



En esta nueva entrega os presento la traducción hecha por mí del preprint [arXiv:2112.00017](https://arxiv.org/abs/2112.00017) [astro-ph.GA] que nos habla de la materia oscura, o mejor dicho, de las dudas de su existencia

No Hay Necesidad De Invocar Materia Oscura En La Galaxía Ultra-Difusa AGC 14905

Pavel E. Mancera Piña^{1,2*}, Filippo Fraternali¹, Tom Oosterloo^{2,1}, Elizabeth A K. Adams^{2,1}, Kyle A. Oman³, and Lukas Leisman^{4,5}

¹ Instituto Astronómico Kapteyn, Universidad de Groningen, Landleven 12, 9747 AD, Groningen, Países Bajos

² ASTRON, Instituto Holandés de Radioastronomía, Oude Hoogeveensedijk 4, 7991 PD, Dwingeloo, Países Bajos

³ Instituto de Cosmología Computacional, Departamento de Física, Universidad de Durham, South Road, Durham DH1 3LE, Reino Unido

⁴ Departamento de Física y Astronomía, Universidad de Valparaíso, 1610 Campus Drive East, Valparaíso, IN 46383, EE. UU.

⁵ Departamento de Astronomía, Universidad de Illinois, 1002 W. Green St., Urbana, IL 61801, EE. UU.

Resumen: Presentamos nuevas observaciones interferométrica H I de la galaxia ultra-difusa, y rica en gas, AGC 14905, a la que, trabajos previos basados en datos de baja-resolución, identificaron como una excepción a la relación bariónica de Tully-Fisher, con una resolución espacial ~ 2.5 veces más alta que las anteriores, y que revela un disco H I regular que gira aproximadamente a 23 m s^{-1} . Nuestros parámetros cinemáticos, recuperados con una robusta técnica de ajuste de modelos, muestran también parte plana de la curva de rotación. Es intrigante observar que esa curva de rotación puede ser predicha casi únicamente mediante la distribución de materia bariónica. Aquí mostramos que un halo estándar de materia oscura fría, el cual siga la relación de masa concentración-halo, fracasa con un gran margen, al intentar reproducir la amplitud de la curva de rotación. Sólo un halo con una concentración muy baja (y que se supone invariable) estaría de acuerdo con los datos. También hemos encontrado que la curva de rotación de AGC 14905 se desvía bastante de las predicciones de MOND (Dinámica Newtoniana Modificada). La inclinación de la galaxia, que se midió de forma independiente de nuestro modelo, sigue siendo el dato con más incertidumbre en nuestro análisis, pero los errores asociados no son suficientemente altos como para reconciliar la conducta de esta galaxia con las predicciones del modelo de Materia Oscura Fría, o con el de MOND.

Palabras clave: galaxias enanas: galaxias irregulares -- cinemática y dinámica -- cosmología -- materia oscura

1 Introducción

Las propiedades, origen y mecanismos de formación, de las galaxias ultra-densas (UDGs) han sido ampliamente discutidos en los últimos años. Las UDGs van Dokkum et al. son galaxias de bajo brillo superficial (e.g. Impey et al., veáanse también las discusiones en Conselice et al.) con una distribución luminica extendida. Con masa estelar o luminosidad fijas, las UDGs tienen un radio efectivo significativamente más grande que las clásicas poblaciones de galaxias enanas (e.g. van Dokkum et al.; Mihos et al.; Mancera Piña et al.; Chamba et al.). Las UDGs se encuentran mayormente en los cúmulos masivos de galaxias, pero también están en grupos galacticos, incluso en vacíos (e.g. van der Burg et al.; Leisman et al.; Román et al.; Mancera Piña et al.; Román et al.; Barbosa et al.; Karunakaran et al.). La ubicuidad de las UDGs a través de diferentes ambientes indica que incluso algunas de ellas se forman debido a procesos ambientales, ese no es el caso general para todas las UDGs, las cuales se

pueden también formar debido a procesos internos. La población de UDGs es muy probablemente una mezcla de galaxias de tamaños y brillo superficial muy similares, pero quizás con múltiples mecanismos de formación también. La idea apuntada arriba parece confirmada por el número de resultados de modelos semi-analíticos y simulaciones hidrodinámicas que producen galaxias simuladas tipo UDG basados en diferentes procesos físicos. Por un lado, diferentes autores informan de que galaxias enanas clásicas pueden convertirse en UDGs (v.g. aumentando su tamaño y probablemente disminuir su brillo de superficie) debido a fenómenos de pre-proceso de cúmulos como fuerzas o calentamientos de marea Carleton et al.; Tremmel et al.; Sales et al.. Por otro lado, se ha sugerido también que los procesos internos pueden explicar también las propiedades ópticas de las UDGs. Amorisco et al. propuso un modelo donde las UDGs se forman debido momentos angulares más altos que el promedio, que despues da lugar a un radio

efectivo estelar extendido (ver también [Rong et al.](#)). Aquí, vale la pena mencionar que incluso si las UDGs alojan halos normales de materia oscura, aún podrían tener un alto momento angular, superior a la media, [Posti et al.](#); [Mancera Piña et al.](#). Otra idea es que las UDGs son enanas que han crecido debido a retroalimentación de flujos, los cuales cambian el potencial bariónico y de materia oscura, y permite a las estrellas migran a órbitas más externas, aumentando su radio efectivo [Di Cintio et al.](#); [Chan et al.](#). Se ha llegado a afirmar también que la expansión de las órbitas estelares externas pueden ser el resultado de entremezclados másicos en épocas tempranas [Wright et al.](#) o el derivado de retro-alimentación muy eficiente de cúmulos globulares [Trujillo-Gomez et al.](#). Aunque las simulaciones y modelos descritos arriba parece que simulan bien galaxias que muestran algunas propiedades de las UDGs reales, se observó que las características de dos poblaciones diferentes de UDGs eran más complicadas de reproducir. Primero, se halló que dos UDGs pobres en gas (DF--2 and DF--4), cerca (al menos en proyección) de la galaxia NGC 052, contenían significativamente menos materia oscura de lo esperado en base a la cinemática de los cúmulos globulares (v.g. [van Dokkum et al.](#); [van Dokkum et al.](#); [Danieli et al.](#); [Emsellem et al.](#)). El segundo conjunto de observaciones inexplicablemente extrañas, que carecen de una explicación cuantitativa, está relacionado con la cinemática H I de algunas UDGs ricas en gas (también llamadas a veces UDGs modo-H I). Usando los datos de ALFALFA (ver [Haynes et al.](#)), [\citep\[\(ver también Jones et al.; Karunakaran et al.\)\]{leisman2017}](#), primero se encontró que las UDGs ricas en gas tienen perfiles globales de H I estrechos de su masa de gas. Después, [Mancera Piña et al.](#); [Mancera Piña et al.](#) estudió un conjunto de seis de esas UDGs ricas en gas con observaciones H I a baja-resolución interferométrica. Usando una técnica muy moderna de encaje de modelos cinemáticos, (^{3D}Barolo, [Di Teodoro et al.](#)) para solventar efectos de difuminado del haz, consiguieron recuperar las velocidades circulares de las galaxias, desvelando dos características intrigantes. Primero, que te-

niendo masa bariónica con un factor 10 – 100 veces más grande que galaxias con velocidades similares, las UDGs ricas en gas H I, escapan de la relación Tully-Fisher (BTFR, [McGaugh et al.](#)), con un desvío de esa BTFR que está más correlacionado con las longitudes de escala de los discos ópticos de las UDGs. Y segundo, que su masa dinámica en el disco H I es casi la misma que su masa bariónica, lo cual significa que esas galaxias tienen fracciones muy pequeñas de materia oscura en escalas de unos 10 pc (kilo-parsers). Estas características sugieren que las UDGs ricas en gas tienen distribuciones atípicas de masa no-luminosa, haciendo de ellas una población idónea para poner a prueba teorías de materia oscura. También es importante señalar que estas UDGs ricas en gas se han seleccionado por estar muy aisladas [Leisman et al.](#), y están esparcidas con distancias de varias decenas de mega-parsers, donde las distancias del flujo de Hubbles son robustas, invalidando algunas de las principales quejas para las galaxias pobres en gas DF--2 y DF--4. Dicho todo esto, es importante caracterizar más las propiedades de estas UDGs, que aunque aparentemente son ricas en gas también aparecen muy pobres en materia oscura (al menos dentro de los radios observados). Una forma de hacer esto es estudiando sus curvas de rotación H I, ya que el H I proporciona posiblemente el mejor trazador cinemático para galaxias de disco, tanto para galaxias masivas, como para enanas (e.g. [Begeman et al.](#); [de Blok et al.](#); [Iorio et al.](#)). En este trabajo, presentamos y analizamos nuevas observaciones interferométricas de alta resolución de una de esas peculiares UDGs ricas en gas, la AGC 14905. Com mostraremos después, esta galaxia parece desafiar el actual marco de referencia de formación de galaxias. Este documento está organizado de la siguiente forma: en la sección **2**, describimos las principales propiedades de la galaxia AGC 14905, y presentamos los datos usados en este trabajo. En la sección **2** mostramos los modelados cinemáticos de la galaxia, y en la sección **2**, los resultados de los modelos de masa. Discutimos nuestros resultados en la sección **2**, para después presentar nuestras conclusiones y resumen final en la sección **2**.

2 Datos y propiedades de la galaxia AGC 114905

La galaxia AGC 14905 (01:25:18.60, +07:21:41.11, J2000) se encuentra a una distancia (según el flujo de Hubble) de $D = 76 \pm 5$ pc [Leisman et al.](#). La distribución estelar de AGC 14905 consiste en disco exponencial con una longitud de escala discal de $R_d = 1.79 \pm 0.04$ pc. El panel izquierdo de la figura **1** nos muestra la imagen de su banda- r - estelar. La galaxia tiene un color azul relativo, $(g - r) = 0.3 \pm 0.1$ [Mancera Piña et al.](#); [Gault et al.](#). Estimamos su masa estelar (M_*) usando la relación de color masa-luz-color de [Du et al.](#), la cual ha sido recientemente calibrada usando una gran muestra de galaxias con bajo brillo superficial. Obtenemos $M_* = (1.3 \pm 0.3) \times 10^8 M_\odot$; este valor es ligeramente menor que el usado en [Mancera Piña et al.](#); [Mancera Piña et al.](#), perteneciendo a calibraciones diferentes de masa-luz-color. Compilamos datos H I de AGC 14905 a diferentes resoluciones, obtenidos con el observatorio Karl G. Jansky Very Large Array (VLA). Especialmente, recopilamos datos de las configuraciones D, C y B. Los detalles de las observaciones en las configuraciones D y C (PI: Leisman, ID 17A-210) pueden encontrarse en [Leisman et al.](#) y [Gault et al.](#). Las observaciones nuevas de B (PI: Mancera Piña, ID 20A-095) se obtuvieron entre Julio y Octubre de 2020. Cuarenta horas de observaciones (unas 34 horas en-fuente) y combinadas con las observaciones de las configuraciones C y D. La reducción de datos se realizó

con el software `\texttt{Miriad}` [Sault et al.](#) siguiendo los procedimientos estándar, y usando una robusta ponderación de 0.75 para hacer el cubo final de datos, resultando en un haz de $7.88 \text{ arcsec} \times 6.36 \text{ rsec}$ de tamaño. Después de un suavizado con la función de Hann, nuestro cubo final tiene una rms (reducción de ruido) por canal de 0.26 Jy/haz y una resolución de espectro de 3.4 m^{-1} . El pico H I de la columna de densidad es $8.4 \times 10^{20} \text{ atoms m}^{-2}$, y el nivel de ruido es $4.1 \times 10^{19} \text{ m}^{-2}$. El flujo integral de mapa H I total es $0.73 \pm 0.07 \text{ m}^{-1}$, cerca del valor 0.78 m^{-1} usado en [Mancera Piña et al.](#), aunque menor que los $0.96 \pm 0.04 \text{ m}^{-1}$ aportados por [Leisman et al.](#) de las observaciones sin resolver de ALFALFA. Para la distancia de la AGC 14905, nuestro flujo integral da $M_{HI} = (9.7 \pm 1.4) \times 10^8 M_\odot$. ¹Combinamos M_{HI} y M_* para obtener la masa bariónica $M_{bar} = 1.33 M_{HI} + M_* = (1.4 \pm 0.2) \times 10^9 M_\odot$. El factor 1.33 da cuenta de la presencia de helio, y no tenemos en cuenta ninguna de gas molecular, cuya masa es previsiblemente insignificante comparada con M_{HI} (e.g. [Hunter et al.](#); [Wang et al.](#)). La fracción de gas galáctico $f_{gas} = M_{gas}/M_{bar} \approx 0.9$, asegura que M_{bar} es robusta contra posibles errores sistemáticos relacionados con M_* , ya que la incertidumbre principal en M_{gas} viene de la distancia, la cual es bastante limitada. El mapa de H I total se muestra en el panel del medio de

la figura 1, y también en el panel de la izquierda con los contornos de H I superpuestos en la parte superior de la emisión estelar. Está claro que las extensiones de gas bastante más allá de la típica emisión óptica, a pesar de que las UDGs están ópticamente ampliadas. También hay cierto grado de alineación incorrecta entre ángulos ópticos y de posición de H I (ver también Gault et al.), aunque la morfología óptica está probablemente afectada por el brillo, en regiones irregulares de formación estelar. El panel de la derecha de la figura 1 muestra los perfiles de densidad de la masa superficial de los discos

gaseosos y estelares de la AGC 14905. El perfil estelar viene de convertir nuestros perfiles ópticos de brillo de superficie en densidad de masa, usando una razón masa-luz en la banda- r - de 0.47 Du et al. El perfil de gas se obtuvo usando la tarea `\texttt{gipsy}` van der Hulst et al. ELLPROF, y convertido a densidad de masa usando el factor de conversión $1_{\odot}\text{pc}^{-2} = 1.25 \times 10^{20} \text{ atoms cm}^{-2}$. Una vez que esta conversión es aplicada, multiplicamos por el factor 1.33 para dar cuenta de la presencia de helio.

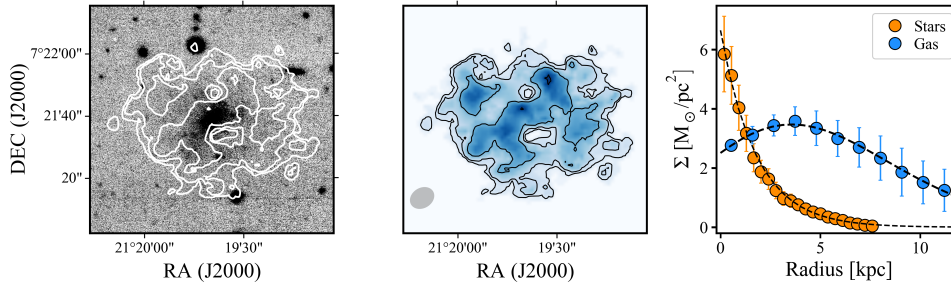


Figura 1: *Izquierda:* Imagen estelar de AGC 14905 con los contornos totales de H I superpuestos. Los contornos están a 1, 2, 4×10^{20} atoms cm^{-2} , el nivel ruido es 4.1×10^{19} atoms m^{-2} . *Medio:* Mapa de intensidad total de H I; los contornos como en el panel previo. La ellipse en gris muestra el haz de nuestros datos. *Derecha:* Perfiles de densidad de masa superficial de AGC 14905, estelar (orange) y gas (azul, incluye corrección de helio). Las líneas de puntos en negro en la parte superior muestran los enajes a las distribuciones usadas para la obtención las velocidades circulares de gas y estelar. (ver Sección 3).

¹The flujo ALFALFA implicaría al contrario $M_{HI} \approx 1.3 \times 10^9 M_{\odot}$, sólo reforzaría los resultados que se muestran abajo.

3 Cinemática

Para obtener información cinemática fiable (velocidad de rotación y dispersión de velocidad) para nuestra galaxia, usamos el software ^{3D}Barolo Di Teodoro et al.. Como ya hemos explicado de forma amplia en Di Teodoro et al., Di Teodoro et al., y Iorio et al., ^{3D}Barolo² de una galaxia, las cuales son después combinados con el haz de observaciones y comprados canal a canal con los datos reales. Esto permite una recuperación robusta de la curva de rotación y la dispersión de velocidad del gas, ya que este método mitiga bastante los efectos de divergencia de haz Bosma et al.; Begeman et al.; Swaters et al.; Di Teodoro et al.. Antes de ahondar en los detalles de los resultados de nuestro modelado, discutiremos brevemente la cinemática observada, así como el origen de dos importantes parámetros geométricos: el ángulo de posición de la galaxia, y su inclinación.

3.1 Campo de velocidad y parámetros geométricos

El campo de velocidad (1st mapa de momento) de la AGC 14905, mostrado en el panel de la parte superior de la figura 2, tiene el claro patrón cinemático de un disco que rota regularmente. El ángulo de posición del campo de velocidad es estimado por ensayo y error como el ángulo que maximiza la amplitud de la velocidad-posición (PV) en el eje-mayor del diagrama (e.g. Mancera Piña et al.). Hallamos un ángulo de posición de 89° , como se ve en la figura 2 con una línea en la parte superior del campo de velocidad. Nuestro valor es similar a el de 84° aportado en Mancera Piña et al.; Mancera Piña et al., derivado de datos menos resueltos. Si enajamos el ángulo de posición durante nuestro modelado cinemático (ver abajo), hallamos valores entre

$85 - 92^\circ$ dependiendo de nuestras estimaciones iniciales. El panel de en medio (abajo) de la figura 2 muestra, en fondo azul y contornos negros, el diagrama PV en eje-mayor (-menor) de la AGC 14905. La PV del eje-mayor muestra el patrón típico de un disco en rotación y parece alcanzar una velocidad plana en las regiones exteriores.

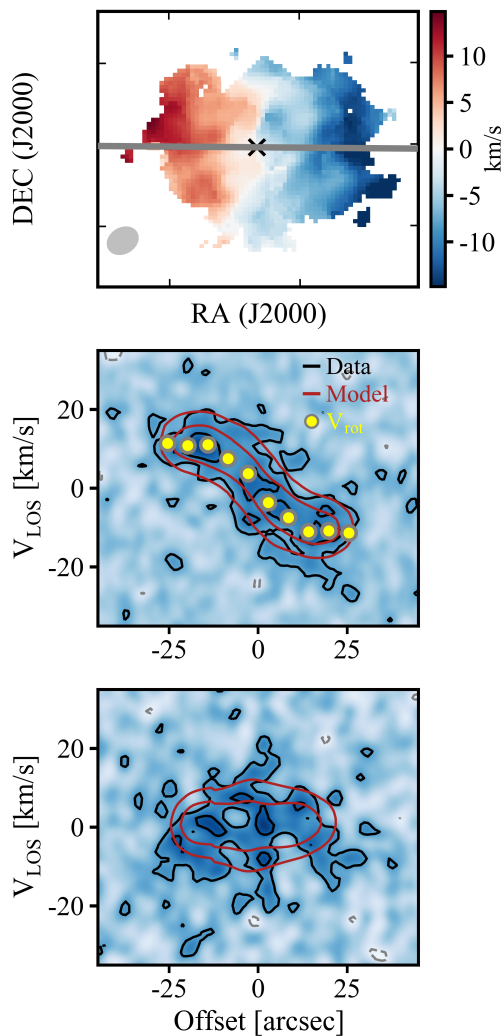


Figura 2: *arriba:* Campo observado de velocidad (la misma escala física que la del mapa de H I total en la Figura 1); la elipse en gris muestra el haz de las observaciones, la línea en gris el eje mayor cinemático, y la cruz en negro el centro cinemático. *Medio (Abajo):* Diagrama PV del Eje-mayor (menor)PV diagram; los datos se muestran en fondo azul y el contornos negros (grises para valores negativos), y el mejor modelo acimutal de encaje ^{3D} Barolo está en contornos rojos. Los puntos amarillos muestran las velocidades de rotación recuperadas.

Mientras que diferencias de pocos grados en el ángulo de posición no afectan significativamente a la curva final de rotación, la inclinación de la galaxia es más crítica, ya que pequeños cambios en inclinaciones bajas pueden afectar severamente el valor la curva desproyectada de rotación. Sin duda, la inclinación es la principal incertidumbre en nuestro modelado cinemático y resultados, y prestamos especial atención a ella. Tradicionalmente, la inclinación en datos de alta-resolución se pueden obtener durante el encaje cinemático usando el campo de velocidad (e.g. de Blok et al.). Sin embargo, este método no es particularmente robusto ya que depende de la forma de la curva de rotación: para rotación de cuerpo-sólido los iso-contornos en el campo de velocidad son paralelos, anulando el poder para medir la inclinación. Dado lo de arriba, y siguiendo a Mancera Piña et al., decidimos estimar la inclinación con una aproximación que es independiente de la cinemática, dependiendo sólo del mapa H I de la galaxia. Nuestro método es como sigue: Usamos ^{3D}Barolo para construir modelos acimutales de la galaxia a diferentes inclinaciones, con estas inclinaciones dibujadas de una distribución plana anterior entre

$10^\circ - 80^\circ$ y muestreada usando una rutina Monte Carlo Cadena de Markov (MCMC) (basada en el paquete python `\texttt{emcee}`, ver see Foreman-Mackey et al.). Cada modelo es combinado con el haz de observaciones, y se construye el mapa total de su densidad. Después comparamos estos mapas de intensidad de modelo con los datos reales, con nuestra rutina MCMC minimizando los errores residuales absolutos entre mapa de modelo y de intensidad observada. Hemos probado este método de forma extensiva usando cubos de datos artificiales que coinciden con nuestra resolución y señal-ruido (S/N), encontrándolo robusto y fiable (ver también Fraternali et al.). Al final, encontramos una inclinación de $32 \pm 3^\circ$ para la galaxia AGC 14905, que adoptamos como nuestro valor fiduciario; la distribución posterior se muestra en la figura 9 del apéndice 4. Como comprobación extra, también estimamos la inclinación de otras dos formas ³. Primero, usando el método descrito en Mancera Piña et al., que es equivalente a nuestro método descrito arriba, pero independiente del muestreo MCMC. Encontramos una inclinación de $34 \pm 5^\circ$, aunque la citada incertidumbre es sólo un valor medio esperado, y no una incertidumbre estadística bien definida. Similarmente, Mancera Piña et al.; Mancera Piña et al. encontró una inclinación de $33 \pm 5^\circ$ de sus datos de más baja-resolución. Segundo, obtenemos inclinaciones cinemáticamente-independientes. Usamos ambos ^{3D}Barolo (encajando todo el cubo de datos), y la tarea `\texttt{gipsy}` de ROTCUR (encajando con el campo de velocidad). Dependiendo del exacto valor inicial, máscara, y separación anular, ambos métodos encuentran inclinaciones entre $30^\circ - 37^\circ$. Es tranquilizador, a pesar de no ser nuestras aproximaciones favoritas, medir la inclinación, y encontrar estos valores diferentes siendo consistentes con los resultados de nuestro método preferido. Sobre todo, es importante resaltar que no encontramos ninguna evidencia que favoreciera inclinaciones más bajas que 30° . Finalmente, merece la pena mencionar que para la obtención de la inclinación asumimos que el H I reside en un disco fino como una navaja, un grosor significativo del disco implicaría mayor inclinación que la que obtuvimos debido a los efectos de proyección Iorio G. et al.. Desde este punto de vista $32 \pm 3^\circ$ da un límite inferior de la inclinación de AGC 14905 (ver también sección 4). Por otro lado, si el disco de gas no es eje-simétrico, sino que tiene cierta elongación, podríamos sobreestimar su inclinación. Mientras que ciertas simulaciones sugieren que esto puede ser posible ⁴ A continuación, asumimos que el mapa de intensidad total de H I observado y el gradiente de velocidad pertenecen a una galaxia de disco inclinada eje-simétrica con gas moviéndose en órbitas circulares.

3.2 Modelado cinemático

Con el ángulo de posición y la inclinación ya determinados, podemos proceder a realizar nuestro modelado cinemático con ^{3D}Barolo, dejando como parámetros libres la velocidad sistémica (V_{sys}), la velocidad de rotación (V_{rot}), y la dispersión de velocidad (σ_{HI}). Ajustamos un modelo acimutal y usamos una separación anular de 6 segundos de arco. Este representa un menor sobremuestreo de menos del 10 por ciento con respecto al tamaño del haz a lo largo del eje mayor de la galaxia (6.5 segundos de arco), permitiéndonos trazar la curva de rotación de la galaxia con cinco, básicamente no correlacionadas, elementos de resolución por cada lado de galaxia. También comprobamos que las velocidades de rotación obtenidas usando cuatro o cinco anillos (ver abajo) son bastante consistentes la una con la otra. Primero realizamos una iteración donde V_{sys} es un parámetro libre. El mejor V_{sys} resulta ser 5435 m^{-1} , que coincide con el centro de un encaje

Gaussiano al perfil global de H I. Para nuestro modelo final mantenemos V_{sys} fijo, y sólo encajamos V_{rot} and σ_{HI} . El modelo final reproduce fielmente lo observado. Esto se puede ver en los paneles medio y bajo de la Figura 2, donde comparamos los diagramas PV del modelo que mejor encaja (rojo) y los datos (negro). Hay algunas características de baja-S/N para bajas velocidades ($\lesssim 5 \text{ m}^{-1}$) que no han sido reproducidas, pero ^{3D}Barolo puede simular de forma muy aproximada toda la cinemática de la galaxia. Est también puede verse en el apéndice 4, donde mostramos mapas representativos de canal de la AGC 14905 y de nuestro modelo de mejor-encaje. La curva de rotación resultante, sin inclinación corregida, se muestra en puntos amarillo superpuestos en la parte superior del diagrama PV del eje-mayor en la Figura 2, y está claro que alcanza su parte plana mucho antes que nuestro radio mas exterior. Para tener en cuenta movimientos soportados por presión, aplicamos la corrección asimétrica de deriva a nuestra curva de rotación (ver [Iorio et al.](#)), terminando con la velocidad circular V_c . Se encontró que la corrección fue muy pequeña, contribuyendo menos de 2 m^{-1} en todo el radio. En la Figura 3, mostramos explícitamente el perfil de velocidad circular de AGC 14905, así como su perfil de dispersión de velocidad. Las incertidumbres en V_c incluyen las incertidumbres de inclinación, por medio de una aproximación de muestreo Monte Carlo, como ya se detalló en [Mancera Piña et al.](#). La parte plana del perfil de velocidad circular tiene una velocidad de $\simeq 23 \text{ m}^{-1}$. Esto, junto con el M_{bar} de la galaxia, confirma su posición como fenómeno atípico que no sigue la BTFR. En la Figura 3 también incluimos la comparación de valores para V_c and σ_{HI} obtenidos en [Mancera Piña et al.](#); [Mancera Piña et al.](#) a baja resolución, mostrando las muy buenas coincidencias entre ellos y nuestras nuevas determinaciones. Esto es importante no solo para AGC 14905, sino para todas las UDGs en general en [Mancera Piña et al.](#); [Mancera Piña et al.](#), ya que es una validación directa de los resultados en baja-resolución presentados previamente.

3.3 Estabilidad discal local y global

Con un valor medio de $\sim 5 \text{ m}^{-1}$, la dispersión de velocidad σ_{HI} de AGC 14905 está ligeramente por debajo del valor medio en enanas de rotación-soportada ($\sim 8 \text{ m}^{-1}$, v.g. [Iorio et al.](#)) aunque consistente dentro de las incertidumbres. Los valores bajos de V_c y σ_{HI} de nuestra UDG implican un valor relativamente bajo del parámetro de Toomre $Q_{gas} = \kappa\sigma_{HI}/(\pi G\Sigma_{gas})$, donde κ es la frecuencia de epíclido [Toomre et al.](#). El perfil Q_{gas} muestra una pequeña disminución con el radio, con una mediana (media) de 1.2 (2), después de aplicar una pequeña corrección que de cuanta del grosor, ver see [Romeo et al.](#); [Romeo et al.](#)). Las incertidumbres son relativamente grandes (típicamente un factor de 2 – 3),

pero estos valores de Q_{gas} sugieren que la galaxia podría ser susceptible de inestabilidad *local* (ver [Romeo et al.](#) y referencias al respecto para una detallada discusión sobre la interpretación de Q_{gas}). Mientras estas inestabilidades locales podrían conducir a una fragmentación y subsiguiente formación estelar, las observaciones sugieren que no siempre es esto así, [Hunter et al.](#); [Leroy et al.](#); [Elmegreen et al.](#). El valor de Q_{gas} para la AGC 14905 es más bajo de media, pero consistente dentro de 2σ con valores de mediana de galaxias enanas LITTLE THINGS [Iorio et al.](#). Por último, debería ser apuntado que un cálculo más detallado que tuviera en cuenta el gas resplandeciente de disco (e.g. [Elmegreen et al.](#); [Bacchini et al.](#)) aumentaría el valor de Q_{gas} , especialmente en las partes mas exteriores. Mientras que Q_{gas} está en principio relacionado con inestabilidades locales, podemos también investigar estabilidad *global* de disco de nuestra UDG. las cinemática ordenada vista en la Figura 2 y el aislamiento (see [Mancera Piña et al.](#)) de la galaxia sugiere fuertemente un estado de equilibrio. Probamos esto aún más al permitir a ^{3D}Barolo encajar movimientos radiales superpuestos en la rotación, pero no encontramos evidencias de tales movimientos radiales ya que su amplitud siempre es consistente con cero dentro de las incertidumbres. También calculamos el parámetro global de estabilidad $X_2 = \kappa^2 R / (4\pi G\Sigma_{gas})$ [Toomre et al.](#), hallando una mediana de 1.5 y con $X_2 > 1$ en todos los radios, sugiriendo que el sistema es estable contra estabilidad de barra ($X_2 < 1$ es la condición inestabilidad usada a menudo para galaxias enanas, ver v.g. [Mihos et al.](#); [Hidalgo-Gómez et al.](#)). Sobre todo, estas investigaciones muestran que es razonable asumir que el gas frío en AGC 14905 está en órbitas cerradas trazando su potencial gravitacional y permitiendonos construir modelos másicos basados en la curva de rotación derivada.

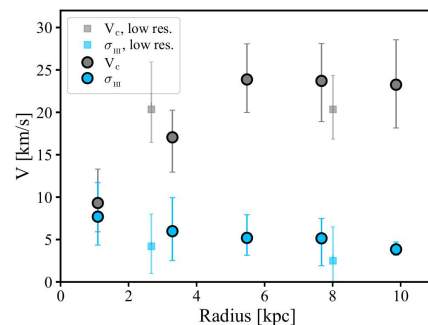


Figura 3: Perfiles de velocidad circular (círculos grises) y de dispersión de velocidad (círculos azules) de la AGC 14905, tal y como fueron obtenidos con nuestro modelado cinemático. Las esferas muestran resultados previos obtenidos con una resolución espacial más baja.

²<https://editeodoro.github.io/Bbarolo/>

³La inclinación óptica, derivada de la razón eje óptico, es de unos 45° . No usamos esta inclinación en nuestro análisis ya que no está claro si los datos ópticos concuerdan con la emisión H I (ver también v.g. [Gault et al.](#); [Kado-Fong et al.](#)), pero sí ofrecemos el valor para hacer completo el documento. Claramente, esta inclinación rebajaría el valor de la velocidad circular, fortaleciendo los resultados.

⁴[Marasco et al.](#) hemos informado que aproximadamente la mitad de las galaxias enanas ($60 < V_{max} < 120 \text{ m}^{-1}$, con V_{max} la velocidad máxima de rotación) en la simulación APOSTLE [Sawala et al.](#); [Fattahi et al.](#) están en halos de materia oscura con razones axiales intrínsecas $b/a < 0.8$; si el disco de AGC 14905 tiene una ratio similar b/a (p.e. es un disco alargado en lugar de circular inclinado) su inclinación podría ser de unos 10° .

4.1 Una curva de rotación dominada bariónicamente

La galaxia AGC 14905 tiene más masa bariónica que otras galaxias enanas con similares velocidades circulares [Iorio et al.](#); [Mancera Piña et al.](#). Por lo tanto, es interesante ver si la AGC 14905, como muchas enanas, está dominada por la materia oscura en todos los radios. Prior to obtaining any mass model, we can compare the circular speed profile of the galaxy with the circular speed profile of the baryonic distribution (V_{bar}), which is simply the sum in quadrature of the contributions of the stellar and gas discs, this is $V_{bar}^2 = V_*^2 + V_{gas}^2$. We derive $V_{c,*}$ and $V_{c,gas}$ using the software GALPYNAMICS [Iorio G. et al.](#). Antes de obtener ningún modelo de masa, podemos comparar el perfil de velocidad circular con el perfil de velocidad curcular de la distribución bariónica (V_{bar}), el cual es simplemente la suma en cuadratura de las contribuciones de los discos estelares y de gas, esto es $V_{bar}^2 = V_*^2 + V_{gas}^2$. Derivamos $V_{c,*}$ y $V_{c,gas}$ usando el software GALPYNAMICS [Iorio G. et al.](#) GALPYNAMICS⁵ cierta función (ver abajo), computa su potencial gravitatorio via integración numérica, y retorna la velocidad circular asociada. En el caso del disco estelar, usamos un perfil exponencial con $M_* = 1.5 \times 10^8 \odot$ y una longitud de escala de disco exponencial $\{d\} = 1.79 \text{ pc}$; este perfil puede ser comparado con los datos de la Figura 1. Asumimos un perfil sech² a lo largo de la dirección vertical, y un grosor constante $z_d = 0.196 R_d^{0.633} \approx 80 \text{ c.}$, como el encontrado para galaxias con formación estelar en inclinaciones bajas [Bershady et al.](#). Para la componente de gas (H I más helio), ajustamos el perfil de densidad con el perfil de la forma

$$\Sigma_{gas} = \Sigma_{0,gas} e^{-R/R_1} (1 + r/R_2)^\alpha \quad (1)$$

donde $\Sigma_{0,gas}$ es la densidad central superficial del gas, R es el radio cilíndrico, y R_1, R_2 , y α son parámetro de ajuste. Este perfil nos da un buen encaje con lo observado, tal como se ve en la Figura 1. Para la estructura vertical del disco gaseoso estimamos un perfil Gaussiano y una altura-escala vertical constante $z_d = 250 \text{ c.}$ Vale la pena mencionar que los resultados que mostramos abajo no dependen significativamente del grosor asumido de los discos gaseosos o estelares. La Figura 4 muestra las contribuciones de V_* , V_{gas} , y V_{bar} al total V_c de AGC 14905. Es digno de reseñar, cómo V_{bar} nos da una descripción razonable de V_c para todos los radios. Esto implica que, al contrario que para las galaxias enanas clásicas (v.g. [Iorio et al.](#); [Read et al.](#)), la dinámica de AGC 14905, al menos dentro de los radios observados que se extienden hasta los 10 pc, está dominada bariónicamente en lugar de por materia oscura. Esto ya fue postulado en [Mancera Piña et al.](#), pero ahora es confirmado con una curva de rotación muy bien trazada.

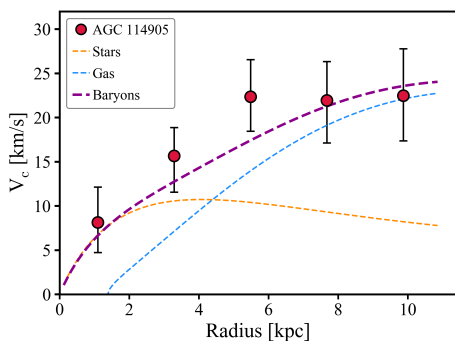


Figura 4: Perfil de velocidad circular (puntos rojos) comparado con la contribución esperada de estrellas (línea naranja), gas (línea azul), y bariónes (estrellas más gas, línea magenta).

4.2 Ajustando halos de materia oscura

En nuestro actual marco de referencia de formación de galaxias, esperamos que cada galaxia esté embebida en un halo de materia oscura fría (CDM). Por esto, es relevante investigar si esta físicamente motivado o no que los halos de CDM puedan ser consistentes con nuestra curva de rotación, incluso si la Figura ??? sugiere ausencia de halo dinamicamente significativo en AGC 14905. Nuestro objetivo fue encontrar halo de materia oscura cuya velocidad circular satisfaga

$$V_c^2 = V_*^2 + V_{gas}^2 + V_{DM}^2 \quad (2)$$

Los halos de materia oscura se describen a menudo con el llamado perfil NFW [Navarro et al.](#), cuya densidad como función del radio esférico con coordenadas cilíndricas r ($rsqrt{R^2 + z^2}$) viene dado por

$$\rho_{NFW}(r) = \frac{4\rho_s}{(r/r_s)(1 + r/r_s)^2} \quad (3)$$

donde r_s es un 'radio escala' y ρ_s es la densidad a r_s . Denotaremos el correspondiente perfil de masa como $M_{NFW}(r)$:

$$M_{NFW}(< r) = \frac{M_{200}}{\ln(1 + c_{200}) - \frac{c_{200}}{1 + c_{200}}} \left[\ln\left(1 + \frac{r}{r_s}\right) - \frac{r}{r_s} \left(1 + \frac{r}{r_s}\right)^{-1} \right] \quad (4)$$

El parámetro M_{200} está definido como la masa dentro de una esfera de radio r_{200} , en la que la densidad media es 200 veces la densidad crítica del universo, mientras que la concentración c_{200} se define como $c_{200} = r_{200}/r_s$. Aunque los halos NFW proporcionan buenas descripciones de galaxias masivas, no ocurre lo mismo en el caso de las galaxias enanas (ver [Bullock et al.](#)). Por lo tanto, para nuestra UDG asumimos que el halo de materia oscura es descrito mediante un 'CORENFW' perfil [Read et al.](#), que es una extensión del clásico perfil NFW que tiene la flexibilidad para desarrollar o no un núcleo. En la Sección 5 discutimos otros perfiles de halos. El perfil CORENFW ha sido creado para ajustar muy bien curvas de rotación de galaxias enanas, ya sean reales o simuladas [Read et al.](#); [Read et al.](#). El perfil de densidad del halo CORENFW se puede escribir del siguiente modo

$$\rho_{coreNFW}(r) = f^n \rho_{NFW}(r) + \frac{n f^{n-1} (1 - f^2)}{4\pi r^2 r_c} M_{NFW}(r) \quad (5)$$

Aquí, ρ_{NFW} y M_{NFW} son los parámetros de arriba, mientras que f es una función (definida como $f = \tanh(r/r_c)$) que genera un núcleo de tamaño r_c . En principio, r_c puede ser un parámetro ajustable, pero como se discute en detalle por [Read et al.](#); [Read et al.](#); [Read et al.](#), ajustándolo a $r_c = 2.94_d$ ⁶ es consistente con simulaciones y observaciones donde r_c es ajustado como parámetro libre. Es importante destacar que el factor 2.94 no puede ser significativamente más grande ya que no hay suficiente energía de supernovas para crear núcleos de tamaño más grandes que 2.94_d (ver también v.g. [Benitez-Llambay et al.](#); [Lazar et al.](#); [Trujillo-Gomez et al.](#)). El grado de transformación desde la corteza al núcleo es descrito por el parámetro n , con $n = 0$ definiendo un perfil de corteza $n = 1$ para un perfil completamente de núcleo. El parámetro n es definido como $n = \tanh(\kappa t_{SF}/t_{dym})$, con $\kappa = 0.04$ como parámetro ajustable, t_{SF} el tiempo que la galaxia ha estado formando estrellas (puesto a 14 yr), y t_{dym} el

tiempo dinámico NFW en la escala de radio r_s , que puede ser expresado en términos de M_{NFW} , r_s , y G (la constante gravitacional Newtoniana)

$$t_{dyn} = 2\pi \sqrt{\frac{r_s^3}{GM_{NFW}(< r_s)}} \quad (6)$$

El perfil de materia oscura tiene por lo tanto los mismos dos parámetros libres que un halo NFW: la masa del halo (M_{200}) y su concentración (c_{200}). Con simulaciones cosmológicas de N-cuerpos se hallan fuertes correlaciones entre c_{200} y M_{200} (v.g. [Dutton et al.](#), [Ludlow et al.](#)), por lo que en la práctica se puede incluso ajustar perfiles tipo-NFW con un único parámetro. Aunque los otros parámetros del halo (n , r_s , r_c) no son considerados parámetros libres, también cambian a cada paso de la MCMC, ya que dependen de M_{200} y c_{200} , como se ha descrito arriba. Para encontrar el mejor ajuste de halo CDM usamos una rutina MCMC (basada también en `emcee`) que minimiza los errores residuales de la Ecuación 17 usando una función $\exp(-0.5\chi^2)$ estándar como probabilidad, con χ^2 dado por

$$\chi^2 = \sum \frac{(V_c - V_{c,mod})^2}{\delta_{V_c}^2} \quad (7)$$

donde V_c y $V_{c,mod}$ son los perfiles de modelo de velocidad circular y el observado, respectivamente, y δ_{V_c} es la incertidumbre ^{3D}Barolo en el modelado cinemático, la cual asumimos que es Gaussiana (ver [Di Teodoro et al.](#)). Como vamos a discutir seguidamente, la inclinación es un parámetro libre en nuestra MCMC, y por lo tanto δ_{V_c} en sí mismo no incluye la contribución de la incertidumbre de inclinación; estas barras de error son por lo tanto más pequeñas que las que se muestran en las Figuras 3 y 4. La MCMC explora el parámetro espacio (M_{200} , c_{200}) y recupera la combinación que mejor se ajusta. Además de M_{200} y c_{200} , incluimos la distancia D y la inclinación i como parámetros estorbo. En la práctica, imponemos una Gaussiana previa en D centrada en 76 pc y una desviación típica de 5 pc, explorando el alcance 2σ $66 \leq D/\text{Mpc} \leq 86$. De igual forma, para i , imponemos una Gaussiana previa centrada en 32° con una desviación típica de 3° , en $26^\circ \leq i \leq 38^\circ$; en la Sección 5 también discutimos el caso donde las previas para D y i son más amplias. Es digno de mención que un cambio en D introduce un cambio en el factor de conversión entre arco segundos y kpc, y por lo tanto, modifica nuestro muestreo de la curva de rotación. Además, esto afecta al valor de R_d , que a su vez cambia r_c y el grosor del disco estelar. Por otro lado, i afecta a toda la normalización de la curva de rotación. Una vez que esto ha quedado establecido, exploramos diferentes escenarios, los cuales difieren según nuestras previas elegidas en M_{200} y c_{200} . En un primer intento, usamos las previas planas $6 \leq \log(M_{200}/M_\odot) \leq 12$ and $0.1 \leq c_{200} \leq 30$. Sin embargo, c_{200} permanece completamente sin restricciones ya que su distribución posterior es plana sobre

todo el rango explorado. Al imponer la relación $c_{200} - M_{200}$ de [Dutton et al.](#) como una Gaussiana previa en c_{200} , hallamos $\log(M_{200}/M_\odot) = 7.9^{+0.5}_{-1.0}$, $c_{200} = 20^{+5}_{-2}$, $D = (77 \pm 5)$ pc, y $i = 33^{+2}_{-3}$. Aunque el ajuste resultante se aproxima a los datos (dado que $V_{bar} \approx V_c$ and V_{DM} es subdominante), el valor de $M_{200} \sim 10^8 M_\odot$ es demasiado bajo para ser plausible en una cosmología CDM. Dado $M_{bar} = 1.4 \times 10^9 M_\odot$, el mismo mínimo M_{200} esperado (asumiendo que la galaxia tiene una fracción bariónica tan alta como la media cosmológica: $f_{c,bar} \simeq 0.16$, ver [Cimatti et al.](#)) está sobre $0.9 \times 10^{10} M_\odot$. Está claro que la rutina MCMC encuentra una masa baja ya que $V_c \simeq V_{bar}$, pero el halo resultante no parece que tenga justificación física. Tomando en consideración lo anterior, decidimos imponer un límite más bajo a la previa de M_{200} tal que el halo mínimo produjera $M_{bar}/M_{200} \simeq 0.16$ (v.e. la fracción bariónica cosmológica). Con esto, la previa para M_{200} llega a ser $10 \leq \log(M_{200}/M_\odot) \leq 12$. Subrayamos que el límite más bajo de la previa corresponde al valor mínimo esperado de M_{200} . En teoría, se espera que la galaxia tenga una M_{200} significativamente más grande. Por ejemplo, la relación de masa Λ CDM estelar-a-halo de [Posti et al.](#) predeciría $\log(M_{200}/M_\odot) \approx 10.6$. Para c_{200} exploramos dos escenarios: uno donde imponemos otra vez la relación $c_{200} - M_{200}$ de [Dutton et al.](#) como una Gaussiana previa en la rutina MCMC, y otro donde c_{200} tiene una previa ancha plana $0.1 \leq c_{200} \leq 30$. A partir de aquí, nos referiremos a estos dos escenarios como Caso 1 y Caso 2, respectivamente. Las distribuciones posteriores para ambos casos, Caso 1 y Caso 2, se muestran en el Apéndice 5. Es en cierto modo sorprendente, para ambos casos que la MCMC halle $\log(M_{200}/M_\odot) \simeq 10$, con distribuciones posteriores que simplemente intentan ir al límite inferior. Para el Caso 1, (imponer 1 Gaussiana previa en la relación $c_{200} - M_{200}$), hallamos $D = (67 \pm 1)$ pc y $i = 26^{+0.2}_{-0.1}$, con distribuciones posteriores también intentando ir hacia sus límites inferiores (ver Figura 10). La concentración, por otro lado, está bien condicionada, y hallamos $c_{200} = 11.7 \pm 0.3$. Los otros parámetros del perfil CORENFW son $n = 0.7$, $r_c = 4.6$ pc, y $r_s = 3.8$ pc. Para el Caso 2, aunque D y i están bien condicionadas siguiendo sus previas ($D = 74^{+5}_{-4}$ pc, $i = 30^\circ \pm 2^\circ$), la distribución posterior de c_{200} va a su límite inferior, $c_{200} = 0.3^{+0.3}_{-0.2}$ (ver Figura 11). Los otros parámetros del perfil CORENFW son $n = 0.03$ (p.e. CORENFW \approx NFW) guiado por una alta t_{dyn} (Ecuación 18), $r_c = 5.1$ pc, y $r_s = 148$ pc, guiados por una extremadamente baja c_{200} ($r_s = r_{200}/c_{200}$). La Figura 5 muestra los dos modelos de masa resultantes. Caso 1, en el panel izquierdo, está en claro desacuerdo con los datos ya que sobrevalora significativamente V_c , incluso cuando la distancia y la inclinación van a sus valores más bajos permitidos. Caso 2, panel derecho, cae cerca de los datos, pero presenta otros problemas, como vamos a discutir en la próxima sección.

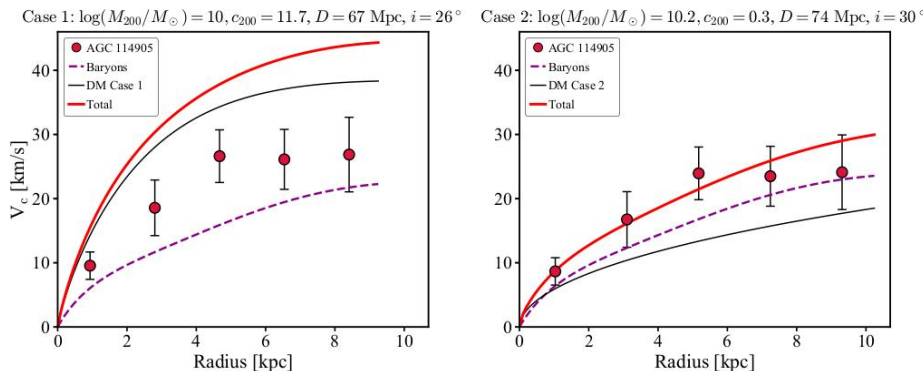


Figura 5: Modelos de masa de AGC 14905. El Caso 1 y el Caso 2 se muestran en el panel izquierdo y el derecho, respectivamente. En ambos paneles los puntos rojos muestran el perfil V_c de AGC 14905, mientras que la línea de puntos magenta representa el V_c esperado de los bariones (estrellas más gas). Los halos de materia oscura se muestran en líneas negras, y las líneas rojas dan la contribución total de bariones y materia oscura juntos. El caso 1, que sigue la relación $c_{200} - M_{200}$ de CDM, es inconsistente con la observación. El Caso 2 concuerda con los datos mejor, pero tiene un c_{200} demasiado bajo para la CDM. Notamos también que la distancia asumida y la inclinación son diferentes en ambos paneles. Al ser la distancia asumida diferente en cada panel, el muestreo de la curva de rotación a lo largo de los ejes horizontales es también diferente. Del mismo modo, la normalización de las curvas de rotación difiere en cada caso debido a las diferentes inclinaciones. Ver el texto para más detalles.

⁵<https://github.com/iogiul/galpynamics>

⁶En principio, $r_c = 1.75_e$, con R_e el radio de media luz. Para un perfil exponencial ($R_e = 1.678R_d$) esto se convierte en $r_c = 2.94_d$.

5 Discusión

Una vez que hemos presentado nuestros resultados principales, discutiremos ahora sus implicaciones. Dado que nuestra curva de rotación para AGC 14905 traza fielmente su velocidad circular, el hecho de que esté dominada bariónicamente hasta el radio más exterior (Figura 4) implica que dos posibles escenarios es un contexto Λ CDM: que nuestra UDG carece significativamente de materia oscura a través de todos los radios (incluso más allá del alcance probado por nuestros datos), o que tiene un halo peculiar de materia oscura con poca masa en unos 10 pc (v.g. el panel derecho en la Figura 5).

5.1 AGC 14905 comparada con galaxias 'libres de materia oscura'

Ya que [van Dokkum et al.](#) y [van Dokkum et al.](#) postularon que DF--2 and DF--4 contienen muy poca a ninguna materia oscura en absoluto, se han propuesto diferentes mecanismos para crear tales galaxias tan peculiares. Una de las ideas predominantes es que colisiones de alta-velocidad ($\sim 300 \text{extrmkms}^{-1}$) entre galaxias ebanas ricas en gas pueden crear galaxias sin materia oscura (o casi sin materia oscura, $M_{DM} \sim 10^9 M_\odot$) [Silk et al.](#); [Shin et al.](#). Es importante señalar que esos tipos de galaxias se espera que se formen en ambientes muy densos y que tengan masa bariónica dominada por estrellas en vez de gas frío. Otro mecanismo propuesto para explicar la existencia de DF--2 and DF--4 son interacciones de marea con galaxias vecinas muy masivas que succionan la materia oscura [Jackson et al.](#); [Doppel et al.](#); [Montes et al.](#) afirman que de hecho DF--4 actualmente muestra signos de tales interacciones. Aunque los escenarios descritos arriba pueden producir galaxias tipo UDG muy pobres en materia oscura que muestren cierto grado de similitud con with DF--2 and DF--4, es importante tener en cuenta que las UDGs ricas en gas son objetos muy diferentes. No sólo están dominados por gas ($f_{gas} \simeq 0.9$ for AGC 14905), sino que que también están aisladas (por selección, ver [Leisman et al.](#)). En el caso particular de la AGC 14905, la galaxia más próxima con $M_* \gtrsim 10^9 M_\odot$ (asumiendo una distancia de 76 pc y la relación masa-a-luz-color de [Du et al.](#)) con distancia desconocida. Todas ellas parecen ser galaxias rojas de fondo confirmadas, y la más cerca en proyección queda a 700 pc. Todas estas evidencias, junto con la carencia de características de marea en la morfología óptica y de H I de nuestra UDG, sugiere que está realmente aislada. Una idea que podría reconciliar un origen de marea con el aislamiento actual de AGC 14905 es que se que sea una vieja galaxia enana de marea (TDG,

ev.g., [Duc et al.](#)), ya que se espera que las TDGs tengan bajo contenido de materia oscura y bajas velocidades de rotación (v.g. [Hunter et al.](#); [Lelli et al.](#)). Si la interacción que originó la TDG ocurrió a alto corrimiento al rojo ($z \sim 4 - 6$) y la galaxia tenía una velocidad de escape de $\sim 400 \text{ m}^{-1}$, la galaxia madre podría estar hoy a una distancia de $\sim 5 \text{ Mpc}$ de AGC 14905. Aunque este escenario es imposible de comprbar en la práctica, la población de conicdas viejas TDGs en el universo cercano ya sean en simulación u observación se han hallado a distancias mucho mas cercanas y velocidades de recesión de sus galaxias madres que AGC 14905 (y UDGs similares rica en gas de [Mancera Piña et al.](#); [Mancera Piña et al.](#)) está de cualquier galaxia masiva [Hunter et al.](#); [Kaviraj et al.](#); [Duc et al.](#); [Haslbauer et al.](#). En general, aunque es difícil dar una respuesta definitiva, parece improbable que la pequeña cantidad (si es que hay alguna) de materia oscura en la AGC 14905 pueda ser atribuida al mecanismo arriba mencionado, quizás válido para for DF--2 and DF--4. Recientemente, [Trujillo-Gomez et al.](#) propuso un modelo semi-empirico donde una fuerte retroalimentación de cúmulos globulares puede producir UDGs con núcleos de materia oscura tan grandes como 10 – 30 pc. Sin embargo, el modelo no incluye un detallado tratamiento de componente de gas que es predominante en las UDGs ricas en gas, y una exhaustiva comparación con juestros datos aún no es posible. Sería instructivo obtener información de la cinemática de AGC 14905 más llaá de los 10 pc, donde la contribución de estrellas y gas llega a ser más pequeña y produciría una curva de rotación declinante. Al contrario, si se hallara una curva de rotación plana, eso significaría la presencia de materia oscura. En la próxima Sección, motivada por nuestros resultados en la Figura 5, discutimos qué tipo de halos CDM son coherentes o no con nuestras observaciones.

5.2 The $c_{E!}c_{200}$ de un halo CDM para AGC 14905 es demasiado bajo

De la figura 5 se desprende que no parece posible ajustar el perfil de velocidad circular de AGC 14905 con una c_{200} motivada-CDM. Como se ha mencionado arriba, si la relación $c_{200} - M_{200}$ es impuesta (Caso 1, panel izquierdo de la Figura 5), falla por un amplio margen al reproducir la amplitud del perfil de la velocidad circular. El caso 2 (panel derecho de la Figura 5), ajustando un c_{200} libre, hace mejor trabajo y es consistente con el perfil de velocidad circular dentro de las incertidumbres. Sin embargo, c_{200} es demasiado bajo y completamente fuera de la relación $c_{200} - M_{200}$ esperada que mezcla de simulaciones cosmológicas ⁷ (v.g.

Dutton et al.; Ludlow et al.) y podría ser incluso no-físico: [McGaugh et al.](#) argumenta que los halos CDM con $c_{200} < 2$ no se producen en ninguna cosmología sensible. [Sengupta et al.](#) y [Shi et al.](#) también sugieren que las AGC 42019 and UGC 165 UDGs ricas en gas, tienen un c_{200} alrededor de 2. Dibujando conclusiones sobre esas galaxias podría ser algo menos sencillo: la curva de rotación de la AGC 42019 parece que no alcanza su parte plana, mientras que los datos de UGC 165 tienen baja resolución y su curva de rotación (aparentemente emergiendo como cuerpo-sólido) está significativamente sobremuestreada. Aunque aún es interesante ver que de forma similar se ha informado de valores bajos para c_{200} . Es importante resaltar que aunque galaxias de bajo brillo superficial se han encontrado históricamente en halos de baja concentración (v.g. [McGaugh et al.](#)), las concentraciones de esos halos aún son consistentes con la cosmología Λ CDM [Macci et al.](#), mientras que las concentraciones de AGC 14905 es rechazada a un alto nivel de significancia. Dado que el volumen explorado por [Leisman et al.](#) cuando se construye la muestra madre de AGC 14905 ($\sim 10^6$ pc³, ver [Haynes et al.](#); [Jones et al.](#)), encontrando una simple galaxia con las propiedades de la AGC 14905 debería ser prácticamente imposible en un universo CDM. Este resulta llega a ser incluso más fuerte al considerar el resto de la muestra estudiada en [Mancera Piña et al.](#); [Mancera Piña et al.](#) posiblemente muestra propiedades similares, incluso si es ligeramente menos extremo ya que AGC 14905 presenta la mayor desviación de la BTFR. En este contexto, es importante tener en cuenta que las UDGs ricas en gas como población total tienen anchos de velocidad más estrechos (un delegado para sus velocidades de rotación) que las galaxias de masa similar [Leisman et al.](#); [Jones et al.](#). También hacemos notar aquí que la inverosimilitud del halo CDM necesitado en AGC 14905 no está sólo relacionado con el problema corteza-núcleo [Bullock et al.](#), ya que por ajustar un perfil CORENFW no forzamos que el halo sea de núcleo o de corteza per se. También está claro que las escalas a las que tal materia oscura es deficiente en AGC 14905 (10 pc) son las grandes que el tamaño de cualquier núcleo realista para galaxias enanas en ambas observaciones y simulaciones (v.g. [Read et al.](#); [Read et al.](#); [Lazar et al.](#)). Para explorar más esto, ejecutamos nuestra rutina MCMC donde r_c quedó como parámetro libre. En práctica, usamos una previa plana explorando el rango $0 \leq r_c/\text{kpc} \leq 44$. Se elige el valor máximo de 44 pc porque es el valor de r_{200} dada $M_{200} = 10^{10}$. Además, impusimos un valor mínimo en la previa de M_{200} , $\log(M_{200}/M_\odot) = 10$, así como en la Gaussiana previa en la relación $c_{200} - M_{200}$. La rutina MCMC encuentra los parámetros $\log(M_{200}/M_\odot) \approx 10^{10}$, $c_{200} \approx 12$, $D \approx 71$ pc, $i \approx 27^\circ$, y $r_c \approx 41$ pc, con la i y r_c distribuciones posteriores simplemente yendo a sus valores máximos y mínimos permitidos, respectivamente. Aunque el ajuste es ligeramente peor que en el Caso 2 (panel derecho de la Figura 5) parece no-físico. Expresando el radio del núcleo como $r_c = \eta R_e$ implica $\eta \sim 15$. Como se discutió por [Read et al.](#), no hay suficiente energía de supernova en las galaxias para guiar $\eta > 2.75$, y $\eta = 1.75$ se ajusta a galaxias reales y simuladas bien. Incluso si otras fuentes de energía (v.g. [Cimatti et al.](#)) pudieran afectar la distribución de materia oscura en las galaxias, parece improbable que pudieran contribuir mucho más que las supernovas, como se requiere para conseguir $r_c \approx r_{200}$. Finalmente, merece la pena clarificar que el problema de ajustar un halo CDM a AGC 14905 no está restringido a formas funcionales específicas como el perfil CORENFW. Además de CORENFW, también lo intentamos con el halo COREEinasto, que permite al perfil Einasto desarrollar un núcleo, y que ha sido hallado por [Lazar et al.](#) reproducir con éxito el perfil de materia oscura de núcleo de una variedad de galaxias en las simu-

laciones FIRE-2 [Hopkins et al.](#). Para este perfil también impusimos un mínimo $\log(M_{200}/M_\odot) = 10$, pero el único modo de hallar consistencia con nuestros datos es de nuevo si el tamaño del núcleo es tan grande como r_{200} . En general, la existencia de galaxias como la AGC 14905 parece imponer un reto aún mayor para los halos CDM. Una interesante línea de investigación es explorar si los problemas actuales pueden ser o no mitigados invocando un tipo diferente de materia oscura (v.g. [Kaplinghat et al.](#); [Yang et al.](#)).

5.3 AGC 14905 retando a MOND

La dinámica Newtoniana Modificada (MOND, [Milgrom et al.](#); [Sanders et al.](#)) es una aproximación alternativa a las que propugnan la existencia de materia oscura, cuyo objetivo es explicar la física de la materia oscura invocando una modificación de la dinámica Newtoniana. Uno de los mayores logros de MOND es lo bien que predice las curvas de rotación de galaxias (e.g. [Sanders et al.](#); [Famaey et al.](#) y referencias). En lugar de ajustar, MOND hace una predicción directa de la forma de la curva de rotación dadas las distribuciones estelar y de masa de gas. El otro parámetro es $a_0 \simeq 1.2 \times 10^{-8} \text{ m}^{-2}$, postulado como una constante universal. El hecho de que algunas UDGs aisladas caen fuera de la BTFR ya supuso un reto para MOND, que predice un apretado (dispersión intrínseca cero) BTFR con pendiente de 4 para galaxias aisladas. Pueden existir aún algunas dudas al respecto, ya que se podría discutir que las velocidades circulares aportadas en [Mancera Piña et al.](#); [Mancera Piña et al.](#) no trazaban la parte plana de la curva de rotación o estaban demasiado afectadas por la resolución; aquí hemos mostrado que este no es el caso para AGC 14905. Según [Gentile et al.](#), en ausencia de un campo gravitacional 'externo' de una galaxia masiva vecina, la curva de rotación de MOND se puede escribir como

$$V_{MOND}^2(r) = V_{bar}^2 + \frac{V_{bar}^2}{2} \left(\sqrt{1 + \frac{4a_0 r}{V_{bar}^2}} - 1 \right) \quad (8)$$

Recalamos que la fórmula de arriba es aplicable a nuestra UDG dado que no existen galaxias masivas en su vecindad. Para probar esta predicción, realizamos otro ajuste MCMC con D y i como parámetros libres (que afecta a ambos V_c y V_{MOND}), siguiendo las mismas previas Gaussianas para nuestros Caso 1 y Caso 2 de arriba. Incluso con las distribuciones posteriores para D y i yendo a sus límites más bajos ($D \approx 66$ pc and $i = 26^\circ$, ver la Figura 12 en el Apéndice 6), la predicción de MOND sobrevalora fuertemente la velocidad circular de nuestra UDG (consistente con el desvío de la BTFR), como mostramos en la Figura 6. Puede haber también alguna tensión con la forma de la curva de rotación, la cual se predice que sea plana como en las observaciones. Por lo tanto, nuestra UDG representa aparentemente un reto para MOND, que solo puede ser reconciliado invocando una menor inclinación, como discutimos en la Sección 6

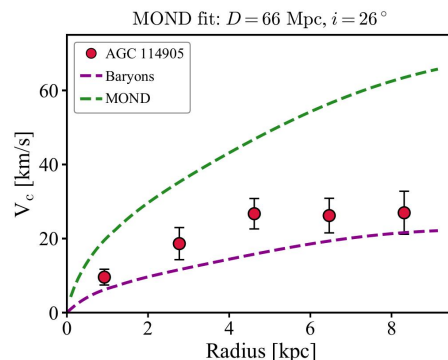


Figura 6: Predicción de MOND (línea verde) del perfil de velocidad circular de GC 14905 (puntos rojos). El perfil de la velocidad circular bariónica se muestra con línea magenta.

5.4 los efectos de una inclinación más baja

Como se describió en la Sección 6, la medida obtenida para la inclinación de GC 14905 fue $32^\circ \pm 3^\circ$, usando un método bien comprobado que sólo emplea el mapa del total de H I y es independiente de la cinemática de la galaxia y de nuestro modelado cinemático posterior. Aunque hemos discutido que nuestra inclinación sea robusta, nuestros resultados son con seguridad dependientes de ella. En particular, si AGC 14905 tuviese una inclinación mucho menor, la amplitud de su curva de rotación sería significativamente más grande, teniendo más espacio para la materia oscura dentro de los radios observados y potencialmente mitigaría algunas de las tensiones presentadas en este documento (ver por ejemplo el caso de IC 613 en [Oman et al.](#)). Dado esto, es interesante cuantificar por cuánto necesitaría disminuir la inclinación de nuestra UDG para hacerla consistente con la expectativa de CDM (y MOND). Para esta exploración asumimos un perfil CORENFW con $r_c = 2.94d$. La expectativa 'mínima' es tal que la galaxia tiene $\log(M_{200}/M_\odot) = 10$ y un c_{200} concorde (dentro de cierta dispersión) con la relación $c_{200} - M_{200}$. Ejecutamos nuestra rutina MCMC, pero esta vez usamos unas previas Gaussianas más amplias para D y i : $50 \leq D/\text{Mpc} \leq 100$ y $5^\circ \leq i < 85^\circ$, con centro y desviaciones típicas como en el Caso 1. Los parámetros resultantes son $\log(M_{200}/M_\odot) = 10.04^{+0.06}_{-0.03} M_\odot$, $c_{200} = 12.2 \pm 0.3$, $D = (72.2 \pm 5)$ pc, y $i = (15 \pm 1)^\circ$. La inclinación baja lleva la velocidad circular de AGC 14905 a velocidades alrededor de 45 m^{-1} , que son consistentes con un halo CORENFW similar al halo del Caso 1 (los otros parámetros son $n = 0.73$, $r_c = 5$ pc, y $r_s = 3.6$ pc). Con una inclinación de 15° la galaxia aún seguiría siendo un misterio, ya que tendría una fracción bariónica del 70 por ciento del valor de la media cosmológica (90 por ciento si $D = 76$ pc), al contrario de muchas galaxias enanas las cuales tienen bajas fracciones bariónicas de unos pocos porcentajes [McGaugh et al.](#); [Read et al.](#). Si al contrario se impone $\log(M_{200}/M_\odot) = 10.6$ (que da una fracción bariónica sobre el 20 por ciento) asumiendo la relación masa estelar-a-halo ΛCDM de [Posti et al.](#), a una correspondiente $c_{200} = 11.5$ (según la relación $c_{200} - M_{200}$), y $D = 76$ pc, la inclinación necesitada es $10.6 \pm 0.3^\circ$. De igual forma, una inclinación de $i = 11.4 \pm 0.3^\circ$ se necesitaría para encontrar acuerdo entre la predicción MOND y el perfil V_c de AGC 14905, al menos de media, ya que la forma predicha por MOND parece diferir también de nuestra curva de rotación. Señalar, sin embargo, que una inclinación que varíe radialmente podría en potencia mitigar la tensión entre las formas de las curvas de rotación. Los valores de arriba para la inclinación están unos 20° gradis desviados de la inclinación determinada en la Sección 6. Esto es una discrepancia de un factor entre 6--7 más grande que la

incertidumbre nominal estimada de nuestra medida (ver Fig. 9), aunque inclinaciones por debajo de $\sim 25^\circ$ se hacen más difíciles de ser tratadas como elipses con bajas inclinaciones todas tienen formas similares. Podemos también inspeccionar visualmente si las inclinaciones con valores bajos como $11^\circ - 15^\circ$ pueden ser consistentes con los datos. En la Figura 7 mostramos el contorno exterior del mapa de H I de la AGC 14905 super puesto en la imagen óptica de banda- $r-$, y la comparamos con los contornos equivalentes de dos modelos acimutales ^{3D}Barolo (combinados con el haz observado) de AGC (pero ver la Sección 14905 a diferentes inclinaciones. Los modelos son discos ejesimétricos de grosor fino 6). El modelo a 32° hace un buen trabajo en general siguiendo el contorno de H I, mientras que el contorno de el modelo a 11° aparece inconsistente con él, siendo significativamente más largo a lo largo del eje menor. Esto también se muestra en la Figura 8 donde comparamos los mapas de canal de la AGC 14905 con los mapas de canal de nuestro modelo que mejor se ajusta, y los del modelo con una inclinación de 11° .

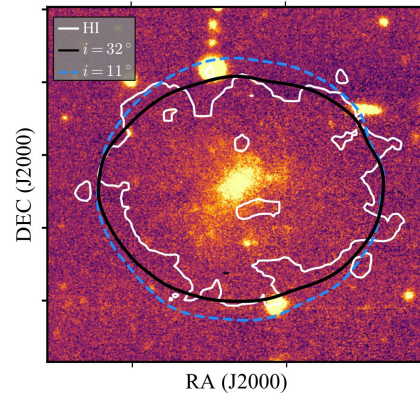


Figura 7: Comparación entre los contornos exteriores ($S/N = 3$) del mapa de H I de AGC 14905 (blanco) y dos modelos acimutales a diferentes inclinaciones. Mientras que el modelo a 32° (línea sólida en negro) da un buen ajuste con los datos, el modelo a 10° (puntos azules) es significativamente más alargado que los datos a lo largo del eje menor. El fondo muestra la imagen óptica de AGC 14905.

Dado todo lo dicho arriba, hallamos improbable que estemos sobreestimando la inclinación de nuestra UDG, aunque permanece como la fuente más grande de incertidumbre en nuestro análisis. Otra cosa a considerar es el hecho de que hay otras UDGs ricas en gas que muestran similar conjuntos de propiedades, todas a diferentes inclinaciones ([Mancera Piña et al.](#); [Mancera Piña et al.](#), ver también [Sengupta et al.](#); [Shi et al.](#), y los datos espaciales no resueltos de v.g. [Leisman et al.](#); [Karunakaran et al.](#)). Esto significa que las inclinaciones de todas ellas necesitarían ser sobre estimadas por un amplio margen. Todavía es deseable repetir nuestro análisis con una UDG rica en gas a similar resolución tal como hemos hecho para AGC 14905, pero a más alta inclinación, y tenemos como objetivo hacer eso pronto.

⁷Asumiendo que la dispersión de la relación $c_{200} - M_{200}$ medida en grandes masas ($\sigma_{\log(c_{200})} = 0.11$ dex, ver [Dutton et al.](#)) es aplicable también a $M_{200} \lesssim 10^{10} M_\odot$, entonces c_{200} de AGC 14905 está sobre 15σ por debajo del valor esperado, aunque este número podría ser reducido si la $c_{200} - M_{200}$ o su dispersión alejada de una Gaussiana ([Kong, D. et al. in prep.](#)).

Obtuvimos nuevas observaciones interferométricas de H I de la galaxia rica en gas ultra-difusa AGC 14905 usando el observatorio Karl G. Jansky Very Large Array en sus configuraciones B, C y D. Los nuevos datos, trazando la emisión de H I hasta 10 pc del centro de la galaxia, tienen una resolución espacial un factor de 2.5 más alta que el de los datos anteriores, y confirman que la AGC 14905 tiene un disco que gira regularmente. Realizamos un modelado cinemático 3D del cubo de datos usando ^{3D}Barolo, el cual nos permitió recuperar la curva de rotación intrínseca y el perfil de dispersión de velocidad de la galaxia. AGC 14905 tiene una curva de rotación regular que alcanza la parte plana con una velocidad circular (después de una corrección menor de desvío asimétrico) de unos 23 m s⁻¹. Este resultado confirma que esta UDG queda fuera de la relación bariónica de Tully-Fisher, como nos sugiere Mancera Piña et al.; Mancera Piña et al. con datos de baja-resolución. El perfil observado de velocidad circular de nuestra UDG se puede explicar casi enteramente por la contribución sólo de los bariones, con poco espacio para la materia oscura dentro de nuestro radio observado más exterior ($R \approx 10$ pc). Más aún, encontramos que el perfil de velocidad circular no puede ser reproducido por halos de materia oscura estándar (CDM): la única posibilidad de encontrar un buen ajuste a los datos es si la concentración del halo es tan baja como ~ 0.3 , completamente fuera de las expectativas de CDM. Realizamos tests para ver si la rotación de nuestra UDG puede ser reproducida en el marco de referen-

cia de MOND, pero encontramos que hay una significativa discordancia entre la normalización y la forma de la curva de rotación de MOND respecto de nuestras observaciones. La geometría del sistema (asumido que es un disco asimétrico inclinado) es la fuente principal de incertidumbre de nuestros resultados. La inclinación de AGC 14905 ($32 \pm 3^\circ$), la cual medimos de su mapa total de H I independientemente de su cinemática, es una significativa advertencia, pero un buen número de evidencias independientes sugiere que esto no puede ser sobreestimado hasta el punto de cambiar significativamente los resultados de arriba. Los esfuerzos por observar otra UDG rica en gas a similar resolución espacial pero con inclinación más alta ya están en marcha. Finalmente, es importante considerar que hemos confirmado para una UDG la solidez de los resultados obtenidos por Mancera Piña et al.; Mancera Piña et al. a baja resolución. El hecho de que seis UDGs (y ver también v.g. Leisman et al.; Shi et al.) a diferentes inclinaciones muestren la misma conducta dice mucho de que son realmente exóticas y sugiere que nuestros resultados no son el subproducto de incertidumbres sistemáticas. Hemos reforzado y clarificado resultados previos sobre la naturaleza y la llamativa dinámica de las UDGs ricas en gas. Pero, su origen sus caminos precisos de evolución aún son un misterio. El presente trabajo también ha mostrado que las UDGs ricas en gas son una población prometedora para el estudio de la materia oscura, ya que pueden al menos en potencia darnos pistas para entender su naturaleza.

7 Agradecimientos

Nos gustaría dar las gracias a Federico Lelli y Justin Read por sus útiles comentarios sobre este manuscrito, también a Alessandro Romeo por sus útiles discusiones sobre la estabilidad de disco. Apreciamos el feedback de un arbitro anónimo. P.E.M.P. y F.F. están apoyados por la Escuela de investigación de Astronomía de Los Países Bajos (Nederlandse Onderzoekschool voor Astronomie, NOVA), Programa de Red 1 de investigación Fase-5, el Proyecto 10.1.5.6. E.A.K.A. está apoyado por el programa de investigación WISE, el cual está financiado por la Organización de los Países Bajos para la Investigación Científica (NWO). K.A.O. agradece el apoyo de El Consejo Europeo de Investigación (ERC) a través de la beca de Investigación

Avanzada para C.S. Frenk, DMIDAS (GA 786910). Este trabajo está basado en las observaciones hechas con el observatorio Karl G. Jansky Very Large Array (VLA). El VLA es una instalación dependiente del Observatorio Nacional de Radio Astronomía (NRAO). Y el NRAO depende de la Fundación Nacional de la Ciencia la cual opera en cooperativa con Universidades Asociadas, Inc. Hemos usado extensivamente los servicios de SIMBAD y ADS, así como los paquetes python NumPy Oliphant et al., Matplotlib Hunter J. D. et al., SciPy Virtanen et al., Astropy Astropy Collaboration et al., spectral-cube Ginsburg et al., y corner Foreman-Mackey D. et al., por lo que les damos las gracias.

8 Disponibilidad de los datos

El conjunto de datos generado durante el análisis y/o estudio están dispuestos por el autor, siempre con ra-

zonable petición \appendix

9 Mapas de canal

La Figura 8 muestra mapas de canal representativos del cubo de datos de AGC 14905. La emisión observada se muestra en fondo gris y contorno azul oscuro (contornos abiertos para valores negativos). La cruz verde muestra el centro de la galaxia, y la velocidad de cada mapa de canal se da en la esquina izquierda de abajo de cada panel. En rojo, mostramos los contornos del mejor modelo de ajuste acimutal ^{3D}Barolo de anillo inclinado; aunque las características de baja S/N no se reproducen enteramente, el modelo captura muy bien toda la cinemática de la galaxia, como también se muestra en la

Figura 2 con los diagramas PV. También superponemos en azul celeste los contornos para un modelo con inclinación fijada en 11° (ya que se necesitó hacer coincidir la CDM y las expectativas MOND, ver Sección 10). Una inspección más de cerca muestra que el modelo a 11° posee un exceso de flujo a lo largo del eje menor en los canales cercanos a velocidad sistémica; el modelo a 32° hace un trabajo mejor al respecto (sin embargo, se aprecia mejor esta comparación en la Figura 7). Más aún, el modelo a 32° coincide mucho mejor con el grado espectral de las observaciones.

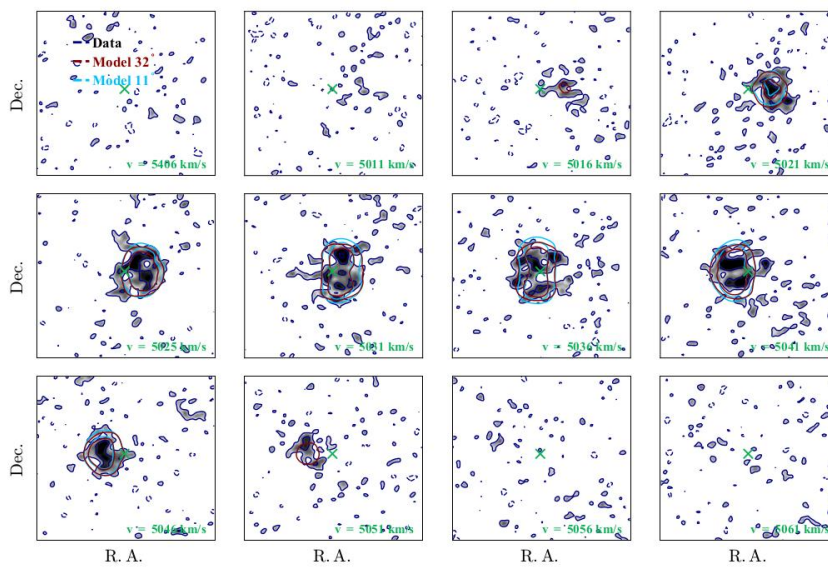


Figura 8: Mapas de canal representativos de la AGC 14905. La emisión de la galaxia se muestra en fondo gris y en contornos azul oscuro (contornos abiertos para valores negativos). La cruz verde muestra el centro de la galaxia, e indicamos la velocidad correspondiente a cada mapa de canal en la esquina izquierda de abajo. Los contornos para el mejor ajuste de modelo acimutal 3D Barolo de anillo inclinado se muestran en rojo, mientras los contornos para el modelo a 11° se muestran en azul celeste. Los contornos son at -2, 2, 4 veces el ruido rms por canal.

10 Distribuciones MCMC posteriores

En este apéndice damos las principales distribuciones posteriores obtenidas con nuestro análisis MCMC, como ya se describió en el rextó principal.

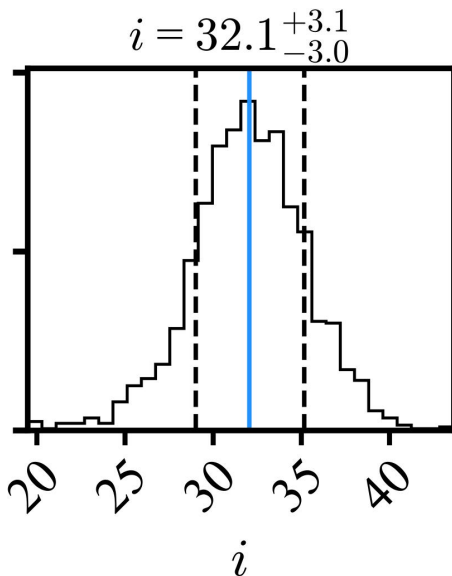


Figura 9: Distribución MCMC posterior de la inclinación de AGC 14905. El valor central, mostrado en azul, es la mediana de la distribución, mientras que las incertidumbres representan la diferencia entre la mediana y los percentiles 16^{th} y 84^{th} . Ver Sección 11 para detalles.

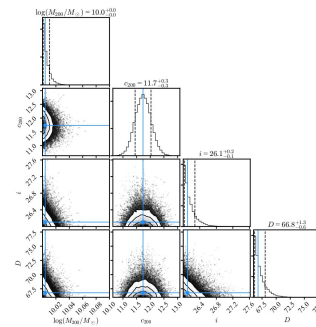


Figura 10: Distribución MCMC posterior para nuestro modelo del Caso 1. Las líneas de arco como el la Figura 9. Ver Sección 11 para detalles.

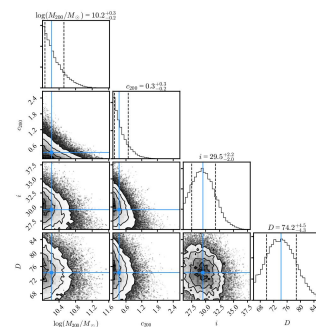


Figura 11: Distribución MCMC posterior para el modelo de masa de nuestro Caso 2. Las líneas como el Figura 9. Ver Sección 11 para detalles.

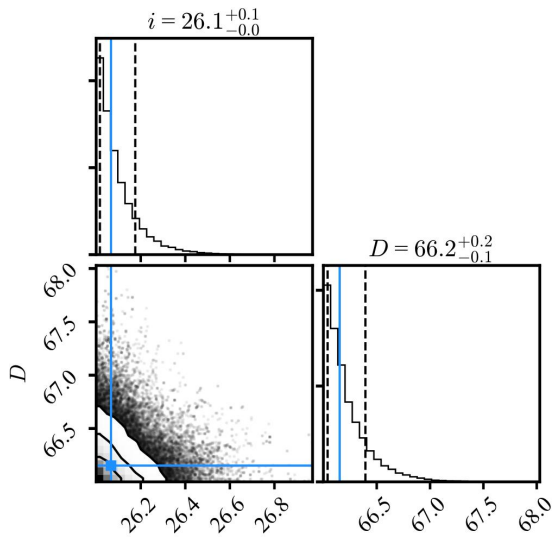


Figura 12: Distribución MCMC posterior para el modelo MOND. Las líneas como en la Figura 9. Ver Sección 11 para detalles.

Referencias

- [1] Alam S., et ., 2015, *APJS*, \href 219 {219, 12}
- [2] Amorisco N. , {Loeb} A. A., 2016, *MNRAS*, 459, L51
- [3] Astropy Collaboration et ., 2018, *AJ*, 156, 123
- [4] Bacchini C., {Fraternali} F. F., {Pezzulli} G. G., {Marasco} A. A., 2020, *AAP*, \href 644 {644, A125}
- [5] Barbosa C. , et ., 2020, *APJS*, 247, 46
- [6] Begeman K. , 1987, PhD thesis, Kapteyn Astronomical Institute, University of Groningen
- [7] Ben{\i}tez-Llambay A., {Frenk} C. C. , {Ludlow} A. A. , {Navarro} J. J. , 2019, *MNRAS*, \href 488 {488, 2387}
- [8] Bershady M. , {Verheijen} M. A. M. A. , {Westfall} K. K. , {Andersen} D. D. , {Swaters} R. R. , {Martinson} T. T., 2010, \mn@doi [apj] *APJ*, \href 716 {716, 234}
- [9] Bosma A., 1978, PhD thesis, -
- [10] Bullock J. , {Boylan-Kolchin} M. M., 2017, \mn@doi [araa] *ARAA*, \href 55 {55, 343}
- [11] Carleton T., {Errani} R. R., {Cooper} M. M., {Kaplinghat} M. M., {Pe{\n}arrubia} J. J., {Guo} Y. Y., 2019, *MNRAS*, \href 485 {485, 382}
- [12] Chamba N., {Trujillo} I. I., {Knapen} J. J. , 2020, \mn@doi [aap] *AAP*, \href 633 {633, L3}
- [13] Chan T. , {Kere{\\$}} D. D., {Wetzel} A. A., {Hopkins} P. P. , {Faucher-Gigu{\e}re} C. C. , {El-Badry} K. K., {Garrison-Kimmel} S. S., {Boylan-Kolchin} M. M., 2018, *MNRAS*, \href 478 {478, 906}
- [14] Cimatti A., {Fraternali} F. F., {Nipoti} C. C., 2019, {Introduction to Galaxy Formation and Evolution: From Primordial Gas to Present-Day Galaxies}. {Introduction to Galaxy Formation and Evolution: From Primordial Gas to Present-Day Galaxies}. {Cambridge University Press}
- [15] Conselice C. , 2018, \mn@doi [Research Notes of the American Astronomical Society] {10.3847/2515-5172/aab7f6}, \href 2 {2, 43}
- [16] Danieli S., {van Dokkum} P. P., {Conroy} C. C., {Abraham} R. R., {Romanowsky} A. A. , 2019, *APJL*, \href 874 {874, L12}
- [17] Di Cintio A., {Brook} C. C. , {Dutton} A. A. , {Macci{\o}} A. A. , {Obreja} A. A., {Dekel} A. A., 2017, *MNRAS*, \href 466 {466, L1}
- [18] Di Teodoro E. , 2015, PhD thesis, University of Bologna
- [19] Di Teodoro E. , {Fraternali} F. F., 2015, \mn@doi [mnras] *MNRAS*, \href 451 {451, 3021}
- [20] Di Teodoro E. , {Fraternali} F. F., {Miller} S. S. , 2016, \mn@doi [aap] *AAP*, \href 594 {594, A77}
- [21] Doppel J. , {Sales} L. L. , {Navarro} J. J. , {Abadi} M. M. , {Peng} E. E. , {Toloba} E. E., {Ramos-Almendares} F. F., 2021, \mn@doi [mnras] *MNRAS*, \href 502 {502, 1661}
- [22] Du W., {Cheng} C. C., {Zheng} Z. Z., {Wu} H. H., 2020, \mn@doi [aj] *AJ*, \href 159 {159, 138}
- [23] Duc P.-A., {Paudel} S. S., {McDermid} R. R. , {Cuillandre} J.-C. J.-C., {Serra} P. P., {Bournaud} F. F., {Cappellari} M. M., {Emsellem} E. E., 2014, \mn@doi [mnras] *MNRAS*, \href 440 {440, 1458}
- [24] Dutton A. , {Macci{\o}} A. A. , 2014, \mn@doi [mnras] *MNRAS*, \href 441 {441, 3359}
- [25] Elmegreen B. , {Hunter} D. D. , 2015, \mn@doi [apj] *APJ*, \href 805 {805, 145}
- [26] Emsellem E., et ., 2019, *AAP*, 625, A76
- [27] Famaey B., {McGaugh} S. S. , 2012, \mn@doi [Living Reviews in Relativity] *Living Reviews in Relativity*, \href 15 {15, 10}
- [28] Fattahi A., et ., 2016, *MNRAS*, \href 457 {457, 844}
- [29] {corner} Foreman-Mackey D. Foreman-Mackey D., 2016, \mn@doi [The Journal of Open Source Software] *The Journal of Open Source Software*, 1, 24
- [30] Foreman-Mackey D., {Hogg} D. D. , {Lang} D. D., {Goodman} J. J., 2013, *PASP*, \href 125 {125, 306}
- [31] Fraternali F., {Karim} A. A., {Magnelli} B. B., {G{\'}omez-Guijarro} C. C., {Jim{\'}enez-Andrade} E. E. , {Posses} A. A. , 2021, \mn@doi [aap] *AAP*, \href 647 {647, A194}
- [32] Gault L., et ., 2021, *APJ*, \href 909 {909, 19}
- [33] Gentile G., 2008, *APJ*, \href 684 {684, 1018}
- [34] Ginsburg A., et ., 2019, {radio-astro-tools/spectral-cube: v0.4.4}, \mn@doi {10.5281/zenodo.2573901}
- [35] Haslbauer M., {Dabringhausen} J. J., {Kroupa} P. P., {Javanmardi} B. B., {Banik} I. I., 2019, *AAP*, \href 626 {626, A47}
- [36] Haynes M. , et ., 2018, *APJ*, \href 861 {861, 49}

- [37] Hidalgo-Gómez A. , 2004, *MNRAS*, \href 40 {40, 37}
- [38] Hopkins P. , et ., 2018, *MNRAS*, \href 480 {480, 800}
- [39] `{matplotlib}` Hunter J. Hunter J. , 2007, \mn@doi [Computing in Science & Engineering] *Computing in Science & ENGINEERING*, 9, 90
- [40] Hunter D. , `{Elmegreen}` B. B. , `{Baker}` A. A. , 1998, \mn@doi [\apj] *APJ*, \href 493 {493, 595}
- [41] Hunter D. , `{Hunsberger}` S. S. , `{Royer}` E. E. , 2000, \mn@doi [\apj] *APJ*, \href 542 {542, 137}
- [42] Hunter D. , `{Elmegreen}` B. B. , `{Berger}` C. C. , 2019, \mn@doi [\aj] *AJ*, \href 157 {157, 241}
- [43] Impey C. , `{Bothun}` G. G. , `{Malin}` D. D. , 1988, *APJ*, 330, 634
- [44] `{iorio_phd}` Iorio G. Iorio G. , 2018, PhD thesis, alma, \url {http://amsdottorato.unibo.it/8449/}
- [45] Iorio G. , `{Fraternali}` F. F. , `{Nipoti}` C. C. , `{Di Teodoro}` E. E. , `{Read}` J. J. , `{Battaglia}` G. G. , 2017, *MNRAS*, \href 466 {466, 4159}
- [46] Jackson R. , et ., 2021, *MNRAS*, \href 502 {502, 1785}
- [47] Jones M. , `{Papastergis}` E. E. , `{Pandya}` V. V. , `{Leisman}` L. L. , `{Romanowsky}` A. A. , `{Yung}` L. L. , `{Somerville}` R. R. , `{Adams}` E. E. , 2018, *AAP*, \href 614 {614, A21}
- [48] Kado-Fong E. , et ., 2021, arXiv e-prints, \href p. arXiv:2106.05288
- [49] Kaplinghat M. , `{Ren}` T. T. , `{Yu}` H.-B. H.-B. , 2020, \mn@doi [jcap] *JCAP*, \href 2020 {2020, 027}
- [50] Karunakaran A. , `{Spekkens}` K. K. , `{Zaritsky}` D. D. , `{Donnerstein}` R. R. , `{Kadowaki}` J. J. , `{Dey}` A. A. , 2020, *APJ*, 902, 39
- [51] Kaviraj S. , `{Darg}` D. D. , `{Lintott}` C. C. , `{Schawinski}` K. K. , `{Silk}` J. J. , 2012, *MNRAS*, \href 419 {419, 70}
- [52] Laporte C. F. , `{Agnello}` A. A. , `{Navarro}` J. J. , 2019, \mn@doi [\mnras] *MNRAS*, \href 484 {484, 245}
- [53] Lazar A. , et ., 2020, *MNRAS*, \href 497 {497, 2393}
- [54] Leisman L. , et ., 2017, *APJ*, \href 842 {842, 133}
- [55] Lelli F. , et ., 2015, *AAP*, \href 584 {584, A113}
- [56] Leroy A. , `{Walter}` F. F. , `{Brinks}` E. E. , `{Bigiel}` F. F. , `{de Blok}` W. W. , `{Madore}` B. B. , `{Thornley}` M. M. , 2008, \mn@doi [\aj] *AJ*, \href 136 {136, 2782}
- [57] Ludlow A. , `{Navarro}` J. J. , `{Angulo}` R. R. , `{Boylan-Kolchin}` M. M. , `{Springel}` V. V. , `{Frenk}` C. C. , `{White}` S. D. S. D. , 2014, \mn@doi [\mnras] *MNRAS*, \href 441 {441, 378}
- [58] `{Macci}` A. , `{Dutton}` A. A. , `{van den Bosch}` F. F. , `{Moore}` B. B. , `{Potter}` D. D. , `{Stadel}` J. J. , 2007, \mn@doi [\mnras] *MNRAS*, \href 378 {378, 55}
- [59] Mancera Piña P. , `{Aguerri}` J. J. , `{Peletier}` R. R. , `{Venhola}` A. A. , `{Trager}` S. S. , `{Choque Challapa}` N. N. , 2019a, \mn@doi [\mnras] *MNRAS*, \href 485 {485, 1036}
- [60] Mancera Piña P. , et ., 2019b, \mn@doi [\apjl] *APJL*, \href 883 {883, L33}
- [61] Mancera Piña P. , et ., 2020, \mn@doi [\mnras] *MNRAS*, \href 495 {495, 3636}
- [62] Marasco A. , `{Oman}` K. K. , `{Navarro}` J. J. , `{Frenk}` C. C. , `{Oosterloo}` T. T. , 2018, *MNRAS*, \href 476 {476, 2168}
- [63] McGaugh S. , `{Schombert}` J. J. , `{Bothun}` G. G. , `{de Blok}` W. W. , 2000, *APJL*, \href 533 {533, L99}
- [64] McGaugh S. , `{Barker}` M. M. , `{de Blok}` W. W. , 2003, \mn@doi [\apj] *APJ*, \href 584 {584, 566}
- [65] McGaugh S. , `{Schombert}` J. J. , `{de Blok}` W. W. , `{Zagursky}` M. M. , 2010, *APJL*, \href 708 {708, L14}
- [66] Mihos J. , `{McGaugh}` S. S. , `{de Blok}` W. W. , 1997, \mn@doi [\apjl] *APJL*, \href 477 {477, L79}
- [67] Mihos J. , et ., 2015, *APJL*, 809, L21
- [68] Milgrom M. , 1983, *APJ*, \href 270 {270, 365}
- [69] Montes M. , `{Infante-Sainz}` R. R. , `{Madrigal-Aguado}` A. A. , `{Román}` J. J. , `{Monelli}` M. M. , `{Borlaff}` A. A. , `{Trujillo}` I. I. , 2020, \mn@doi [\apj] *APJ*, \href 904 {904, 114}
- [70] Navarro J. , `{Frenk}` C. C. , `{White}` S. D. S. D. , 1997, \mn@doi [\apj] *APJ*, \href 490 {490, 493}
- [71] Oliphant T. , 2007, Computing in Science Engineering, 9, 10
- [72] Oman K. , `{Navarro}` J. J. , `{Sales}` L. L. , `{Fattahi}` A. A. , `{Frenk}` C. C. , `{Sawala}` T. T. , `{Schaller}` M. M. , `{White}` S. D. S. D. , 2016, \mn@doi [\mnras] *MNRAS*, \href 460 {460, 3610}
- [73] Posti L. , `{Pezzulli}` G. G. , `{Fraternali}` F. F. , `{Di Teodoro}` E. E. , 2018, *MNRAS*, \href 475 {475, 232}
- [74] Posti L. , `{Famaey}` B. B. , `{Pezzulli}` G. G. , `{Fraternali}` F. F. , `{Ibata}` R. R. , `{Marasco}` A. A. , 2020, *AAP*, \href 644 {644, A76}
- [75] Read J. , `{Agertz}` O. O. , `{Collins}` M. M. , 2016a, \mn@doi [\mnras] *MNRAS*, \href 459 {459, 2573}
- [76] Read J. , `{Iorio}` G. G. , `{Agertz}` O. O. , `{Fraternali}` F. F. , 2016b, *MNRAS*, \href 462 {462, 3628}
- [77] Read J. , `{Iorio}` G. G. , `{Agertz}` O. O. , `{Fraternali}` F. F. , 2017, *MNRAS*, \href 467 {467, 2019}
- [78] Román J. , `{Trujillo}` I. I. , 2017, *MNRAS*, 468, 4039
- [79] Román J. , `{Beasley}` M. M. , `{Ruiz-Lara}` T. T. , `{Valls-Gabaud}` D. D. , 2019, *MNRAS*, \href 486 {486, 823}
- [80] Romeo A. , 1994, *aap*, \href 286 {286, 799}
- [81] Romeo A. , `{Falstad}` N. N. , 2013, *MNRAS*, 433, 1389
- [82] Rong Y. , `{Guo}` Q. Q. , `{Gao}` L. L. , `{Liao}` S. S. , `{Xie}` L. L. , `{Puzia}` T. T. , `{Sun}` S. S. , `{Pan}` J. J. , 2017, *MNRAS*, \href 470 {470, 4231}
- [83] Sales L. , `{Navarro}` J. J. , `{Peñafiel}` L. L. , `{Peng}` E. E. , `{Lim}` S. S. , `{Hernquist}` L. L. , 2020, *MNRAS*, \href 494 {494, 1848}
- [84] Sanders R. , `{McGaugh}` S. S. , 2002, \mn@doi [\araa] *ARAA*, \href 40 {40, 263}
- [85] Sault R. , `{Teuben}` P. P. , `{Wright}` M. M. , 1995, in `{Shaw}` R. , `{Payne}` H. H. , `{Hayes}` J. J. , eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 77, Astronomical Data Analysis Software and Systems IV*. p. 3 arXiv:astro-ph/0612759
- [86] Sawala T. , et ., 2015, *MNRAS*, \href 448 {448, 2941}
- [87] Sengupta C. , `{Scott}` T. T. , `{Chung}` A. A. , `{Wong}` O. O. , 2019, *MNRAS*, \href 488 {488, 3222}
- [88] Shi Y. , `{Zhang}` Z.-Y. Z.-Y. , `{Wang}` J. J. , `{Chen}` J. J. , `{Gu}` Q. Q. , `{Yu}` X. X. , `{Li}` S. S. , 2021, *APJ*, \href 909 {909, 20}
- [89] Shin E.-j. , `{Jung}` M. M. , `{Kwon}` G. G. , `{Kim}` J.-h. J.-h. , `{Lee}` J. J. , `{Jo}` Y. Y. , `{Oh}` B. B. , 2020, *APJ*, \href 899 {899, 25}

- [90] Silk J., 2019, *MNRAS*, \href 488 {488, L24} \mn@doi [mnras] *MNRAS*, \href 502 {502, 5370}
- [91] Swaters R. , 1999, PhD thesis, Kapteyn Astronomical Institute, University of Groningen
- [92] Toomre A., 1964, *APJ*, \href 139 {139, 1217}
- [93] Toomre A., 1981, in {Fall} S. , {Lynden-Bell} D. D., eds, Structure and Evolution of Normal Galaxies. pp 111–136
- [94] Tremmel M., {Wright} A. A. , {Brooks} A. A. , {Munshi} F. F., {Nagai} D. D., {Quinn} T. T. , 2020, *MNRAS*, \href 497 {497, 2786}
- [95] Trujillo-Gomez S., {Kruijssen} J. J. , {Reina-Campos} M. M., 2021, arXiv e-prints, \href {https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2021arXiv210308610T} {p. arXiv:2103.08610}
- [96] Trujillo I., et ., 2019, *MNRAS*, \href 486 {486, 1192}
- [97] Virtanen P., et ., 2020, \mn@doi [Nature Methods] *Nature Methods*, 17, 261
- [98] Wang J., {Yang} K. K., {Zhang} Z.-Y. Z.-Y., {Fang} M. M., {Shi} Y. Y., {Liu} S. S., {Li} J. J., {Li} F. F., 2020, *MNRAS*, \href 499 {499, L26}
- [99] Wright A. , {Tremmel} M. M., {Brooks} A. A. , {Munshi} F. F., {Nagai} D. D., {Sharma} R. R. , {Quinn} T. T. , 2021, \mn@doi [mnras] *MNRAS*, \href 502 {502, 5370}
- [100] Yang D., {Yu} H.-B. H.-B., {An} H. H., 2020, \mn@doi [prl] *PRL*, \href 125 {125, 111105}
- [101] de Blok W. , {Walter} F. F., {Brinks} E. E., {Trachternach} C. C., {Oh} S. S. , {Kennicutt} R. J. R. J., 2008, \mn@doi [aj] *AJ*, \href 136 {136, 2648}
- [102] van Dokkum P. , {Abraham} R. R., {Merritt} A. A., {Zhang} J. J., {Geha} M. M., {Conroy} C. C., 2015, *APJL*, \href 798 {798, L45}
- [103] van Dokkum P., et ., 2018, *NAT*, \href 555 {555, 629}
- [104] van Dokkum P., {Danieli} S. S., {Abraham} R. R., {Conroy} C. C., {Romanowsky} A. A. , 2019, *APJL*, \href 874 {874, L5}
- [105] van der Burg R. F. , {Muzzin} A. A., {Hoekstra} H. H., 2016, \mn@doi [aap] *AAP*, \href 590 {590, A20}
- [106] van der Hulst J. , {Terlouw} J. J. , {Begeman} K. K. , {Zwitser} W. W., {Roelfsema} P. P. , 1992, in {Worrall} D. , {Biemesderfer} C. C., {Barnes} J. J., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 25, Astronomical Data Analysis Software and Systems I. p. 1



Este documento ha sido traducido, editado e imprimido con el software siguiente, creado por **\bf{Albert Zotkin}**:

- **\bf{tex2html5}** (interpreta documentos *LaTeX TeX* hacia código html),
- **\bf{http-server}** (servidor de páginas web),
- **\bf{execjhs}** (módulo para servir contenido web dinámico basado en Nodejs),
- **\bf{graphicpack}** (módulo plotter para funciones matemáticas)