/arcmin}$ y el de la ordenada en el origen $\delta n = 0.830 \text{ km/s}$. Con este ajuste quedan un total de 43 estrellas dentro de 3σ (MAD'); la dispersión final del ajuste (MAD') es $\sigma_v [\text{km/s}] = 11.6$. En este caso la rotación no parece muy clara ya que el resultado es compatible con que la pendiente sea nula y que por tanto la distribución de velocidades no tenga variación.

$$v_{hel} [\text{km/s}] = -3.844\epsilon [\text{arcmin}] - 138.944 \quad (7)$$

Este es el ajuste en torno al eje menor; el error de la pendiente es $\delta m = 1.051 \text{ km/s/arcmin}$ y el de la ordenada en el origen $\delta n = 0.946 \text{ km/s}$. Quedan un total de 44 estrellas dentro de 3σ , con una dispersión final del ajuste (MAD') de $\sigma_v [\text{km/s}] = 11.67$. Aquí todo parece indicar la presencia de rotación. La pendiente de la recta, si consideramos el error no se anularía. Así pues podemos concluir que las estrellas de Aquarius presentan rotación en torno al eje menor de la galaxia, y que la velocidad sistémica determinada a partir de sus estrellas miembro es:

$$V_{sys} [\text{km/s}] = -138.94 \pm 0.95 \quad (8)$$

Este valor es compatible con los obtenidos por estudios anteriores de esta galaxia, como el determinado por Kirby et al. (2017 [10]): $-141.8_{-2.0}^{+1.8} \text{ km/s}$ igualmente a partir de la componente

estelar.

En este sistema de coordenadas, los valores negativos de la distancia al eje menor indican la dirección en la que disminuye el valor de la ascensión recta, es decir, que las estrellas de la galaxia parecen estar rotando de manera que las estrellas de mayor velocidad tendrán un valor mayor de RA y viceversa. Este resultado está en oposición a los resultados encontrados por investigaciones anteriores, como por ejemplo en Iorio et al. (2017 [7]), donde la rotación de la componente gaseosa parece ser justo en el sentido inverso. Ante esto, se ha determinado la validez de estos resultados mediante el uso de métodos distintos llevados a cabo por S. Taibi y G. Battaglia, cuyos resultados han sido consistentes con los que aquí se presentan, indicando que parecen ser válidos. La comprobación secundaria de los resultados ha sido averiguar si la relación entre las coordenadas de las estrellas con su velocidad estaba bien realizada, y de nuevo en este aspecto no se ha encontrado nada anormal.

Lo que se concluye por tanto es que los resultados indican que las estrellas de la RGB de la galaxia están rotando en sentido contrario al gas. Estos resultados deberían de ser estudiados con más profundidad en un futuro para intentar entender realmente lo que está sucediendo en el sistema.

4.3. Análisis de las propiedades de metalicidad

El último paso para caracterizar las estrellas de Aquarius es determinar su metalicidad. Para esto utilizamos las líneas del triplete de calcio que son visibles en los espectros y realizamos 2 tipos de ajustes distintos a sus formas: un perfil gaussiano y un perfil Voigt. El perfil gaussiano proporciona un ajuste bueno al perfil de la línea pero sin tener en cuenta las alas. El perfil de Voigt proporciona un mejor ajuste a las alas. En la figura 11 se puede ver el ajuste realizado para la estrella *aqu0c1star1*, donde se representan los ajustes por los dos perfiles, junto a las zonas que se tomaron como el fondo para poder determinar la señal a ruido de esos espectros.

Las alas de los perfiles de la línea son principalmente debidas a la gravedad de las mismas. Como

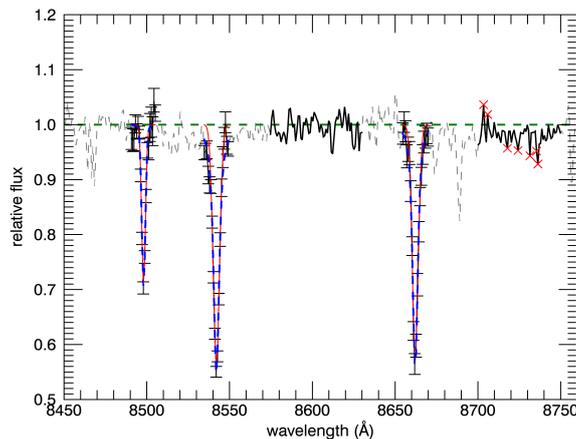


Figura 11: Ajuste a las líneas del triplete de calcio para la estrella *aqu0c1star1*. En rojo se representa el perfil gaussiano; en azul se representa el perfil Voigt; en negro se representan las zonas seleccionadas como fondo.

se puede apreciar en la figura 11, el perfil Voigt es el que mejor ajusta la forma de la línea, así que es el que se elige. Con este primer ajuste logramos determinar la anchura equivalente de las 3 líneas junto a sus errores para los distintos métodos.

Para calcular el valor de la metalicidad recurrimos a las expresiones que aparecen en el apéndice

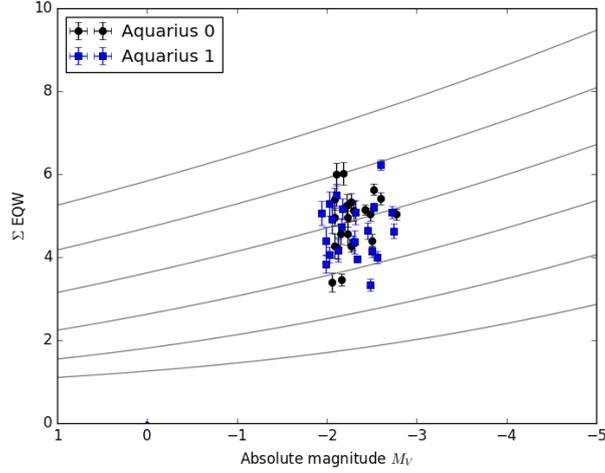


Figura 12: Anchura equivalente de las líneas de calcio para las estrellas miembro frente a su magnitud absoluta en V. Las líneas grises representan líneas de isometalicidad para distintos valores que varían entre $[Fe/H] = -3$ y $[Fe/H] = -0.5$ en saltos de 0.5 dex. Los círculos negros indican las estrellas pertenecientes a la primera máscara; los cuadrados azules son las estrellas de la segunda máscara.

de Starkenburg et al. (2010 [24]). El método habitual para calcularla es recurrir al valor de la magnitud en V de las estrellas y el valor de la magnitud en V de la rama horizontal de la galaxia. Puesto que este valor para Aquarius no aparece recogido en ningún trabajo previo, se ha optado por utilizar la misma relación pero considerando los valores de la magnitud absoluta de las estrellas en V y en I. La única diferencia entre el uso de uno u otro valor recae en los valores de las constantes que aparecen en la expresión, que están calibradas por distintos métodos según lo que se quiera utilizar. La calibración siempre se ha realizado con estrellas de la RGB.

El cálculo de la magnitud absoluta se realiza considerando la distancia a la galaxia (ver tabla 1) y las magnitudes aparentes derivadas de la comparación con el catálogo fotométrico. Se define la magnitud absoluta como la magnitud aparente que tendría un objeto si estuviese situado a 10 parsecs de distancia.

$$m - M = 5 \log \left(\frac{d[pc]}{10} \right) \Rightarrow M = m - 5 \log \left(\frac{d}{10} \right) \quad (9)$$

En esta expresión d sería la distancia en parsecs, m la magnitud aparente y M la magnitud absoluta. Se ha hecho el cálculo para las magnitudes tanto en I como en V para estudiar los resultados en ambas bandas. En el trabajo de Starkenburg et al. (2010 [24]) se indica unos límites a los valores de estas magnitudes para asegurar la validez de las expresiones utilizadas: $-4 < M_I < 0$ y $-3 < M_V < 0.8$. En la figura 12 se puede ver la posición de las estrellas miembro de Aquarius según el valor de la anchura equivalente sumada de las líneas de calcio frente al valor de la magnitud. Las líneas indican curvas a distinto valor de la metalicidad para poder determinar a cuál se aproximan más.

Con este ajuste se han obtenido los valores de las metalicidades de las estrellas junto a los errores derivados, que se muestran en las tablas 5 y 6. Así mismo se puede apreciar la distribución de $[Fe/H]$ de las estrellas miembro en la figura 13.

El valor final derivado para la metalicidad de la galaxia y la dispersión se calculan como la mediana de la distribución de la figura 13 y como la MAD, respectivamente. Los resultados son:

$$[Fe/H][dex] = -1.56$$

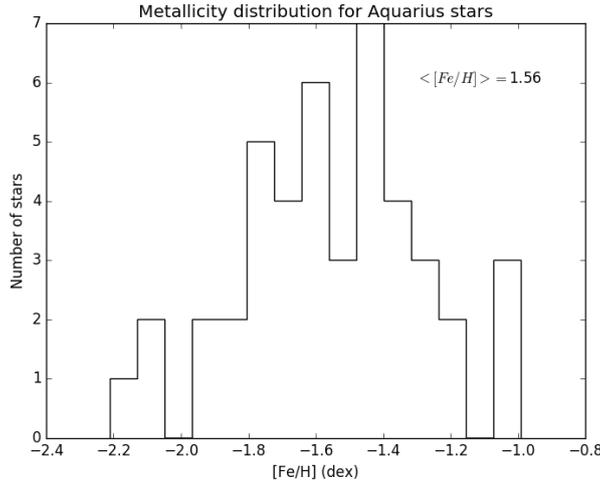


Figura 13: Distribución de metalicidades para las estrellas miembro de Aquarius. Se indica además el valor de la mediana de los datos.

$$\sigma_{Fe/H}[dex] = 0.19 \quad (10)$$

Este valor derivado es consistente con resultados anteriores como el determinado por Kirby et al. (2017 [10]): $[Fe/H][dex] = -1.50 \pm 0.06$.

Ahora procedemos con el estudio de si existe o no un gradiente de metalicidad en la galaxia y ver dónde caería Aquarius en función de su metalicidad con respecto al resto de las galaxias enanas del Grupo Local. Para esto último se han tomado los datos de luminosidad y metalicidad de las galaxias del LG del trabajo de Kirby et al. (2013 [8]). Ambos análisis se han hecho considerando solo las estrellas miembro de la Aquarius.

Simulaciones teóricas indican que una galaxia que presente rotación tendrá el gas uniformemente distribuido a lo largo de toda ella, mientras que el gas en una galaxia que no tenga rotación estará concentrado en su mayor parte en la zona central de la misma. Dado que el gas galáctico contiene gran parte de los metales de la galaxia, por nacer de él las nuevas estrellas y por las expulsiones de estrellas más viejas, la distribución de metales dependerá de la distribución del gas. Es decir, que si el gas está concentrado en el centro galáctico, se espera encontrar un gradiente de metalicidad desde la zona central a los bordes del sistema. Igualmente si el gas está distribuido por la galaxia debido a la presencia de rotación, se espera que no exista un gradiente, sino que los metales estén igualmente distribuidos desde la zona central a los bordes. Para comprobar la bondad de la teoría, se ha hecho este estudio con los datos aquí presentados. El resultado se muestra en la imagen 14 junto al ajuste de los puntos.

En el eje x de esta figura se representa el *radio elíptico*, que indica el eje semi-mayor de la elipse donde se localizan las estrellas dadas. Este valor nos da por tanto una idea de la distancia y distribución de las estrellas en Aquarius y es adecuado para estudiar la presencia de un gradiente. La figura muestra que no hay ningún gradiente notable en la galaxia, lo que estaría en acuerdo con las simulaciones por tratarse de una galaxia con rotación (como se ha visto en el anterior punto). El segundo análisis es ver dónde se sitúa Aquarius con respecto al resto de las galaxias del Grupo Local según el valor obtenido de la metalicidad y según su luminosidad. En la figura 15 se puede ver el resultado. Los datos tomados para esta gráfica son de Kirby et al. (2013 [8]).

Se encuentra que a una misma luminosidad las dIrrs tienen aproximadamente el mismo contenido en metales que las dSphs (Kirby et al., 2013 [8]). Aquarius es una galaxia de transición, cuyas propiedades son intermedias entre las dSphs y las dIrrs. En este caso sigue la relación esperada de

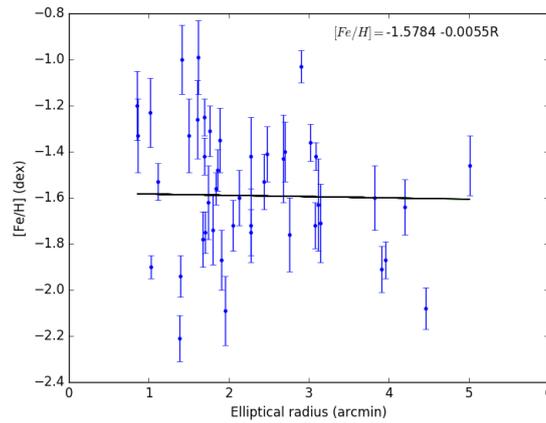


Figura 14: $[Fe/H]$ como función del radio elíptico para las posibles estrellas miembro de Aquarius. Se indica el ajuste resultante a los puntos.

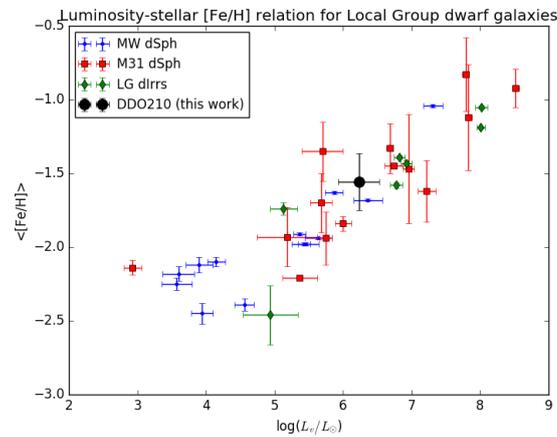


Figura 15: Relación luminosidad - metalicidad para las galaxias enanas esferoidales e irregulares del LG. En el eje x se muestra el logaritmo de la luminosidad en función de la luminosidad solar, y en el eje y el valor de la metalicidad media. Se representa en círculos azules las enanas esferoidales de la Vía Láctea; en cuadrados rojos las enanas esferoidales de Andrómeda; en rombos verdes las enanas irregulares del Grupo Local; y el círculo mayor en negro es Aquarius con el valor obtenido en este trabajo para la metalicidad y la luminosidad que se indica en la tabla 1.

su valor de metalicidad en función de la luminosidad de la galaxia.

5. Conclusiones

Aquarius es una galaxia aislada de transición situada en los límites del Grupo Local. Se han estudiado aquí las propiedades cinemáticas y metálicas de 44 de las estrellas pertenecientes a la RGB de esta galaxia. Sus espectros se obtuvieron con el instrumento FORS2 del VLT en modo MXU. En estudios espectroscópicos previos de las estrellas de Aquarius (ver Kirby et al. 2017 [10]) se estudiaron casi la mitad de las estrellas que en este análisis (25 frente a 44 estrellas miembro). Por ello, resulta un complemento a estudios anteriores sobre la componente gaseosa y estelar, de manera que se pueda hacer una caracterización completa del objeto.

Se han reducido los datos para extraer los espectros individuales de las estrellas, aprendiendo el método de reducción adecuado para las medidas de FORS2. Luego se han sumado los espectros de las exposiciones repetidas de cada estrella individual con el objetivo de mejorar la señal a ruido de los mismos. Este proceso es relevante sobre todo para las longitudes de onda correspondientes al triplete de calcio, ya que estas líneas son las de referencia para el análisis. Tras esto se han determinado las velocidades individuales de las estrellas, y sus magnitudes comparando con el catálogo fotométrico de McConnachie et al. (2006 [18]).

Se ha obtenido la velocidad para todas las estrellas de la muestra encontrando valores entorno a la velocidad sistémica de la galaxia, que era -138.94 ± 0.95 km/s, con una dispersión de $\sigma_v = 11.67$ km/s. Esta determinación ha permitido la eliminación del análisis de aquellas estrellas cuyas velocidades eran discordantes con la tendencia general de los datos. Así mismo, se han eliminado del análisis aquellas cuyas magnitudes tenían valores extraños en comparación con lo esperado.

Los test de calidad realizados a los distintos desplazamientos aplicados a los espectros han demostrado la coherencia de los datos entre sí, así como han permitido un mejor entendimiento de los pasos seguidos en el proceso.

Se ha determinado a partir de los resultados de la velocidad sistémica de Aquarius la presencia de rotación en la componente estelar de -13.52 km/s/Kpc. Esta rotación es en sentido contrario a la encontrada para la componente gaseosa de la galaxia. Es la primera vez que se encuentra rotación en la componente estelar de Aquarius. Este hecho requiere un estudio más en profundidad de los resultados, para poder entender adecuadamente lo que está sucediendo en este sistema.

Con respecto a la metalicidad se ha encontrado un valor de $\langle [Fe/H] \rangle = -1.56$ dex, y dispersión de $\sigma_{Fe/H} = 0.19$ dex, lo que está en acuerdo con resultados anteriores para el valor de la metalicidad de la galaxia. Este valor es compatible con la relación metalicidad-luminosidad esperada para una galaxia con la luminosidad de Aquarius, situada en la tendencia general de las dSph y dIrr del LG. Además, no se ha encontrado gradiente de metalicidad a lo largo de la galaxia (-0.0055 dex/arcmin). Esto es consistente con los modelos teóricos que indican que no debe existir gradiente para aquellas galaxias con rotación.

Referencias

- [1] Armandroff, T.E. y Da Costa, G.S. *Globular Cluster Metallicities from CA II Triplet Strengths in Cluster Giants*. The Formation and Evolution of Star clusters, ASP Conference Series, Vol. 13, 1991, K. Janes, Ed., p. 543 (1991).
- [2] Battaglia, G. et al. *Analysis and calibration of CaII triplet spectroscopy of red giant branch stars from VLT/FLAMES observations*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 383, Issue 1, pp.183-199 (2008).
- [3] Battaglia, G. et al. *Internal kinematics and dynamical models of dwarf spheroidal galaxies around the Milky Way*. New Astronomy Reviews, Volume 57, Issue 3-4, p. 52-79 (2013).
- [4] Beers, T.C. et al. *Measures of location and scale for velocities in clusters of galaxies - A robust approach*. Astronomical Journal (ISSN 0004-6256), vol. 100, p. 32-46 (1990).
- [5] Cole, A.A. et al. *Delayed star formation in isolated dwarf galaxies: HST star formation history of the Aquarius dwarf irregular*. The Astrophysical Journal, Vol 795, Num 1 (2014).
- [6] Da Costa, G.S. y Hatzidimitriou, D. *Ca II Triplet Spectroscopy of Giants in Small Magellanic Cloud Star Clusters: Abundances, Velocities, and the Age-Metallicity Relation*. The Astronomical Journal, Volume 115, Issue 5, pp. 1934-1945 (1998).
- [7] Iorio, G. et al. *LITTLE THINGS in 3D: robust determination of the circular velocity of dwarf irregular galaxies*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 466, Issue 4, pp.4159-4192 (2017).
- [8] Kirby, E.N. et al. *The Universal Stellar Mass-Stellar Metallicity Relation for Dwarf Galaxies*. The Astrophysical Journal, Volume 779, Issue 2, article id. 102, 21 pp. (2013).
- [9] Kirby, E.N. et al. *The dynamics of isolated Local Group galaxies*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 439, Issue 1, p.1015-1027 (2014).
- [10] Kirby, E.N. et al. *Chemistry and Kinematics of the late-forming dwarf irregular galaxies Leo A, Aquarius and Sagittarius DIG**. The Astrophysical Journal, Vol 834, Num 1 (2017).
- [11] Leaman, R. et al. *Stellar Metallicities and Kinematics in a Gas-rich Dwarf Galaxy: First Calcium Triplet Spectroscopy of Red Giant Branch Stars in WLM*. The Astrophysical Journal, Volume 699, Issue 1, pp. 1-14 (2009).
- [12] Leaman, R. et al. *The Resolved Structure and Dynamics of an Isolated Dwarf Galaxy: A VLT and Keck Spectroscopic Survey of WLM*. The Astrophysical Journal, Volume 750, Issue 1, article id. 33, 20 pp. (2012).
- [13] Lee, M.G. et al. *Stellar Populations and the Local Group Membership of the Dwarf Galaxy DDO 210*. The Astronomical Journal, Volume 118, Issue 2, pp. 853-861 (1999).
- [14] Marconi, G. et al. *DDO 210-The actual appearance of a 'ghost' irregular galaxy*. Astrophysical Journal, Part 2-Letters (ISSN 0004-637X), vol.360, Sept. 10, p. L39-L41 (1990).
- [15] Mateo, M.L. *Dwarf Galaxies of the Local Group*. Annual Review of Astronomy and Astrophysics, Volume 36, 1998, pp. 435-506 (1998).
- [16] Mayer, L. et al. *Simultaneous ram pressure and tidal stripping; how dwarf spheroidals lost their gas*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 369, Issue 3, pp. 1021-1038 (2006).

- [17] McConnachie, A.W. *Distances and metallicities for 17 Local Group galaxies*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 356, Issue 3, pp. 979-997 (2005)
- [18] McConnachie, A.W. et al. *The stellar content of the isolated transition dwarf galaxy DDO210*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 373, Issue 2, pp.715-728 (2006).
- [19] McConnachie, A.W. *The Observed Properties of Dwarf Galaxies in and around the Local Group*. The Astronomical Journal, Volume 144, Issue 1, article id. 4, 36 pp. (2012).
- [20] Olszewski, E. W. et al. *Spectroscopy of giants in LMC clusters. I - Velocities, abundances, and the age-metallicity relation*. Astronomical Journal (ISSN 0004-6256), vol. 101, Feb. 1991, p. 515-537, 761, 762 (1991).
- [21] Pont, F. et al. *The Chemical Enrichment History of the Fornax Dwarf Spheroidal Galaxy from the Infrared Calcium Triplet*. The Astronomical Journal, Vol 127, Is 2, pp.840-860 (2004).
- [22] Rutledge, G.A. et al. *Galactic Globular Cluster Metallicity Scale from the Ca II Triplet I. Catalog*. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, v.109, p.883-906 (1997).
- [23] Rutledge, G.A. et al. *Galactic Globular Cluster Metallicity Scale from the Ca II Triplet II. Rankings, Comparisons, and Puzzles*. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, v.109, p.907-919 (1997).
- [24] Starkenburg, E. *The NIR Ca II triplet at low metallicity. Searching for extremely low-metallicity stars in classical dwarf galaxies*. Astronomy and Astrophysics, Volume 513, id.A34, 15 pp. (2010).
- [25] Tolstoy, E. et al. *The Dwarf galaxy Abundances and Radial-velocities Team (DART) Large Programme - A Close Look at Nearby Galaxies*. The Messenger, volume 123, page 33 (2006).
- [26] Tolstoy, E. et al. *Star-Formation Histories, Abundances, and Kinematics of Dwarf Galaxies in the Local Group*. Annual Review of Astronomy & Astrophysics, vol. 47, Issue 1, pp.371-425 (2009).
- [27] van Dokkum, P.G. *Cosmic-Ray Rejection by Laplacian Edge Detection*. The Publications of the Astronomical Society of the Pacific, Volume 113, Issue 789, pp. 1420-1427. (2001).
- [28] van den Bergh, L. et al. *A Catalogue of stars*. Publications of the David Dunlap Observatory, University of Toronto ; v.2, no.5, Toronto, Canada: University of Toronto Press, 1959., p. 147-150 (1959).
- [29] van den Bergh, L. *Our galaxy as a member of the local group*. The large-scale characteristics of the galaxy; Proceedings of the Symposium, College Park, Md., Jun 12-17 1978. (A80-19476 06-90) Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., p. 577-581; Discus, p. 581-582 (1979).
- [30] Young, L.M. et al. *Star Formation and the Interstellar Medium in Four Dwarf Irregular Galaxies*. The Astrophysical Journal, Volume 592, Issue 1, pp. 111-128 (2003).

Anexo

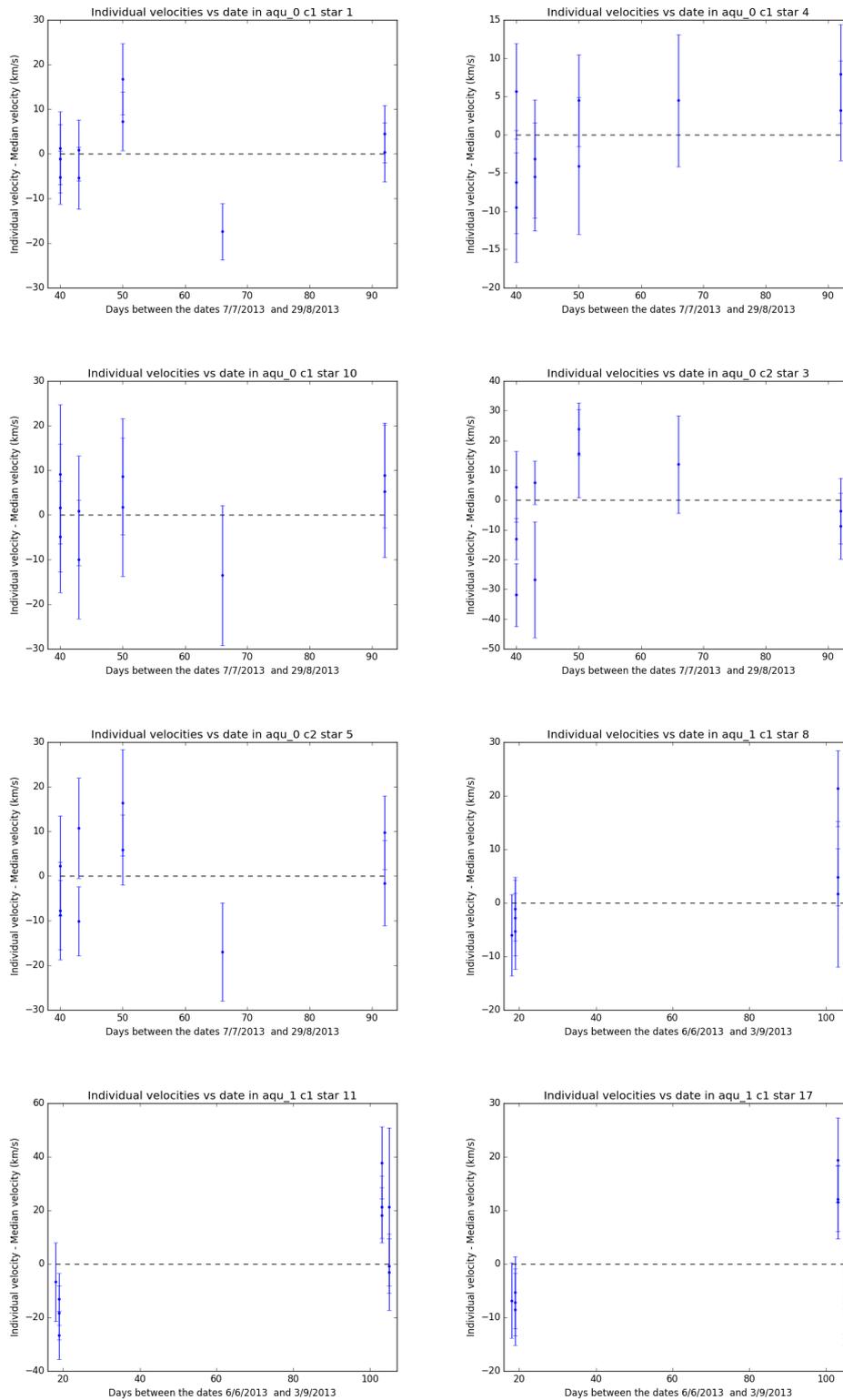


Figura 16: Variación de las velocidades individuales frente al tiempo para las 8 estrellas que mostraban mayor variación. En caso de que alguna de ellas fuera un sistema binario, se tendría que apreciar una variación notable de la velocidad en las distintas fechas de observación. No hay el suficiente número de puntos como para definir una única tendencia de los datos que pueda indicar si son o no sistemas binarios.

Estrella	RA2000 (deg)	DEC2000 (deg)	V_{hel} (km/s)	δV_{hel} (km/s)	S/N (per pix)	Mag I	δ Mag I	Mag V	δ Mag V	[Fe/H]	$\delta Fe/H$	Notas
agu0c1star1	311.7103	-12.85993	77.6	4.9	49.0	20.497	0.003	21.971	0.007	-1.84	0.08	No miembro
agu0c1star2	311.7043	-12.83635	-136.4	5.2	27.4	21.282	0.004	22.765	0.012	-1.00	0.15	
agu0c1star3	311.7062	-12.83348	-141.4	5.4	37.4	20.936	0.004	22.45	0.01	-1.75	0.09	K
agu0c1star4	311.7089	-12.83242	-65.2	4.5	41.7	20.539	0.003	22.387	0.009	-2.03	0.07	No miembro
agu0c1star5	311.7146	-12.83425	-145.0	5.2	54.4	20.563	0.003	22.175	0.008	-1.56	0.07	
agu0c1star6	311.7189	-12.83611	-154.9	4.2	37.5	20.784	0.002	22.43	0.01	-1.25	0.08	
agu0c1star7	311.7242	-12.84258	-143.7	3.6	20.7	21.534	0.004	22.842	0.013	-0.99	0.16	
agu0c1star8	311.7264	-12.83883	-130.9	8.5	22.8	21.373	0.004	22.858	0.013	-1.23	0.15	
agu0c1star9	311.7368	-12.85841	-133.8	4.3	42.6	20.854	0.003	22.47	0.01	-1.48	0.09	
agu0c1star10	311.7401	-12.85359	-165.9	8.6	12.2	20.871	0.003	22.53	0.01	-1.42	0.08	
agu0c1star11	311.7488	-12.86734	-177.0	9.0	17.2	21.538	0.004	22.890	0.014	-2.09	0.15	rep/K
agu0c1star12	311.7316	-12.81242	-148.1	5.1	32.5	21.187	0.003	22.677	0.011	-1.75	0.10	
agu0c1star13	311.7470	-12.84501	-154.9	4.9	28.5	21.261	0.003	22.714	0.012	-1.46	0.13	
agu0c1star14	311.7436	-12.82085	-143.8	4.3	29.7	21.418	0.004	22.826	0.013	-1.74	0.15	
agu0c1star15	311.7558	-12.84592	-173.1	15.6	23.3	21.252	0.003	22.782	0.012	-2.08	0.09	
agu0c1star16	311.7645	-12.85741	-149.6	4.7	36.2	20.639	0.002	22.348	0.009	-1.36	0.08	rep
agu0c1star17	311.7687	-12.85716	-154.8	8.8	22.3	21.463	0.004	22.865	0.013	-1.71	0.17	
agu0c2star1	311.6577	-12.86324	-76.5	4.4	47.3	20.738	0.003	22.35	0.01	-1.91	0.10	No miembro
agu0c2star2	311.6774	-12.89136	-278.8	4.8	30.8	20.929	0.004	22.403	0.010	-2.12	0.12	No miembro
agu0c2star3	311.6665	-12.83773	-119.5	3.9	23.8	21.376	0.004	22.794	0.012	-1.60	0.14	K
agu0c2star4	311.6754	-12.85405	-135.0	4.4	18.7	21.589	0.004	22.864	0.132	-1.41	0.12	
agu0c2star5	311.6755	-12.84307	-138.8	5.4	24.8	21.206	0.003	22.647	0.011	-1.40	0.13	
agu0c2star6	311.6865	-12.85343	-140.2	5.1	25.9	21.411	0.004	22.715	0.012	-1.62	0.16	
agu0c2star7	311.6910	-12.85157	-124.4	3.8	31.9	21.174	0.003	22.679	0.012	-1.31	0.11	K
agu0c2star8	311.6935	-12.84941	-144.1	4.5	25.3	21.484	0.004	22.726	0.012	-1.33	0.16	
agu0c2star9	311.7057	-12.87361	94.0	4.8	33.9	21.111	0.003	22.752	0.012	-1.49	0.11	No miembro

Cuadro 5: Resumen de los resultados obtenidos para cada una de las estrellas de Aquarius observada correspondiente a los dos chips de la primera máscara: posición (obtenida de la cabecera de las imágenes), velocidad junto con su error (determinada en el análisis a partir de nuestros datos) y la magnitud de las estrellas junto a su error (obtenida del catálogo de McConachie et al. (2006, [18])). K indica las estrellas en común con Kirby (2017, [10]).rep indica las estrellas repetidas de este trabajo, y las marcadas como no miembros fueron las que se excluyeron durante el análisis.

Estrella	RA2000 (deg)	DEC2000 (deg)	V_{hel} (km/s)	δV_{hel} (km/s)	S/N (per pix)	Mag I	δ Mag I	Mag V	δ Mag V	[Fe/H]	$\delta F_e/H$	Notas
aqu1c1star1	311.7108	-12.84064	-149.9	4.9	22.7	21.411	0.004	23.005	0.015	-1.33	0.16	
aqu1c1star2	311.7135	-12.82870	-138.4	4.4	23.1	21.177	0.003	22.634	0.011	-1.42	0.17	
aqu1c1star3	311.7175	-12.85540	-140.2	4.4	26.9	21.336	0.004	22.840	0.013	-1.20	0.15	
aqu1c1star4	311.7204	-12.84027	-141.8	19.9	6.5	20.227	0.002	22.608	0.011	-1.90	0.05	No miembro
aqu1c1star5	311.7244	-12.85543	-153.6	3.8	30.7	25.000	0.056	26.354	0.249	-0.40	0.13	No miembro
aqu1c1star6	311.7270	-12.84309	-136.6	4.3	24.5	24.975	0.063	24.993	0.078	-0.74	0.14	
aqu1c1star7	311.7297	-12.84016	-116.5	3.1	30.8	21.018	0.004	22.384	0.009	-1.94	0.09	
aqu1c1star8	311.7342	-12.83716	-131.6	2.7	26.5	21.259	0.003	22.774	0.012	-1.35	0.14	
aqu1c1star9	311.7367	-12.84172	-137.5	7.5	20.7	21.543	0.004	22.925	0.014	-1.26	0.17	
aqu1c1star10	311.7399	-12.83490	-143.2	4.8	29.6	25.129	0.068	25.977	0.179	-0.87	0.13	K/No miembro
aqu1c1star11	311.7429	-12.83229	-141.8	5.8	23.9	21.409	0.004	22.823	0.013	-1.76	0.16	
aqu1c1star12	311.7460	-12.86016	-150.0	3.9	24.9	21.208	0.003	22.657	0.011	-1.72	0.11	rep/ K
aqu1c1star13	311.7488	-12.86734	-166.6	6.1	23.0	21.538	0.004	22.890	0.014	-1.43	0.19	
aqu1c1star14	311.7542	-12.88221	-160.9	6.2	25.9	21.002	0.004	22.498	0.010	-1.64	0.12	
aqu1c1star15	311.7573	-12.83783	-321.5	16.9	22.3	21.542	0.004	22.835	0.013	-1.92	0.17	No miembro
aqu1c1star16	311.7607	-12.85800	-74.3	5.2	53.1	20.413	0.003	21.046	0.004	-2.81	0.10	No miembro
aqu1c1star17	311.7645	-12.85741	-147.8	4.9	36.7	20.639	0.003	22.348	0.009	-1.03	0.07	rep
aqu1c1star18	311.7675	-12.85755	-148.8	5.1	39.9	20.659	0.003	22.205	0.008	-1.72	0.10	
aqu1c2star1	311.6636	-12.84180	-139.5	13.8	7.4	20.364	0.003	22.425	0.009	-1.42	0.06	
aqu1c2star2	311.6671	-12.86534	-92.0	4.7	41.2	20.601	0.002	22.443	0.010	-1.87	0.08	
aqu1c2star3	311.6708	-12.85654	-137.2	4.3	19.3	21.640	0.005	22.958	0.014	-1.63	0.20	
aqu1c2star4	311.6755	-12.84781	-121.9	4.3	25.5	21.299	0.004	22.785	0.012	-1.53	0.12	
aqu1c2star5	311.6796	-12.83744	-157.5	4.7	22.9	21.376	0.005	22.643	0.011	-1.72	0.16	
aqu1c2star6	311.6843	-12.84784	-123.4	11.4	10.9	21.514	0.004	22.956	0.014	-1.87	0.13	
aqu1c2star7	311.6869	-12.83789	-131.4	5.3	23.1	21.212	0.003	23.833	0.029	-1.72	0.12	No miembro
aqu1c2star8	311.6924	-12.83748	-139.2	5.0	22.4	21.542	0.004	22.916	0.014	-1.78	0.12	
aqu1c2star9	311.6960	-12.85198	-151.9	3.5	37.0	20.972	0.004	22.468	0.010	-2.21	0.10	
aqu1c2star10	311.7009	-12.84057	-141.3	2.2	43.8	20.533	0.003	22.227	0.008	-1.53	0.08	
aqu1c2star11	311.7038	-12.82979	-110.6	3.5	26.7	21.195	0.003	22.672	0.011	-1.60	0.12	

Cuadro 6: Resumen de los resultados obtenidos para cada una de las estrellas de Aquarius observada para ambos chips de la segunda máscara: posición (obtenida de la cabecera de las imágenes), velocidad junto con su error (determinada en el análisis a partir de nuestros datos) y la magnitud de las estrellas junto a su error (obtenida del catálogo de McConnachie et al. (2006, [18])). K indica las estrellas en común con Kirby (2017, [10]), rep indica las estrellas repetidas de este trabajo, y las marcadas como no miembros fueron las que se excluyeron durante el análisis.