



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

LA CINEMÁTICA ESTELAR DE LAS GALAXIAS  
ENANAS SATÉLITES COMO TRAZADORA DE LA  
DISTRIBUCIÓN DE MATERIA OSCURA.

T E S I S

QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE:

**Físico**

PRESENTA:

**Bruno Villaseñor Alvarez**

TUTOR:

Dr. Vladimir Ávila Reese



México, D.F., 2016



Universidad Nacional  
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

**Biblioteca Central**



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

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

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

## Datos del Jurado

### 1. Datos del alumno:

Apellido paterno: Villaseñor  
Apellido materno: Alvarez  
Nombre: Bruno  
Telefono: 55 13 997123  
Institución: Universidad Nacional Autónoma de México  
Dependencia: Facultad de Ciencias  
Carrera: Física  
Num. De cuenta 407037393

### 2. Datos del tutor:

Grado: Dr.  
Nombre: Vladimir Antón  
Apellido paterno: Avila  
Apellido materno: Reese

### 3. Datos del sinodal 1:

Grado: Dr.  
Nombre: Axel Ricardo  
Apellido paterno: De la Macorra  
Apellido materno: Pettersson Moriel

### 4. Datos del sinodal 2:

Grado: Dr.  
Nombre: Darío  
Apellido paterno: Nuñez  
Apellido materno: Zuñiga

### 5. Datos del sinodal 3:

Grado: Dra.  
Nombre: Bárbara Selén  
Apellido paterno: Pichardo  
Apellido materno: Silva

### 6. Datos del sinodal 4:

Grado: Dr.  
Nombre: Erick Leonardo  
Apellido paterno: Patiño  
Apellido materno: Jaidar



# Índice general

---

|  |           |
|--|-----------|
| <b>1. Introducción</b>   | <b>1</b>  |
| 1.1. Antecedentes y Planteamiento . . . . .  | 1         |
| 1.2. Objetivos y Metodología . . . . .   | 4         |
| 1.3. Estructura de la tesis . . . . .  | 5         |
| <b>2. El Método</b>  | <b>7</b>  |
| 2.1. Simulaciones cosmológicas . . . . .   | 7         |
| 2.2. GARROTXA: Simulación de la Vía Láctea . . . . .   | 9         |
| 2.3. ROCKSTAR-GALAXIES: Localizador de Estructura . . . . .                                      | 10        |
| 2.4. Medición del perfil de densidad . . . . .   | 13        |
| 2.5. Ecuación de Jeans: Cinemática estelar . . . . .   | 14        |
| 2.6. MCMC: Ajuste de parámetros . . . . .  | 15        |
| <b>3. Propiedades generales de los halos y galaxias en la simulación</b>                         | <b>17</b> |
| 3.1. La galaxia principal MWL: propiedades globales . . . . .                                    | 17        |
| 3.2. Distribuciones de subhalos y galaxias satélites . . . . .                                   | 22        |
| 3.3. Galaxias satélites: propiedades globales . . . . .  | 27        |
| 3.4. Distribución espacial de masa oscura y estelar . . . . .                                    | 32        |
| 3.4.1. Distribución de materia oscura: perfiles de densidad . . . . .                            | 33        |
| 3.4.2. Densidad interna: medida de “Core ó Cusp” . . . . .                                       | 41        |
| 3.4.3. Densidad externa: efectos del entorno . . . . .   | 42        |
| <b>4. Inferencias dinámicas de galaxias enanas satélites a partir de la cinemática estelar</b>   | <b>45</b> |
| 4.1. Análisis de Jeans: inferencia de la materia oscura (MO) . . . . .                           | 45        |
| 4.2. Resultados de la inferencia de $M_{\text{din}}$ e incertidumbre de los parámetros . . . . . | 48        |
| 4.3. Resultados generales de las inferencias . . . . .   | 74        |
| 4.3.1. Resultados de la inferencia de $M_{300}^{\text{DM}}$ . . . . .                            | 75        |
| 4.3.2. Comportamiento de $M_{300}$ y $M_{300}^{\text{DM}}$ en función de la masa . . . . .       | 78        |
| 4.3.3. Resultados de la inferencia de $\gamma_{.02}$ y $\gamma_{300}$ . . . . .                  | 81        |
| <b>5. Conclusiones</b>   | <b>85</b> |

## ÍNDICE GENERAL

---

|   |           |
|---|-----------|
| <b>A. Apéndice</b>                                    | <b>89</b> |
| A.1. Proyecciones de las galaxias satélites . . . . . | 89        |
| <b>Bibliografía</b>                                   | <b>93</b> |

# Introducción

---

## 1.1. Antecedentes y Planteamiento

El paradigma cosmológico actual está basado en el así llamado modelo de Materia Oscura Fría con Constante Cosmológica (MOF- $\Lambda$  de aquí en adelante). Este modelo ha mostrado ser muy consistente con los sondeos de las anisotropías de la Radiación Cómica de Fondo en Microondas, la Estructura de Gran Escala del Universo trazada por las galaxias, así como con una serie de relaciones de escala observadas de las galaxias y los cúmulos de galaxias (v. gr. Frenk & White, 2012; Planck Collaboration et al., 2014). El modelo de MOF- $\Lambda$  ha sido clave para entender la formación y evolución de las estructuras cósmicas, en particular las galaxias. Las predicciones que se hacen en base a este modelo han sido también hasta ahora consistentes con múltiples observaciones de propiedades, correlaciones y evolución de las galaxias (ver reseñas en Avila-Reese, 2007; Somerville & Davé, 2015, y más referencias ahí).

El reto más intrincado que afronta el modelo de MOF- $\Lambda$  es a las escalas más pequeñas, asociadas con las galaxias enanas, cuyas masas estelares y dinámicas (definidas al radio virial) son menores a  $M_* \sim \times 10^9 M_\odot$  y  $M_{\text{vir}} \sim 5 \times 10^{10} M_\odot$  respectivamente. En el contexto del paradigma MOF- $\Lambda$ , el espectro de potencias inicial de las perturbaciones en densidad es tal que las escalas más pequeñas son más densas que las más grandes. Esto implica una formación jerárquica de estructuras; las escalas más pequeñas entran en su régimen gravitacional no lineal primero de tal manera que al día de hoy han sufrido ya una fuerte desviación de las condiciones iniciales e incluso en parte han sido incorporadas en estructuras de mayor escala, como parte de la jerarquía. Además la física de los procesos bariónicos es capaz de alterar la distribución de la materia oscura (MO) en las regiones con menor potencial gravitacional, haciendo más difícil usar las estructuras de menor escala (por ej. las galaxias enanas) para constreñir el modelo cosmológico subyacente.

El esfuerzo actual por lograr restricciones al modelo cosmológico en las escalas más pequeñas es enorme pues es a estas escalas donde pueden surgir importantes desviaciones al modelo relacionadas con la naturaleza de la MO o incluso a variaciones de la ley

de la gravedad. En una serie de trabajos pioneros se ha mostrado que la formación de estructuras cósmicas difiere mucho a escalas de galaxias enanas si en vez de MO fría se introduce MO tibia (Colín et al., 2000; Avila-Reese et al., 2001; Bode et al., 2001) o si se considera que las partículas de MO son autointeractuantes (Spergel & Steinhardt, 2000; Firmani et al., 2000; Yoshida et al., 2000; Colín et al., 2002). En años más recientes el número de trabajos basados en simulaciones numéricas que exploran estas alternativas al modelo MOF- $\Lambda$  ha crecido vertiginosamente. La última palabra la tiene la confrontación de las observaciones con las predicciones de los diferentes modelos.

Como ya se mencionó, las inferencias observacionales a las escalas de galaxias enanas son las más difíciles, tanto por estar fuertemente afectadas por la evolución no lineal y los efectos de los bariones, como por las dificultades metodológicas en sí de observar objetos tan débiles. Dentro de las fuertes incertidumbres que estas dificultades implican, en lo últimos lustros se han planteado varias controversias que dividen a la comunidad entre los que están convencidos que el modelo MOF- $\Lambda$  no es consistente con las observaciones a escalas de galaxias enanas y los que consideran que no hay problema alguno si se toma en cuenta la compleja física bariónica correctamente (p. ej. la retroalimentación de la formación estelar). Pero también hay un sector de la comunidad que considera que las inferencias observacionales y la manera de compararlas con las predicciones teóricas aún no son las adecuadas para emitir conclusiones contundentes.

En esta Tesis, exploraremos un aspecto concreto del último punto. Más precisamente, estudiaremos cuán válidas son las inferencias dinámicas que se hacen en galaxias enanas (principalmente esferoidales) a partir de la cinemática y distribución de masa estelar que se obtienen de las observaciones.

Entre las principales controversias que se han planteado, remarcamos las siguientes (ver una reseña p. ej. en Weinberg et al., 2015).

- (a) *El problema de los satélites perdidos*, planteado originalmente en Klypin et al. (1999) y Moore et al. (1999) como un enorme exceso de subestructura (subhalos) en simulaciones cosmológicas de  $N$  cuerpos de halos tipo Vía Láctea/Andrómeda con relación al número de galaxias satélites (enanas) observados alrededor de estas galaxias. Dicho exceso alcanza  $\sim 2$  órdenes de magnitud extendiéndonos hasta estructuras tan pequeñas como 5-10 km/s en velocidad circular.
- (b) *El problema de los núcleos suaves vs. los empinados o “core-cusp” como se abrevia en inglés.* (e.g., Flores & Primack, 1994; Moore, 1994; Burkert, 1995; Firmani et al., 2001). El modelo MOF- $\Lambda$  predice perfiles de densidad de los halos/subhalos que crecen hacia el centro como  $r^{-1}$ . Mientras que en galaxias normales, donde domina la componente bariónica en el centro, es difícil inferir el perfil de densidad de la componente oscura, en las galaxias enanas y de bajo brillo superficial, debido a que son dominadas por materia oscura incluso hacia el centro, se hace más viable hacer esta inferencia. Para galaxias dominadas por un disco, las curvas de rotación son usadas para la inferencia dinámica; los resultados son ambiguos pero prevalece la tendencia a favorecer núcleos más suaves que  $r^{-1}$  (e.g., Simons et al., 2005; de Blok et al., 2008; Oh et al., 2011). Por otro lado, se

hacen también inferencias dinámicas para galaxias aún más pequeñas, las enanas esferoidales (dSph) satélites, a partir de las dispersiones de velocidad estelar y los perfiles de luz (masa) medidos, usando por ejemplo la ecuación de Jeans. Dichas inferencias, que en realidad se hacen en base a muchas suposiciones y bajo grandes incertidumbres, parecen apuntar a perfiles de densidad suaves hacia el centro (cores) o masas internas menores a la que implican los halos MOF- $\Lambda$ , al menos para una fracción de las enanas observadas, mismas que generalmente son las más cercanas, es decir las satélites de la Vía Láctea y Andrómeda.

- (c) *El problema de las esferoidales brillantes con demasiada dispersión de velocidades o “too-big-to-fail”*. Boylan-Kolchin et al. (2013) y Tollerud et al. (2014) midieron la velocidad circular de los subhalos de algunas simulaciones de sólo N cuerpos de halos tipo Vía Láctea/Andrómeda y a través de la técnica del empate de abundancias (“abundance matching”), les asignaron masas estelares. Entonces, por construcción, cada subhalo masivo tiene la masa estelar que a nivel de abundancias es consistente con las observaciones; no obstante, logrando esta consistencia a nivel de abundancias de subhalos-satélites, las velocidades circulares de una fracción de los subhalos resultan ser mucho mayores a las dispersiones de velocidad observadas de las enanas esferoidales satélites observadas. Debido a que estos son subhalos relativamente masivos, no es posible que no hayan formado galaxias y que por eso no las detectemos (too-big-to-fail).

De estas tres controversias, la segunda (b) es la más aguda. La primera (a) se explica por el hecho de que a partir de masas de (sub)halos menores a  $\sim 10^{10} M_{\odot}$ , la formación de una galaxia en su centro se hace cada vez menos probable debido a que su potencial gravitacional no es suficiente para atrapar el gas reionizado por el fondo UV, a menos que se hayan formado antes de la reionización. De esta manera, la gran cantidad de subhalos predichos en el modelo MOF- $\Lambda$  no forman en realidad galaxias visibles. Por otro lado, desde que este problema se planteó se han descubierto muchas más galaxias satélites enanas y ultra-enanas. La tercera controversia (c) ha sido prácticamente superada al mostrar con simulaciones de N-cuerpos + hidrodinámica de decenas de sistemas Vía Láctea/Andrómeda que el exceso de subhalos masivos y/o densos (o con demasiada velocidad circular máxima,  $V_{\max}$ ) es una cuestión parcialmente estadística y parcialmente debido a la ausencia de los procesos bariónicos que disminuyen las masas y velocidades circulares o expanden el centro de los subhalos haciéndolos también menos concentrados (con  $V_{\max}$  menores); ver por ej. Rodríguez-Puebla et al. (2013), Sawala et al. (2016a), Wetzel et al. (2016).

La controversia más persistente es la del “core-cusp”. No obstante, es también la más incierta desde el punto de vista de la inferencia observacional. En trabajos que usan las curvas de rotación, surgen complicaciones debido a movimientos no circulares (producidos por barras, por ejemplo), posible elipticidad del halo, degeneraciones con la masa sobre luminosidad, turbulencia del gas, etc. (e.g., Hayashi & Navarro, 2006; Valenzuela et al., 2007; Adams et al., 2014). En los trabajos relacionados a las enanas dSph satélites, la degeneración entre la anisotropía de la dispersión de velocidades

de las estrellas (constante o variable con el radio) y el perfil total de masa del sistema introduce fuertes ambigüedades en la inferencia de distribución de masa total y oscura. De igual manera, desviaciones de la esfericidad o del estado de equilibrio que supone la ecuación de Jeans, pueden afectar dicha inferencia. Generalmente ignorando estas complicaciones o bajo fuertes suposiciones, varios autores han concluido de sus análisis de dSphs satélites de la Vía Láctea que un núcleo empinado de MO como el que implica el modelo MOF- $\Lambda$  es menos probable que uno aproximadamente plano (e.g., Battaglia et al., 2008; Walker & Peñarrubia, 2011; Burkert, 2015).

Otro tipo de inferencias que se han hecho para las galaxias dSphs, siempre basadas en la modelación de Jeans, son, por ejemplo, la determinación de la masa dinámica en un radio característico donde se minimiza el efecto de degeneración por la anisotropía y se recupera la masa mejor (Wolf et al., 2009; Walker et al., 2010, este radio resulta ser ligeramente mayor al radio efectivo de las enanas) o una masa dinámica muy interna y su componente oscura a un radio fijo, 300-600 pc por ejemplo (Mateo et al., 1998; Strigari et al., 2008; Rashkov et al., 2012).

A fin de avanzar en el problema de constreñir los modelos cosmológicos a las escalas más pequeñas, las de galaxias enanas, es de gran relevancia poner a prueba los métodos de inferencia de distribución de masa que se usan a partir de las observaciones cinemáticas. Por otro lado, la comparación directa de los resultados de simulaciones cosmológicas que incluyen bariones con las observaciones, nos permite dilucidar la capacidad predictiva del modelo cosmológico subyacente en la simulación. Durante la preparación de esta Tesis, han aparecido al menos cuatro trabajos en esta dirección, todos usando el modelo MOF- $\Lambda$  (Sawala et al., 2016b; Zhu et al., 2016; Wetzel et al., 2016; Campbell et al., 2016).

### 1.2. Objetivos y Metodología

Los dos objetivos principales de esta Tesis son:

- Analizar una simulación de N cuerpos + Hidrodinámica en la cosmología MOF- $\Lambda$  de un sistema halo-galaxia tipo Vía Láctea (la simulación “Garrotxa” Roca-Fàbrega et al., 2015) en lo que respecta a las propiedades de la población de subhalos/satélites y comprobar si dicha población de galaxias enanas satélites es realista.
- Aplicar el análisis de Jeans a las galaxias enanas de la simulación “Garrotxa” a fin de explorar la capacidad de este método para recuperar la masa dinámica (total) y oscura subyacente. En particular, es de interés indagar con qué sesgo e incertidumbre se recupera la masa dinámica y oscura a 300 pc,  $M_{300}$ , y la velocidad circular máxima,  $V_{\max}$ . Se busca también indagar si el análisis de Jeans es capaz de ofrecer cotas atendibles al perfil de densidad del halo de MO.

A través de estos dos objetivos podremos evaluar la capacidad del modelo cosmológico MOF- $\Lambda$  de predecir galaxias enanas satélites en acuerdo con las observaciones

e indagar cuán robustas son las inferencias que se hacen de la distribución interna de MO a partir de observaciones y con las cuales se enuncian conclusiones acerca de los problemas “core-cusp” y “too-big-to-fail”.

El análisis de los subhalos y las galaxias requiere de técnicas sofisticadas para encontrar los subhalos y las galaxias en la caja de la simulación y determinar luego sus propiedades, como ser perfiles de densidad, elipticidades, dispersiones de velocidad, desfase entre los centros, etc. Algunas de estas técnicas fueron asimiladas para realizar esta tesis y otras fueron desarrolladas por el autor. Una parte importante del análisis consiste también en realizar ajustes de funciones paramétricas a diferentes distribuciones, para lo cual se usa el método de Cadenas de Markov Monte Carlo (MCMC por su abreviación en inglés).

### 1.3. Estructura de la tesis

Esta Tesis está dividida en cinco capítulos. En el Capítulo 2 se presenta todo lo relacionado al Método: una breve descripción de la simulación “Garrotxa” que se analizará, el código público de localización de subhalos y galaxias ROCKSTAR-GALAXIES, el procedimiento para determinar perfiles de densidad de MO y estrellas suavizados con un Kernel, el método de ajustes MCMC; asimismo, se presenta el contexto teórico de la inferencia de distribución de masa dinámica a través de la cinemática estelar.

En el Capítulo 3 se presentan las principales propiedades y distribuciones de los (sub)halos y galaxias de la simulación, haciendo algunas comparaciones con observaciones de los satélites de la Vía Láctea. También se presentan los perfiles de densidad y velocidad circular medidos y ajustes de la componente oscura a una función generalizada del perfil Navarro-Frenk-White.

El Capítulo 4 está dedicado a presentar los resultados de las inferencias sintéticas de distribución de masa dinámica y oscura a partir de la distribución y cinemática de las estrellas, como se procede desde el punto de vista observacional. Nuestra principal inferencia se refiere a la masa central contenida dentro de 300 pc así como a la máxima velocidad circular. Los resultados se discuten a la luz de las controversias actuales mencionadas arriba.

Finalmente, las conclusiones de esta Tesis se dan en el Capítulo 5. En el apéndice se muestran imágenes de la distribución de materia en las galaxias satélites y sus correspondientes (sub)halos de materia oscura.



# El Método

---

En este capítulo se presenta una introducción a los métodos y técnicas empleadas en simulaciones cosmológicas y se describen los aspectos principales de la simulación GARROTXA analizada para este trabajo. También se presentan descripciones de el código ROCKSTAR-GALAXIES utilizado para localizar la estructura en la simulación, el método de suavizado vía kernels para calcular los perfiles de densidad, la ecuación de Jeans utilizada para hacer la inferencia de la materia oscura y el método de MCMC empleado para ajustar parámetros.

## 2.1. Simulaciones cosmológicas

En el paradigma actual de la formación de estructuras en el contexto cosmológico, objetos pequeños colapsan primero y se unen para formar estructuras de mayor tamaño. La naturaleza jerárquica de este proceso se ve reflejada en la intrincada estructura de los cúmulos de galaxias que se observan actualmente cuyas propiedades dependen de como los miles de constituyentes mas pequeños se van ensamblando de forma que algunos se desintegran y otros se preservan dentro del potencial gravitacional del sistema. Para lograr modelar este proceso de forma realista a todas las escalas, se recurre a simulaciones numéricas las cuales son capaces de resolver correctamente la dinámica altamente no lineal del sistema así como introducir la física disipativa de los bariones.

La simulación numérica se compone de dos partes principales: la evolución de la parte gravitacional y la evolución de la parte hidrodinámica. Para la parte gravitacional normalmente se utilizan técnicas de evolución de N-Cuerpos. La forma directa de hacer esto es mediante la integración de las 6 ecuaciones de movimiento para cada una de las partículas calculando la aceleración gravitacional Newtoniana con cada una de las restantes  $N-1$  partículas; esto es un problema de complejidad  $O(N^2)$  por lo que es computacionalmente es muy costoso para un numero grande de partículas ( $N > 10^5$ ). Es debido a esto que se adoptan otras técnicas para resolver más eficientemente la dinámica de N-Cuerpos; las más comunes son: método de árbol y método de partícula-malla.

## 2. EL MÉTODO

---

El método de árbol consiste en dividir el espacio que ocupan las partículas en celdas las cuales a su vez se subdividen en celdas más pequeñas hasta un tamaño mínimo el cual cumple que en la celda más pequeña no haya un número de partículas mayor a cierto cupo límite. De esta forma se logra una división espacial en la cual para las regiones donde hay muchas partículas las celdas son muy refinadas, mientras que en regiones donde hay pocas partículas las celdas son más grandes. El ordenamiento de las partículas usando un árbol permite un acceso muy eficiente a las partículas cuyas posiciones se encuentran dentro de una región dada, es así como la fuerza gravitacional sobre una partícula se calcula de forma directa con las partículas que están en regiones cercanas mientras que para las partículas en regiones lejanas se usa una aproximación usando el centro de masa y en algunos casos términos de bajo orden de la expansión multipolar del campo gravitacional ejercido por dichas partículas lejanas. Esto reduce la complejidad del algoritmo a  $O(N \log N)$ .

El método de partícula-malla (mesh-particle) consiste en dividir el espacio que ocupan las partículas en celdas y en calcular el valor de la densidad de masa que corresponde a cada celda usando las partículas que hay dentro de el volumen de la celda. Después se resuelve el potencial gravitacional aplicando una transformada de Fourier a la ecuación de Poisson. A partir del potencial gravitacional se calcula el campo gravitacional y con éste se calculan las fuerzas sobre las partículas. Este método es eficiente ya que por lo general hay menos puntos en la malla que partículas, sin embargo no es muy preciso pues no captura las interacciones entre partículas cercanas. Para tomar en cuenta esto se introducen los métodos partícula-partícula-partícula-malla (P3M) en el cual se calculan las fuerzas de forma directa entre partículas cercanas.

El contenido bariónico típicamente se modela como un fluido ideal. Por lo tanto para seguir la evolución del fluido se resuelven las ecuaciones de la hidrodinámica: la ecuación de Euler, la ecuación de continuidad y la *primera ley de la termodinámica* además de una ecuación de estado que relaciona la energía interna del sistema con la presión.

Además de la gravedad y la hidrodinámica, las simulaciones actuales integran la física de los principales procesos astrofísicos que ocurren en las galaxias como ser: enfriamiento y calentamiento radiativo del medio interestelar, formación estelar, retroalimentación de las estrellas hacia el gas, en especial las explosiones de supernovas, formación de hoyos negros supermasivos y núcleos activos cuando son alimentados, la retroalimentación del núcleo activo, etc. Los procesos de formación estelar y su retroalimentación, conocida en inglés como *feedback*, son claves en la evolución de las galaxias, en particular las de menores masas. Estos procesos ocurren en la realidad en escalas muy pequeñas, menores a 10-1 pc, mismas que no se pueden resolver en simulaciones cosmológicas que deben extenderse a escalas mayores a  $\sim 1$  Mpc al menos. Por lo tanto, en las simulaciones actuales, al no poderse simular escalas tan pequeñas, se usan prescripciones físicas para tomar en cuenta estos procesos sub-malla. Dichas prescripciones pueden entenderse como un modelo efectivo capaz de describir los procesos reales que ocurren en las galaxias a las escalas de resolución de las mismas. Debido a que la evolución y propiedades de las galaxias simuladas son altamente dependientes de la forma

en que se introduzca la física sub-malla, la misma representa uno de los mayores retos actuales para las simulaciones cosmológicas.

## 2.2. GARROTXA: Simulación de la Vía Láctea

Para este trabajo se analizó la simulación **GARROTXA** (e.g. Roca-Fàbrega et al., 2015) la cual es una simulación de tipo "zoom-in" de una galaxia tipo disco con una masa y propiedades físicas similares a las estimadas para la Vía Láctea. La simulación se llevó a cabo usando el método Euleriano de la hidrodinámica + el código de N-Cuerpos ART (*Adaptive Refinement Tree*) el cual divide el volumen simulado en una malla cuyas celdas se subdividen en celdas más finas en las regiones donde la densidad supera una cierta densidad límite; la subdivisión de las celdas se hace de forma adaptativa de manera que siga la dinámica de la materia sin tener que construir una malla nueva para cada paso de tiempo. De esta forma se obtiene una malla más refinada en las regiones más densas que se va adaptando según el movimiento de la materia.

Los procesos físicos que se incluyen en la simulación son el enfriamiento/calentamiento radiativo del gas y su subsecuente conversión a estrellas, el calentamiento debido a la radiación (*feedback*) emitida por las estrellas, en particular las supernovas, la advección de los metales y una fuente de radiación UV de fondo. La formación estelar se modela de forma que ocurre en las regiones con velocidades convergentes en donde la temperatura y densidad del gas son menores a ciertos valores críticos de temperatura y densidad; las celdas de gas que cumplan estas condiciones son remplazadas por una partícula estelar con una eficiencia dada; esta partícula se sigue posteriormente con la dinámica de N-cuerpos y se toma en cuenta que su masa disminuye por efectos de vientos estelares y expulsión de masa cuando estallan como supernovas las estrellas más masivas. La retroalimentación de las estrellas al gas es térmica y explosiva, es decir una vez formada una partícula estelar (que en realidad es una población de miles de estrellas nacidas al mismo tiempo con una dada función inicial de masa), después de cierto tiempo muy corto se eleva la temperatura del gas alrededor de la partícula a una temperatura correspondiente a la inyección de energía por supernovas y estrellas masivas calientes.

La simulación se realizó usando los valores correspondientes al modelo cosmológico de  $\Lambda$  con  $\Omega_0 = 0.3$ ,  $\omega_\Lambda = 0.7$ ,  $\omega_b = 0.045$  y  $h = 0.7$ . El espectro de potencia para la distribución inicial de masa correspondiente a MOF se obtuvo de (Klypin et al., 1997) y se normalizó a  $\sigma_8 = 0.8$ , donde  $\sigma_8$  corresponde a la raíz cuadrática media de la amplitud de las fluctuaciones de masa en esferas de  $8\text{Mpc}^{-1}$ . Para maximizar la resolución se utilizó la técnica de zoom-in para la cual se hace una primera simulación únicamente de MO y de baja resolución en la cual se localizan las regiones de interés. A  $z = 0$  se buscaron halos con masa  $7.0 \times 10^{11} < M_{\text{vir}} < 1.5 \times 10^{12} M_\odot$  que no estén contenidos dentro de halos de mayor masa y que no hayan acreetado otro halo de tamaño significativo desde  $z = 1.5$  y que a  $z = 0$  no haya otro halo de tamaño similar en un radio de  $1\text{Mpc}^{-1}$ . Una vez localizadas las regiones que cumplan estas características,

se selecciona una y se realiza una re-simulación dándole mucho mayor resolución a dicha región e introduciendo bariones (hidrodinámica). La simulación de alta resolución se realizó con  $2048^3$  partículas de MO y la resolución espacial de la malla utilizada para resolver la hidrodinámica tuvo una resolución espacial máxima de 109pc. El resultado de esta simulación es una galaxia que reproduce de forma realista la curva de rotación, masa estelar y tasa de formación estelar de la Vía Láctea. Además, alrededor de la galaxia principal, hay una población de halos/subhalos y galaxias satélites que se analizarán en detalle en esta tesis.

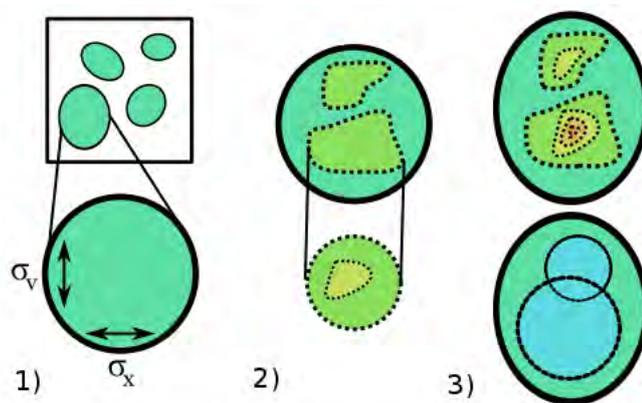
### 2.3. ROCKSTAR-GALAXIES: Localizador de Estructura

El primer paso para realizar el análisis de la simulación es localizar la estructura, esto significa encontrar a las partículas que están acumuladas en grupos. Los cúmulos de partículas de materia oscura corresponden a los halos/subhalos de materia oscura y las partículas estelares y de gas (una partícula de gas corresponde en realidad a una celda de gas en la simulación hidrodinámica) agrupadas dentro de un cúmulo de materia oscura corresponden a la galaxia que se formó dentro de ese halo/subhalo.

Existen diferentes técnicas para localizar los cúmulos de partículas de los que destacan principalmente dos metodologías. La primera consiste en calcular la densidad de masa correspondiente a las partículas, localizar los máximos de densidad y limitar los cúmulos en base a un criterio de sobre-densidad respecto al entorno. El segundo método consiste en buscar grupos de partículas cercanas entre sí hasta cierta separación límite conocida como "distancia de ligado" (linking length) de tal manera que todas las partículas pertenecientes a un mismo grupo están a una distancia igual o menor a la distancia de ligado de al menos otra partícula perteneciente al grupo. De esta manera la frontera del grupo está dada entre las partículas del grupo y aquellas cercanas que están a una distancia mayor a la distancia de ligado. A esta técnica se le llama "Friend of Friends, FoF".

Para este trabajo se utilizó ROCKSTAR-GALAXIES [ Behroozi et al., Behroozi et al. (2013) ] con el fin de localizar los halos y sus correspondientes galaxias. El método utilizado por ROCKSTAR es de estilo FoF con la mejora de que la distancia entre las partículas se mide en el espacio fase, es decir que se mide como la diferencia en posición y la diferencia en velocidad. De esta forma, dos partículas en la misma posición espacial pueden no pertenecer al mismo grupo si se están moviendo una respecto a otra con una rapidez mayor a la separación límite en el espacio fase. A continuación se presenta una breve descripción del algoritmo que ROCKSTAR ejecuta.

Como primer paso el algoritmo hace una división de todas las partículas en grupos grandes usando solo sus posiciones; éstas son agrupaciones de FoF con una distancia de ligado relativamente grande. Este paso es sólo con fines de paralelización ya que estos grupos se distribuyen sobre los distintos procesadores disponibles en donde cada grupo se analizará para buscar halos ligando las partículas en el espacio fase. A continuación para cada grupo las posiciones y velocidades de las partículas se dividen (normalizan)



**Figura 2.1:** Método de ROCKSTAR. 1) Se agrupan las partículas usando un paso de FoF en 3D con fines de paralelización. Para cada grupo las posiciones y velocidades de las partículas se dividen (normalizan) por la dispersión de posiciones y velocidades de las partículas en el grupo. 2) Cada grupo se divide en subgrupos de FoF en 6D donde la distancia de ligado se escoge de manera adaptativa de forma que el 70 por ciento de las partículas del grupo estén ligadas en subgrupos. El proceso de renormalización y cálculo de una nueva distancia de ligado se repite para cada subgrupo añadiendo un nuevo nivel de subestructura. Esto se repite hasta que los subgrupos tienen un número mínimo de partículas ( 10). 3) Una vez localizados los subgrupos mínimos, estos forman las semillas de los halos y las partículas se asignan a la semilla más cercana en el espacio fase para formar halos. Las partículas energéticamente no ligadas se remueven y se calculan las propiedades de los halos.

por la dispersión de posiciones y velocidades de las partículas pertenecientes a ese grupo; de esa forma se obtiene una métrica consistente en el espacio fase. La distancia entre dos partículas  $p_1$  y  $p_2$  está dada por:

$$d(p_1, p_2) = \left( \frac{|\vec{x}_1 - \vec{x}_2|^2}{\sigma_x^2} + \frac{|v_1 - v_2|^2}{\sigma_v^2} \right)^{1/2}, \quad (2.1)$$

donde  $\sigma_x$  y  $\sigma_v$  son la dispersión de posiciones y velocidades de las partículas correspondientes a ese grupo. Después se procede a analizar cada grupo para buscar subgrupos en el espacio fase; esto se hace de la siguiente manera: Usando la distancia dada por la ecuación 2.1 las partículas del grupo se agrupan en subgrupos de FoF en 6D usando una "linking length" que se calcula de forma adaptativa para que una fracción  $f$  (70%) de las partículas esté ligada con al menos otra partícula. Después de este proceso de re-normalización, cálculo de "linking length" búsqueda de un nuevo nivel de subgrupos, se repite de forma recursiva hasta que los subgrupos mínimos (los cuales corresponden

## 2. EL MÉTODO

---

a máximos de densidad en el espacio fase) estén formados por un número límite de partículas (del orden de 10); de esta forma se obtiene una jerarquía de subgrupos y los subgrupos del nivel más interno se etiquetan como la semilla de un halo. A continuación se generan los halos a partir de las semillas asignando las partículas al halo/semilla más cercano donde la distancia entre una partícula  $p$  y un halo  $h$  está dada por:

$$d(h, p) = \left( \frac{|\vec{x}_h - \vec{x}_p|^2}{r_{dyn}^2} + \frac{|\vec{v}_h - \vec{v}_p|^2}{\sigma_v^2} \right)^{1/2}, \quad (2.2)$$

$$r_{dyn} = \frac{v_{max}}{\sqrt{\frac{4}{3}\pi G \rho_{vir}}} \quad (2.3)$$

donde  $\sigma_v$  es la actual dispersión de velocidades del halo,  $v_{max}$  es la actual velocidad circular máxima y  $\rho_{vir}$  corresponde a la sobre-densidad virial.

Una vez que las partículas se han asignado a sus correspondientes halos mas cercanos, el siguiente paso es determinar qué halos son sub-estructura de otro halo, es decir que son sub-halos. Esta es una de las mayores fuentes de ambigüedad de los buscadores de estructura que se basan en técnicas de sobre-densidad debido a que la frontera de un sub-halo no esta bien definida. En ROCKSTAR primero se asignan las partículas a las semillas/halos y después se determina que halos están contenidos dentro de otro halo más grande. De está forma los sub-halos están bien definidos por su contenido de partículas. Para calcular qué halos son subhalos de un halo más grande se hace lo siguiente: Primero se hace una asignación temporal de halo/subhalos, tratando el centro de cada halo como una partícula, se usa la misma métrica dada por la ecuación 2.2 y cada halo se asigna como subhalo del halo más cercano con mayor numero de partículas. Con esta asignación temporal se calculan las masas de los halos y sus sub-halos. Para la masa de un halo se usan sus partículas y las partículas de sus subhalos, mientras que para la masa de un subhalo sólo se usan sus correspondientes partículas. Una vez calculadas las masas de los halos los sub-halos son reasignados de forma que únicamente aquellos contenidos dentro de  $r_{vir}$  sean considerados como subhalos.

Una vez asignadas las partículas ligadas y la relación halo/subhalo, se calculan las propiedades de cada estructura. Para la el calculo de la posición del halo se utilizan únicamente las partículas más internas; esto es debido a que la densidad de materia decae rápidamente al alejarse del centro por lo que la dispersión de las posiciones de las partículas incrementa rápidamente, es por esto que en lugar de aumentar la precisión estadística de la posición al incluir las partículas externas, la precisión decae. El mejor resultado se logra promediando las posiciones de las partículas internas hasta que el error de Poisson ( $\sigma_x/\sqrt{N}$ ) se minimiza. Típicamente para un halo con  $10^6$  partículas la posición se determina promediando las  $10^3$  partículas más internas. Para la velocidad del halo se promedian las velocidades de las partículas contenidas en un décimo del radio del halo, ya que ésta es la región que contiene a la galaxia.

En las pruebas realizadas por [ Knebe et al., Knebe et al. (2011) ] se compararon diversos buscadores de halos y ROCKSTAR sobresalió en la mayoría de las pruebas, especialmente en aquellas que buscaban distinguir subhalos contenidos en la parte más

interna del halo. Es por este motivo que para este trabajo en el cual se estudian las galaxias satélites y sus correspondientes halos se utilizó ROCKSTAR-GALAXIES el cual es una extensión de ROCKSTAR que utiliza los bariones para hacer el análisis además de que también utiliza las masas de las partículas para calcular su alcance; esto debido a que las partículas tienen masas distintas.

## 2.4. Medición del perfil de densidad

Un problema estándar en el estudio de sistemas astrofísicos es la determinación de la distribución espacial de la materia involucrada. En el caso en el que la materia está distribuida de manera discreta en forma de partículas puntuales la forma más común de medir la densidad es dividir el espacio en regiones y sumar la masa de las partículas contenidas en cada región y después dividir por el volumen de la región. De esta forma se tiene una medición tipo "histograma" de la densidad, esto se puede hacer en un volumen para calcular la densidad espacial, en un área para calcular la densidad superficial o en una dimensión para calcular un perfil de densidad. Por lo general después se procede a hacer un ajuste de los valores obtenidos a un modelo analítico que tiene una forma funcional dada y depende de ciertos parámetros. Un modelo analítico tiene la ventaja de que está bien definido y matemáticamente es fácil de utilizar, sin embargo tiene la gran desventaja de que está restringido en su forma funcional y esto puede ocultar detalles importantes de los datos. Por otro lado un método no paramétrico es aquel que no está limitado por un modelo analítico que dependa de parámetros. Los métodos no paramétricos tienen la ventaja de que permiten que los datos "hablen por sí mismos" que no se hacen suposiciones a priori de la forma de los resultados los cuales generalmente se expresan de forma numérica en una malla fina y por lo general involucran algún grado de suavizado "smoothing".

Para este trabajo, el cálculo de los perfiles de densidad tanto de materia oscura como de estrellas, es una parte muy importante. Un simple cálculo tipo histograma del perfil de densidad no está bien definido en las regiones donde no hay muchas partículas y es muy sensible al tamaño del "bin" que se utilice; éste es justo el caso para las galaxias satélites más internas para las cuales el número de partículas estelares en la región interna de la galaxia es escaso, es por esto que para este estudio se utilizó un método no paramétrico para la medición de los perfiles de densidad.

La técnica utilizada se describe en Merritt & Tremblay (1994) y consiste en sustituir las partículas puntuales por distribuciones espaciales de masa a las cuales se les conoce como "kernels"; de esta forma en lugar de considerar una partícula como una función *delta de Dirac*  $\delta(\vec{r} - \vec{r}_i)$  donde  $\vec{r}_i$  es la posición de la partícula, se substituye por una *función kernel*  $K$  de forma que la densidad espacial  $\rho_{3D}$  está dada por la suma de todos los *kernels* correspondientes a cada partícula:

$$\rho_{3D}(\vec{r}) = \sum_{i=1}^N \frac{m_i}{h_i^3} K \left[ \frac{1}{h_i} |\vec{r} - \vec{r}_i| \right], \quad (2.4)$$

## 2. EL MÉTODO

---

donde  $m_i$  es la masa de la partícula y  $h_i$  es el *ancho del kernel*, donde el *kernel* utilizado es una función *gausseana normalizada*:

$$K(x) = \frac{1}{(2\pi)^{3/2}} e^{-x^2/2}. \quad (2.5)$$

Para construir el perfil de densidad radial  $\rho(r)$ , se integra la densidad espacial  $\rho_{3D}(\vec{r})$  sobre cascarones esféricos:

$$\rho(r) = \sum_{i=1}^N \frac{m_i}{h_i^3} \frac{1}{4\pi} \int d\phi \int \sin\theta K\left(\frac{d}{h_i}\right) d\theta \quad (2.6)$$

$$d^2 = |\vec{r} - \vec{r}_i|^2 \quad (2.7)$$

$$= r^2 + r_i^2 - 2rr_i \cos(\theta) \quad (2.8)$$

Finalmente integrando el *kernel gaussiano* sobre el ángulo  $\theta$  se obtiene:

$$\rho(r) = \sum_{i=1}^N \frac{m_i}{h_i^3} \tilde{K}(r, r_i, h_i) \quad (2.9)$$

$$\tilde{K}(r, r_i, h_i) = \frac{1}{(2\pi)^{3/2}} \left(\frac{rr_i}{h_i^2}\right)^{-1} (\exp[-(r_i - r)^2/2h_i^2] - \exp[-(r_i + r)^2/2h_i^2]) \quad (2.10)$$

Para definir el *ancho del kernel*  $h_i$  para cada partícula se sigue la técnica estándar (Merritt et al., 2006) de variar  $h_i$  como una ley de potencias de la densidad local:

$$h_i = h_0 [\rho_{pilot}(r_i)/g]^{-\alpha}, \quad (2.11)$$

donde  $\rho_{pilot}$  es una “estimación piloto” del perfil de densidad, la cual se puede calcular usando la ecuaciones 2.9 substituyendo los anchos  $h_i$  por el valor constante  $h_0$  y  $g$  es la media geométrica de los valores de  $\rho_{pilot}(r_i)$ , es decir:

$$\log g = \frac{1}{N} \sum_i \log \rho_{pilot}(r_i) \quad (2.12)$$

Finalmente, se utilizaron los valores de  $\alpha = 0.3$  y  $h_0 = r_{vir}/1000$  ya que fueron los valores que mejor reconstruían el perfil de densidad usando muestras de partículas generadas con perfiles generados *ad hoc*.

Es importante destacar que con este método se tiene un cálculo del perfil de densidad dado por una ecuación analítica 2.9 la cual se puede evaluar de forma numérica en una malla tan fina como sea necesario.

### 2.5. Ecuación de Jeans: Cinemática estelar

La ecuación de Jeans es el resultado de tomar el primer momento sobre las velocidades de la distribución de Boltzmann no-colisional de un sistema soportado por un

potencial  $\Phi$ . Bajo las suposiciones de que el sistema está en equilibrio (estado estacionario) y que el sistema presenta simetría esférica (las derivadas angulares se anulan), la parte radial de la ecuación de Jeans se reduce a la siguiente expresión:

$$\frac{1}{\rho} \frac{d}{dr} (\rho \sigma_r^2) + 2\beta \frac{\sigma_r^2}{r} = -\frac{d\Phi}{dr}, \quad (2.13)$$

$$\beta = 1 - \frac{\sigma_t^2}{\sigma_r^2}, \quad (2.14)$$

donde  $\rho$  representa el perfil radial de densidad,  $\sigma_r$  y  $\sigma_t$  la dispersión de las componente radial y tangencial de la velocidad respectivamente y  $\beta$  es el *parámetro de anisotropía* el cual toma valores en el rango  $-\infty < \beta < 1$  que en los casos extremos corresponden a órbitas puramente circulares y trayectorias puramente radiales respectivamente.

En el caso particular en el que la ecuación 2.13 se utiliza para modelar una muestra de estrellas que están en equilibrio dinámico bajo un potencial gravitacional generado por un sistema completo donde hay una componente de materia oscura y estrellas, el potencial  $\Phi$  y la ecuación 2.13 se reducen a:

$$\frac{d\Phi}{dr} = \frac{GM(r)}{r^2}, \quad (2.15)$$

$$\frac{1}{\rho_*} \frac{d}{dr} (\rho_* \sigma_r^2) + 2\beta \frac{\sigma_r^2}{r} = -\frac{GM(r)}{r^2}, \quad (2.16)$$

donde  $\rho_*$  y  $\sigma$  son mediciones del perfil de densidad y de la dispersión de velocidades de la población estelar que se muestrea, mientras que  $M$  es la masa del sistema. Es importante destacar que todas estas cantidades son funciones del radio, en particular  $M(r)$  es la masa total contenida dentro de la esfera de radio  $r$ . En el caso simplificado en el que  $\beta$  se toma como constante, la ecuación 2.16 tiene la siguiente solución (Mamon & Lokas, 2005):

$$\rho_* \sigma_r^2(R) = GR^{-2\beta} \int_R^\infty r^{2\beta-2} \rho_*(r) M(r) dr \quad (2.17)$$

La ecuación anterior es una liga entre la densidad y cinemática de la población estelar de la galaxia y la masa total, es decir la materia oscura del halo y la materia bariónica de la galaxia, de forma que se puede utilizar para inferir la distribución de la materia oscura a través de la medición de la densidad y la dispersión de velocidades de las estrellas del sistema.

## 2.6. MCMC: Ajuste de parámetros

Las *Cadenas de Markov Monte Carlo* (MCMC) son una técnica que tiene varias aplicaciones y principalmente se usan para hacer integrales numéricas en espacios de

## 2. EL MÉTODO

---

varias dimensiones. Para este trabajo las MCMC se utilizan para ajustar un modelo que depende de varios parámetros a un conjunto de datos, es decir encontrar el conjunto de parámetros que mejor ajusta el modelo a los datos.

Una *cadena de Markov* es un conjunto de variables aleatorias  $X_1, X_2, \dots$  que cumplen la propiedad de que la probabilidad de moverse al estado siguiente depende únicamente del estado actual y no de los estados anteriores. Para ajustar un modelo a un conjunto de datos lo primero es definir una *función de probabilidad* (en inglés "likelihood")  $\mathcal{L}$ ; en este caso se usa una distribución normal dada por:

$$\mathcal{L} = \prod_{i=1}^n \frac{1}{\sqrt{2\pi}\sigma_i} \exp \left[ -\frac{1}{2} \frac{(x_i^{obs} - x_i^{mc})^2}{\sigma_i^2} \right], \quad (2.18)$$

donde  $x_i^{obs}$  y  $\sigma_i$  son el valor y la incertidumbre del  $i$ -ésimo dato medido y  $x_i^{mc}$  el el valor dado por el modelo; de esta forma lo que está dentro de la exponencial es una medida del error (muy similar a  $\chi^2$ ) entre los datos y el modelo, y al minimizar el error se maximiza la función de probabilidad  $\mathcal{L}$ .

Para muestrear el espacio de parámetros que se ajustan se utiliza el algoritmo de *Metropolis-Hastings* el cual utiliza la un valor inicial  $\lambda_0$  y una distribución de probabilidad  $P(x|\lambda)$  inicial para cada uno de los parámetros que se ajustan, usando estos parámetros se calcula el valor de la función de probabilidad  $\mathcal{L}_0$  y usando la distribución de probabilidad inicial se genera un nuevo valor del parámetro  $\lambda_1$  y se calcula  $\mathcal{L}_1$ . Después se calcula el cociente  $\alpha = \mathcal{L}_1/\mathcal{L}_0$ ; si  $\alpha > 1$  significa que la función de probabilidad aumento y el nuevo valor del parámetro sustituye al antiguo valor ( $\lambda_0 \leftarrow \lambda_1$ ) y  $\lambda_1$  se incluye en la distribución de probabilidad  $P(x|\lambda)$ . Si  $\alpha < 1$ , el valor de  $\lambda_0$  se sustituye por  $\lambda_1$  con probabilidad  $\alpha$  de lo contrario se descarta; esto se repite una cierta cantidad de iteraciones (por lo general del orden de  $10^5$ ) hasta que la distribución de probabilidad  $P(x|\lambda)$  alcance un estado estacionario. Una vez alcanzado el estado estacionario de la función de probabilidad para el parámetro se calculan la mediana y los valores que corresponden al 2.5 y 97.5 percentil los cuales corresponden el valor ajustado para el parámetro  $\lambda \pm 2\sigma$

Para la implementación del método MCMC utilizado el paquete de *python PyMC* (Patil et al., 2010), el cual es multipropósito y es ampliamente utilizado.

# Propiedades generales de los halos y galaxias en la simulación

---

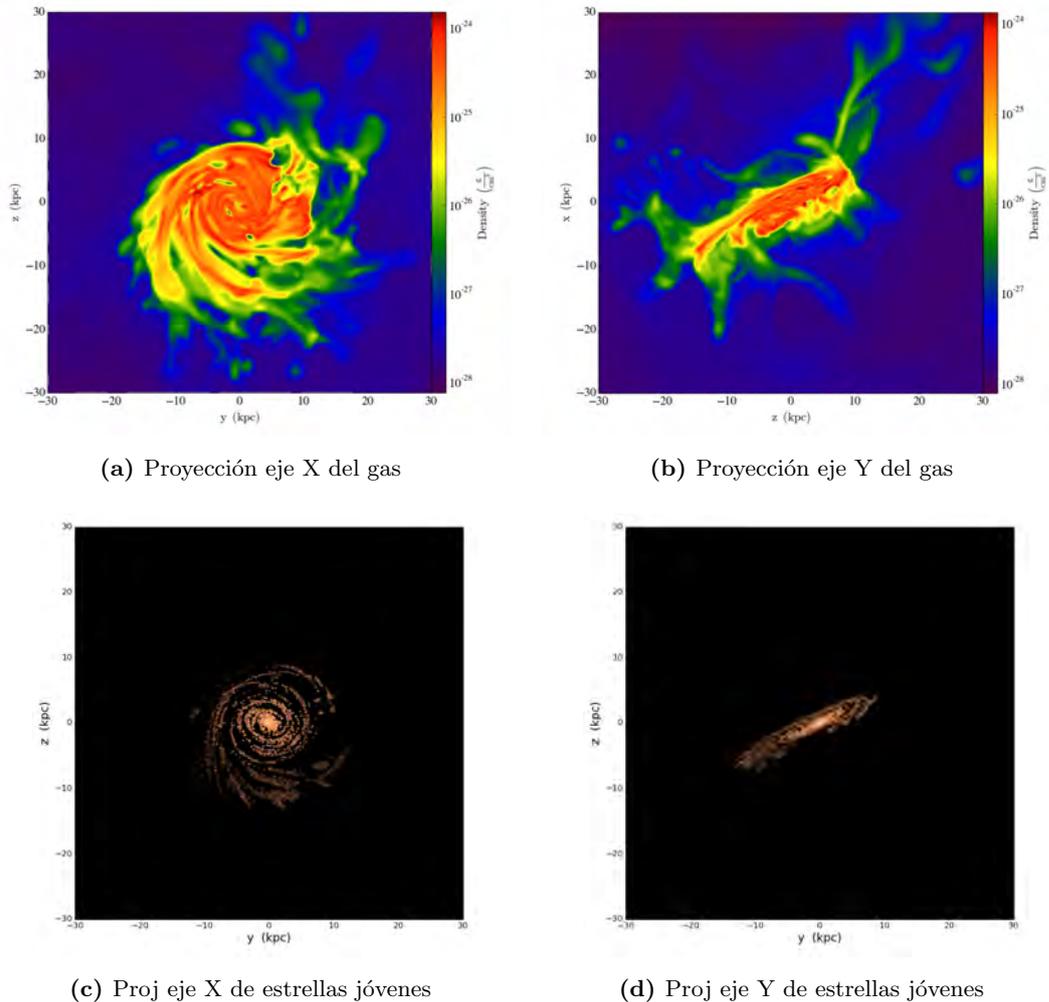
En este Capítulo se presenta una descripción de la población de (sub)halos y galaxias satélites a  $z = 0$  de la simulación Garrotxa. Como se mencionó en el Capítulo 2, esta simulación de alta resolución produce una galaxia de tipo espiral con una masa estelar similar al de la Vía Láctea (Milky Way-like, MWL). Es de interés explorar la población de galaxias satélites de esta simulación a la luz de las controversias de los satélites faltantes, “core-cusp” y “too-big-to-fail” descritas en la Introducción.

Antes de presentar los resultados de la población de (sub)halos y galaxias satélites, se presentarán las propiedades generales del halo anfitrión y la galaxia central MWL. Luego se presentarán las distribuciones acumulativas de los subhalos y las galaxias satélites así como las propiedades generales de estas últimas. Finalmente se presentarán los perfiles de densidad 3D estelar y de materia oscura de las galaxias satélites.

## 3.1. La galaxia principal MWL: propiedades globales

La galaxia MWL, la principal de la simulación, tiene una masa estelar  $M_*$  de  $6.2 \times 10^{10} M_\odot$  y una masa de gas  $M_g$  de  $1.4 \times 10^{10} M_\odot$ ; el sistema halo-galaxia tiene una masa total dentro del radio virial  $M_{\text{vir}}$  de  $7.4 \times 10^{11} M_\odot$  y un radio virial  $R_{\text{vir}}$  de 238 kpc. En la figura 3.1 se muestran vistas de frente y de perfil de las densidades del gas y las estrellas de la galaxia MWL. El cociente  $M_*/M_{\text{vir}}$  es 0.084, por sobre del  $1\sigma$  de las determinaciones semi-empíricas de galaxias de esa masa (ver por ej. Behroozi et al., 2013; Rodríguez-Puebla et al., 2015) lo cual hace a esta galaxia algo peculiar. Igualmente, la concentración de su halo es muy alta (ver abajo), siendo posiblemente ésta la razón de haber formado estrellas muy temprano con demasiada eficiencia de tal manera que el cociente  $M_*/M_{\text{vir}}$  termina con un alto valor (los halos más concentrados tienen una historia de ensamblaje de masa más temprana que los menos concentrados Avila-Reese et al., 1998; Wechsler et al., 2002).

### 3. PROPIEDADES GENERALES DE LOS HALOS Y GALAXIES EN LA SIMULACIÓN



**Figura 3.1:** *Arriba:* Proyección de frente y perfil de la densidad del gas contenido en la galaxia central MWL. *Abajo:* Estrellas con una edad menor a 300 Maños, el brillo de las estrellas es proporcional a su densidad. Ambos paneles (frente y perfil ) abarcan una caja de 60 kpc de longitud.

Haciendo uso de la técnica no paramétrica de reconstrucción de la distribución espacial de densidad descrita en el Capítulo 2, se determinaron los perfiles de densidad 3D del halo anfitrión y la galaxia MWL. El resultado se presenta en la Fig. 3.2 con las líneas roja y verde respectivamente.

En condiciones de equilibrio, un halo de materia oscura se caracteriza por tener un perfil de densidad  $\rho_{NFW}$  dado por la función de dos parámetros introducida en

(Navarro et al., 1996) :

$$\rho_{NFW}(r) = \frac{\rho_s}{(r/r_s)(1+r/r_s)^{-2}}, \quad (3.1)$$

El perfil  $\rho_{NFW}$  se caracteriza por tener una caída de la densidad proporcional a  $r^{-1}$  en la parte interna,  $r \ll r_s$ , y una caída proporcional a  $r^{-3}$  en la parte externa donde  $r \gg r_s$ . El radio de escala  $r_s$  es aquel en el cual se da la transición de la pendiente de la caída de la densidad, es decir que en el radio  $r_s$  la caída de la densidad es proporcional a  $r^{-2}$ ;  $\rho_s$  es el parámetro de escala que define la cantidad de masa contenida en un volumen dado.

Se hizo un ajuste con la función Navarro-Frenk-White (NFW) al perfil del halo (cruces púrpuras vs. línea roja), para esto se usó método de *MCMC* descrito en la sección 2.6. Los parámetros constreñidos son  $r_s = 6.7$  Kpc y  $\rho_s = 6.2 \times 10^7 M_\odot/\text{kpc}^3$ ; para el radio virial de 237.9 kpc, la concentración NFW de este halo sería entonces 35.5, mucho más alta que el valor promedio de  $\approx 12$  esperado para estas escalas en las simulaciones de pura materia oscura. Como se puede apreciar en la Fig. 3.2 (ver también el error relativo fraccional presentado en el panel de abajo), el halo oscuro muestra un abultamiento en  $r < 3$  Kpc con relación al perfil NFW, aunque luego la pendiente del perfil del halo se hace más plana que el NFW a partir de  $\approx 300$  pc. Este abultamiento se explica por el jalonéo gravitacional que sufre el halo oscuro por la formación de la galaxia bariónica. Dicha contracción interna del halo hace que sea entonces más concentrado, aunque el factor no se espera sea tan grande como para elevarlo a 35.5, lo cual indica que el halo de Garrotxa es intrínsecamente más concentrado que el promedio. En efecto, la simulación de baja resolución de sólo materia oscura (N cuerpos) de Garrotxa muestra que su concentración es 19 (Roca-Fàbregas, comunicación priv.).

El intento de aplanamiento observado en la parte más interna del perfil, a partir de los 300 pc puede deberse a efectos de resolución o a efectos dinámicos introducidos por la retroalimentación de las supernovas en épocas tempranas, cuando el potencial gravitacional era mucho menor. Un resultado muy similar fue obtenido y discutido en Schaller et al. (2016) con las simulaciones APOSTLE, aunque su resolución espacial es menor que la nuestra.

Debido a que el perfil NFW, en especial en la parte central, no es una buena descripción de la distribución de MO del halo principal en la simulación Garrotxa que incluye bariones, se procedió a ajustar el perfil generalizado de NFW que consiste en añadir los parámetros  $\gamma$  y  $\alpha$  que corresponden a la caída de la densidad en la parte interna y externa respectivamente; de esta forma el perfil generalizado de cuatro parámetros  $\rho_4$  esta dado por:

$$\rho_4(r) = \frac{\rho_s}{(r/r_s)^\gamma (1+r/r_s)^\alpha} \quad (3.2)$$

Integrando el perfil de densidad  $\rho_4$  para obtener la masa  $M$  contenida en una esfera de

### 3. PROPIEDADES GENERALES DE LOS HALOS Y GALAXIES EN LA SIMULACIÓN

---

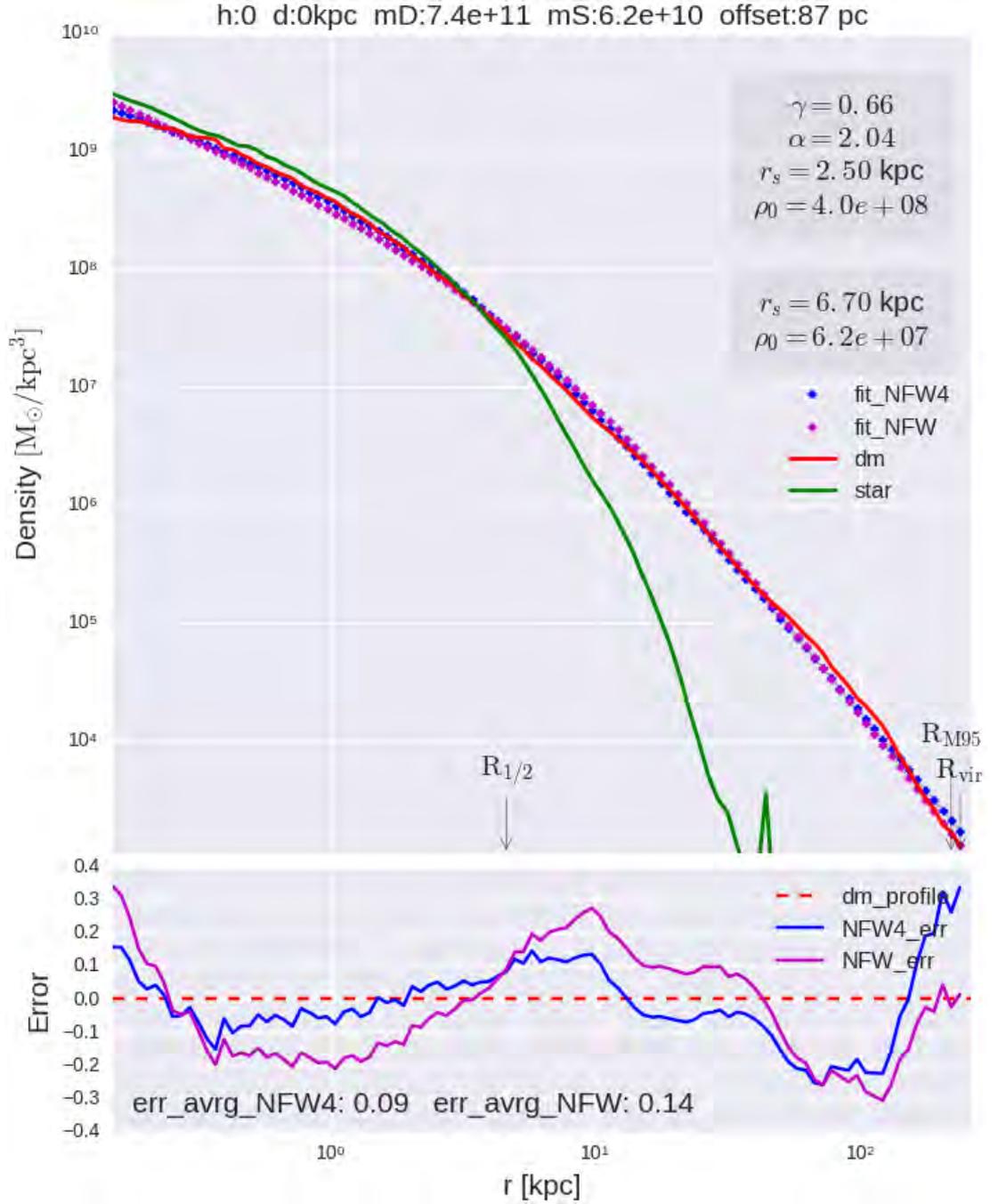
radio  $R$  se obtiene:

$$\begin{aligned}
 M(R) &= 4\pi \int_0^R \rho_4(r) r^2 dr \\
 &= \frac{4\pi\rho_s R}{1-\gamma} \left(\frac{R}{r_s}\right)^{-\gamma} {}_2F_1\left(1-\gamma, \alpha; 2-\gamma; -\frac{R}{r_s}\right),
 \end{aligned} \tag{3.3}$$

donde  ${}_2F_1$  es la *función de Gauss hipergeométrica*.

El ajuste se muestra con las cruces azules y los parámetros constreñidos se indican en el panel de la figura 3.2. El ajuste es mejor que el NFW e implica una pendiente asintótica hacia el centro de  $-0.66$  pero una densidad central más alta que el perfil NFW. Una medición más correcta y estándar en la literatura del empinamiento interno del perfil del halo es la pendiente a un radio fijo, por ejemplo a  $0.02R_{\text{vir}}$  (4.7 Kpc en nuestro caso). La pendiente que medimos es  $\gamma_{0.02} = -1.91$ , misma que es más empinada que la correspondiente a un perfil NFW a  $0.02R_{\text{vir}}$ .

Como es de esperarse a estas escalas, la densidad estelar de la galaxia formada en el centro del halo oscuro es mayor a la del halo (comparar las líneas verde y roja en la Fig. 3.2). Los bariones tienen una gran capacidad disipativa a diferencia de la materia oscura, razón por la que se concentran eficientemente en el centro donde se forma la galaxia. El radio donde se alcanza la mitad de la masa estelar,  $R_{1/2}$ , es 4.60 Kpc. Este radio es algo menor al que se estima para la Vía Láctea (5 – 6 Kpc) y esto es debido a la alta concentración del halo correspondiente a la galaxia MWL.



**Figura 3.2:** Perfiles de densidad de materia oscura (rojo) y estelar (verde) de la galaxia MWL. Nótese el dominio de la componente estelar en las regiones centrales. Las cruces moradas y azules son los ajustes NFW y NFW-generalizado al perfil del halo oscuro. Los parámetros de los mejores ajustes se reportan en el p nel superior. En el p neo inferior se muestra la diferencia fraccional entre el perfil medido y el ajustado para los dos caso, NFW y NFW-generalizado.

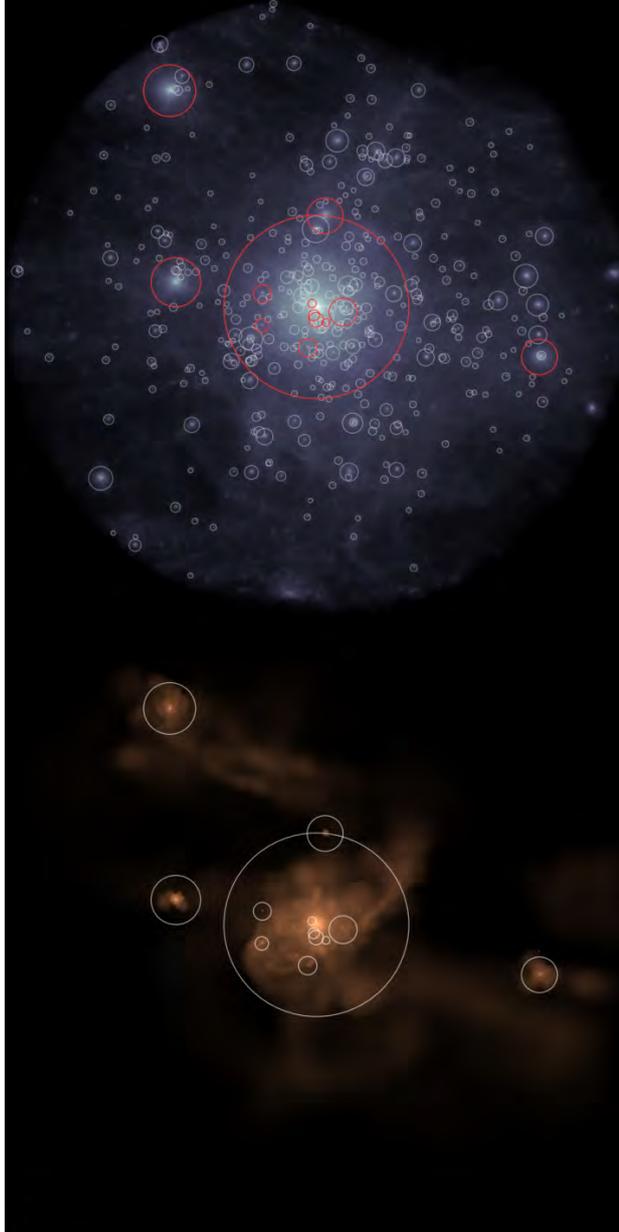
### 3.2. Distribuciones de subhalos y galaxias satélites

Utilizando ROCKSTAR-GALAXIES para localizar las estructuras, se analizó una esfera de 800 Kpc centrada en la galaxia principal MWL a  $z = 0$ . Dentro de la esfera se localizaron un total de 930 (sub)halos de materia oscura (sin contar el halo principal de la galaxia MWL) con un rango de masas  $10^6 < M_{\text{vir}} < 1.7 \times 10^{10} M_{\odot}$  de los cuales 416 tienen una masa mayor a  $10^7 M_{\odot}$ . De todos los (sub)halos localizados únicamente 12 albergan una galaxia con una masa estelar mayor a  $10^6 M_{\odot}$ ; la más masiva tiene una masa de  $3.1 \times 10^8 M_{\odot}$ . Dentro del radio virial del halo principal (238 Kpc), se encuentran 227 subhalos más masivos que  $10^6 M_{\odot}$  y hasta 1114 más masivos que  $10^5 M_{\odot}$ . Solamente 8 subhalos tienen una galaxia con masa estelar mayor a algunos  $10^5 M_{\odot}$ .

En la figura 3.3 se muestra una proyección de la densidad de materia en la esfera analizada. En el panel de arriba se muestra la materia oscura y marcados con circunferencias están los (sub)halos localizados con una masa mayor a  $10^6 M_{\odot}$ ; las circunferencias rojas indican los 12 (sub)halos que albergan una galaxia en su interior. El panel de abajo es una proyección de la densidad de la materia estelar y marcadas con circunferencias están las galaxias localizadas con una masa mayor a  $10^6 M_{\odot}$ . El radio de las circunferencias es igual al radio virial del (sub)halo correspondiente

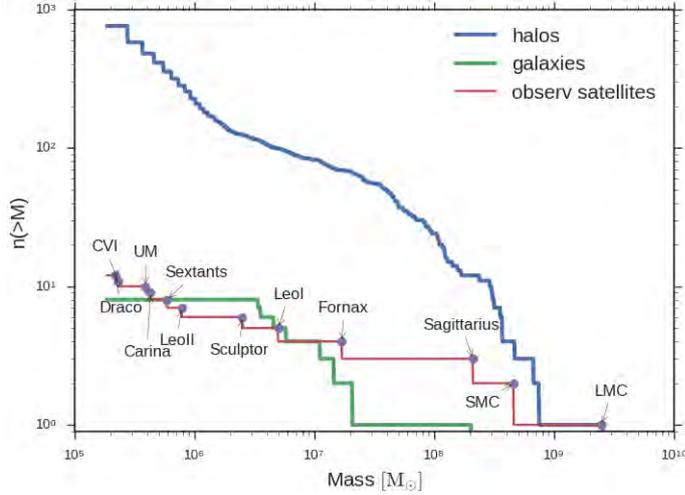
Una simple inspección visual de esta figura sugiere que la distribución espacial de la mayoría de las galaxias no es isótropa; ellas parecen ordenarse en torno a una estructura coplanar. La mayoría de las galaxias satélite de la Vía Láctea y Andrómeda muestran también una distribución espacial de este tipo. Por lo tanto, *la distribución altamente anisotrópica de satélites alrededor de galaxias MWL más que ser un problema para la cosmología MOF- $\Lambda$  como fue enunciado, parece ser una predicción de la misma cuando se incluyen los bariones en las simulaciones.* A conclusiones similares arribaron Zavala & Afshordi (2016).

En la figura 3.4 se muestra la función de masa acumulativa para los subhalos (línea azul) dentro del radio virial del halo anfitrión. Aquí se observa cómo el número de subhalos va creciendo hacia masas menores; para las masas más pequeñas resueltas en la simulación, ese crecimiento va aproximadamente como  $n(< M_{\text{sub}}) \propto M_{\text{sub}}^{-1}$ . Esta gran abundancia de subhalos en un halo anfitrión comparada con la abundancia de galaxias satélites observadas en galaxias como la Vía Láctea y Andrómeda es lo que se denominó como el problema de los satélites faltantes mencionado en la Introducción. Para fines ilustrativos, en la figura 3.4 se reproduce la distribución acumulativa de satélites de la Vía Láctea hasta una masa estelar de  $\approx 10^5 M_{\odot}$  (línea roja). Los datos se tomaron de McConnachie (2012a) donde se usa un cociente  $M_*/L_V = 1$ . Este cociente varía en realidad entre  $\approx 0.8$  y  $1.2$  para las enanas satélites de la Vía Láctea (Matteo et al., 2008).



**Figura 3.3:** Proyección de la densidad en toda la región resimulada; cada panel abarca 1.6 Mpc de lado. *Arriba:* Densidad de materia oscura; con circunferencias se indican los halos/subhalos con una masa mayor a  $10^7 M_{\odot}$  y con circunferencias rojas se marcan aquellos que tienen una galaxia con masa mayor a  $10^6 M_{\odot}$ . *Abajo:* Densidad estelar; las galaxias están marcadas en circunferencias. El radio de las circunferencias es igual al radio virial su correspondiente halo.

### 3. PROPIEDADES GENERALES DE LOS HALOS Y GALAXIES EN LA SIMULACIÓN



**Figura 3.4:** Función de masa acumulativa de subhalos y galaxias satélites (líneas azul y verde) dentro del radio virial (238 Kpc) del halo anfitrión de la galaxia MWL. Hay 227 subhalos más masivos que  $10^6 M_{\odot}$ . Con fines ilustrativos se reproduce la función de masa de satélites de la Vía Láctea (línea roja).

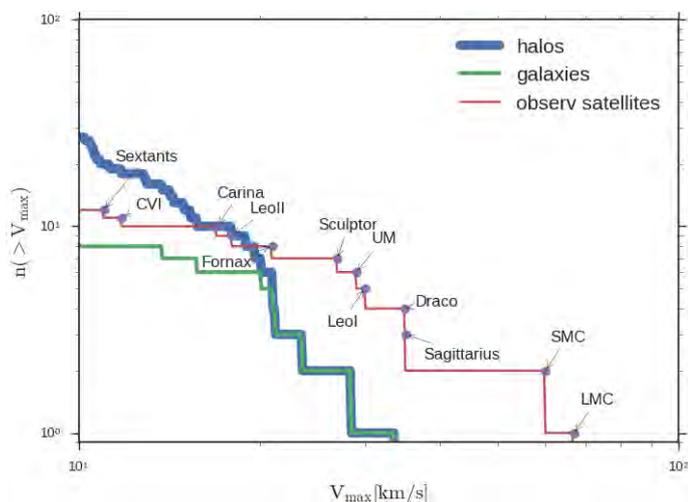
La distribución acumulativa de las satélites en la simulación (dentro del radio virial de MLW) se muestra con la línea verde en la figura 3.4. A pesar del enorme número de subhalos pequeños, la fracción de los mismos en los que se forman galaxias es muy baja, del orden de lo que se observa justamente. Así como en nuestra simulación numérica con hidrodinámica, otras simulaciones de este tipo han mostrado resultados similares (e.g., Sawala et al., 2016b; Zhu et al., 2016; Wetzel et al., 2016).

Por lo tanto, *el aparente problema de las satélites faltantes en el contexto de la cosmología MOF- $\Lambda$ , como ya se había anticipado años antes, no es en realidad un problema*. Lo que sí, esta cosmología hace una fuerte predicción: la existencia de una enorme población de (sub)halos oscuros. De llegarse a comprobar la existencia de esta población de estructuras gravitacionales que no emiten ni absorben luz, se estaría demostrando contundentemente la validez de la cosmología MOF- $\Lambda$  y la existencia de partículas de materia oscura frías.

Más en detalle, vemos que en la simulación Garrotxa no se formaron satélites con masas tan altas como las Nubes de Magallanes. Esto puede ser en parte a que la masa virial del halo MWL en esta simulación es pequeña,  $M_{\text{vir}} = 7.4 \times 10^{11} M_{\odot}$  y como es sabido, el número de subhalos y la masa de los más masivos correlaciona directamente con  $M_{\text{vir}}$ . Por otro lado, con observaciones de miles de galaxias en catálogos como los de el Sloan Digital Sky Survey (SDSS) o Galaxy Mass Assembly (GAMA), se ha podido establecer la estadística de satélites luminosos (masivos) alrededor de galaxias de diversas luminosidades, entre ellas las de la Vía Láctea (Liu & Wang, 2011; Robotham et al., 2012). Por ejemplo, en Liu & Wang (2011), usando en el SDSS, se ha mostrado que la probabilidad de que galaxias de luminosidades similares a la Vía Láctea no

tengan satélites más luminosos que las Nubes de Magallanes es del 71 %, es decir la mayoría de las galaxias MWL en realidad no tienen satélites tan masivos como la Vía Láctea.

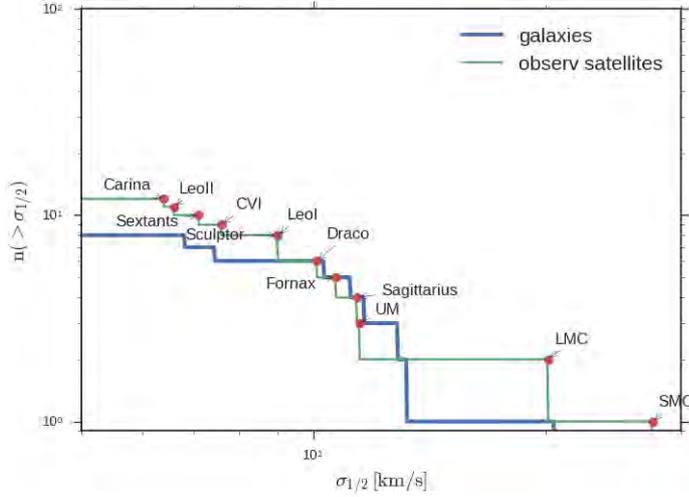
En Rodríguez-Puebla et al. (2013) se generó un catálogo sintético de galaxias y sus halos que cumplen con las funciones de masa estelar y de correlación de dos puntos observadas en el Universo local, así como con las correspondientes funciones de halos/subhalos de las simulaciones cosmológicas de N cuerpos. La estadística de galaxias satélites alrededor de las galaxias con masas de la Vía Láctea tomada de este catálogo sintético, misma que es consistente con los resultados observacionales de Liu & Wang (2011) y Robotham et al. (2012), muestra que galaxias MWL que tengan un satélite a la masa de  $2 \times 10^8 M_{\odot}$ , como es el caso de Garrotxa de acuerdo a la figura 3.4, está todavía dentro del  $1\sigma$  de la distribución. *En conclusión, la distribución acumulativa de satélites de la simulación Garrotxa es completamente consistente con las observaciones.*



**Figura 3.5:** Distribución acumulativa para  $V_{\max}$  de subhalos y galaxias dentro del radio virial de MWL. Con fines ilustrativos se añaden los valores correspondientes a las satélites de la Vía Láctea.

Por completes, en las figuras 3.5 y 3.6 se presentan las correspondientes funciones acumulativas de  $V_{\max}$  y  $\sigma_{3D,1/2}$  (dispersión de velocidades 3D medida al radio que contiene la mitad de la masa de la galaxia) de las galaxias satélites de la simulación así como de la Vía Láctea. En el primer caso, se incluye también la distribución de todos los subhalos (línea azul). Es interesante ver que a partir de  $V_{\max} \approx 20$  Km/s, las galaxias satélites ya son capaces de trazar la distribución de velocidad de los subhalos. En consistencia con los resultados discutidos arriba para las funciones de masa estelar, se observa un déficit de satélites con  $V_{\max}$  como las Nubes de Magallanes. Como se dijo, en realidad la Vía Láctea es peculiar al tener dos satélites tan masivos (o con  $V_{\max}$  tan altas) como las Nubes de Magallanes.

### 3. PROPIEDADES GENERALES DE LOS HALOS Y GALAXIES EN LA SIMULACIÓN

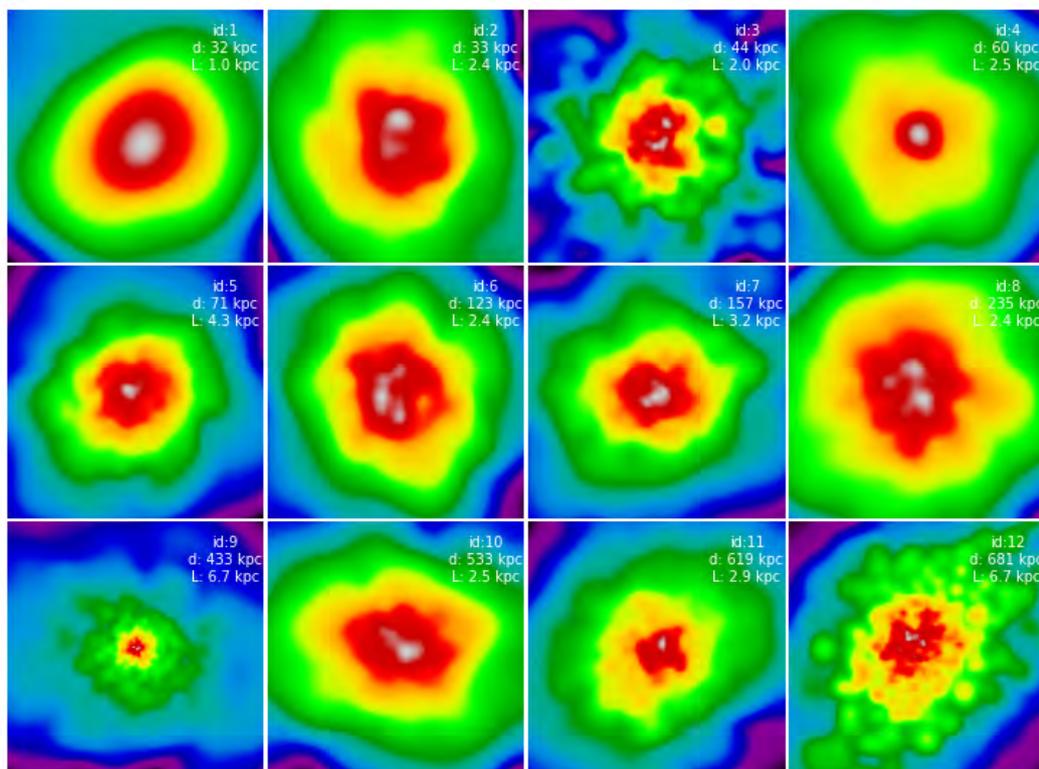


**Figura 3.6:** Distribución acumulativa para  $\sigma_{3D,1/2}$  de galaxias dentro del radio virial de MWL. Con fines ilustrativos se añaden los valores correspondientes a las satélites de la Vía Láctea.

La distribución acumulativa de  $V_{\max}$  y  $\sigma_{3D,1/2}$  de las galaxias satélites en la simulación Garrotxa no difieren significativamente de las correspondientes distribuciones de la Vía Láctea, más aún si omitimos las Nubes de Magallanes por ser un caso peculiar. De hecho, la simulación predice un número menor de satélites con velocidades como las satélites de la Vía Láctea. *De ninguna manera se observa el problema “too-big-to-fail”, es decir un exceso de galaxias subhalos/satélites con altas velocidades con relación a lo observado.*

Es interesante mencionar que este problema, enunciado originalmente para simulaciones de pura materia oscura (ver Introducción), se puede plantear como el hecho de que los subhalos de materia oscura fría son demasiado concentrados o masivos con relación a lo que la cinemática sugiere para los satélites brillantes de la Vía Láctea y Andrómeda. Esto fue mostrado claramente en Rodríguez-Puebla et al. (2013). Con el catálogo sintético mencionado arriba, estos autores mostraron que las galaxias satélites sembradas en los subhalos de MOF- $\Lambda$  de halos que albergan galaxias MWL, resultan con  $V_{\max}$  factores 1.3-2 mayores que las inferidas para satélites de la Vía Láctea como Sagitario y Fornax. Los resultados presentados aquí para una simulación que incluye bariones, muestran que dicho problema no existe. Por lo tanto, es posible que la inclusión de la física de los bariones en los subhalos así como la formación de una galaxia central en el halo anfitrión, son capaces de afectar la dinámica interna de los subhalos/satélites en el sentido de hacerlos menos concentrados/masivos, bajando así el valor final de la  $V_{\max}$ . Esto fue demostrado recientemente en en Sawala et al. (2016b) y Zhu et al. (2016), quienes comparan sus simulaciones con bariones (hidrodinámica) con las mismas pero sin incluir bariones (N cuerpos).

### 3.3. Galaxias satélites: propiedades globales



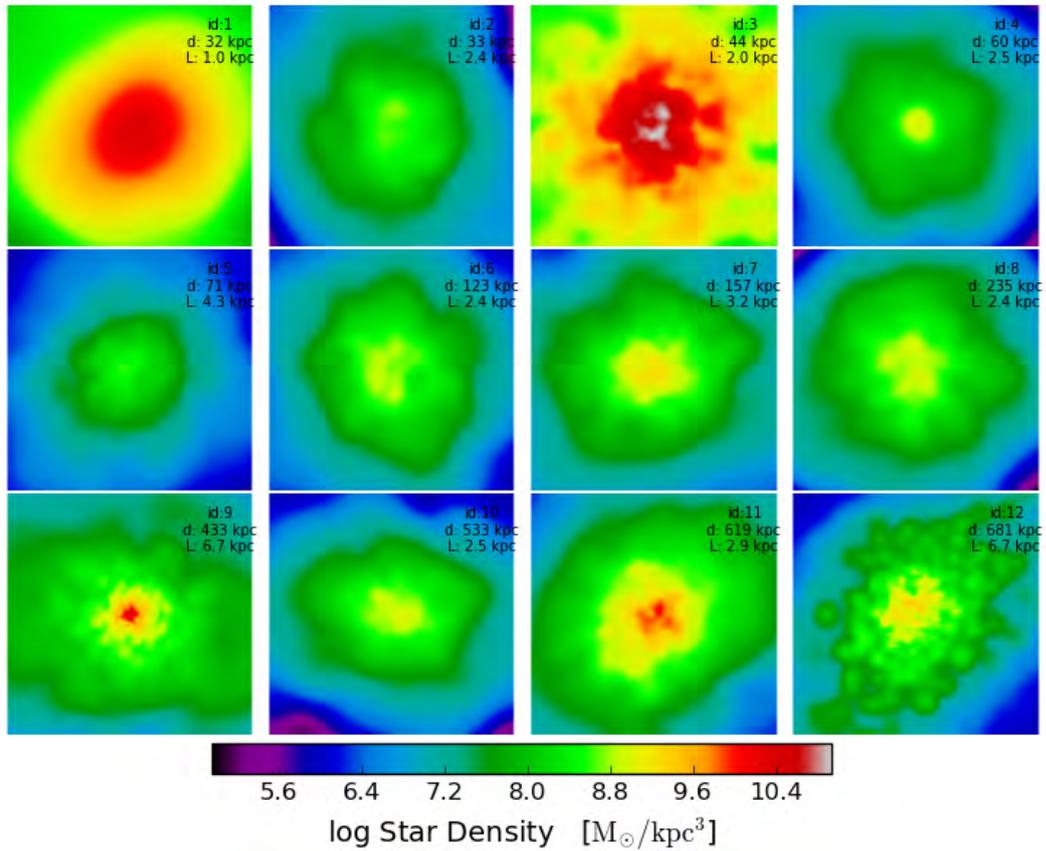
**Figura 3.7:** Proyección de la densidad de las partículas estelares de cada galaxia satélite. Cada panel tiene longitud igual  $4R_{1/2}$  de cada galaxia, en cada panel se muestra la distancia al centro de la galaxia principal.

Una imagen de las 12 galaxias satélites localizadas para la galaxia central MWL (primeras 8 dentro del radio virial) se muestra en la figura 3.7. En cada panel se presenta una proyección de la densidad correspondiente a las partículas estelares ligadas al (sub)halo en cuestión. Cada panel de la figura corresponde a una caja cuya longitud de cada lado es igual cuatro veces el radio estelar  $R_{1/2}$ , aquel que contiene la mitad de la masa de la galaxia. Se observa que para la mayoría de las galaxias en la parte interna los máximos de densidad (regiones en color blanco) no son del todo esféricos y que en algunos casos hay un desplazamiento entre el centro de la figura (el cual corresponde al centro del (sub)halo) y el máximo de densidad estelar, lo cual es indicativo de que la galaxia no está del todo en equilibrio con respecto a su correspondiente (sub)halo.

En la figura 3.8 se presentan nuevamente las proyecciones de densidad estelar de las galaxias mostradas en la figura 3.7 pero esta vez el rango de colores asociado a

### 3. PROPIEDADES GENERALES DE LOS HALOS Y GALAXIES EN LA SIMULACIÓN

---



**Figura 3.8:** Proyección de la densidad estelar como en la figura 3.7 con la diferencia de que la densidad esta escalada al máximo de densidad de las 12 galaxias; La escala de densidad (misma para los 12 paneles) se muestra en la barra de color en la parte inferior.

la densidad superficial es la misma para las 12 galaxias, de tal manera que se puede apreciar que algunas son mucho más brillantes que otras.

**Tabla 3.1:** Propiedades físicas de las galaxias satélites y MWL a  $z=0$ 

| Id | $Dist$<br>[kpc] | $\log(M_{vir})$<br>[ $M_{\odot}$ ] | $R_{vir}$<br>[kpc] | $R_{M95}$<br>[kpc] | $R_{slp3}$<br>[kpc] | $2T/ W $ | $X_{off}$<br>[pc] | $b/a$<br>halo | $c/a$<br>halo | $b/a$<br>glx | $c/a$<br>glx | $\gamma_{02}$ | $\gamma_{Rvir}$ | $\log(M_s)$<br>[ $M_{\odot}$ ] | $V_{max}$<br>[km/s] | $R_{1/2}$<br>[kpc] | $\sigma_{3D,1/2}$<br>[km/s] |
|----|-----------------|------------------------------------|--------------------|--------------------|---------------------|----------|-------------------|---------------|---------------|--------------|--------------|---------------|-----------------|--------------------------------|---------------------|--------------------|-----------------------------|
| 0  | 0.0             | 11.87                              | 237.9              | 220.9              |                     | 1.05     | 87                | 0.89          | 0.87          | 0.96         | 0.23         | -1.91         | -2.68           | 10.79                          | 237.3               | 4.60               | 92.6                        |
| 1  | 32.0            | 8.20                               | 14.2               | 2.4                | 0.9                 | 0.94     | 107               | 0.92          | 0.86          | 0.88         | 0.83         | -1.23         | -8.67           | 7.17                           | 21.1                | 0.26               | 11.1                        |
| 2  | 33.0            | 7.85                               | 10.9               | 1.8                | 0.7                 | 0.92     | 77                | 0.83          | 0.75          | 0.93         | 0.82         | -1.21         | -8.98           | 6.56                           | 15.8                | 0.60               | 7.4                         |
| 3  | 44.5            | 8.57                               | 18.8               | 3.5                | 1.2                 | 0.94     | 147               | 0.90          | 0.85          | 0.96         | 0.92         | -1.50         | -6.05           | 8.31                           | 33.8                | 0.50               | 20.5                        |
| 4  | 60.3            | 7.75                               | 10.0               | 3.0                | 0.6                 | 0.78     | 80                | 0.93          | 0.87          | 0.98         | 0.91         | -1.71         | -4.84           | 6.53                           | 13.8                | 0.63               | 6.8                         |
| 5  | 71.0            | 9.41                               | 36.1               | 21.8               | 7.6                 | 1.40     | 113               | 0.80          | 0.65          | 0.97         | 0.80         | -1.42         | -6.52           | 7.05                           | 28.5                | 1.07               | 13.2                        |
| 6  | 122.8           | 8.88                               | 23.9               | 13.3               | 3.7                 | 1.00     | 261               | 0.91          | 0.77          | 0.94         | 0.84         | -1.73         | -6.54           | 6.66                           | 23.6                | 0.59               | 12.8                        |
| 7  | 157.4           | 8.46                               | 17.4               | 11.8               | 1.5                 | 0.97     | 80                | 0.99          | 0.87          | 0.99         | 0.78         | -1.83         | -3.70           | 7.32                           | 21.2                | 0.80               | 11.6                        |
| 8  | 234.7           | 8.83                               | 23.0               | 19.4               | 4.7                 | 1.02     | 114               | 0.92          | 0.85          | 1.00         | 0.91         | -1.80         | -3.59           | 6.76                           | 20.2                | 0.60               | 10.3                        |
| 9  | 432.7           | 10.16                              | 63.8               | 58.3               | 22.5                | 1.07     | 62                | 0.93          | 0.83          | 0.92         | 0.58         | -1.21         | -3.85           | 8.50                           | 45.3                | 1.68               | 17.5                        |
| 10 | 532.6           | 9.74                               | 46.2               | 41.0               | 31.6                | 1.09     | 179               | 0.91          | 0.70          | 0.78         | 0.49         | -1.51         | -3.07           | 6.75                           | 31.5                | 0.63               | 11.9                        |
| 11 | 619.4           | 9.74                               | 46.2               | 39.3               | 18.5                | 1.04     | 139               | 0.94          | 0.76          | 0.96         | 0.74         | -1.74         | -3.72           | 7.63                           | 31.7                | 0.72               | 16.1                        |
| 12 | 680.7           | 10.22                              | 67.0               | 56.8               | 24.5                | 1.08     | 436               | 0.88          | 0.71          | 0.76         | 0.66         | -1.47         | -3.70           | 8.21                           | 44.8                | 1.67               | 24.80                       |

En la tabla 3.1 se presentan las principales propiedades relevantes para este trabajo de las 12 galaxias satélites, ordenadas según la distancia al centro de la galaxia principal MWL. Las propiedades contenidas en la tabla se describen a continuación:

id: índice de la galaxia.

$Dist$ : Distancia al centro de la galaxia principal MWL.

$M_{vir}$ : Masa virial del sistema halo-galaxia (Masa total).

$R_{vir}$ : Radio virial del sistema halo-galaxia.

$R_{M95}$ : Radio al cual se alcanza el 95 % de la masa total del sistema halo-galaxia.

$R_{slp3}$ : Radio donde la caída de la densidad de MO es proporcional a  $r^{-3}$ .

$2T/|W|$ : Doble de la energía cinética promedio de las partículas entre energía potencial promedio; medida de el estado de equilibrio del (sub)halo, es decir qué tan virilizadas están las partículas.

$X_{off}$ : Diferencia entre las posiciones del máximo de densidad de materia oscura y el máximo de densidad de estrellas.

$b/a$ : Medida de la tri-axialidad, cociente de la longitud del segundo semi-eje principal entre la longitud del semi-eje principal. Primero para el sistema halo-galaxia (halo) y luego para la galaxia (glx).

$c/a$ : cociente de la longitud del tercer semi-eje principal entre la longitud del semi-eje principal, primero para el sistema halo-galaxia (halo) y luego para la galaxia (glx).

$\gamma_{02}$ : Pendiente de la caída de la densidad de materia oscura al radio  $R_{vir}/50$ .

$\gamma_{Rvir}$ : Pendiente de la caída de la densidad de materia oscura al radio  $R_{vir}$ .

$M_{vir}$ : Masa estelar de la galaxia.

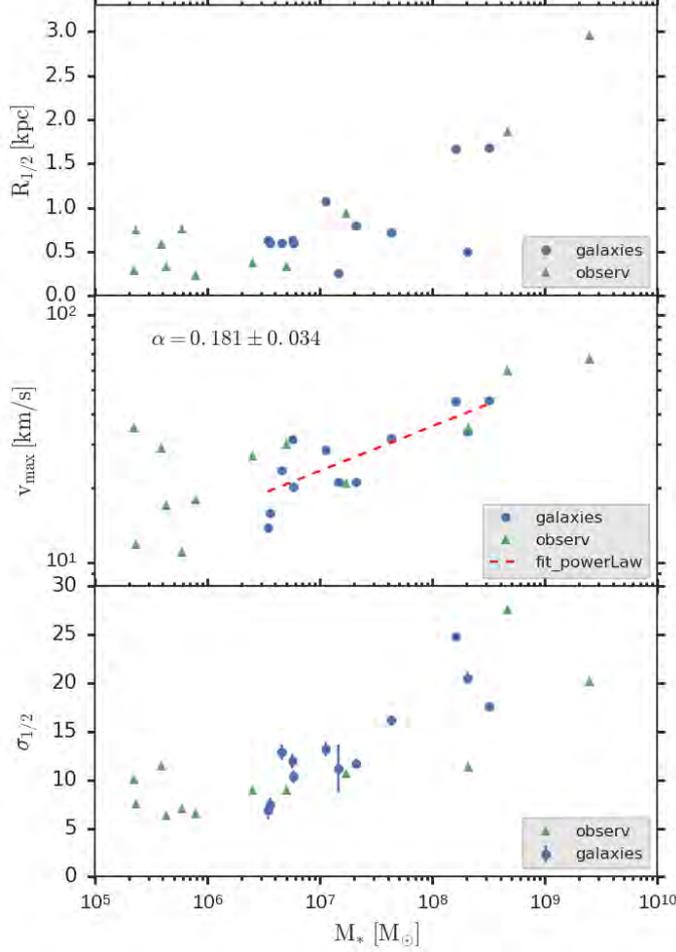
$V_{max}$ : Velocidad circular máxima del sistema halo-galaxia.

$R_{1/2}$ : Radio 3D al cual se alcanza la mitad de la masa estelar de la galaxia. Para sistemas con simetría esférica, el equivalente en 2D (radio proyectado efectivo) es  $R_{eff} =$

### 3. PROPIEDADES GENERALES DE LOS HALOS Y GALAXIES EN LA SIMULACIÓN

$(3/4)R_{1/2}$ .

$\sigma_{3D,1/2}$ : Dispersión de velocidades 3D de las estrellas medida al radio  $R_{1/2}$ .



**Figura 3.9:** Propiedades globales  $\{ R_{1/2}, V_{\max}, \sigma_{3D,1/2} \}$  de las galaxias satélite en función de su masa estelar (círculos azules). Los triángulos verdes corresponden a estimaciones observacionales de las galaxias satélite de la Vía Láctea.

En la figura 3.9 se grafican el radio 3D a la mitad de la masa,  $R_{1/2}$ , la velocidad circular máxima,  $V_{\max}$ , y la dispersión de velocidades estelar  $\sigma_{3D,1/2}$  al radio  $R_{1/2}$  versus  $M_*$ . En esta figura se incluyen también inferencias observacionales para las galaxias satélite de la Vía Láctea. Las masas se tomaron de McConnachie (2012b, bajo la suposición de  $M_*/L_V = 1$ ), los radios  $R_{1/2}$  (en 3D) y las dispersiones  $\sigma_{3D,1/2}$  de las enanas esferoidales se tomaron del trabajo de Wolf et al. (2010) y las  $V_{\max}$  se tomaron de Peñarrubia et al. (2008). En el caso de Sagitario,  $R_{1/2}$  y  $\sigma_{3D,1/2}$  se tomaron de McConnachie (2012b) y  $V_{\max}$  de Niederste-Ostholt et al. (2010). En el caso de la Nube

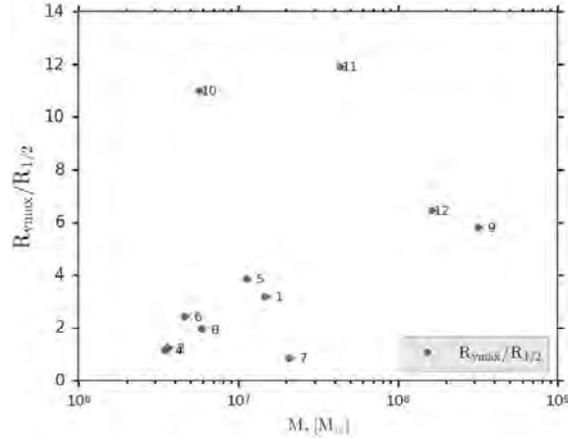
Menor de Magallanes,  $R_{1/2}$ ,  $\sigma_{3D,1/2}$  y  $V_{\max}$  se tomaron respectivamente de Subramanian & Subramanian (2012), McConnachie (2012b) y Stanimirović et al. (2004). En el caso de la Nube Mayor de Magallanes,  $R_{1/2}$  es de Weinberg (2001),  $\sigma_{3D,1/2}$  de McConnachie (2012b) y  $V_{\max}$  de Kim et al. (1998).

En general, las galaxias satélites simuladas (8 dentro de  $R_{\text{vir}}$  y 4 más allá) tienen radios, velocidades circulares y dispersión de velocidades consistentes con las satélites de la Vía Láctea. En particular, no hay galaxias enanas “brillantes” en la simulación Garrotxa que tengan  $V_{\max}$  o  $\sigma_{3D,1/2}$  en exceso con relación a las observaciones. De hecho la mayor  $V_{\max}$  que alcanzan las galaxias satélites dentro de  $R_{\text{vir}}$  es 33.8 km/s. Por lo tanto, como ya se dijo, no se observa ningún problema del tipo “too-big-to-fail”.

### 3.4. Distribución espacial de masa oscura y estelar

Una parte principal para este trabajo es la medición de la distribución de masas de las galaxias satélites de la galaxia principal MWL. En la figura 3.11 se presenta la distribución de masa oscura y estelar de las 12 galaxias satélites en forma de curvas de velocidad circular,  $V_{\text{circ}}(r) = \sqrt{GM(r)/r}$ . En cada panel se marcan con flechas el radio estelar  $R_{1/2}$ , el radio  $R_{M95}$  al cual el sistema halo-galaxia alcanza un 95 % de su masa total y el radio virial  $R_{\text{vir}}$  del sistema halo-galaxia. En prácticamente todos los casos domina la componente oscura, incluso en el centro. Las galaxias enanas de la simulación son entonces completamente dominadas por el halo de MO. El caso de los satélites con ID 3 y 9 es curioso pues en la región donde se formó la galaxia domina la componente estelar; esto se ve también para el satélite 1 aunque sólo en la parte muy central.

Un aspecto interesante es saber si el máximo de la velocidad circular de las galaxias enanas está en un radio relacionado con la galaxia o si se extiende mucho más allá. Las inferencias dinámicas que se hacen para galaxias enanas generalmente están basadas en observaciones de la cinemática de la componente estelar. En la figura 3.10 mostramos el cociente  $R_{\text{vmax}}/R_{1/2}$  versus  $M_*$ , donde  $R_{\text{vmax}}$  es el radio donde  $V_{\text{circ}}$  alcanza el máximo. Como se puede apreciar,  $R_{\text{vmax}}$  ocurre generalmente a 1 - 2 veces  $R_{1/2}$  para las satélites internas (satélites 1 a 8) y de 6 a 10 veces para las galaxias externas al radio virial de la galaxia principal. Esto sugiere que si las observaciones cinemáticas no se extienden mucho más allá de  $R_{1/2}$ , no es posible inferir directamente la  $V_{\text{max}}$  del sistema.

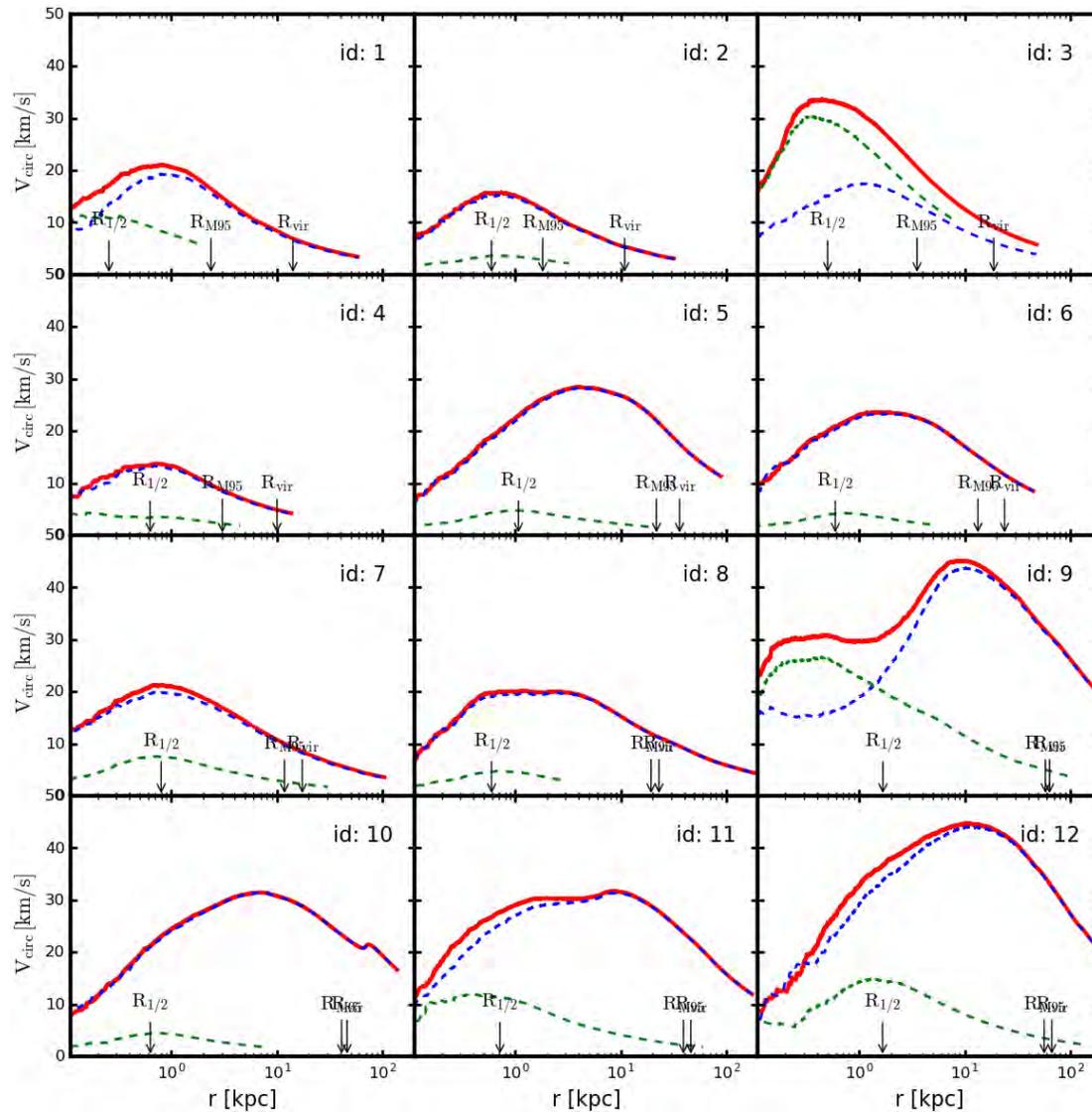


**Figura 3.10:** Cociente  $R_{\text{vmax}}/R_{1/2}$  en función de la masa de las galaxias satélites.

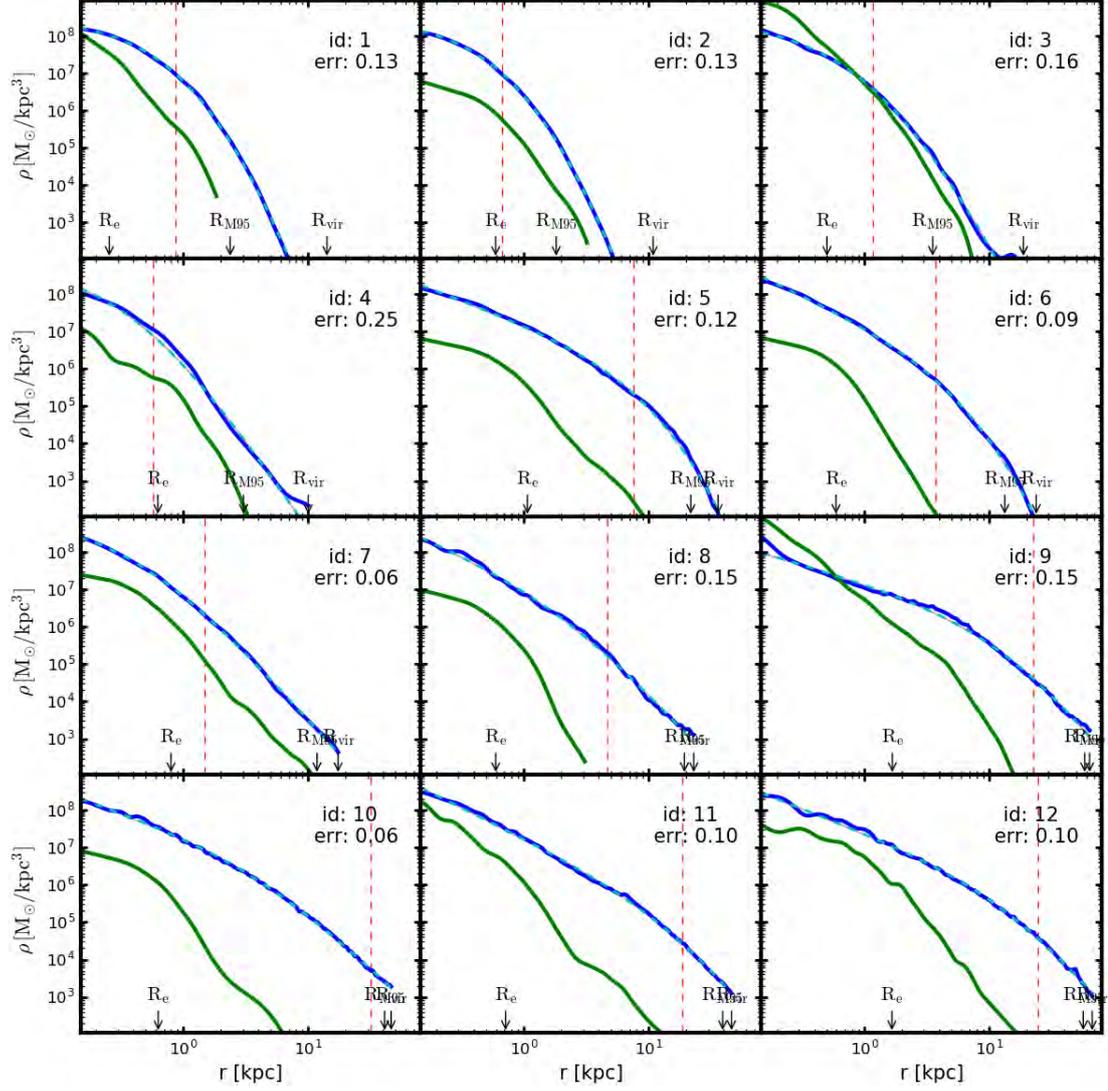
En la figura 3.12 se presentan los perfiles de densidad de la materia oscura (línea azul) y la materia estelar (línea verde) de cada galaxia satélite y su correspondiente halo. Los perfiles de densidad se midieron usando el método no-paramétrico de suavizado usando *kernels* descrito en la Sección 2.4 del Capítulo anterior. En cada panel se marcan con flechas el radio estelar  $R_{1/2}$ , el radio  $R_{M95}$  al cual el sistema halo-galaxia alcanza

un 95% de su masa total y el radio virial  $R_{\text{vir}}$  del sistema halo-galaxia; también se marca el radio  $R_{slp3}$  (línea vertical roja) al cual la caída de la densidad de materia oscura es proporcional a  $r^{-3}$ .

### 3. PROPIEDADES GENERALES DE LOS HALOS Y GALAXIES EN LA SIMULACIÓN



**Figura 3.11:** Perfil radial de velocidad circular de cada satélite. En azul, la componente de materia oscura, en verde la componente de estrellas y en rojo la componente total del sistema halo-galaxia. La mayoría de las galaxias están dominadas por la componente del halo oscuro, incluso en el centro. El radio  $R_{1/2}$  es donde está contenida la mitad de la masa estelar. Los radios  $R_{vir}$  y  $R_{M95}$  son el radio virial y el radio donde está contenida el 95 % de la masa virial.

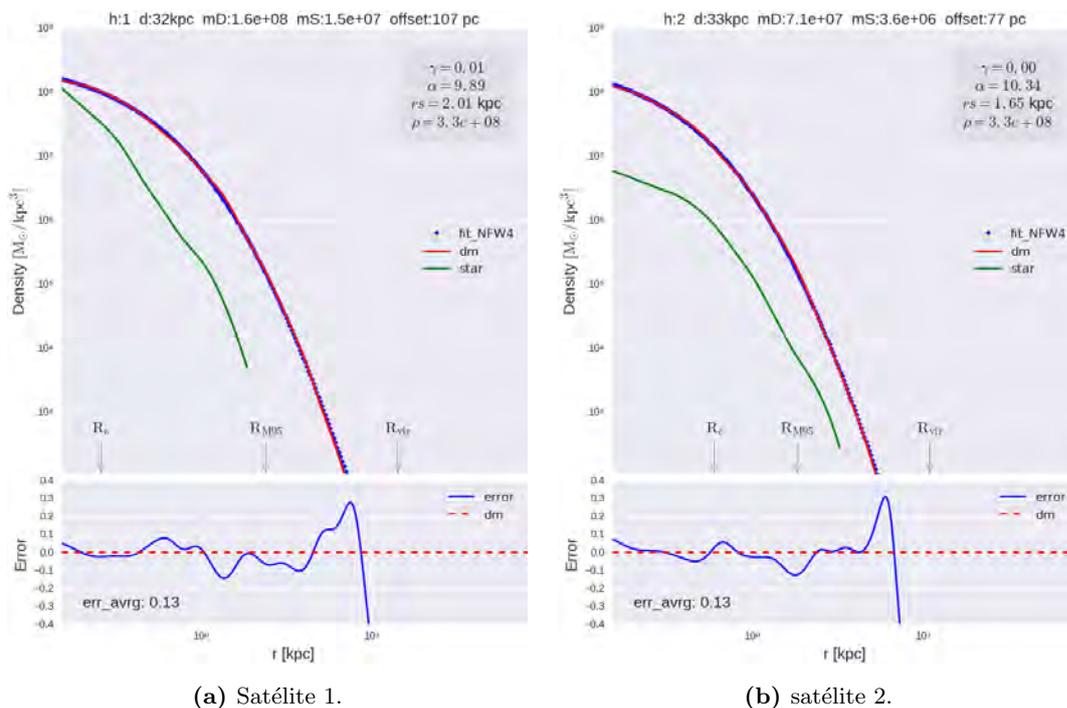


**Figura 3.12:** Perfiles de densidad estelar de las galaxias satélites (curvas verdes) y de su correspondientes halos (curvas azules). Las curvas azul claro segmentadas son los ajustes NFW-generalizado a los halos. El radio  $R_e$  es donde está contenida la mitad de la masa estelar. Los radios  $R_{vir}$  y  $R_{M95}$  son el radio virial y el radio donde está contenida el 95 % de la masa virial.

### 3. PROPIEDADES GENERALES DE LOS HALOS Y GALAXIES EN LA SIMULACIÓN

#### 3.4.1. Distribución de materia oscura: perfiles de densidad

En la mayoría de los casos el perfil NFW no describe bien el perfil de densidad de los halos/subhalos oscuros de las galaxias satélites de la simulación, en especial en las partes más internas y externas. Se probó entonces ajustar la función NFW generalizada de cuatro parámetros descrita por la ec. (3.2),  $\rho_4(r)$ , en la Sección 3.1. Sobre el perfil de densidad de materia oscura se muestra el perfil de densidad de esta función ajustada con el método *MCMC* (línea punteada azul claro). Esta función ofrece en la mayoría de los casos una buena descripción de los perfiles medidos en la simulación. Esto se puede apreciar en los errores relativos entre medición y ajuste,  $(\rho(r) - \rho_4(r))/\rho(r)$ , trazados en los paneles inferiores de las figuras 3.13-3.18; también se presenta aquí los valores *err\_avg* que corresponde al promedio del error porcentual del ajuste. En los paneles superiores de dichas figuras se repiten los perfiles estelar, de MO y su mejor ajuste mostrados en la figura 3.12, y se indican también los cuatro parámetros del perfil generalizado NFW  $\rho_4$  del mejor ajuste.



**Figura 3.13:** Perfiles de densidad estelar (curva verde) y del halo oscuro (curvas roja) para los satélites 1 y 2. La curva azul es al ajuste NFW-generalizado al perfil del halo. En los paneles inferiores se muestra la diferencia fraccional entre el perfil medido y el ajustado.

### 3.4 Distribución espacial de masa oscura y estelar

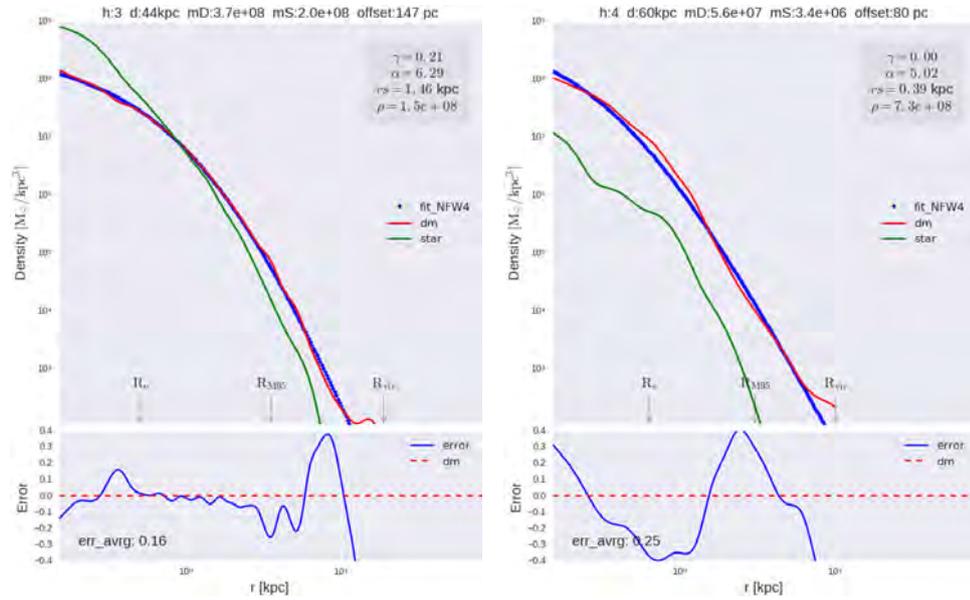


Figura 3.14: Como la figura 3.13 pero para las satélites 3 y 4.

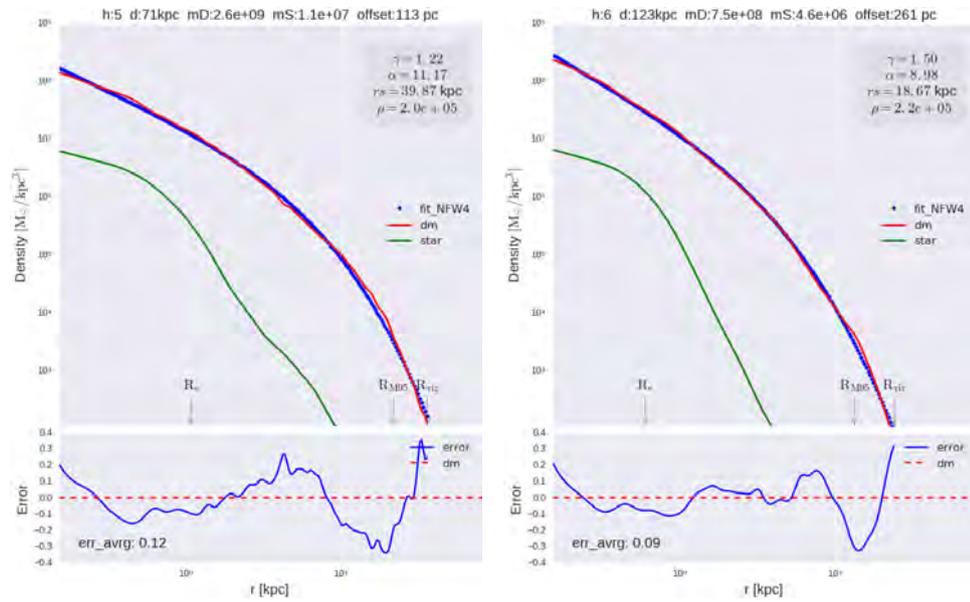


Figura 3.15: Como la figura 3.13 pero para las satélites 5 y 6.

### 3. PROPIEDADES GENERALES DE LOS HALOS Y GALAXIES EN LA SIMULACIÓN

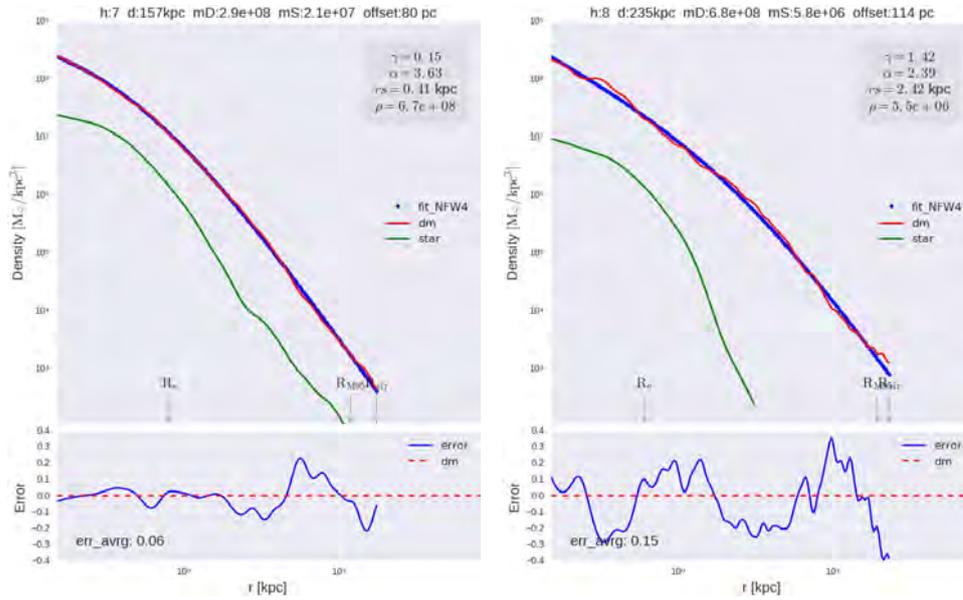


Figura 3.16: Como la figura 3.13 pero para las satélites 7 y 8.

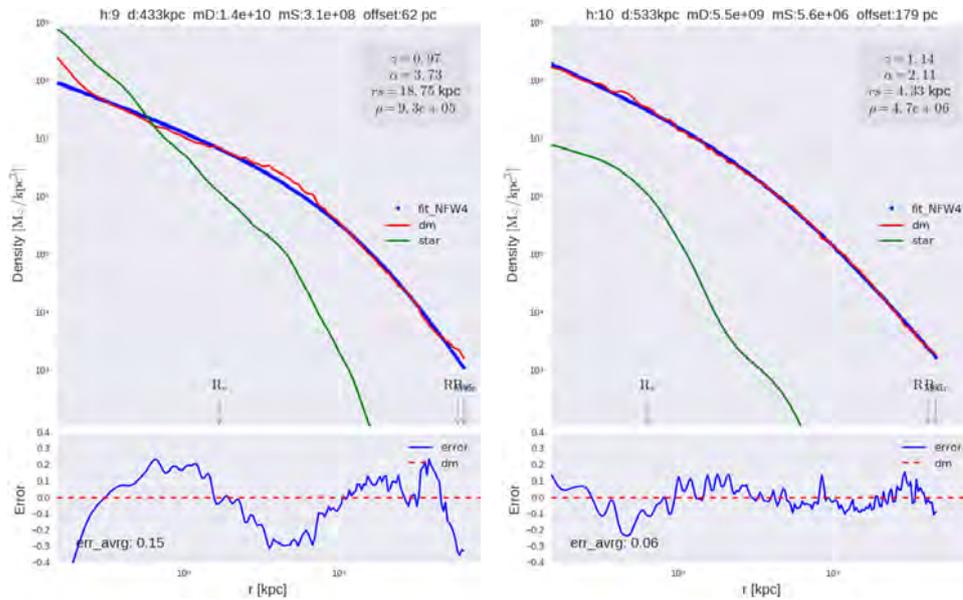
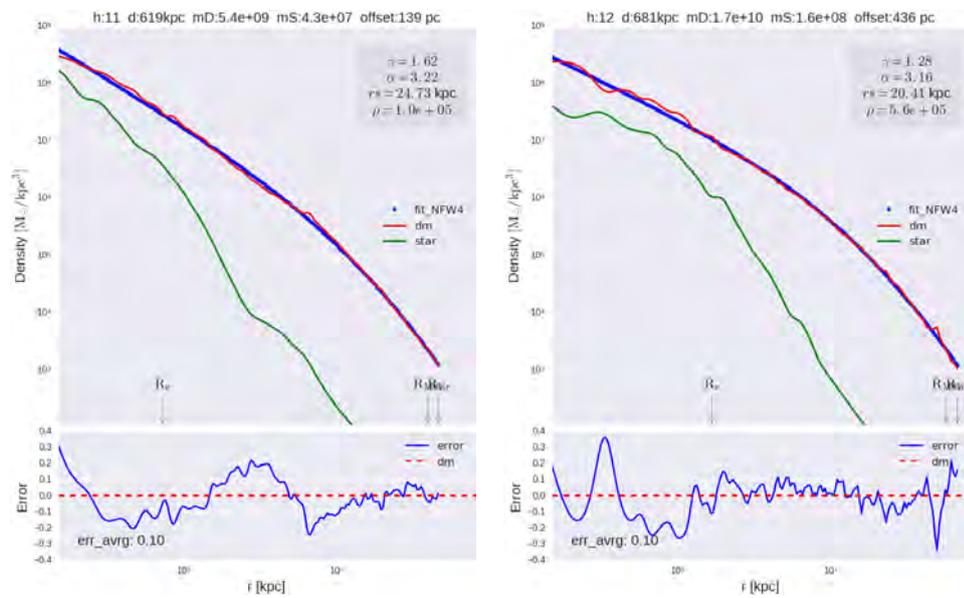


Figura 3.17: Como la figura 3.13 pero para las satélites 9 y 10.

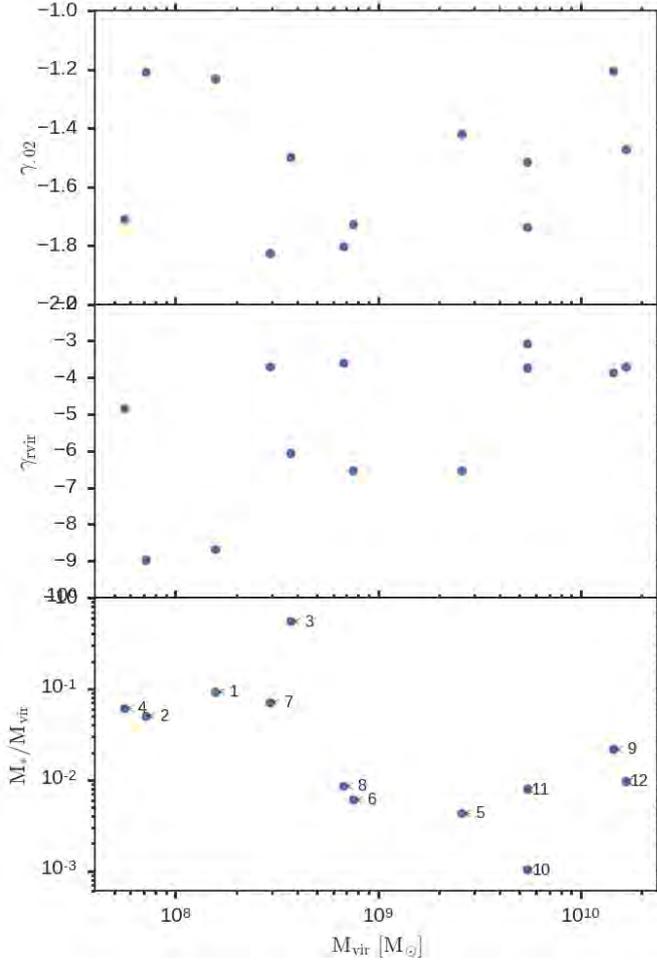
### 3.4 Distribución espacial de masa oscura y estelar



**Figura 3.18:** Como la figura 3.13 pero para las satélites 11 y 12.

### 3. PROPIEDADES GENERALES DE LOS HALOS Y GALAXIES EN LA SIMULACIÓN

Utilizando el perfil ajustado  $\rho_4(r)$  se calculan de manera analítica los valores de  $R_{slp3}$ ,  $\gamma_{.02}$  y  $\gamma_{rvir}$  los cuales se usan para cuantificar qué tanto el halo ha sido afectado por el ambiente, es decir cuánto difieren estos valores de los que corresponden a un halo en equilibrio. Para un halo aislado en equilibrio que sigue un perfil de densidad  $\rho_{NFW}$  se cumple lo siguiente:  $\gamma_{.02} \approx -1.2 \div -1.5$  (depende de la concentración),  $R_{slp3} \approx R_{vir}$  y  $\gamma_{rvir} \approx -3$ , es decir que los perfiles de densidad en la partes interna y externa son proporcionales a  $r^{-1.3}$  y  $r^{-3}$  respectivamente.



**Figura 3.19:** Pendientes del perfil del halo oscuro a  $0.02R_{vir}$  y a  $R_{vir}$  ( $\gamma_{.02}$  y  $\gamma_{rvir}$ ) y cociente  $M_*/M_{vir}$  de las galaxias satélites en función de su masa virial.

En la figura 3.19 se presentan los valores de  $\gamma_{.02}$  y  $\gamma_{rvir}$  versus  $M_{vir}$  así como el cociente  $M_*/M_{vir}$  versus  $M_{vir}$ . Este último tienen valores bastante mayores a lo que se infiere de manera estadística con el método del empate de abundancias.

Recientemente Sawala et al. (2015) han mostrado que dichas inferencias deben ser corregidas por el hecho de que a masas de halos por debajo de  $\sim 3 \times 10^9 M_\odot$  la abun-

dancia de halos con galaxias visibles decrece fuertemente; el fondo UV de la reionización y la retroalimentación de las supernovas inhiben la formación de galaxias, más mientras menor es  $M_{\text{vir}}$ . La corrección a la relación  $(M_*/M_{\text{vir}})-M_{\text{vir}}$  hace que el cociente  $M_*/M_{\text{vir}}$  no decrezca tanto hacia masas menores como se proponía anteriormente. No obstante, incluso con esta corrección y comparando con los resultados de las simulaciones de Sawala et al. (2015) para galaxias satélites, las masas estelares que obtenemos para nuestros satélites son  $\sim 3$  veces mayores a la masa de  $M_{\text{vir}} \sim 10^{10} M_{\odot}$  y  $\sim 10$  veces mayores a  $M_{\text{vir}} \sim 10^9 M_{\odot}$ .

En el caso de nuestras satélites más pequeñas, el cociente  $M_*/M_{\text{vir}}$  se incrementa casi un factor 10 con relación a las masas más grandes. Estas enanas satélites son las que sufrieron un fuerte efecto de desintegración en las partes externas de sus subhalos, como se puede apreciar de la rápida caída de la pendiente  $\gamma_{r_{\text{vir}}}$  en el panel medio de la figura 3.19 (ver abajo para más detalles). Esto hace probablemente que la  $M_{\text{vir}}$  medida a  $z = 0$  sea muy pequeña con relación a la que tuvo el halo antes de ser acretado y cuando se formó la mayor parte de la masa estelar de la galaxia enana en cuestión. De cualquier manera, los valores de  $M_*/M_{\text{vir}}$  que obtenemos en nuestra simulación son exagerados, tanto con relación a las inferencias semi-empíricas como comparando con otras simulaciones, como las de Sawala et al. (2015). Es posible que la física submalla en nuestro caso no es suficiente para evitar una formación estelar muy eficiente en épocas tempranas de evolución (ver también González-Samaniego et al., 2014).

### 3.4.2. Densidad interna: medida de “Core ó Cusp ”

Como se mencionó, para halos descritos por un perfil NFW con las concentraciones típicas de masas viriales  $10^8 - 10^{10} M_{\odot}$ , la pendiente del perfil a  $0.02R_{\text{vir}}$  oscila entre  $\gamma_{.02} \approx -1.5$  y  $-1.2$ , tendiendo ya a su valor asintótico de  $-1$  a radios menores. En el caso en que el núcleo del halo oscuro se aplane por procesos dinámicos asociados a los bariones, el valor de  $\gamma_{.02}$  ciertamente tiene que incrementarse por arriba de  $-1$ . En la literatura se considera evidencia de la formación de un núcleo suave cuando  $\gamma_{.02} > -0.7$ . Usando los perfiles ajustados  $\rho_4$  se calculan los valores de  $\gamma_{.02}$  para los halos de las 12 galaxias satélites. Estos valores se presentan en la tabla 3.1 y se pintan en el panel superior de la figura 3.19. Se observa que para todas las galaxias  $\gamma_{.02} < -1$ . De aquí se deriva el siguiente resultado importante de la simulación Garrotxa:

Ninguna galaxia satélite presenta un halo con “core”, es decir que los efectos de los bariones no han sido capaces de aplanar la los perfiles de densidad internos de los halos de galaxias enanas.

Este resultado está de acuerdo con resultados previos de galaxias enanas usando el código ART + Hidrodinámica y la física submalla utilizada en Garrotxa (González-Samaniego et al., 2016). Igualmente, otros autores, empleando códigos y físicas submalla diferentes, encuentran que los bariones no son capaces de inducir núcleos suaves en galaxias satélites enanas (e.g., Garrison-Kimmel et al., 2013; Schaller et al., 2015; Sawala et al., 2016b; Zhu et al., 2016). Por otro lado, hay otros autores que encuentran en

### 3. PROPIEDADES GENERALES DE LOS HALOS Y GALAXIES EN LA SIMULACIÓN

---

En sus simulaciones la formación de núcleos suaves debido principalmente a los efectos dinámicos que producen las eyecciones por Supernovas, al menos para el intervalo de masas  $M_{\text{vir}} = 10^8 - 10^{10} M_{\odot}$  (e.g., Governato et al., 2010, 2012; Macciò et al., 2012; Teyssier et al., 2013; Madau et al., 2014; Di Cintio et al., 2014; Tollet et al., 2015; Oñorbe et al., 2015; Chan et al., 2015). Estos efectos y la consecuente formación de núcleos suaves han sido planteados como el camino para conciliar las predicciones del escenario MOF- $\Lambda$  con las inferencias dinámicas de galaxias enanas. No obstante, nuestro resultado muestra que dicha conciliación, al menos a nivel de enanas satélites en sistemas como la Vía Láctea se obtiene sin necesidad de la formación de núcleos suaves.

#### 3.4.3. Densidad externa: efectos del entorno

Para cuantificar el efecto del entorno y las fuerzas de marea debidas al halo y galaxia MWL principales sobre la parte externa de los subhalos de las galaxias satélites, se usan los valores calculados para  $R_{M95}$  versus  $R_{\text{vir}}$ , el radio donde la densidad decrece como  $r^{-3}$ ,  $R_{slp3}$ , y la pendiente al radio virial  $\gamma_{rvir}$ . Todos estos valores para cada galaxia satélites están reportados en la tabla 3.1 y se pueden apreciar en las figuras 3.12 y 3.13-3.18.

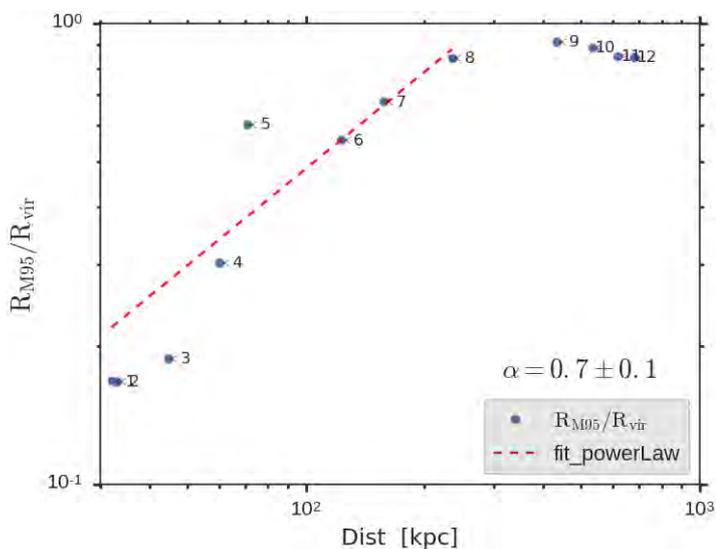
Para un halo aislado y en equilibrio se cumple lo siguiente:  $R_{M95} \approx R_{\text{vir}}$ , es decir que la mayoría de la masa está contenida en la esfera de radio  $R_{\text{vir}}$ ,  $R_{slp3} \approx R_{\text{vir}}$  y  $\gamma_{rvir} \approx -3$ , es decir la caída de la densidad en la parte externa es proporcional a  $r^{-3}$ . El principal resultado que obtenemos al medir estas cantidades es como sigue:

En el caso de los halos/subhalos de las galaxias alrededor de MWL en la simulación Garrotxa se ven fuertes desviaciones de los comportamientos del perfil de densidad externo con relación al de halos aislados en equilibrio, lo cual indica que las partes externas, e incluso intermedias, han sido significativamente afectadas por los efectos del medio ambiente.

Las galaxias satélites más cercanas a la galaxia principal tienen un radio  $R_{M95} \ll R_{\text{vir}}$  y conforme se alejan del centro de MWL,  $R_{M95} \rightarrow R_{\text{vir}}$  de forma que para las más lejanas,  $R_{M95} \approx R_{\text{vir}}$ ; esto se puede ver de forma cualitativa en la figura 3.12 y con más precisión en la figura 3.20. Los subhalos que han sobrevivido a acercamientos tan próximos como 300-500 pc, alcanzan el 95% de su masa a radios 1/5-1/6 de  $R_{\text{vir}}$ . Es decir que a radios mayores a esa fracción prácticamente no hay ya partículas de MO, el subhalo ha sido desintegrado en sus partes intermedias y externas.

En particular se obtiene del análisis presentado en la figura 3.20, ajustando una ley de potencias para las galaxias internas, que se cumple la relación:  $\log(R_{M95}/R_{\text{vir}}) \propto [0.7 \pm 0.1]D$ .

Las galaxias satélites más cercanas a MWL tienen un radio  $R_{slp3} \ll R_{\text{vir}}$  y  $\gamma_{rvir} \ll -3$ . Conforme se alejan del centro de MWL,  $R_{slp3} \rightarrow R_{\text{vir}}$  y  $\gamma_{rvir} \rightarrow -3$ . Esto se puede ver de forma cualitativa en la figura 3.12, así como en el panel medio de la figura 3.19. Es interesante que incluso hacia el radio donde está contenida 95% de la masa (el cual es de por sí menor a  $R_{\text{vir}}$ ), la pendiente del perfil es ya más empinada que  $-3$ . De hecho,



**Figura 3.20:** Cociente  $R_{M95}/R_{vir}$  en función de la distancia al centro de MWL. Mientras que para los subhalos de las satélites alejadas este cociente es alrededor de 0.9, para los subhalos más cercanos a la galaxia central MWL, el cociente disminuye con la distancia, llegando a ser menos de 0.2 a 30 kpc. La línea roja describe aproximadamente cómo decrece el cociente a medida que la distancia es menor.

los radios donde esa pendiente es  $-3$ ,  $R_{slp3}$  siguen siendo muy pequeños con relación a  $R_{M95}$ . Esto quiere decir que los subhalos no sólo sufren un proceso de desprendimiento de sus partes externas, sino que se reestructuran por completo.



# Inferencias dinámicas de galaxias enanas satélites a partir de la cinemática estelar

---

En este capítulo se presenta un método que normalmente se utiliza en estudios observacionales para reconstruir la distribución de materia oscura en galaxias enanas satélites de la Vía Láctea y Andrómeda a partir de la inferencia de la masa dinámica, la cual se relaciona con las distribuciones de masa y dispersión de velocidades de las estrellas mediante la ecuación de Jeans. Este método se aplica a las 12 galaxias satélites de la galaxia MWL y se comparan los resultados de la inferencia con las distribuciones de la masa total y materia oscura medidas directamente de la simulación; a partir de los resultados se concluye que tan correcto resulta el método y que efectos tiene sobre las inferencias, en particular se discute la fidelidad del método para reconstruir la distribución de materia en la parte interna de los halos correspondientes a las galaxias satélites.

## 4.1. Análisis de Jeans: inferencia de la materia oscura (MO)

Uno de los objetivos principales de este trabajo es usar un método que comúnmente es utilizado en estudios observacionales (ver por ej. Walker et al., 2009; Wolf et al., 2010) para inferir la distribución de la *masa dinámica* en galaxias satélites enanas de la Vía Láctea o Andrómeda. Aplicaremos este método a las galaxias satélites en la simulación Garrotxa y compararemos los resultados con las distribuciones de masa medidas directamente de la simulación. De esta manera evaluaremos qué tan acertada es la inferencia de la distribución de masa dinámica. En una segunda parte, se hará esta inferencia para la componente de MO tomando en cuenta la distribución “observada” de masa estelar.

Debido a que solución de la ecuación de Jeans descrita en la sección 2.5 es la base

#### 4. INFERENCIAS DINÁMICAS DE GALAXIAS ENANAS SATÉLITES A PARTIR DE LA CINEMÁTICA ESTELAR

---

para la inferencia de masa dinámica a partir de la distribución de masa y cinemática estelar, repetiremos esta ecuación a continuación y de ahora en adelante nos referiremos a ella como la ecuación de Jeans:

$$\rho_* \sigma_r^2(R) = GR^{-2\beta} \int_R^\infty r^{2\beta-2} \rho_*(r) M_{din}(r) dr, \quad (4.1)$$

En la ecuación de Jeans (4.1) la masa dinámica  $M_{din}$  corresponde a la masa que genera el potencial gravitacional que mantiene ligadas a las estrellas en las galaxias esferoidales enanas (dSphs) las cuales están soportadas por su dispersión de velocidades; esto significa que la masa dinámica corresponde a la masa total del sistema halo-galaxia, es decir la suma de MO, masa estelar y masa de gas. En las galaxias dSphs prácticamente no hay gas, de tal modo que esta componente no se toma en cuenta. Por otro lado, muchas evidencias apuntan a que las galaxias enanas en general son dominadas por MO incluso en las regiones internas por lo cual generalmente es una buena aproximación considerar que la distribución de masa dinámica es prácticamente igual a distribución de MO.

En la sección 3.4.1 se utilizó el perfil de densidad estilo NFW generalizado de cuatro parámetros  $\rho_4$  (el cual se repite a continuación) para modelar la el perfil de densidad de la MO en las galaxias analizadas. En esta Sección el perfil  $\rho_4$  se utilizará para modelar la masa dinámica  $M_{din}$  presente en la ecuación de Jeans.

$$\rho_4(r) = \frac{\rho_s}{(r/r_s)^\gamma (1 + r/r_s)^\alpha} \quad (4.2)$$

Al integrar el perfil  $\rho_4$  hasta un cierto radio  $R$  se obtiene la masa contenida dentro de la esfera de radio  $R$  que en este caso corresponde a  $M_{dim}(R)$ , esto es:

$$\begin{aligned} M_{dim}(R) &= 4\pi \int_0^R \rho_4(r) r^2 dr \\ &= \frac{4\pi \rho_s R}{1 - \gamma} \left(\frac{R}{r_s}\right)^{-\gamma} {}_2F_1\left(1 - \gamma, \alpha; 2 - \gamma; -\frac{R}{r_s}\right), \end{aligned} \quad (4.3)$$

El método de inferencia que asemeja al proceso que se sigue con las observaciones consiste en medir directamente de la simulación los perfiles de densidad y de dispersión de velocidades de las estrellas en la galaxia satélite de interés y mediante la ecuación de Jeans (4.1) constreñir los parámetros del modelo de masa dinámica propuesto que mejor ajusten a las mediciones de densidad y cinemática de las estrellas. En el caso del perfil  $\rho_4$ , los cuatro parámetros de masa a ajustar son:  $\gamma$  que es la pendiente de la caída de la densidad en la parte interna de la galaxia,  $\alpha$  que es la pendiente de la caída de la densidad en la parte externa, el radio de escala  $r_s$  en el cual se da la transición de la caída de la densidad de  $\gamma$  a  $\alpha$  y el parámetro de normalización  $\rho_s$ . Debido a que la región interna de la galaxia es de especial interés para este trabajo, se puede cambiar el parámetro de escala  $\rho_s$  haciendo una normalización a la masa contenida dentro de una esfera de cierto radio fijo; para esto se usa un radio interno, por ejemplo de 300 pc, y de esta forma la masa dinámica al radio  $R$ ,  $M_{din}(R)$ , esta dada por el parámetro  $M_{300}$  en

lugar de  $\rho_s$ , donde  $M_{300}$  corresponde a la masa contenida dentro de la esfera de radio igual a 300pc. Se puede hacer lo mismo, si se desea usar otra masa, por ejemplo,  $M_{500}$ .

El objetivo de la inferencia es ajustar los cuatro parámetros de masa  $\{ \gamma, M_{300}, r_s, \alpha \}$  para obtener una distribución de masa dinámica  $M_{din}$  que mejor reproduzca la igualdad dada por la ecuación (4.1) donde  $\rho_*$  y  $\sigma_r$  son el perfil de densidad de masa y la dispersión de velocidades radiales de las estrellas, las cuales se miden directamente de la simulación para cada galaxia satélite dSph. El parámetro de anisotropía  $\beta$  en la ecuación (4.1) está dado por la dinámica estelar así que se podría medir directamente de la simulación y usar su valor en la ecuación (4.1). Sin embargo,  $\beta$  es muy difícil de medir de forma observacional por lo tanto, con el fin de emular el proceso de inferencia que se realiza con las observaciones, se dejará  $\beta$  como otro parámetro más a ajustar en nuestro procedimiento.

El procedimiento para hacer la inferencia es el siguiente:

1. Medir los perfiles de masa  $\rho_*$  y cinemático  $\sigma_r$  de las estrellas para la galaxia satélite de interés.
2. Escoger valores para los parámetros de masa y anisotropía  $\{ \gamma, M_{300}, r_s, \alpha, \beta \}$  que determinan la distribución de masa dinámica  $M_{din}$ .
3. Integrar la ecuación de Jeans 4.1 y resolver para  $\sigma_r$ .
4. Comparar el perfil de  $\sigma_r$  obtenido de la ecuación Jeans con el obtenido de la medición directa de las estrellas en la simulación en el paso (1).
5. Iterar los pasos (2)-(4) mediante el método de MCMC descrito en la sección 2.6 para obtener el valor de los parámetros de masa y anisotropía que mejor reproducen la cinemática estelar medida.

Una vez obtenidos los parámetros de masa  $\{ \gamma, M_{300}, r_s, \alpha \}$  es posible comparar la distribución de masa dinámica  $M_{din}$  inferida con la distribución de masa total (MO + estrellas) medida directamente de la simulación para cuantificar qué tan bueno resulta el método de inferencia; también es posible obtener la curva de velocidad circular inferida usando la distribución de masa dinámica y de esta forma comparar el valor de  $V_{max}$  inferido con el medido directamente de la simulación.

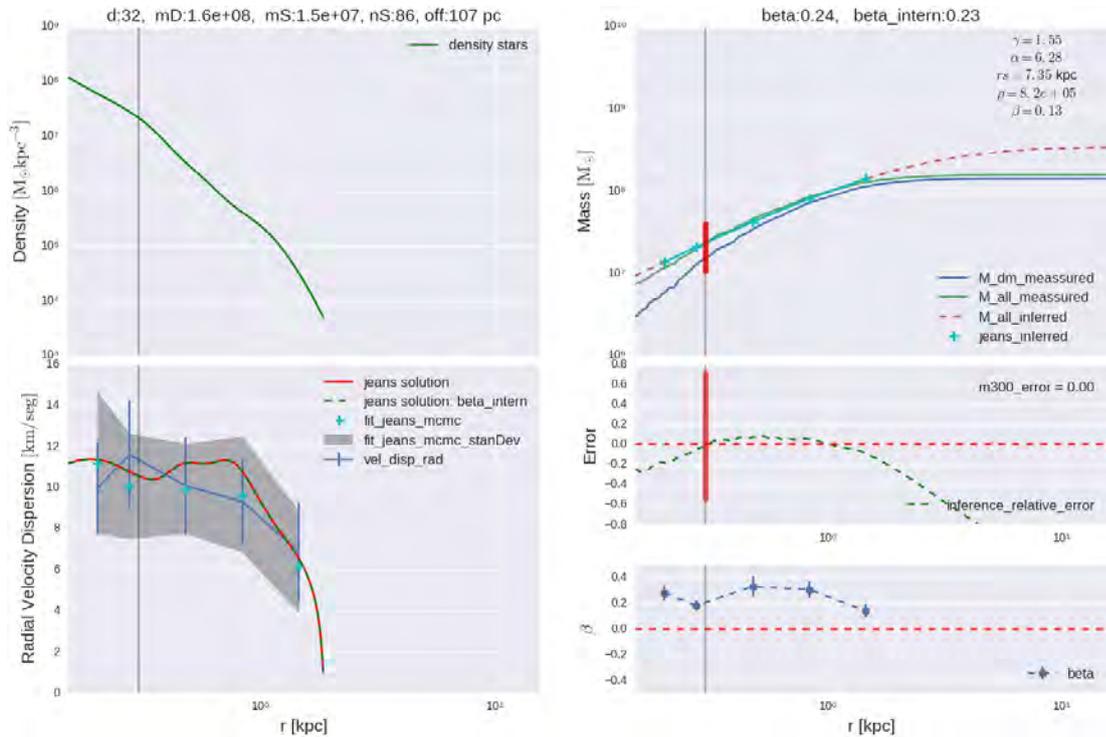
Para llegar a la ecuación de Jeans (4.1) se hacen las siguientes suposiciones: la galaxia está soportada por la dispersión de velocidades de sus constituyentes; la galaxia está en equilibrio hidrostático; la galaxia presenta una simetría esférica; el parámetro de anisotropía  $\beta$  tiene un valor constante a lo largo de toda la galaxia. En la tabla 3.1 del Capítulo anterior se muestran los valores de tri-axialidad, es decir los cocientes de los ejes principales de las galaxias ( $b/a$  y  $c/a$ ). A una galaxia esferoidal le corresponden valores cercanos a uno, mientras que para galaxias de disco el valor de  $c/a$  es menor; en la tabla se ve que todas las galaxias satélites dentro del radio viral de la galaxia principal MWL (satélites 1 a 8) tienen valores más correspondientes a esferoidales mientras que las satélites externas tienen valores correspondientes a galaxias más aplanadas, especialmente la 9 y la 10; esto es indicativo de que la inferencia de la masa dinámica

## 4. INFERENCIAS DINÁMICAS DE GALAXIAS ENANAS SATÉLITES A PARTIR DE LA CINEMÁTICA ESTELAR

podría resultar incorrecta para dichas galaxias, sin embargo, el método de inferencia se pondrá a prueba también para estas galaxias.

### 4.2. Resultados de la inferencia de $M_{\text{din}}$ e incertidumbre de los parámetros

A continuación se muestran y explican en detalle los resultados de la inferencia para la galaxia satélite 1 en base a las figuras 4.1 y 4.2, mismas que se repetirán para las otras 11 satélites.



**Figura 4.1:** Análisis de Jeans para la galaxia satélite 1 (ver texto para la explicación de cada panel).

En la figura 4.1 se muestran las mediciones de masa y cinemática estelar necesarias para la inferencia y los resultados obtenidos para la satélite 1. Las líneas verticales grises en todos los paneles corresponden al radio igual a 300pc. El panel superior izquierdo corresponde al perfil de densidad 3D estelar  $\rho_*$  medido directamente de la simulación mediante el método de suavizado vía kernels.

En el panel inferior izquierdo se muestra con puntos y línea azul el perfil de dispersión de velocidades radial de las estrellas  $\sigma_r$  medido en la simulación lo cual se

hace mediante un histograma donde el número de “bins” o cascarones varía para cada galaxia dependiendo de el número de partículas estelares y el radio hasta el cual se extiende la galaxia; las barras de error corresponden al error de Poisson  $1/\sqrt{N}$  donde  $N$  es el número de partículas estelares en el cascarón correspondiente. La línea roja corresponde al resultado de integrar la ecuación de Jeans (4.1) resolviendo para el perfil cinemático estelar  $\sigma_r$  y usando la distribución de masa total  $M$  directamente medida de la simulación, es decir midiendo la masa total (MO + estrellas), el perfil de densidad estelar y el parámetro de anisotropía  $\beta$  promedio a lo largo de toda la galaxia se resuelve la ecuación 4.1 para obtener el perfil de la dispersión de velocidades radial  $\sigma_r$  que satisface las hipótesis de equilibrio y simetría esférica supuestas en la ecuación (4.1). La línea punteada verde corresponde a lo mismo que la línea roja con la diferencia de que el parámetro de anisotropía  $\beta$  se calcula promediando únicamente las velocidades de las estrellas contenidas dentro de radio hasta donde se alcanza un tercio de la masa de la galaxia, es decir que corresponde a la anisotropía interna de la galaxia. Los puntos azul claro o turquesa y la región sombreada en el panel inferior izquierdo corresponden al resultado del ajuste a la cinemática obtenido de la inferencia de masa mediante el método descrito anteriormente en esta sección, es decir que corresponde al perfil cinemático  $\sigma_r$  que se recupera de resolver la ecuación (4.1) con los parámetros de masa y anisotropía  $\{ \gamma, M_{300}, r_s, \alpha, \beta \}$  ajustados por el método de MCMC. Este perfil inferido de  $\sigma_r$  se puede comparar con el medido (línea y barras de error azul).

En el panel superior de la derecha se muestran con líneas azul y verde la distribución de masa de MO y masa total (MO + estrellas) respectivamente, mientras que con las cruces conectadas con la línea azul claro o turquesa se muestra la distribución de masa dinámica *inferida* mediante el método de Jeans en la región física de la galaxia. La línea roja punteada corresponde a la extensión hasta el radio virial de la distribución de masa dinámica inferida, es decir que la línea roja punteada corresponde al modelo de masa dado por la ecuación 4.3 con los parámetros ajustados por el método de inferencia. La barra roja sólida vertical corresponde al intervalo de 95% de certeza del parámetro de normalización  $M_{300}$  ajustado. En la esquina superior derecha se muestran los valores numéricos del valor medio para los parámetros ajustados.

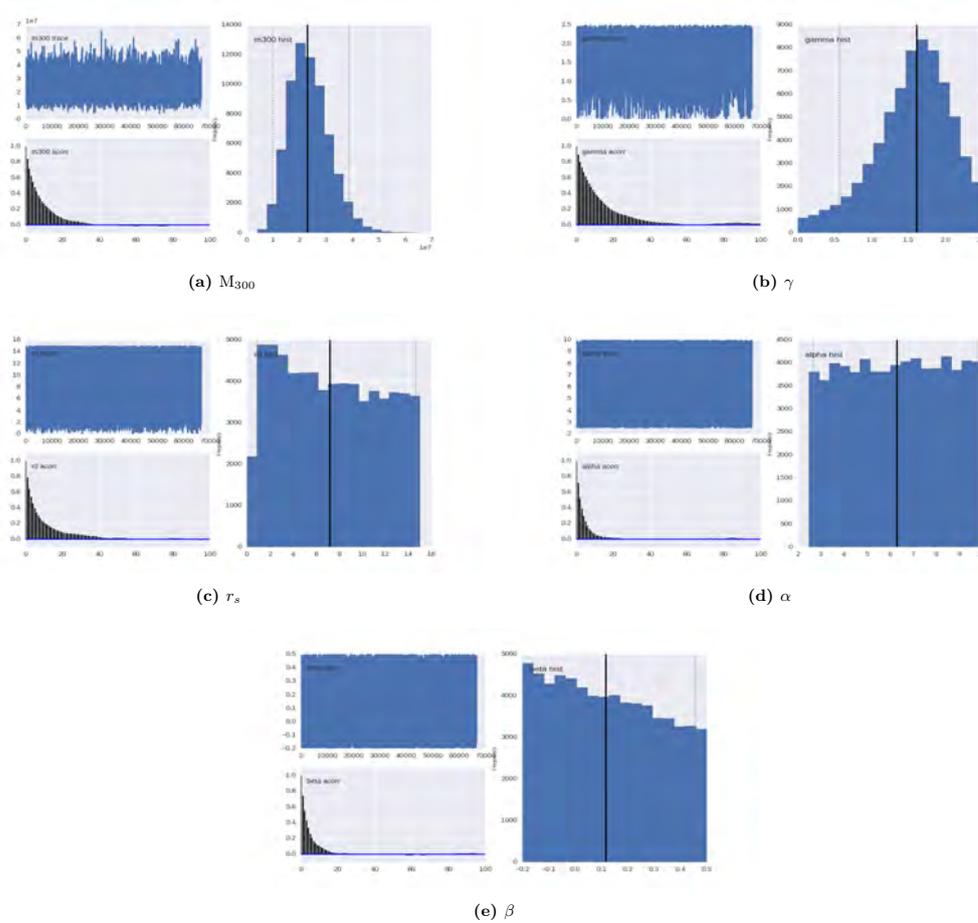
En el panel derecho de en medio se comparan la distribución de masa dinámica inferida  $M_{\text{din}}$  con la distribución de masa total medida directamente de la simulación, cuantificando la precisión de la inferencia mediante la diferencia fraccional (o error relativo), es decir  $(M_{\text{din,inferido}} - M_{\text{total,medido}})/M_{\text{total,medido}}$ , de tal manera que si es negativa la inferencia subestima la masa y si es positiva sobreestima la masa. En el valor del radio igual a 300pc la barra vertical roja (pintada en ambos paneles) representa el intervalo de 95% de certeza del valor inferido para  $M_{300}$  en términos fraccionales. También se reporta en el panel intermedio el valor numérico de la diferencia fraccional del parámetro  $M_{300}$ ,  $m300_{\text{error}} = (M_{300,\text{inferido}} - M_{300,\text{medido}})/M_{300,\text{medido}}$ .

Por último, en el panel inferior de la derecha los puntos y la línea azul corresponden a la medición de la anisotropía en función del radio, es decir el valor de  $\beta$  en cada uno de los cascarones del histograma que se usó para medir el perfil cinemático  $\sigma_r$ ; esto se mide para contrastar la validez de la suposición que se hace para llegar a la ecuación de

#### 4. INFERENCIAS DINÁMICAS DE GALAXIAS ENANAS SATÉLITES A PARTIR DE LA CINEMÁTICA ESTELAR

---

Jeans 4.1 de que la anisotropía tiene un valor constante a lo largo de toda la galaxia. En un trabajo anterior Walker et al. (2009) mostraron que un perfil de anisotropía en función del radio no constriñe mejor la distribución de masa dinámica inferida que al utilizar un valor  $\beta$  promedio constante con el radio como se hace en este trabajo.



**Figura 4.2:** Distribuciones de los 5 parámetros ajustados con el método de Jeans usando MCMC para la galaxia satélite 1.

En cuanto a los parámetros ajustados por el método de inferencia,  $\{ \gamma, M_{300}, r_s, \alpha, \beta \}$ , en la parte derecha de cada panel de la figura figura 4.2 se muestra la distribución obtenida para el valor de cada uno de los cinco parámetros ajustados por el método de MCMC para la galaxia satélite 1. Para cada parámetro, se marca con una línea vertical negra el valor de la media de su distribución y con líneas verticales punteadas se marcan el valor del 2.5 percentil y el 97.5 percentil, es decir el intervalo del 95 % de confianza. Este intervalo cuantifica la incertidumbre en la inferencia de cada parámetro.

En particular para el parámetro  $M_{300}$ , este intervalo se marca con la barra vertical roja en los paneles superior y medio del lado derecho de la figura 4.1 para mostrar de forma cualitativa el resultado de la inferencia para  $M_{300}$  y se usa el valor medio para medir la diferencia fraccional (o error relativo) con el valor de  $M_{300}$  medido de la simulación.

**Resultados de la inferencia para la satélite 1:** La satélite dSph 1 es la más cercana al centro de la galaxia MWL, su distancia al centro es de 30 kpc. En la simulación su masa estelar está dada por un número pequeño de partículas estelares (únicamente 86 partículas); esto hace que la medición de su perfil de densidad y cinemático sean poco precisos. En el caso de la densidad este problema se resuelve parcialmente utilizando el método de suavizado vía kernels. Para el perfil cinemático  $\sigma_r$  se observa en el panel inferior izquierdo de la figura 4.1 que la medición es muy pobre, con pocos puntos y grandes barras de error debido al bajo número de partículas estelares. A pesar de esto en el panel superior derecho se observa que hay un buen acuerdo entre la masa dinámica inferida y la medición de la distribución de masa total  $M$  lo cual se revela de forma más explícita en el panel derecho intermedio: se ve que el error de la inferencia es menor que el 20% en la parte interna de la galaxia; así mismo el valor de la media en la inferencia de  $M_{300}$  prácticamente concuerda con el medido, siendo la diferencia apenas del 0.3%; no obstante la incertidumbre de la inferencia es relativamente grande, el 95% de confianza en términos fraccionales relativos respecto al valor medio inferido para  $M_{300}$  es de +74% y -56% (barras rojas verticales). También se observa en el panel inferior derecho que el valor de la anisotropía  $\beta$  es aproximadamente constante con un valor  $\approx 0.25$  y que los resultados de integrar la ecuación correspondiente a la solución de Jeans 4.1 para resolver  $\sigma_r$  usando el valor medido de la distribución de masa total  $M$  (líneas roja y verde en el panel inferior izquierdo) están en buen acuerdo con los valores medidos para  $\sigma_r$  (línea y puntos azules) lo cual permite concluir que las hipótesis de equilibrio, simetría esférica y anisotropía constante supuestas en la ecuación 4.1 son válidas para esta galaxia y por ende el resultado de la inferencia es favorable para esta galaxia.

De acuerdo a la figura 4.2, los parámetros internos  $M_{300}$  y  $\gamma$  presentan distribuciones relativamente bien constreñidas mientras que los otros tres parámetros tienen distribuciones prácticamente planas lo que indica que los datos usados para hacer la inferencia no aportan la información suficiente para definir valores para estos parámetros usando el método de MCMC. El valor medio de  $\gamma$  y su intervalo de confianza son mayores que 1, es decir que la caída de la densidad de masa en la parte interna es más rápida que  $r^{-1}$ , esto significa que el resultado de la inferencia es indicativo un perfil de densidad empinado en la parte interna, un “cusp”, lo cual coincide con la medición hecha en el capítulo anterior.

#### 4. INFERENCIAS DINÁMICAS DE GALAXIAS ENANAS SATÉLITES A PARTIR DE LA CINEMÁTICA ESTELAR

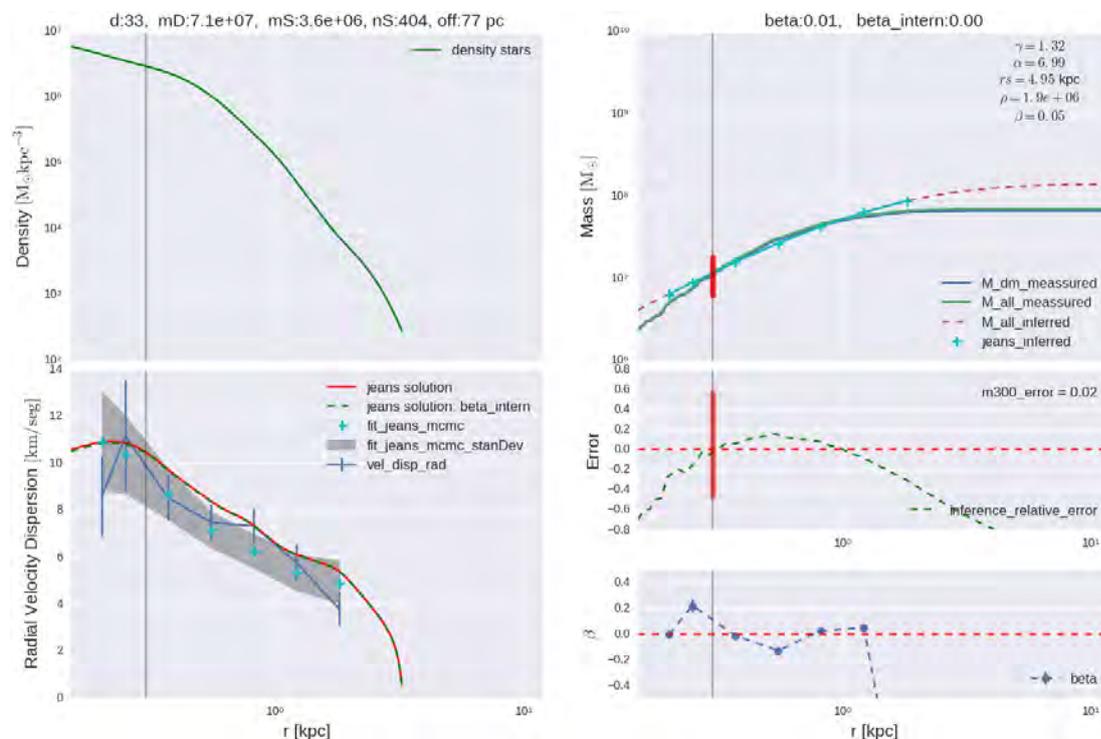
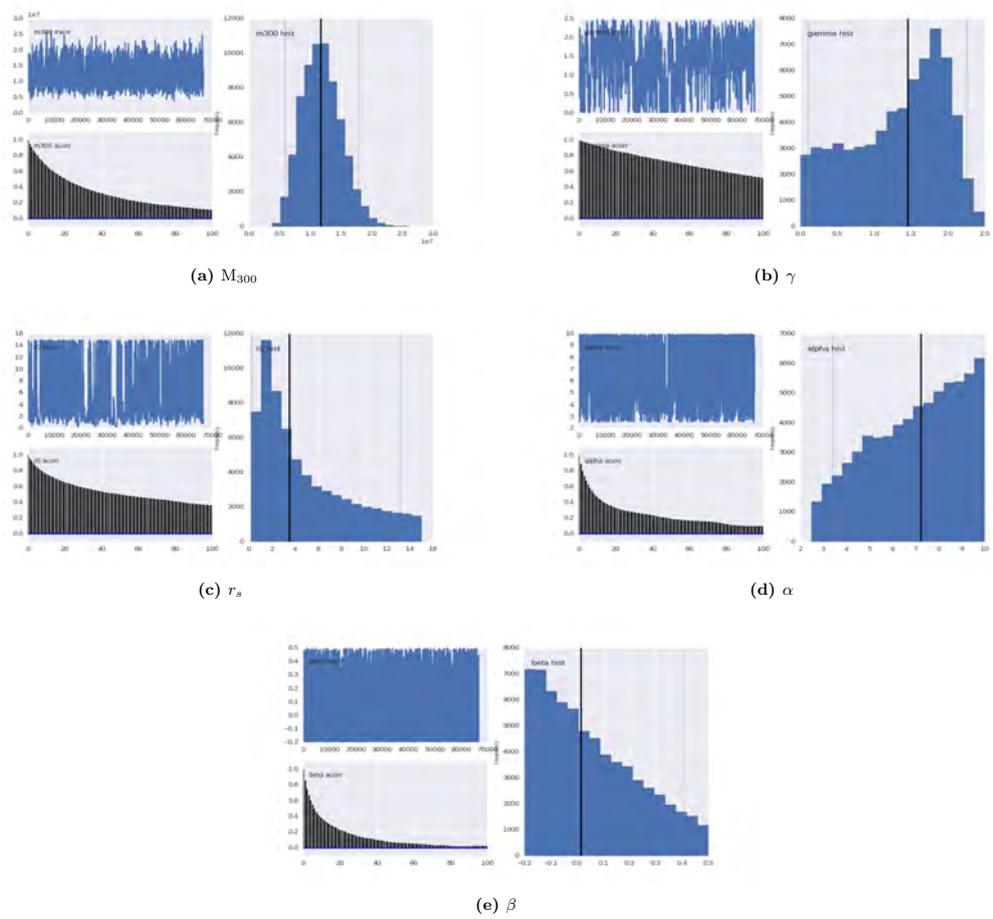


Figura 4.3: Análisis de Jeans para la galaxia satélite 2.

**Resultados de la inferencia para la satélite 2:** En la figura 4.3 se ve que el resultado de la inferencia es razonable. En particular la diferencia fraccional obtenida para la media de  $M_{300}$  es de el 2% y al igual que para la satélite 1 se observa que el perfil de la cinemática  $\sigma_r$  resuelta con la ecuación de Jeans ( líneas roja y verde en el panel inferior izquierdo ) está en buen acuerdo con la cinemática medida (línea y puntos azules ) excepto en la región más interna en donde la cinemática medida es menor que la resuelta vía Jeans. Esto podría explicar el desacuerdo de la distribución de masa dinámica inferida con la masa total medida en la parte más interna. La incertidumbre en la inferencia del parámetro  $M_{300}$  es relativamente alta, el 95% de confianza en términos porcentuales relativos al valor medio inferido es de +60% y -48% (barras rojas verticales en los paneles de la derecha de la figura 4.3 y distribución del parámetro  $M_{300}$  en la figura 4.4 ). La distribución del parámetro  $\gamma$  tiene un máximo en un valor mayor que 1 lo cual corresponde a que la inferencia favorece una caída empinada de la densidad en la región interna; no obstante la incertidumbre en este parámetro es considerable (figura 4.4).

4.2 Resultados de la inferencia de  $M_{\text{din}}$  e incertidumbre de los parámetros



**Figura 4.4:** Distribuciones de los 5 parámetros ajustados con el método de Jeans usando MCMC para la galaxia satélite 2.

#### 4. INFERENCIAS DINÁMICAS DE GALAXIAS ENANAS SATÉLITES A PARTIR DE LA CINEMÁTICA ESTELAR

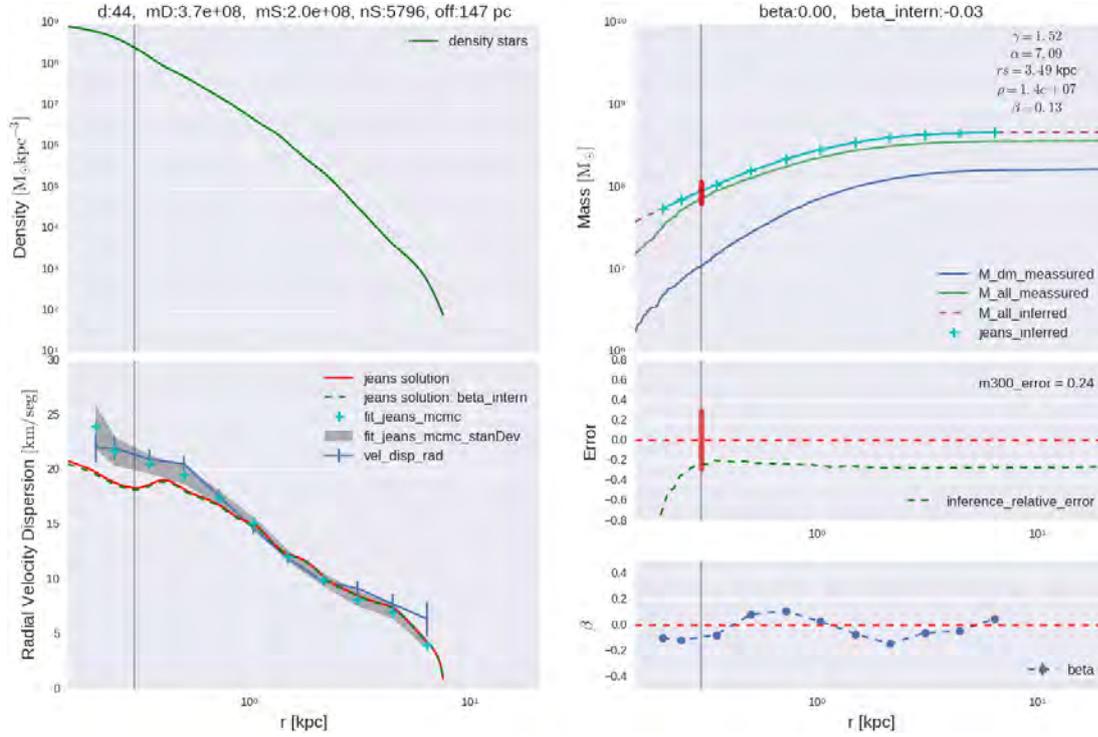
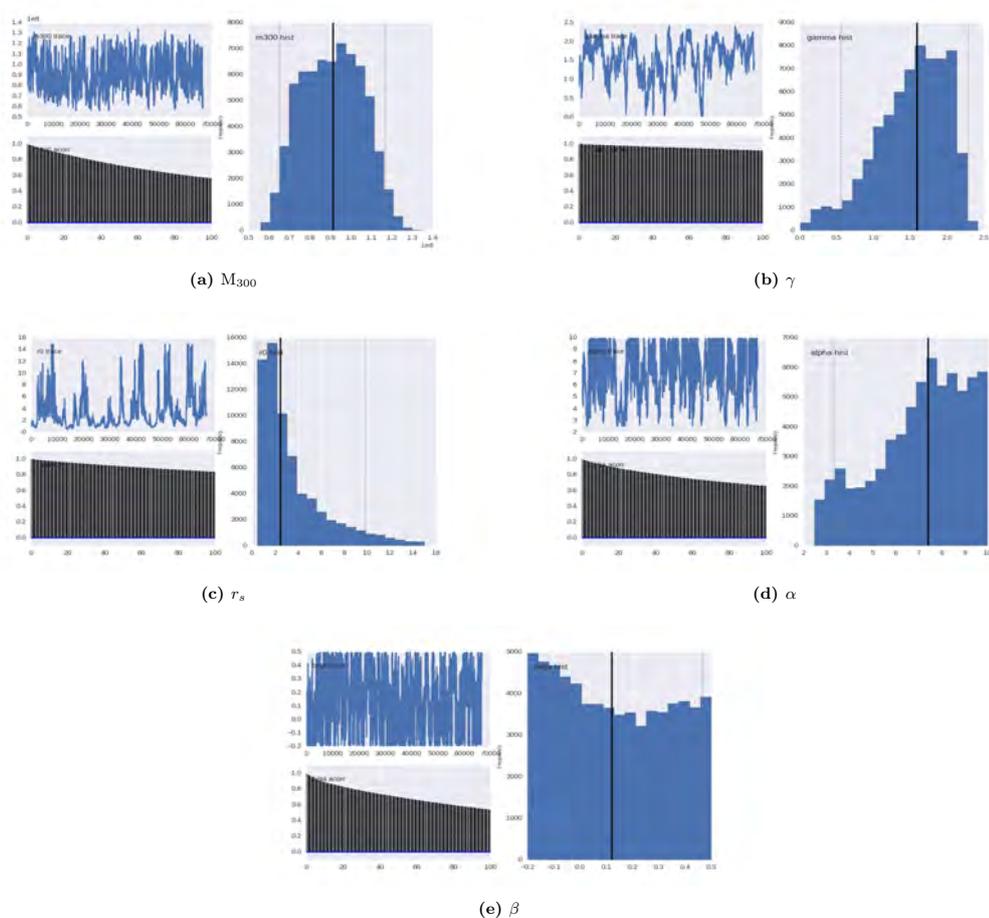


Figura 4.5: Análisis de Jeans para la galaxia satélite 3

**Resultados de la inferencia para la satélite 3:** Esta galaxia tiene la peculiaridad de que la masa estelar total es prácticamente igual a la masa total de MO ( esto debido quizás a la desintegración por fuerzas de marea que ha sufrido el halo en su parte externa ); en la región interna domina la masa estelar. Además en su parte interna la cinemática  $\sigma_r$  medida es mayor que la resuelta vía Jeans ( ver panel inferior izquierdo de la figura 4.5); esto podría explicar la sobre estimación de la inferencia de masa dinámica especialmente en la región interna. En este caso la media del parámetro  $M_{300}$  está sobrestimado por un 24 %. A pesar de esto, el parámetro  $M_{300}$  en este caso está razonablemente bien constreñido por el método de inferencia, siendo la incertidumbre al 95 % de confianza en términos porcentuales respecto al valor medio inferido de +30 % y -31 % ( barras verticales rojas ); esto es porque la incertidumbre en la medición de la cinemática  $\sigma_r$  es pequeña debido el alto número de partículas estelares en esta satélite ( más de cinco mil ). Al igual que para las satélites anteriores, la distribución del parámetro  $\gamma$  inferido favorece un “cusp”, aunque la incertidumbre de la inferencia es grande.

4.2 Resultados de la inferencia de  $M_{\text{din}}$  e incertidumbre de los parámetros



**Figura 4.6:** Distribuciones de los 5 parámetros ajustados con el método de Jeans usando MCMC para la galaxia satélite 3.

#### 4. INFERENCIAS DINÁMICAS DE GALAXIAS ENANAS SATÉLITES A PARTIR DE LA CINEMÁTICA ESTELAR

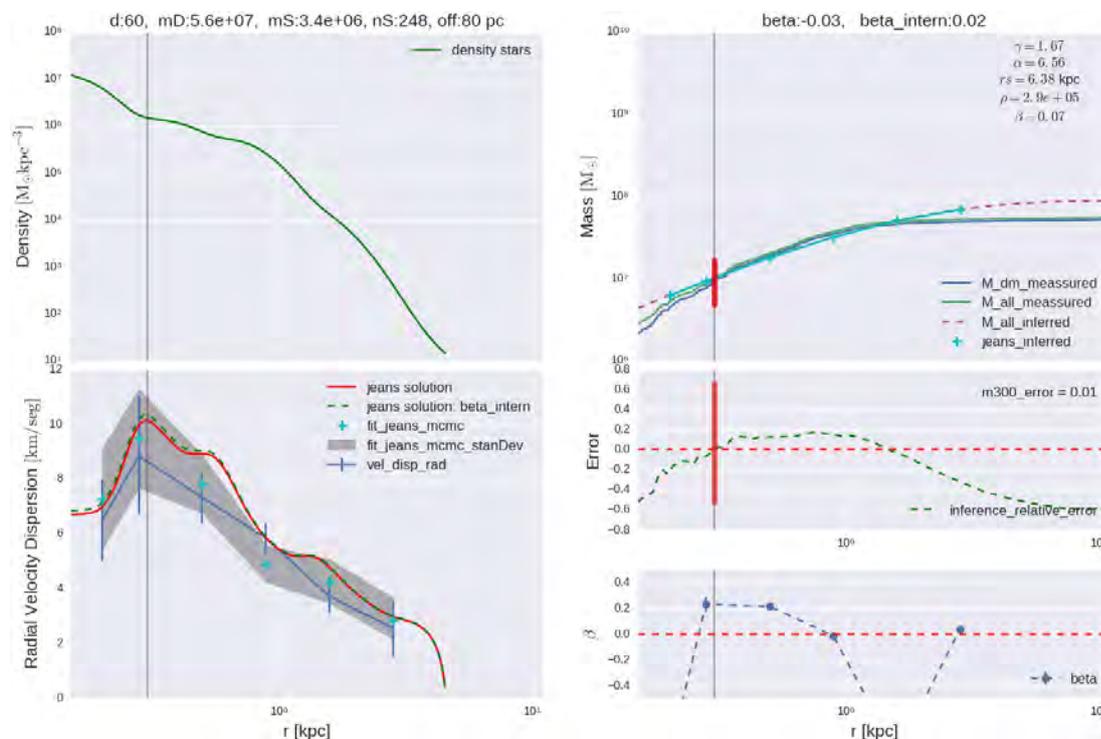
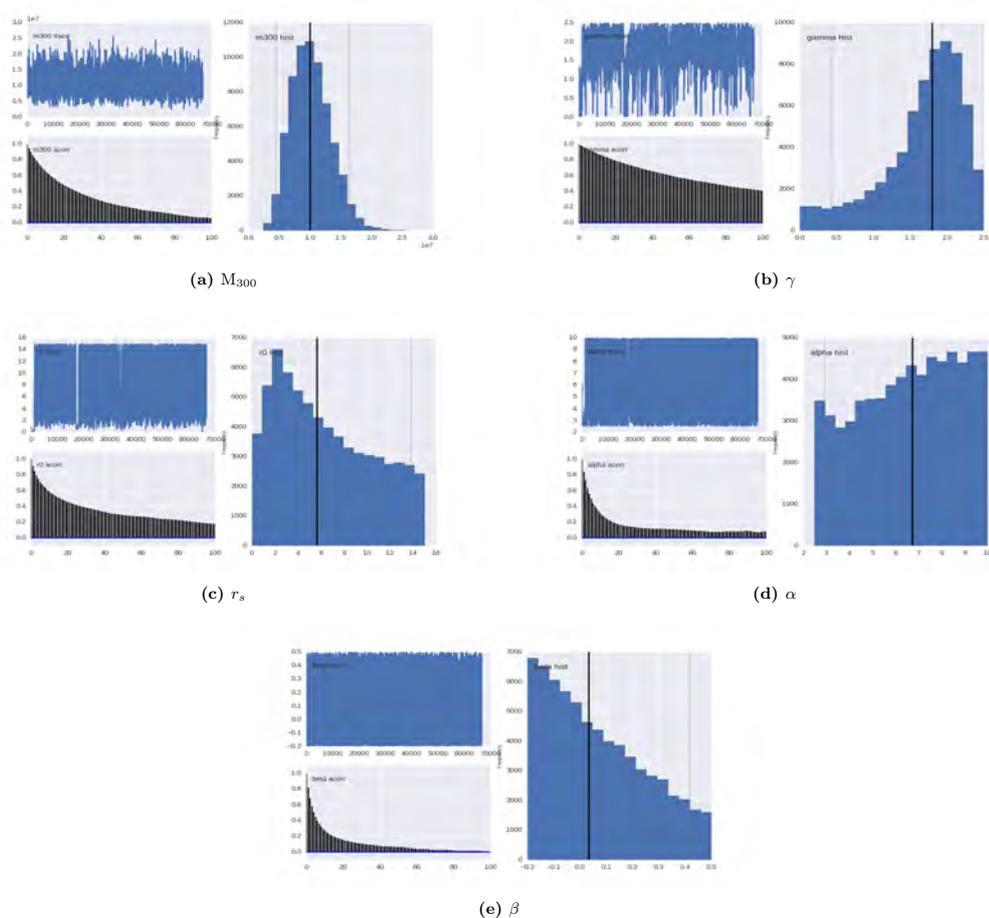


Figura 4.7: Análisis de Jeans para la galaxia satélite 4

**Resultados de la inferencia para la satélite 4:** El resultado de la inferencia de la distribución de masa dinámica es muy bueno con una diferencia fraccional menor al 20 % en la parte interna desde 200 pc hasta 2 kpc y una diferencia del 1 % para la media del parámetro inferido de  $M_{300}$  (ver figura 4.7). Para  $M_{300}$  la incertidumbre al 95 % de confianza en términos porcentuales respecto al valor medio inferido es de +65 % y -52 % (barras verticales rojas). Se observa que la cinemática  $\sigma_r$  coincide muy bien con la resuelta por la ecuación de Jeans lo cual es indicativo de la validez de hipótesis de equilibrio y esfericidad, sin embargo se observa una caída del valor de la anisotropía en la región más interna de la galaxia lo cual podría explicar el incremento del error en la inferencia de la masa en la parte más interna de la galaxia. Los parámetros de normalización y pendiente interna  $M_{300}$  y  $\gamma$  son los únicos razonablemente bien restringidos por el método de MCMC (ver figura 4.8); la pendiente interna  $\gamma$  es indicativa de un perfil de densidad picudo en la región interna.

## 4.2 Resultados de la inferencia de $M_{\text{din}}$ e incertidumbre de los parámetros



**Figura 4.8:** Distribuciones de los 5 parámetros ajustados con el método de Jeans usando MCMC para la galaxia satélite 4.

#### 4. INFERENCIAS DINÁMICAS DE GALAXIAS ENANAS SATÉLITES A PARTIR DE LA CINEMÁTICA ESTELAR

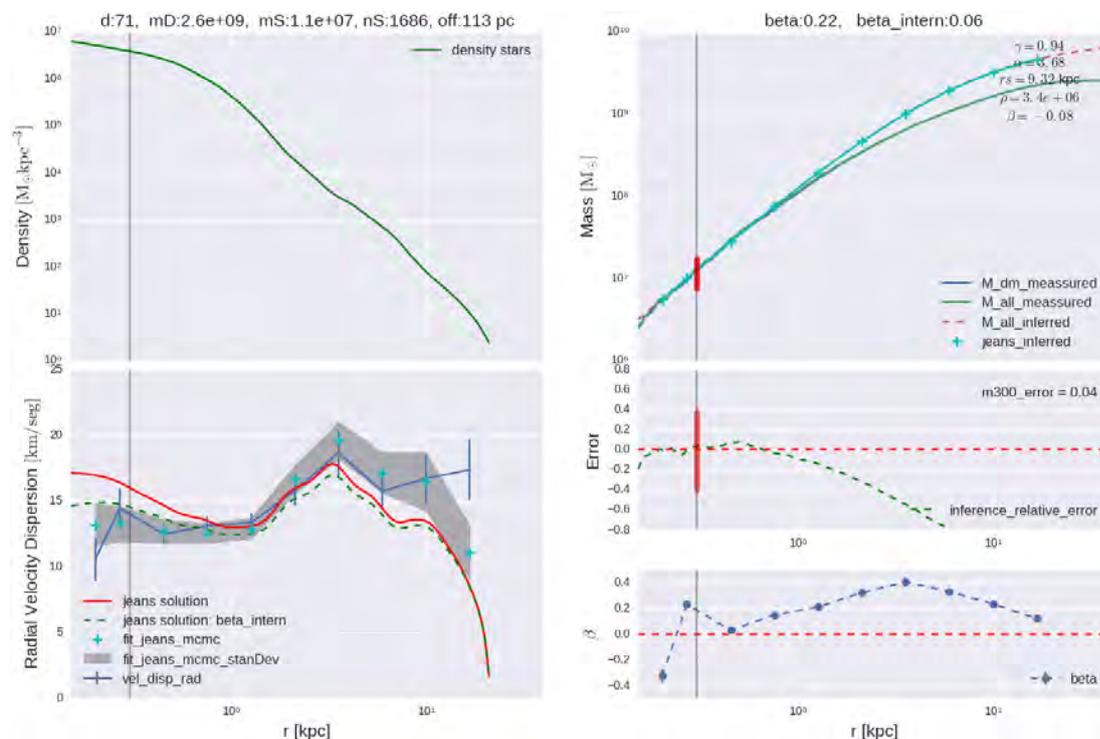
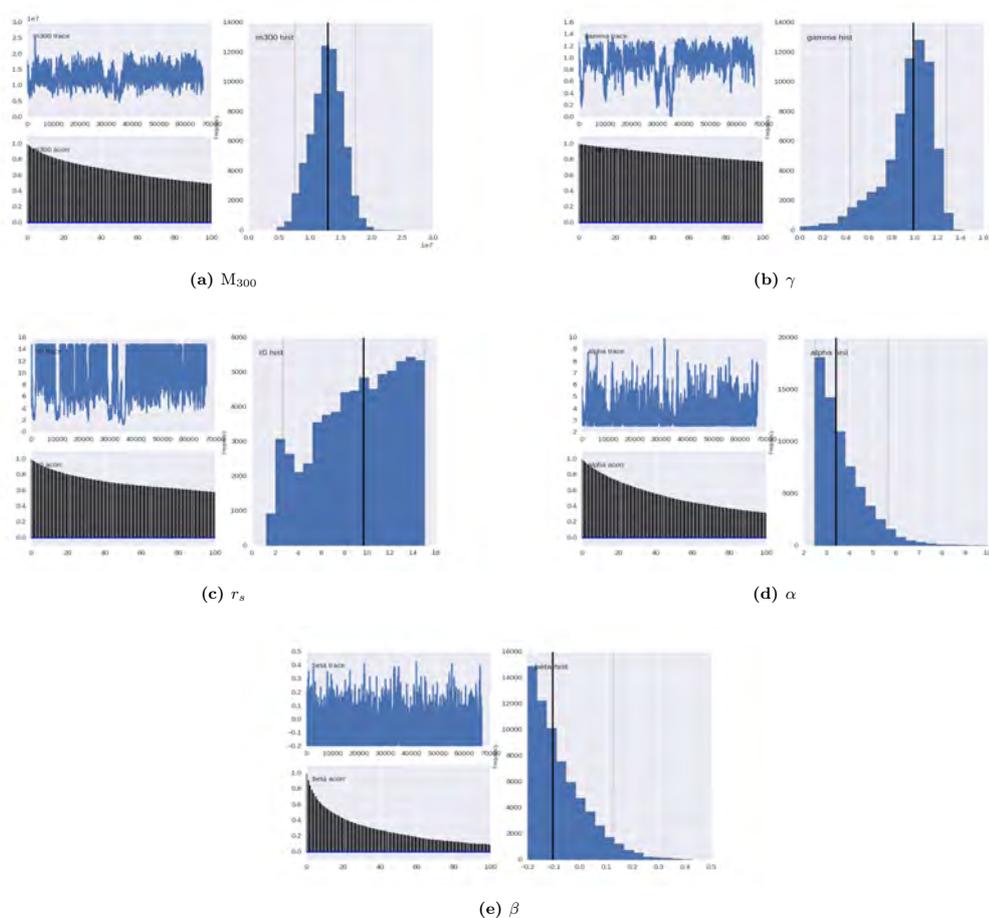


Figura 4.9: Análisis de Jeans para la galaxia satélite 5

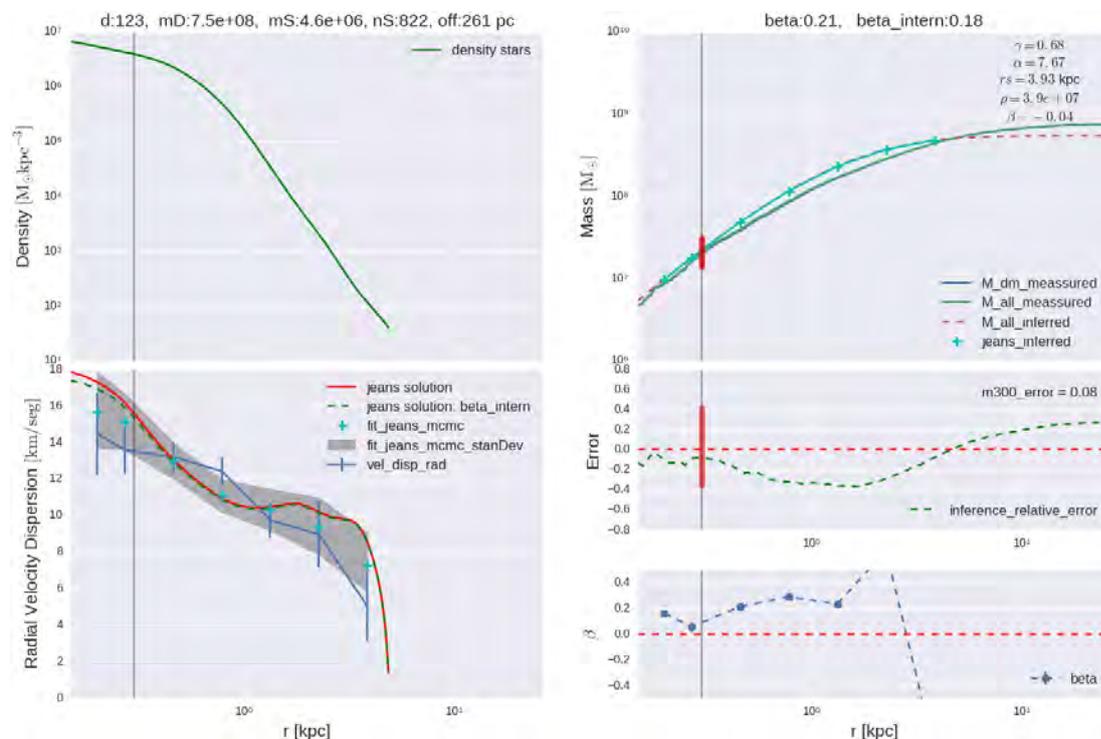
**Resultados de la inferencia para la satélite 5:** En el panel correspondiente a la cinemática (inferior izquierdo de la figura 4.9) se observa que la distribución espacial de  $\sigma_r$  resuelta por medio de la ecuación de Jeans es distinta entre el caso cuando se calcula usando la anisotropía promediada sobre toda la galaxia y el caso el promedio es sólo en la parte interna (líneas roja y verde respectivamente); aquella calculada con la anisotropía interna está en mejor acuerdo con la distribución de  $\sigma_r$  medida, en consecuencia el resultado de la inferencia de la distribución de masa es bueno en toda la región interna de la galaxia con una diferencia fraccional menor al 20% hasta 1 kpc. En particular, la media del parámetro  $M_{300}$  se infiere con una diferencia del 4% respecto al medido y su incertidumbre al 95% de confianza es de  $\pm 40\%$  relativo al valor medio inferido (líneas rojas verticales). Los parámetros inferidos para  $M_{300}$  y  $\gamma$  presentan distribuciones bien definidas (ver figura 4.10);  $\gamma$  indica una distribución de densidad interna característica de un perfil inclinado (“cusp”).

4.2 Resultados de la inferencia de  $M_{\text{din}}$  e incertidumbre de los parámetros



**Figura 4.10:** Distribuciones de los 5 parámetros ajustados con el método de Jeans usando MCMC para la galaxia satélite 5.

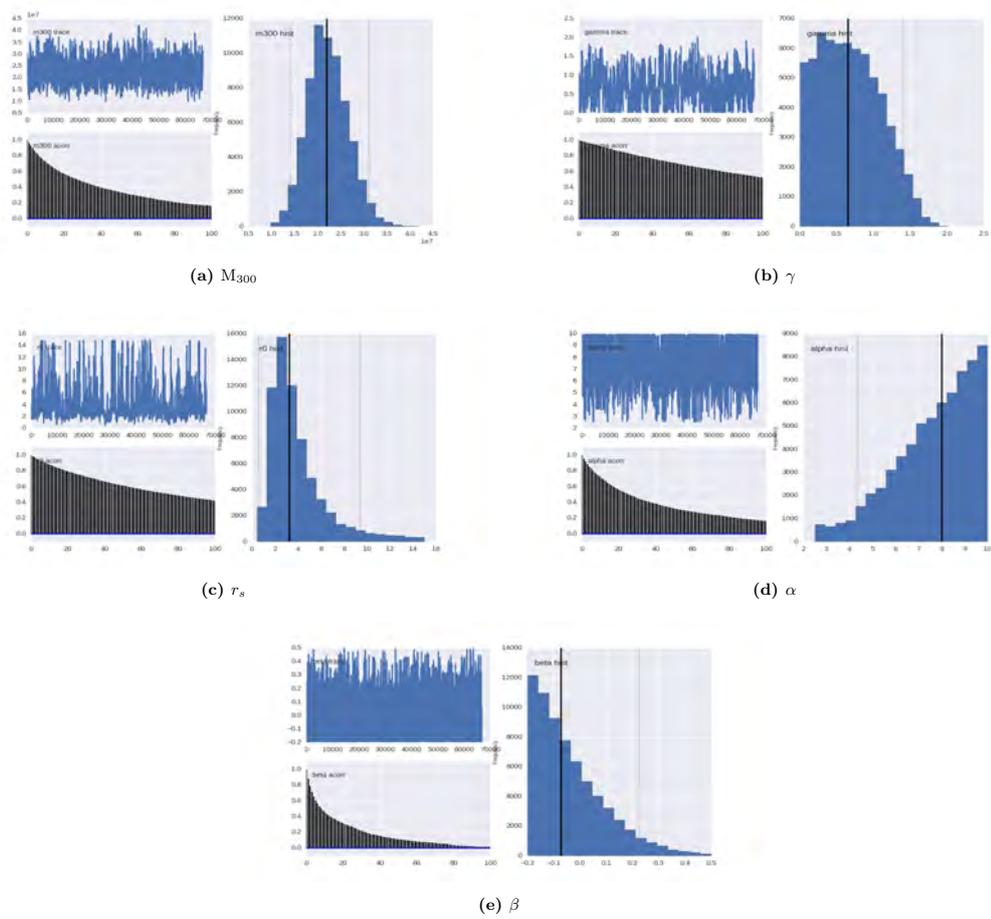
#### 4. INFERENCIAS DINÁMICAS DE GALAXIAS ENANAS SATÉLITES A PARTIR DE LA CINEMÁTICA ESTELAR



**Figura 4.11:** Distribuciones de los 5 parámetros ajustados con el método de Jeans usando MCMC para la galaxia satélite 6

**Resultados de la inferencia para la satélite 6:** Para esta galaxia el resultado de la inferencia de la distribución de masa dinámica está sistemáticamente sobreestimado comparado con la distribución de masa total medida a lo largo de toda la galaxia, sin embargo en la parte más interna, hasta 500pc, la diferencia de la inferencia no rebasa el 20 % con un valor del 8 % sobrestimado para la media del parámetro  $M_{300}$  (ver figura 4.11); la incertidumbre es razonable: el intervalo de 95 % de confianza es de +41 % y -39 % respecto al valor medio inferido. En el caso de los parámetros ajustados (figura 4.12) se observa que la distribución del parámetro  $\beta$  no es plana como en casos anteriores sino que está sesgada hacia valores negativos, aún cuando la anisotropía medida es positiva (excepto en la parte más externa). Esto puede explicar la sobrestimación del parámetro de normalización  $M_{300}$  y en general la sobrestimación de la distribución de masa dinámica a lo largo de toda la galaxia. También se obtiene que la distribución del parámetro de la pendiente interna de la densidad  $\gamma$  está sesgada hacia valores menores que uno, con su valor medio siendo 0.68, esto podría ser consecuencia de el sesgo del parámetro  $\beta$  y podría ser interpretado como indicativo de una inferencia de un perfil de densidad suave o plano (“core”), aunque la incertidumbre en  $\gamma$  es alta; esto se analizará más detalladamente en la Sección 4.3.3.

4.2 Resultados de la inferencia de  $M_{\text{din}}$  e incertidumbre de los parámetros



**Figura 4.12:** Distribuciones de los 5 parámetros ajustados con el método de Jeans usando MCMC para la galaxia satélite 6.

#### 4. INFERENCIAS DINÁMICAS DE GALAXIAS ENANAS SATÉLITES A PARTIR DE LA CINEMÁTICA ESTELAR

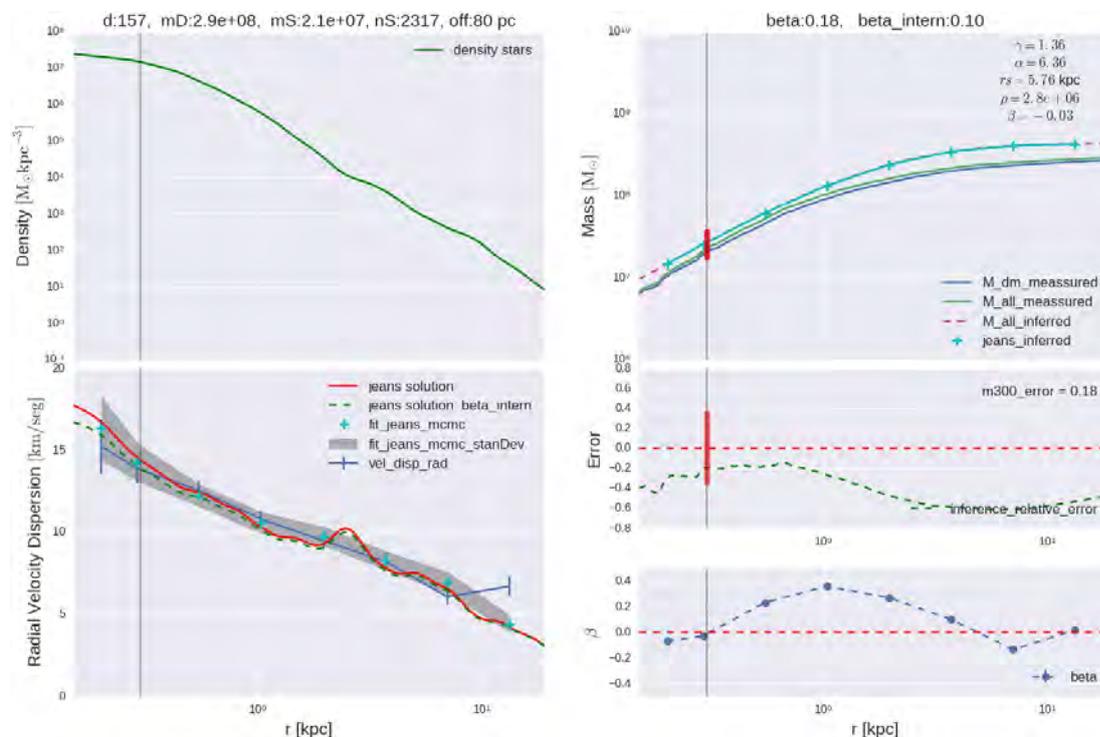
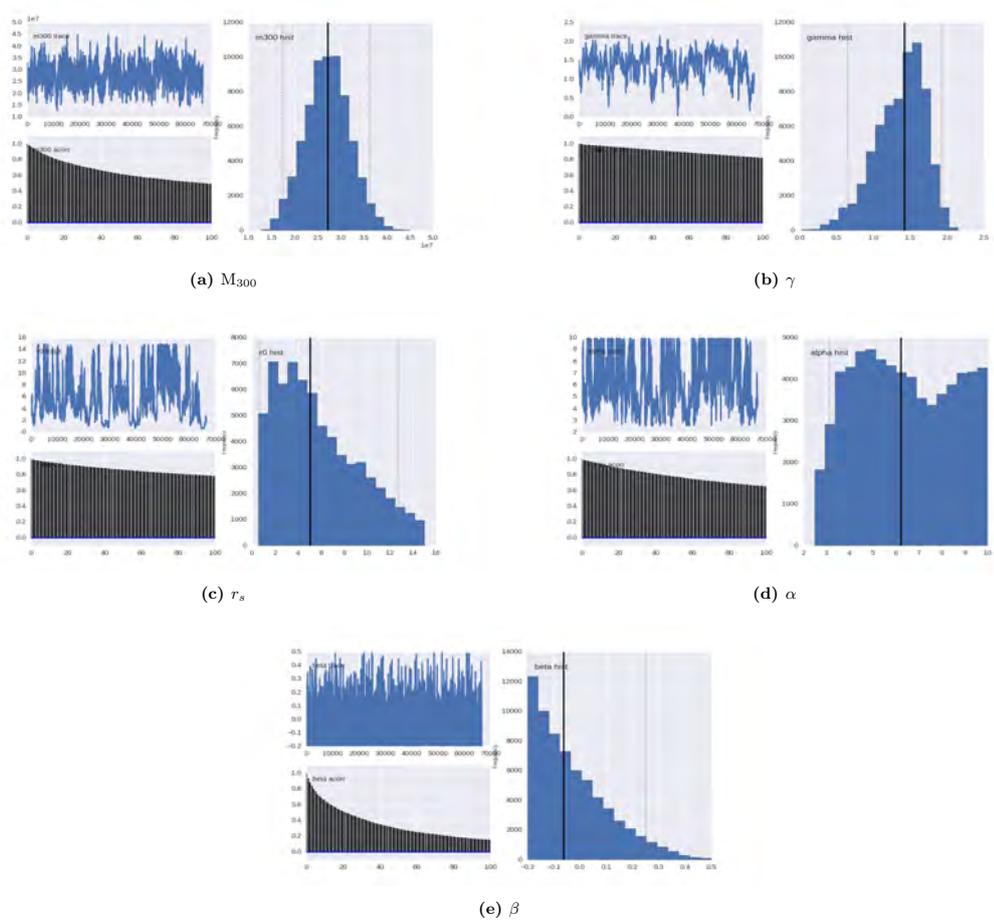


Figura 4.13: Análisis de Jeans para la galaxia satélite 7

**Resultados de la inferencia para la satélite 7:** Para esta satélite se observa un muy buen acuerdo entre el perfil cinemático medido con el resultado por la ecuación de Jeans (figura 4.13). Sin embargo se observa que, al igual que para la satélite 6, la inferencia de la distribución de masa dinámica está sistemáticamente sobrestimada a lo largo de toda la galaxia y más aún la diferencia fraccional de la inferencia es en general mayor al 20%; en el caso de la media del parámetro  $M_{300}$  la diferencia es del 18%, con una incertidumbre al 95% de confianza de  $\pm 38\%$  (líneas rojas verticales). Al igual que para la galaxia 6 el parámetro ajustado para la anisotropía  $\beta$  (figura 4.14) está fuertemente sesgado hacia valores negativos mientras que la anisotropía medida es en general positiva a la largo de toda la galaxia. Esta podría ser la razón por la cual la distribución de masa es sistemáticamente sobrestimada en toda la galaxia. Para este caso el parámetro  $\gamma$ , es indicativo de un perfil de densidad empinado en la parte interna.

4.2 Resultados de la inferencia de  $M_{\text{din}}$  e incertidumbre de los parámetros



**Figura 4.14:** Distribuciones de los 5 parámetros ajustados con el método de Jeans usando MCMC para la galaxia satélite 7.

#### 4. INFERENCIAS DINÁMICAS DE GALAXIAS ENANAS SATÉLITES A PARTIR DE LA CINEMÁTICA ESTELAR

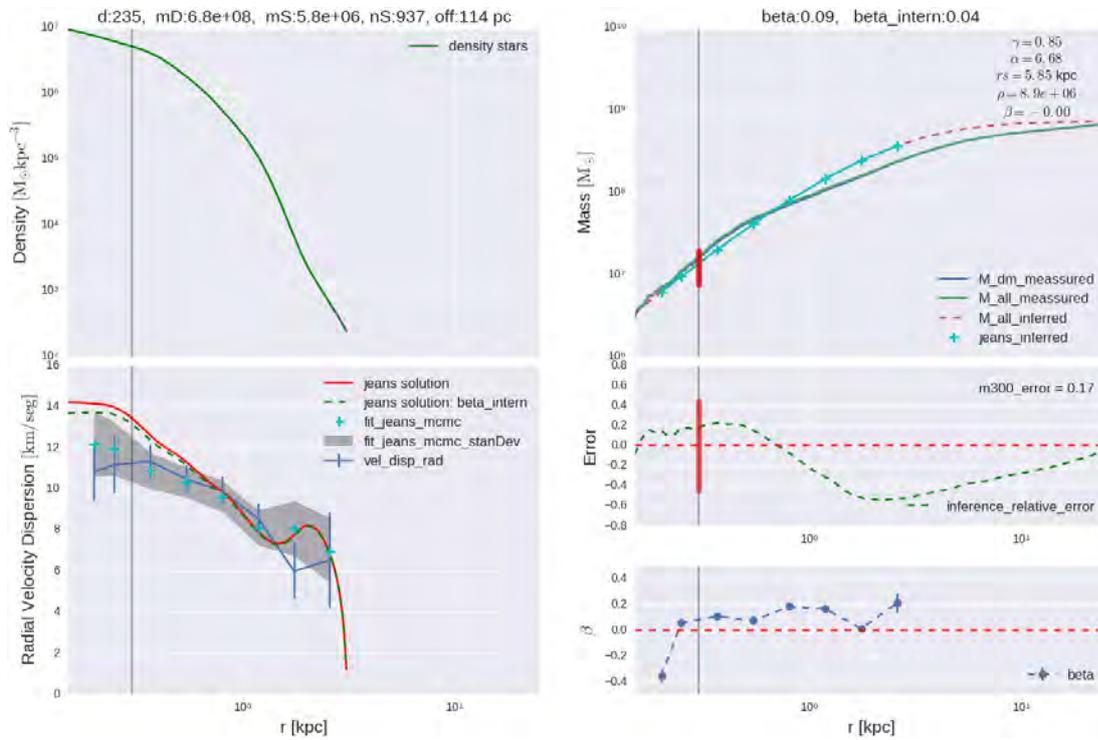
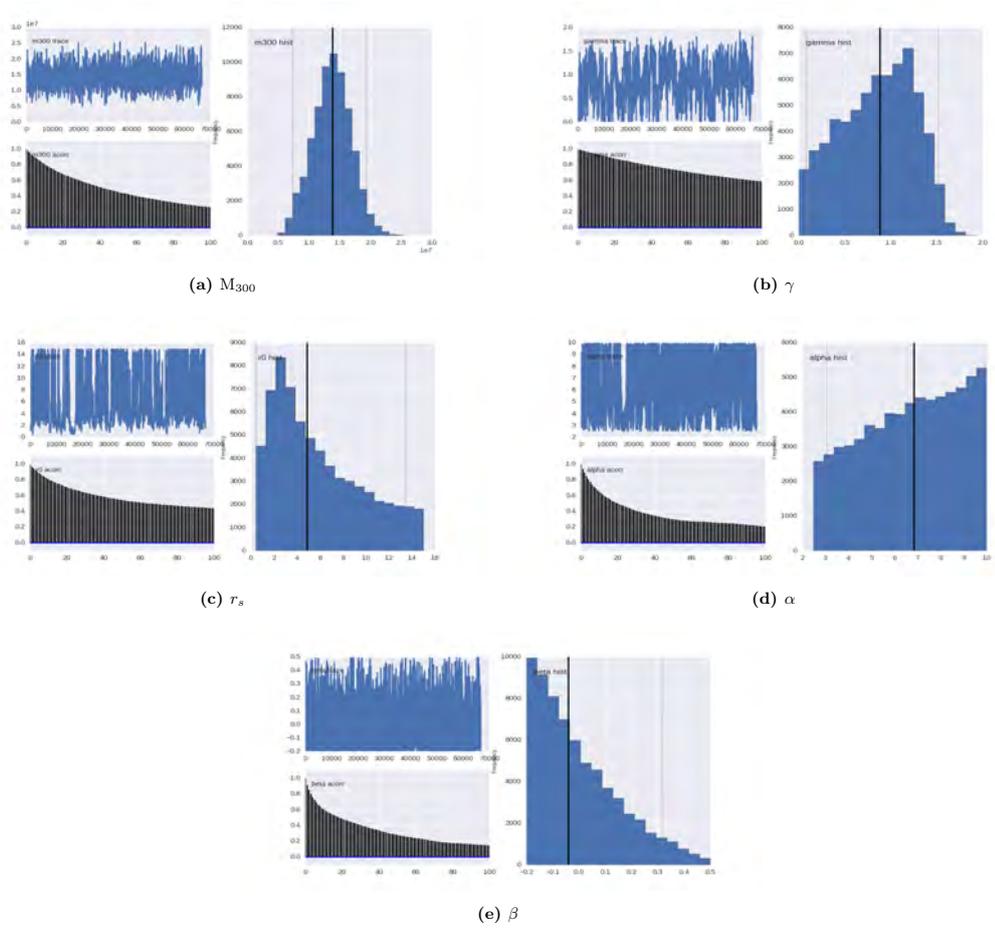


Figura 4.15: Análisis de Jeans para la galaxia satélite 8

**Resultados de la inferencia para la satélite 8:** Para este caso se observa que en la región interna el perfil cinemático  $\sigma_r$  medido está sistemáticamente por debajo que aquel resuelto por la ecuación de Jeans (figura 4.15). El perfil de masa inferida está subestimado en esta región con una diferencia fraccional que no sobrepasa el 20 %, en particular la diferencia de la media de  $M_{300}$  con relación a la medida es 17 % (la incertidumbre al 95 % de confianza es de  $\pm 44$  %, líneas rojas verticales). Así mismo la distribución del parámetro  $\gamma$  está ligeramente sesgado hacia valores menores que uno con un valor medio de 0.85 (ver figura 4.16), aunque con gran incertidumbre; esto no es necesariamente indicativo de un perfil de densidad suave y se hace un análisis más detallado en la sección 4.3.3.

4.2 Resultados de la inferencia de  $M_{\text{din}}$  e incertidumbre de los parámetros



**Figura 4.16:** Distribuciones de los 5 parámetros ajustados con el método de Jeans usando MCMC para la galaxia satélite 8.

#### 4. INFERENCIAS DINÁMICAS DE GALAXIAS ENANAS SATÉLITES A PARTIR DE LA CINEMÁTICA ESTELAR

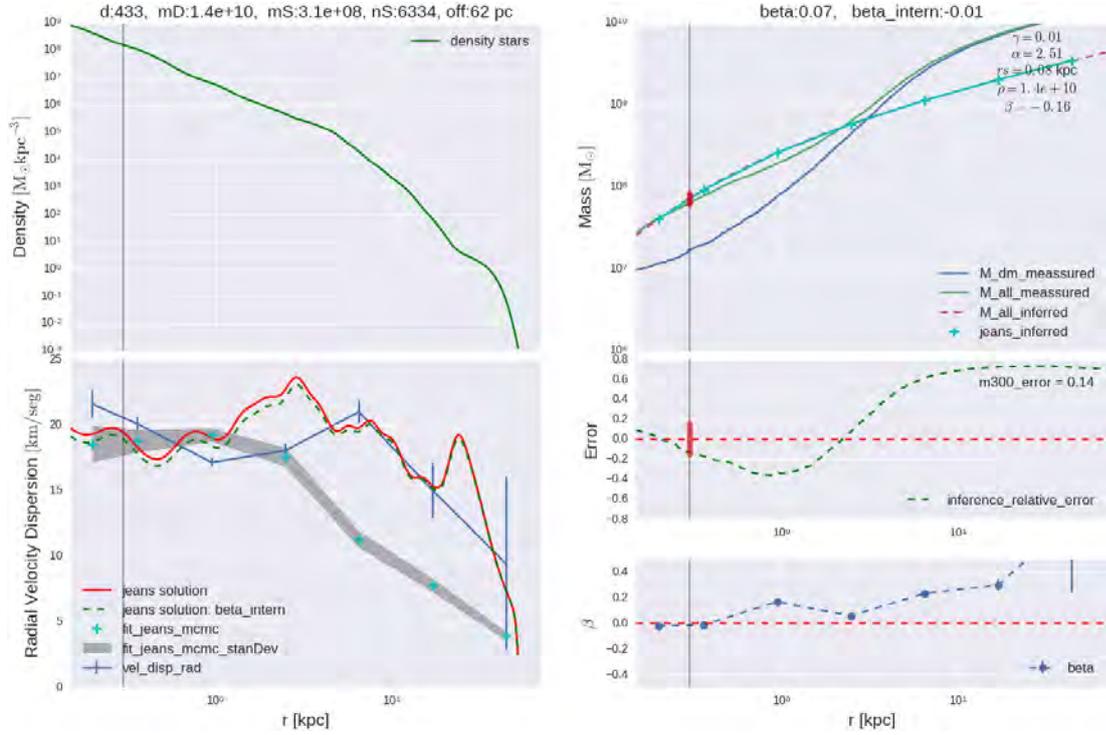
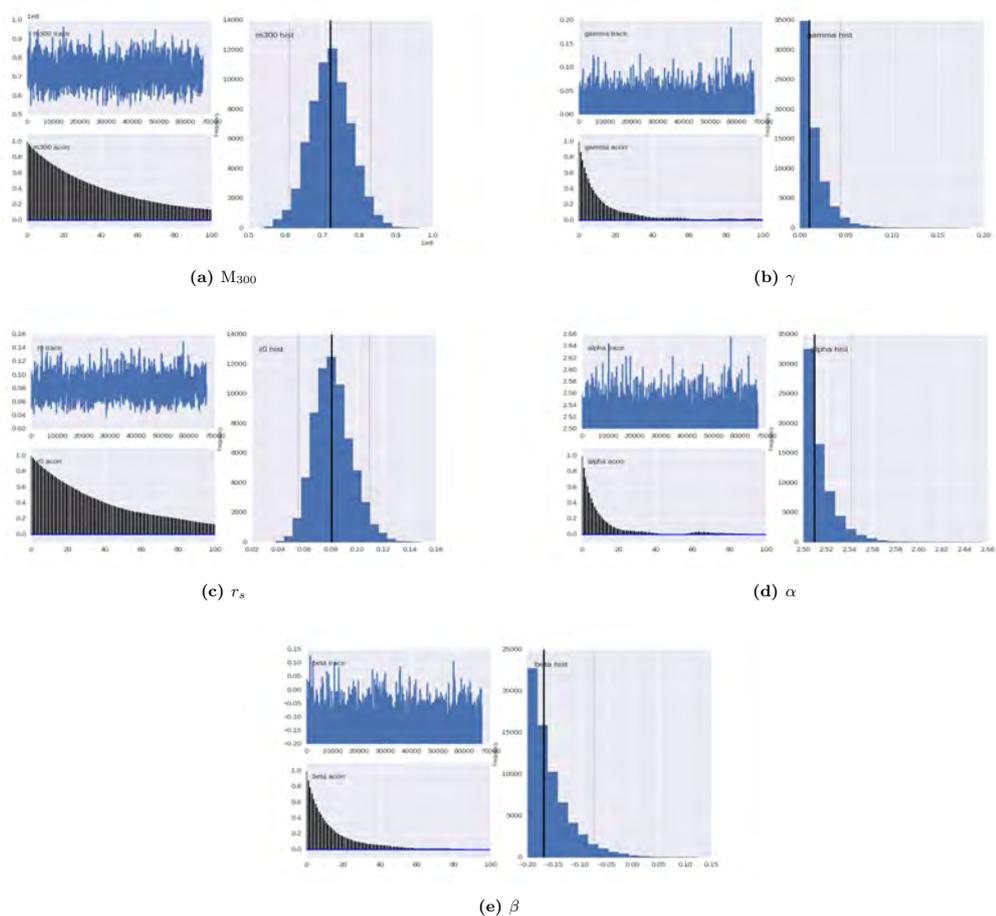


Figura 4.17: Análisis de Jeans para la galaxia satélite 9

**Resultados de la inferencia para la satélite 9:** Esta es la primera de las galaxias analizadas que no están dentro del radio virial de la galaxia principal MWL y en particular esta galaxia presenta una distribución de masa muy singular. En la parte más interna, la masa está fuertemente dominada por estrellas y debido al efecto de contracción gravitacional que ellas producen sobre el halo, la MO presenta una mayor acumulación que la normal para un perfil de densidad típico NFW en la parte más interna, a radios menores que 400pc( ver perfiles de densidad en la fig. 3.17 ). También se observa que en esta región interna el perfil cinemático  $\sigma_r$  presenta un aumento y que la cinemática medida es mayor que la calculada vía la ecuación de Jeans (ver figura 4.17). En cuanto a la distribución de masa dinámica inferida se obtiene que la media de la masa  $M_{300}$  está sobrestimada, con una diferencia de la medida de un 14 % y una incertidumbre al 95 % de confianza de  $\pm 19\%$  (líneas rojas verticales). En general en la región de 200 pc hasta 2.5 kpc la masa dinámica está sobrestimada respecto a la medición de masa total con diferencias que llegan hasta el 40 % . En el análisis de las morfología de las satélites se obtiene que para esta galaxia el cociente de los ejes principales  $c/a$  tiene un valor de 0.58 lo que indica que esta galaxia no cumple con las suposición de esfericidad; esto explica los altos errores en la inferencia de la masa dinámica.

Los parámetros ajustados presentan distribuciones razonablemente bien constreñidas (ver figura 4.18). Sin embargo algunos están muy sesgados hacia los mínimos permitidos

## 4.2 Resultados de la inferencia de $M_{\text{din}}$ e incertidumbre de los parámetros



**Figura 4.18:** Distribuciones de los 5 parámetros ajustados con el método de Jeans usando MCMC para la galaxia satélite 9.

por el método MCMC. En cuanto al parámetro de la pendiente en la densidad interna  $\gamma$ , se observa que la distribución está sesgada hacia cero lo cual es característico de un núcleo suave. Sin embargo, si el radio de escala inferido es lo suficientemente chico, se puede obtener que la pendiente en la región con un radio alrededor de 200-400pc no es plana en la distribución de densidad; esto se analiza más en detalle en la Sección 4.3.3.

#### 4. INFERENCIAS DINÁMICAS DE GALAXIAS ENANAS SATÉLITES A PARTIR DE LA CINEMÁTICA ESTELAR

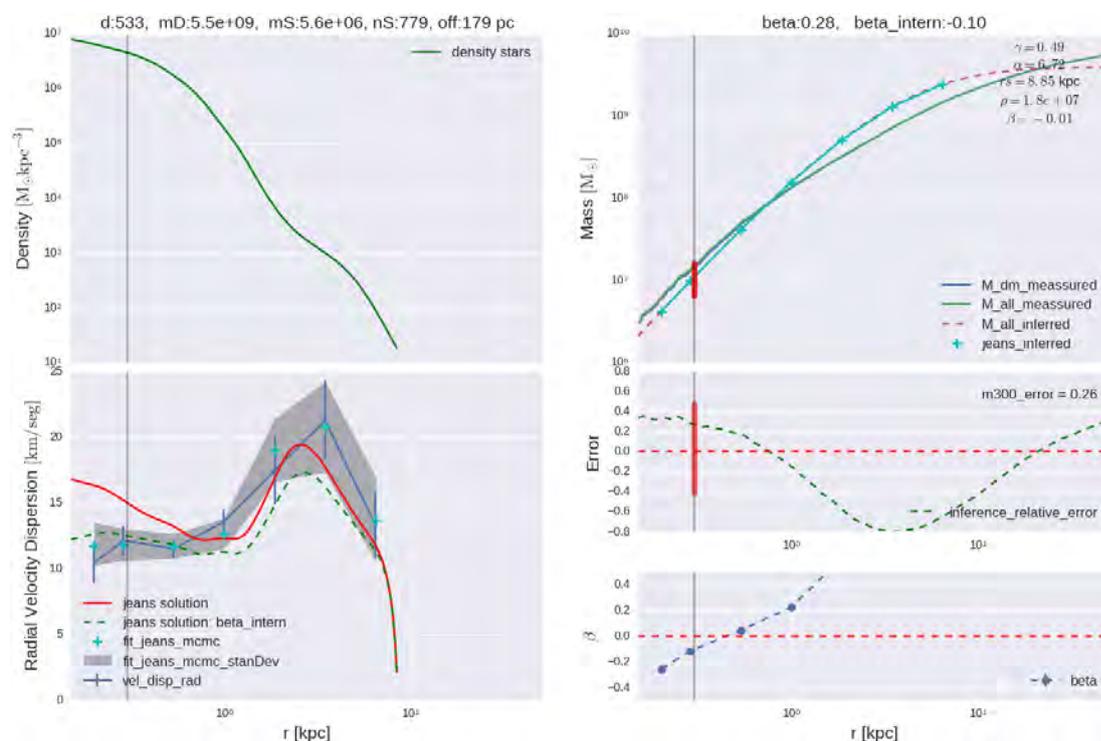
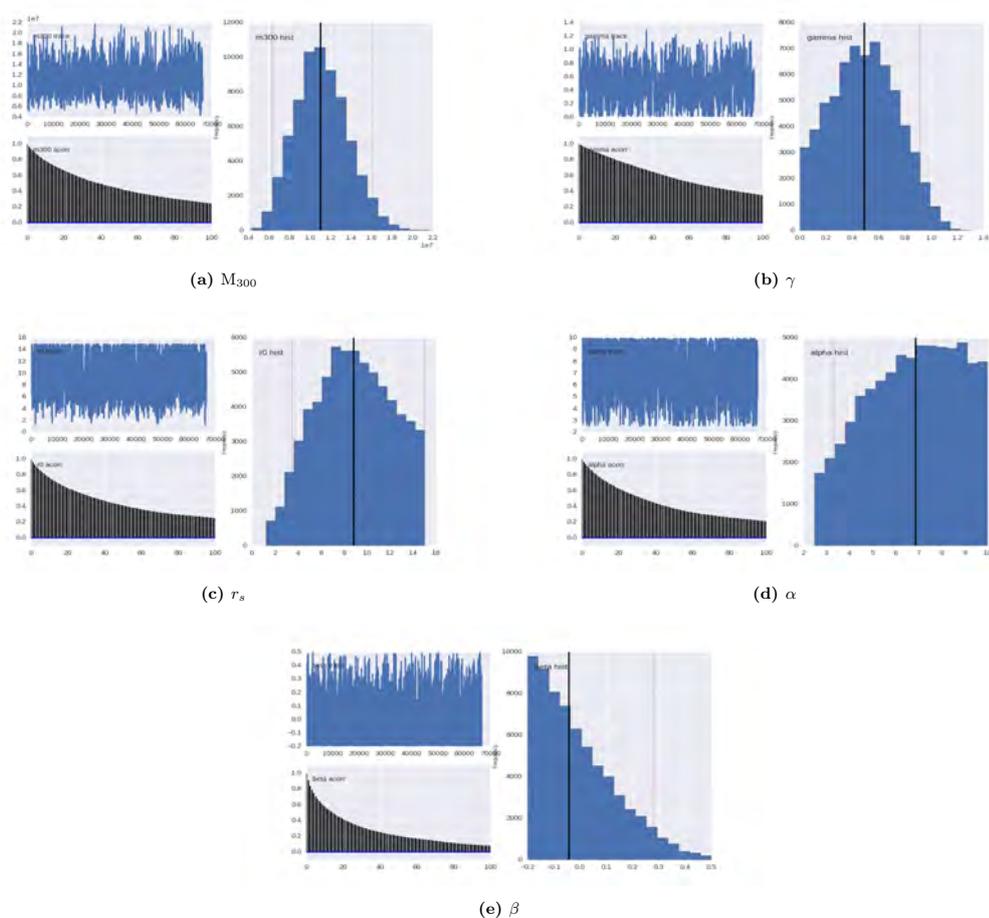


Figura 4.19: Análisis de Jeans para la galaxia satélite 10

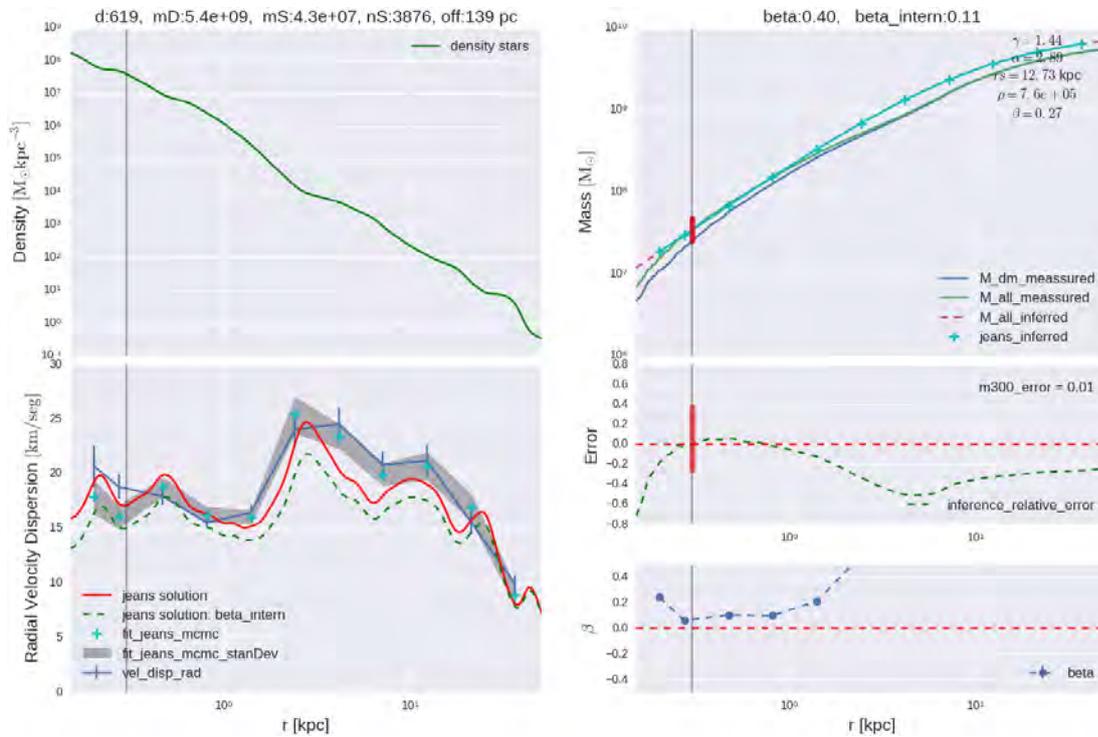
**Resultados de la inferencia para la satélite 10:** Para este caso se observa una gran diferencia entre los perfiles cinemáticos de  $\sigma_r$  resueltos con la ecuación de Jeans con la anisotropía promediada en toda la galaxia y la anisotropía interna (líneas roja y verde en el panel inferior izquierdo de la figura 4.19). Esto es debido a la fuerte caída en el valor de la anisotropía medida hacia la parte interna de la galaxia (panel inferior derecho); en la parte externa,  $\beta$  tiene un valor cercano a 1 lo que corresponde a trayectorias radiales de las partículas mientras que en la parte interna  $\beta$  presenta valores negativos que corresponden a trayectorias circulares de las partículas. Esto sugiere que la estructura interna de la galaxia no es la correspondiente a una esferoidal sino más bien a una galaxia de disco lo cual coincide con la medición del coeficiente de los ejes principales  $c/a$  el cual tiene un valor de 0.5 para esta galaxia. También se observa cómo el perfil cinemático  $\sigma_r$  medido está en buen acuerdo con aquel resuelto vía Jeans usando el valor de  $\beta$  interno, lo cual remarca la importancia del parámetro de anisotropía para la inferencia. El resultado de la inferencia de la distribución de masa dinámica presenta una diferencia del 40% en la parte interna y una subestimación para el valor de la media de  $M_{300}$  del 26% (con una incertidumbre al 95% de confianza del orden de  $\pm 45\%$ ), haciendo de ésta inferencia la de mayor diferencia de todas las galaxias analizadas. Esto es de esperarse por la medición previa de  $c/a$  que indica que esta es una galaxia de disco.

## 4.2 Resultados de la inferencia de $M_{\text{din}}$ e incertidumbre de los parámetros



**Figura 4.20:** Distribuciones de los 5 parámetros ajustados con el método de Jeans usando MCMC para la galaxia satélite 10.

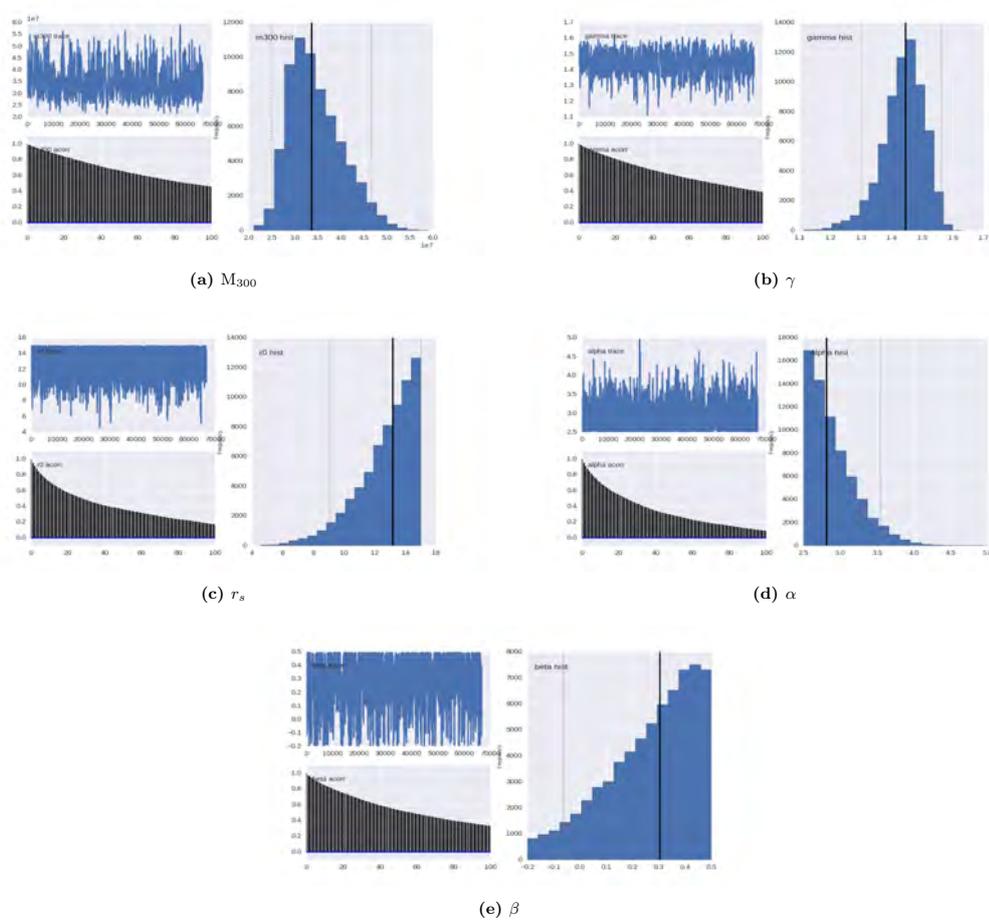
#### 4. INFERENCIAS DINÁMICAS DE GALAXIAS ENANAS SATÉLITES A PARTIR DE LA CINEMÁTICA ESTELAR



**Figura 4.21:** Análisis de Jeans para la galaxia satélite 11

**Resultados de la inferencia para la satélite 11:** Este caso es parecido a la galaxia 10, presentando una caída de la anisotropía desde la parte externa hacia la interna, salvo que para esta galaxia en la región más interna la anisotropía vuelve a subir y presenta un valor de anisotropía constante en la región desde 250 pc a 1.5 kpc (panel inferior derecho de la figura 4.21). En esta misma región la inferencia de la distribución de masa dinámica es buena, con diferencias fraccionales que no sobrepasan el 15% presentando una diferencia del 1% para la media de la masa  $M_{300}$  y una incertidumbre al 95% de +40% y -28% relativos al valor medio inferido (líneas rojas verticales). El valor ajustado para el parámetro  $\gamma$  tiene una distribución bien definida con un valor medio de 1.44 lo que corresponde a un perfil con un perfil de densidad inclinado en su parte mas interna .

## 4.2 Resultados de la inferencia de $M_{\text{din}}$ e incertidumbre de los parámetros



**Figura 4.22:** Distribuciones de los 5 parámetros ajustados con el método de Jeans usando MCMC para la galaxia satélite 11.

#### 4. INFERENCIAS DINÁMICAS DE GALAXIAS ENANAS SATÉLITES A PARTIR DE LA CINEMÁTICA ESTELAR

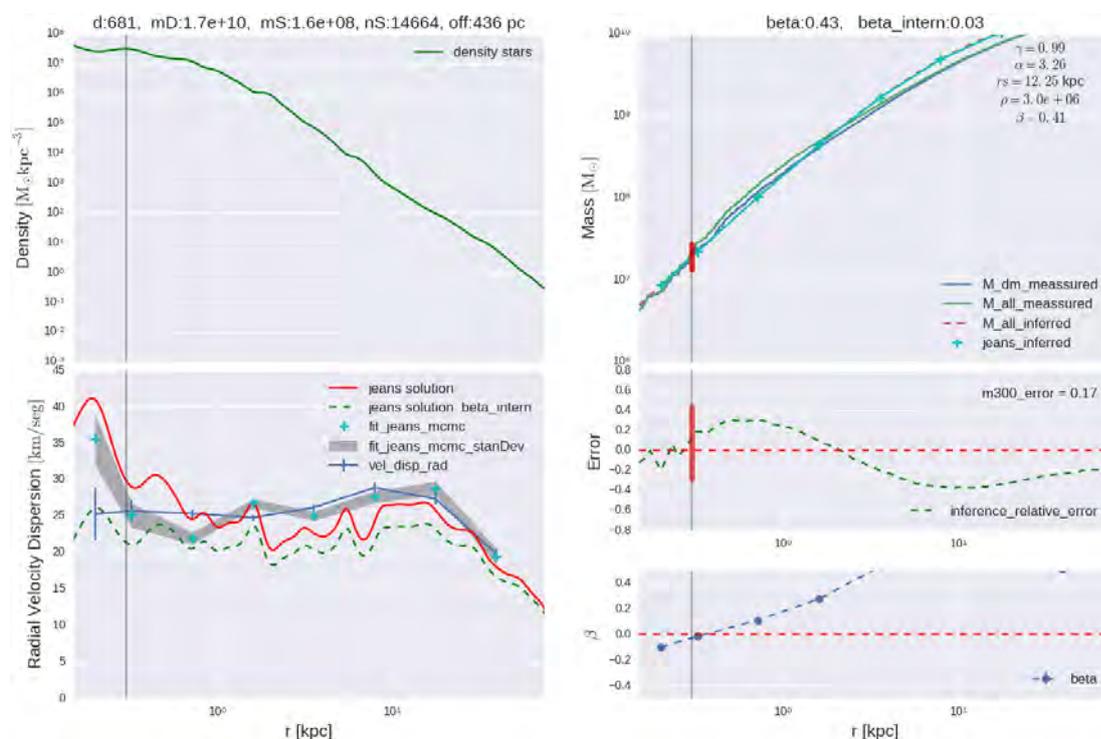
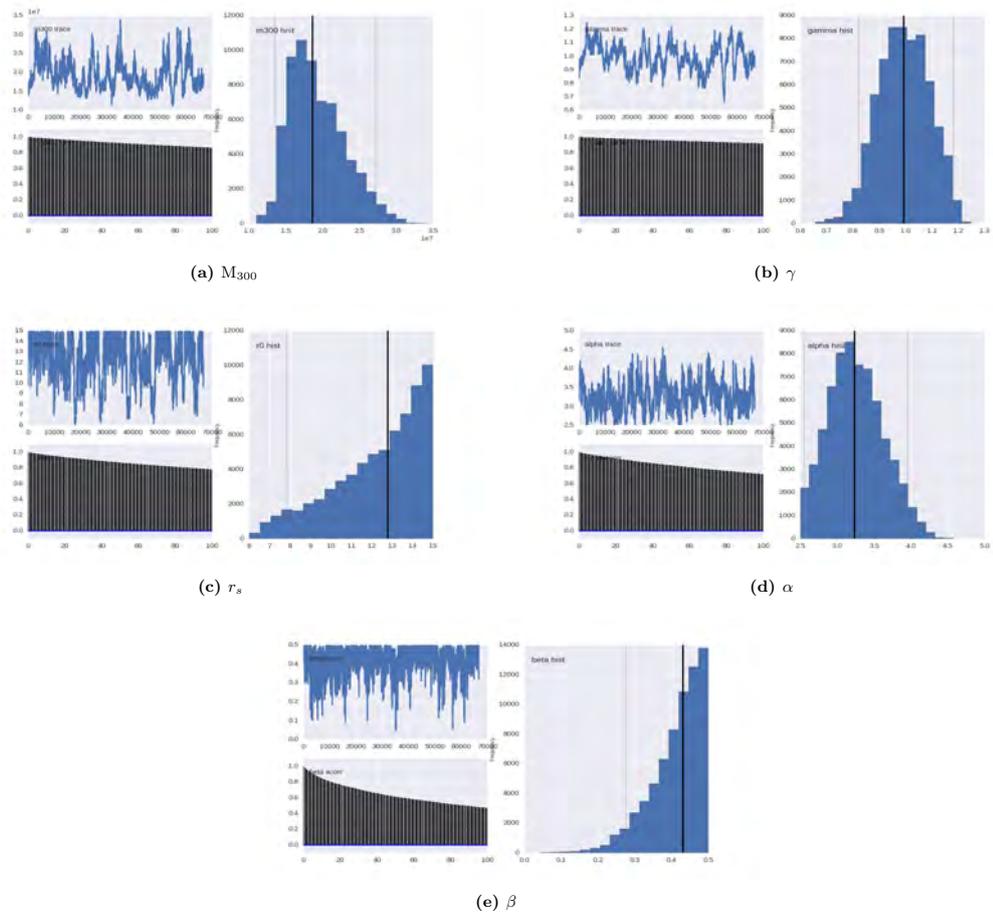


Figura 4.23: Análisis de Jeans para la galaxia satélite 12.

**Resultados de la inferencia para la satélite 12:** Muy similar a la satélite 10; el perfil cinemático  $\sigma_r$  se diferencia mucho cuando se calcula con la anisotropía de toda la galaxia que cuando se resuelve con la anisotropía interna, siendo el segundo caso el que está en buen acuerdo con el perfil cinemático medido (ver figura 4.23). También presenta un valor de  $\beta$  negativo en la parte interna que crece progresivamente a un valor de 1 en la parte externa de la galaxia lo que sugiere una galaxia sin simetría esférica, lo cual coincide con la medición del parámetro morfológico  $c/a$ , el cual tiene un valor de 0.66 que corresponde a una galaxia más “aplanada”. Para este caso la inferencia en la distribución de masa dinámica da valores por debajo de los medidos para la masa total, con una diferencia fraccional del 17% para la media de  $M_{300}$ ; esta diferencia se puede atribuir a la no esfericidad de la galaxia. El parámetro correspondiente a la caída de la densidad  $\gamma$  presenta una distribución bien definida con un valor medio igual a 1 el cual el cual corresponde al característico de una galaxia con perfil de densidad NFW en la parte interna (“cusp”), aunque la incertidumbre en la determinación es grande.

4.2 Resultados de la inferencia de  $M_{\text{din}}$  e incertidumbre de los parámetros



**Figura 4.24:** Distribuciones de los 5 parámetros ajustados con el método de Jeans usando MCMC para la galaxia satélite 12.

### 4.3. Resultados generales de las inferencias

Nuestro análisis muestra que para las galaxias satélites internas, es decir aquellas dentro del radio virial de la galaxia principal MWL (satélites 1 a 8), la inferencia de la masa dinámica en general está en razonable acuerdo con la medición de la masa total, con diferencias fraccionales<sup>1</sup> que en general no sobrepasan el  $\pm 30\%$  en la región de 250pc a 1.5kpc y el  $\pm 20\%$  concretamente a 300 pc, es decir las diferencias en la inferencia de la media del parámetro  $M_{300}$  son menores al  $\pm 20\%$ , excepto para la satélite 3, la cual presenta la peculiaridad de que en su parte interna su masa está fuertemente dominada por estrellas y de forma global su masa deMO es igual a su masa estelar. También destacan: la satélite 7, la cual presenta una sobrestimación del 18% a lo largo de toda la galaxia debida al sesgo de la inferencia de la anisotropía  $\beta$  hacia valores negativos y la satélite 8, para la cual se obtiene una subestimación en la parte interna del 18% y presenta una medición en su perfil cinemático menor que aquel resuelto con la ecuación de Jeans lo cual puede ser indicativo de una falta de equilibrio dinámico en esta región. Para las otras galaxias satélites internas los resultados de la inferencia son muy buenos, con diferencias fraccionales en realidad menores al  $\pm 10\%$  en la región interna y con una buena correspondencia entre la medición de su perfil cinemático con aquel resuelto con la ecuación de Jeans, especialmente cuando ésta se resuelve usando el valor de la anisotropía interna (como es el caso para la satélite 5). Para las satélites externas (8 a 12) las diferencias en la inferencia son mayores (excepto la galaxia 11 con error menor al 5% en la región de 250pc a 1kpc) llegando hasta el  $\pm 40\%$  en la región dentro de 1kpc; esto es debido a que estas galaxias tienen un valor del cociente de ejes principales  $c/a$  significativamente menor que 1 ( $\approx 0.6$ ) lo cual las hace más aplanadas que una galaxia esferoidal y por lo tanto son inapropiadas para este método de inferencia dinámica.

Como resultado de nuestro análisis de ajuste iterativo con MCMC se obtiene en realidad una distribución probabilística de valores constreñidos de los parámetros ajustados del modelo. El ancho de esta distribución refleja el nivel de incertidumbre de la inferencia del parámetro en cuestión. El parámetro mejor constreñido (con distribuciones más estrechas) fue el de normalización expresado a través de la masa dinámica contenida en los 300 pc,  $M_{300}$ . Como se acaba de mencionar, la diferencia fraccional de la media de este parámetro no supera el 10%, ya sea como sobrestimación o subestimación, para la mayoría de las galaxias satélites internas.

Las distribuciones que el método MCMC arrojó para  $M_{300}$  al 95% de confiabilidad expresadas también en términos fraccionales relativas a su valor medio inferido, oscilaron entre  $\pm 20\%$  y  $\pm 45\%$ ; aunque las distribuciones son generalmente asimétricas, las asimetrías son en realidad pequeñas. En conclusión, la incertidumbre en la determinación de  $M_{300}$  (al 95% de confiabilidad) es más grande en todos los casos que la

---

<sup>1</sup>Recordamos que la diferencia fraccional entre inferencia y medida se definió como  $(M_{\text{din, inferido}} - M_{\text{total, medido}})/M_{\text{total, medido}}$ , de tal manera que si es negativa la inferencia subestima la masa y si es positiva, sobreestima la masa

diferencia del valor medio de  $M_{300}$  con relación al medido.

Antes de mostrar de manera gráfica algunos de los resultados globales mencionados, se presentará un análisis de la inferencia cinemática similar al realizado pero tomando en cuenta ahora la distribución de masa estelar medida en la ecuación de Jeans, de tal manera que se constriña específicamente la componente de MO.

#### 4.3.1. Resultados de la inferencia de $M_{300}^{\text{DM}}$

En la Sección anterior se explicó y se mostraron los resultados de la inferencia de la masa dinámica la cual corresponde a la distribución de masa total (MO + estrellas), sin embargo desde la perspectiva de una metodología observacional lo que se busca inferir es la distribución de la MO. Para esto se deben incluir los datos de la medición de la masa estelar (suponiendo que el gas es despreciable para las galaxias dSph); en otras palabras, se relaja ahora la suposición implícita de que las galaxias dSph's son totalmente dominadas por materia oscura. Es por esto que el mismo método de inferencia descrito en la sección anterior se repitió con la diferencia que la masa dinámica se separa ahora en sus dos componentes: estelar y de MO, dando lugar a la siguiente modificación a la ecuación de Jeans:

$$\rho_* \sigma_r^2(R) = GR^{-2\beta} \int_R^\infty r^{2\beta-2} \rho_*(r) [M_*(r) + M_{DM}(r)] dr, \quad (4.4)$$

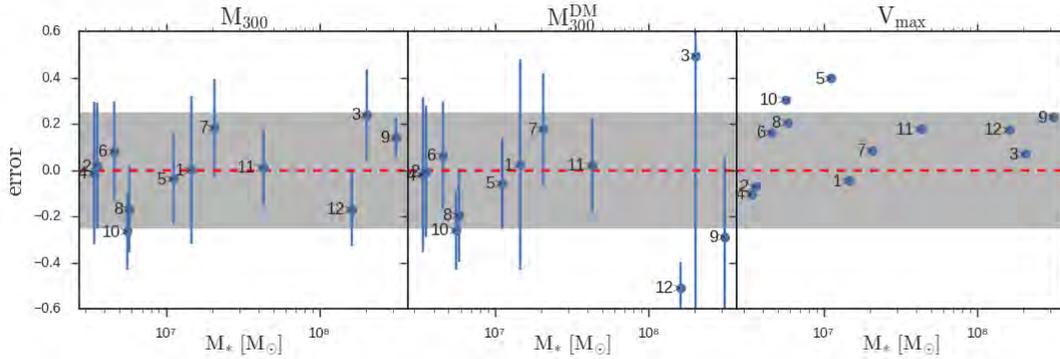
donde  $M_*$  corresponde a la distribución de masa estelar la cual se mide directamente de la simulación y se añade a la distribución de MO,  $M_{DM}$ , la cual es la que se infiere ahora. De esta forma los parámetros de masa ajustados  $\{ M_{300}, \gamma, \alpha, r_s \}$  corresponden a la distribución de MO, en particular el parámetro de normalización  $M_{300}$  corresponde a la MO contenida dentro de la esfera de radio 300 pc y de ahora en adelante lo llamaremos  $M_{300}^{\text{DM}}$  para diferenciarlo de  $M_{300}$  el cual corresponde a la inferencia hecha para la masa dinámica (total). Una vez hecho el ajuste de los parámetros de masa se obtiene el perfil de masa dinámica inferida el cual se usa para calcular la curva de velocidad inferida y a partir de esta se obtiene un valor de  $V_{max}$  inferido.

Los resultados obtenidos para la inferencia de  $M_{300}$  (total),  $M_{300}^{\text{DM}}$  y  $V_{max}$  se presentan en la tabla 4.1 junto con los respectivos valores reales medidos de la simulación, así como las respectivas diferencias fraccionales entre ellos. En el caso de los parámetros que son constreñidos directamente por el método, se reportan también los valores correspondientes a los percentiles 2.5% y 97.5% de las distribuciones. En la tabla 4.1 las diferencias fraccionales positivas corresponden a una sobrestimación por parte del valor inferido, mientras que las diferencias negativas corresponden a una subestimación del valor inferido.

#### 4. INFERENCIAS DINÁMICAS DE GALAXIAS ENANAS SATÉLITES A PARTIR DE LA CINEMÁTICA ESTELAR

**Tabla 4.1:** Resultados del análisis de Jeans

| Id | $M_{300}$          | $M_{300}$           | Error | $M_{300}^{DM}$     | $M_{300}^{DM}$      | Error | $V_{\max}$ | $V_{\max}$ | Error |
|----|--------------------|---------------------|-------|--------------------|---------------------|-------|------------|------------|-------|
|    | medida             | jeans               |       | medida             | jeans               |       | medida     | jeans      |       |
|    | $[10^7 M_{\odot}]$ | $[10^7 M_{\odot}]$  |       | $[10^7 M_{\odot}]$ | $[10^7 M_{\odot}]$  |       | [km/s]     | [km/s]     |       |
| 1  | 2.4                | $2.4^{+0.7}_{-0.5}$ | +0.00 | 1.6                | $1.6^{+1.0}_{-0.7}$ | +0.02 | 21.1       | 20.1       | -0.04 |
| 2  | 1.2                | $1.2^{+0.6}_{-0.5}$ | +0.02 | 1.1                | $1.1^{+0.6}_{-0.5}$ | -0.00 | 15.8       | 14.7       | -0.07 |
| 3  | 7.3                | $9.1^{+0.3}_{-0.3}$ | +0.24 | 1.1                | $1.7^{+2.3}_{-0.7}$ | +0.50 | 33.8       | 36.1       | +0.07 |
| 4  | 1.0                | $1.0^{+0.7}_{-0.5}$ | -0.01 | 0.9                | $0.9^{+0.7}_{-0.6}$ | -0.02 | 13.8       | 12.4       | -0.10 |
| 5  | 1.3                | $1.3^{+0.4}_{-0.4}$ | -0.04 | 1.3                | $1.2^{+0.4}_{-0.4}$ | -0.06 | 28.5       | 39.8       | +0.40 |
| 6  | 2.1                | $2.2^{+0.4}_{-0.4}$ | +0.08 | 2.0                | $2.1^{+0.4}_{-0.4}$ | +0.06 | 23.6       | 27.5       | +0.16 |
| 7  | 2.3                | $2.7^{+0.4}_{-0.3}$ | +0.18 | 2.1                | $2.4^{+0.4}_{-0.4}$ | +0.18 | 21.2       | 23.1       | +0.09 |
| 8  | 1.7                | $1.4^{+0.4}_{-0.4}$ | -0.17 | 1.6                | $1.3^{+0.5}_{-0.5}$ | -0.19 | 20.2       | 24.4       | +0.21 |
| 9  | 6.3                | $7.2^{+0.2}_{-0.2}$ | +0.14 | 1.7                | $1.2^{+0.3}_{-0.3}$ | -0.29 | 45.3       | 55.8       | +0.23 |
| 10 | 1.5                | $1.1^{+0.5}_{-0.4}$ | -0.26 | 1.4                | $1.1^{+0.5}_{-0.4}$ | -0.26 | 31.5       | 41.1       | +0.31 |
| 11 | 3.4                | $3.5^{+0.4}_{-0.3}$ | +0.01 | 2.5                | $2.5^{+0.5}_{-0.3}$ | +0.02 | 31.7       | 37.4       | +0.18 |
| 12 | 2.3                | $1.9^{+0.4}_{-0.3}$ | -0.17 | 2.0                | $1.0^{+0.6}_{-0.3}$ | -0.51 | 44.8       | 52.6       | +0.18 |



**Figura 4.25:** Diferencias fraccionales (error relativo, ver p e de página 1) entre el valor medio inferido y el medido para  $M_{300}$ ,  $M_{300}^{DM}$  y  $V_{\max}$  de las 12 satelites. La zona sombreada hace referencia a un diferencia fraccional del 25 %.

En la figura 4.25 se resumen los resultados del análisis de inferencia aplicado a las

12 galaxias satélites de la simulación. En función de la masa estelar se muestran las diferencias fraccionales de los parámetros de normalización  $M_{300}$  y  $M_{300}^{DM}$  inferidos, así como la  $V_{\max}$  calculada a partir de la inferencia de la masa dinámica. En el caso de los parámetros de normalización se muestra también una estimación del ancho  $1\sigma$  de su distribución obtenida mediante el método de MCMC (donde están contenidos el 68 % la distribución respecto al valor medio; barras de error azules); como ya se vio, las distribuciones alrededor de la media de  $M_{300}$  tienden a ser simétricas por lo que entonces esta estimación se puede interpretar como el error estándar en la determinación del parámetro en cuestión.

Para  $M_{300}$  se observa que todas las diferencias fraccionales están contenidas dentro de la banda de  $\pm 25\%$  (excepto la satélite 10 la cual tiene una diferencia del 26 %) y no parece haber una dirección preferente del signo de la diferencia es decir que no se obtiene una dirección sistemática de sobrestimación o subestimación. Como ya se mencionó, en el caso de la mayoría de las 8 satélites internas, las diferencias no superan el  $\pm 10\%$ ; en particular el promedio de el valor absoluto de la diferencia fraccional entre el valor medio inferido y el valor medido es del 9 % para las satélites internas. Las desviaciones estándar (incertidumbres) de la determinación son en realidad mayores a las diferencias de la media con relación a la medida para la mayoría de las satélites. Para las 8 satélites internas, a excepción de la 3, el valor medido (real) de  $M_{300}$  está dentro de la desviación estándar  $1\sigma$  de la inferencia; el promedio de las desviaciones estándar  $1\sigma$  para las 8 satélites internas es del 20 % relativo al valor inferido medio. *Como conclusión se puede decir que el método cinemático vía Jeans es capaz de recuperar la  $M_{300}$  (total) con una incertidumbre en promedio del 20 % y una diferencia fraccional entre el valor medio inferido y el medido del 9 %.*

Para la masa oscura inferida  $M_{300}^{DM}$ , de acuerdo a la figura 4.25 se obtiene que las diferencias entre el valor medio inferido con relación al medido son muy similares al caso de la masa total  $M_{300}$  para las galaxias con masas menores a  $10^8 M_{\odot}$ . Para las galaxias cuyas masas internas están dominadas por las estrellas la inferencia de  $M_{300}^{DM}$  se desvía bastante del valor real. En cuanto a la incertidumbre de la inferencia (barras de error azules), se ve que aumenta ligeramente con relación al caso  $M_{300}$  para las galaxias dominadas por MO y bastante para las galaxias dominadas por estrellas. Este aumento en la incertidumbre es de esperarse pues hay que recordar que lo que se está ajustando es el perfil de la cinemática  $\sigma_r$  dado por la ecuación de Jeans y no la masa directamente, por lo tanto al separar la masa dinámica (total) en sus componentes estelar y de MO ( ver ecuación 4.4 ) lo que se está haciendo es separar el valor de la dispersión de velocidades  $\sigma_r$  en dos componentes: una debida a las estrellas y otra debida a la MO ( ya que la integral es un operador lineal ); la distribución de masa de las estrellas  $M_*$  se mide directamente de la simulación y esta “fija”, es decir que no cambia en el transcurso de la inferencia, mientras que la distribución de masa de MO está cambiando conforme se ajustan los parámetros de masa  $\{ M_{300}^{DM}, \gamma, \alpha, r_s \}$ , sin embargo a pesar de que la masa estelar está fija, el parámetro de anisotropía  $\beta$  está siendo ajustado por el método MCMC lo cual hace que la componente de la cinemática  $\sigma_r$  correspondiente a la masa estelar también esté variando; esto le da una

## 4. INFERENCIAS DINÁMICAS DE GALAXIAS ENANAS SATÉLITES A PARTIR DE LA CINEMÁTICA ESTELAR

---

mayor libertad de variar a la componente de la cinemática correspondiente a la materia oscura conservando que la suma de las dos componentes ajuste bien al perfil cinemático medido; en particular se puede pensar en el caso extremo en el cual el parámetro  $\beta$  toma un valor tal que la componente de la cinemática correspondiente a las estrellas sea un buen ajuste para la cinemática medida, lo que implicaría que la componente de la cinemática correspondiente a MO sea cero ( o incluso negativa en el caso de que la cinemática estelar sobrepase a la cinemática medida ) lo cual solo es posible si el parámetro de normalización  $M_{300}^{DM}$  es cero; esto no era posible cuando se ajustaba la masa dinámica (total). Para las galaxias dominadas por MO este efecto no es notable, sin embargo para aquellas donde la materia estelar domina entonces este efecto afecta considerablemente la inferencia.

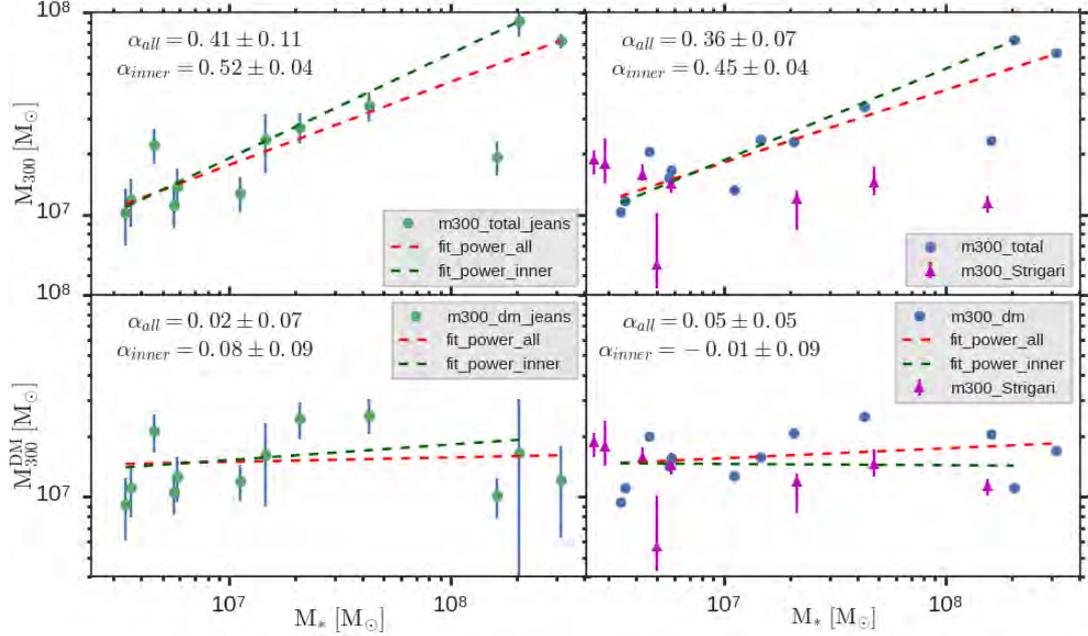
Para  $V_{\max}$  se observa en la figura 4.25 que la inferencia por lo general sobrestima el valor real con diferencias fraccionales entre el 10 % y el 40 %. En el caso de  $V_{\max}$  no es un parámetro que se haya constreñido con el ajuste sino que se calcula en base a los parámetros ajustados por el método de Jeans para la distribución de masa dinámica.

### 4.3.2. Comportamiento de $M_{300}$ y $M_{300}^{DM}$ en función de la masa

En trabajos anteriores (e.g., Strigari et al., 2008; Walker et al., 2009) se ha mostrado que parece haber una *escala universal* en las inferencias observacionales de  $M_{300}$  para las galaxias satélites de la Vía Láctea, es decir que el valor de  $M_{300}$  es constante independientemente de la masa de la galaxia observada. Más recientemente Kuzio de Naray et al. (2016) han extendido este tipo de inferencias para galaxias desde ultra-enanas hasta galaxias soportadas por rotación masivas, usando  $M_{500}$  en vez de  $M_{300}$ . La inferencia de esta masa dinámica contenida en los 500 pc internos se basa siempre en el método cinemático de Jeans (Walker et al., 2009). Ellos encuentran que  $M_{500}$  crece muy ligeramente con la masa (es casi constante) en el enorme intervalo de masas que tratan, a excepción de las galaxias masivas más tempranas (S0-Sa/Sb), cuya masa a 500 pc es mucho mayor que la tendencia general encontrada. Esto último es de esperarse pues en estas galaxias claramente dominan las estrellas en la parte interna del sistema galaxia-halo y en ese caso, la densidad es mucho mayor pues el gas del que se forman las estrellas es altamente disipativo.

Para las galaxias donde se espera domine la MO incluso en el centro, la inferencia de  $M_{300}$  o  $M_{500}$  se refiere prácticamente entonces a la MO. El hecho de que la cantidad de MO en los 300 o 500 pc internos sea constante con la masa tiene profundas implicaciones para la naturaleza de la MO y/o los efectos de la retroalimentación por supernovas en la distribución de masa interna del halo oscuro. Es por esto que abordamos esta cuestión a continuación en base a los resultados de la simulación Garrotxa.

En la figura 4.26 (paneles superiores) se muestran la inferencia (izquierda) y la medición (derecha) de  $M_{300}$  en función de la masa de la galaxia y (paneles inferiores) lo mismo para la inferencia y medición de  $M_{300}^{DM}$ . Las líneas punteadas corresponden a un ajuste a una ley de potencias usando los datos de las 12 satélites analizadas (línea roja) y solo las 8 satélites dentro del radio virial de la galaxia principal MWL (línea verde).



**Figura 4.26:** Valores de  $M_{300}$  (arriba) y  $M_{300}^{DM}$  (abajo) inferidas y medidas (izquierda y derecha respectivamente) en la simulación en función de la masa de la galaxia. Las líneas punteadas corresponden a ajustes a leyes de potencia tomando únicamente las satélites internas (verde) y todas las satélites (roja); os valores de las pendientes de los ajustes se muestran en las esquinas como  $\alpha_{inner}$  y  $\alpha_{all}$  respectivamente. Los triángulos morados con barras de error corresponden a inferencias a partir de observaciones cinemáticas de satélites de la Vía Láctea (Strigari et al., 2008).

En triángulos morados se incluyen las inferencias observacionales para las satélites de la Vía Láctea reportadas en Strigari et al. (2008). De esta figura se pueden sacar varias conclusiones:

- Comparando las inferencias de  $M_{300}$  y  $M_{300}^{DM}$  con las masas correspondientes medidas (reales) se ven similares, como ya se concluyó. Por ende, las correlaciones de estas masas con la masa estelar, ya sea para los 8 satélites internas o todas, son similares entre la inferencia y la real.
- Las satélites simuladas muestran valores de  $M_{300}$  (total) que crecen con la masa estelar, en especial para masas mayores a  $M_* \approx 2 \times 10^7 M_{\odot}$ . La masa dentro de 300 pc es considerablemente mayor en aquellas galaxias donde domina la componente estelar. En el caso de las galaxias observadas de la Vía Láctea  $M_{300}$  no aumenta con la masa, lo cual puede deberse a que ninguna de estas dSph's sean dominadas por estrellas.

#### 4. INFERENCIAS DINÁMICAS DE GALAXIAS ENANAS SATÉLITES A PARTIR DE LA CINEMÁTICA ESTELAR

- Las galaxias satélites simuladas muestran valores de  $M_{300}^{\text{DM}}$  independiente de la masa estelar y dentro del intervalo de  $1 - 2 \times 10^7 M_{\odot}$ . Este resultado, válido para nuestro intervalo de masas de  $10^6$  a  $4 \times 10^8 M_{\odot}$ , es de gran interés pues indica que las partes más centrales de los (sub)halos de MO tienen la misma densidad, del orden de  $0.25 M_{\odot}/\text{pc}^3$ . Esto está de acuerdo con las inferencias observacionales de Strigari et al. (2008) en el entendido de que las satélites analizadas son dominadas por MO.

En la figura 4.27 se presentan los mismos resultados de la figura 4.26 pero para las masas dinámica y oscura dentro de los 500 pc internos en vez de 300 pc. Los resultados de la inferencia de  $M_{500}$  y  $M_{500}^{\text{DM}}$  y sus incertidumbres son muy similares a los ya presentados para las masas dentro de 300 pc. En lo que concierne a lo que se obtiene en sí en la simulación, vemos que para  $M_{500}$  la correlación con la masa es más suave que en el caso de  $M_{300}$  mientras que para  $M_{500}^{\text{DM}}$ , es tan independiente de la masa como  $M_{300}^{\text{DM}}$ . La masa oscura contenida en 500 pc oscila entre 2 y  $6 \times 10^7 M_{\odot}$ . En esta figura se incluye también el ajuste aproximado y su dispersión que dan Kuzio de Naray & McGaugh (2014) a la correlación  $M_{500} - M_*$  en un enorme intervalo de masas. Las masas a 500 pc de las simulaciones están dentro de la dispersión aunque con valores en el extremo superior de la misma.

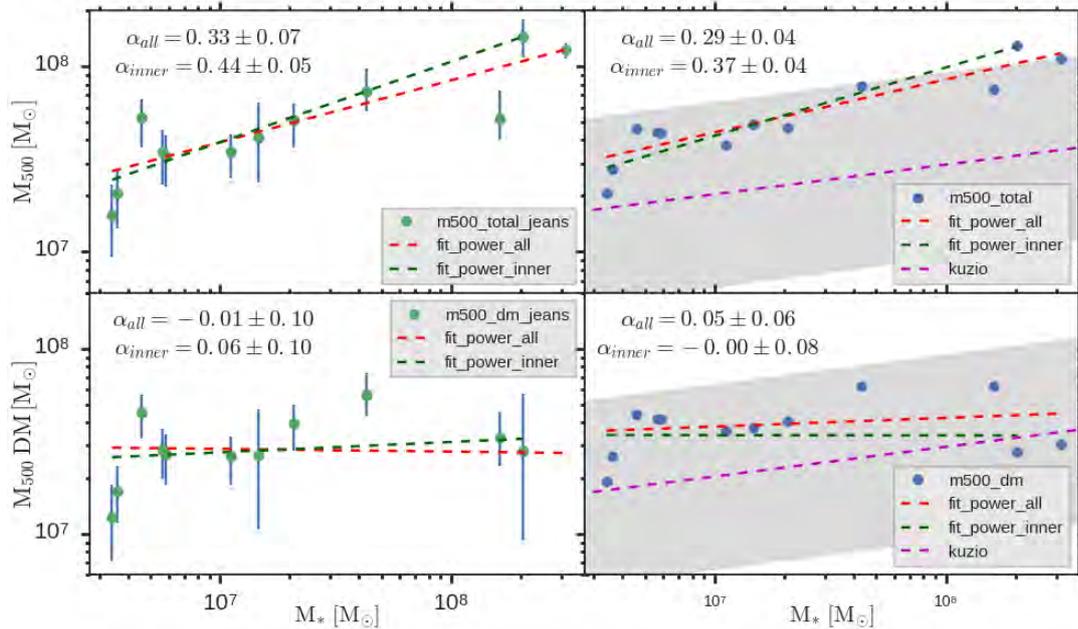


Figura 4.27: Igual que la figura 4.26 pero para  $M_{500}$

El resultado de la simulación de galaxias enanas satélites muestra entonces que en el contexto del escenario MOF- $\Lambda$  se pueden producir núcleos en los (sub)halos de MO con una densidad que no correlaciona con la masa. El que la masa de MO a 300

pc en los subhalos de la simulación Garrotxa no dependa de la masa estelar o virial, siendo aproximadamente constante, puede deberse a la acción de efectos dinámicos que produce la retroalimentación de las supernovas combinados con efectos de entorno. Otra alternativa es que la masa virial original de los halos donde habitan las galaxias satélites fueron de masas similares y por ende con valores de  $M_{300}^{\text{DM}}$  parecidos pero debido a los efectos de las fuerzas de marea perdieron masa terminando con diferentes masas, lo cual indujo también masas estelares en un amplio intervalo de valores. Para corroborar esta hipótesis hay que explorar en la simulación cuáles fueron las masas de los subhalos en el pasado, antes de aproximarse al radio virial del halo principal y después a medida que cae a radios más internos.

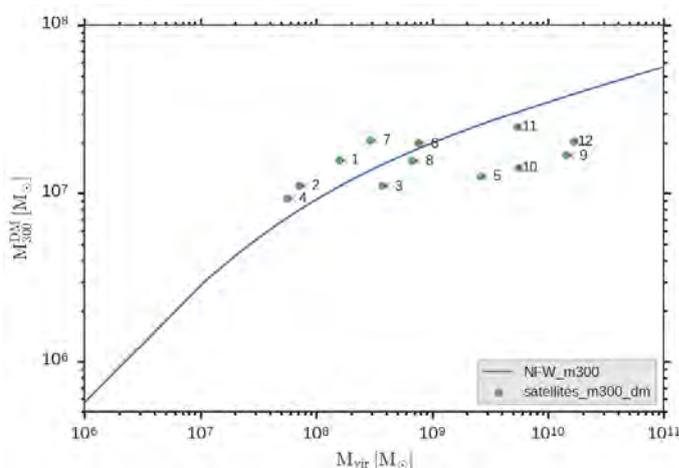
Por lo pronto, se puede realizar un sencillo ejercicio. Para el caso de halos oscuros aislados se predice que la masa a 300 pc correlaciona con la masa virial como se muestra en la figura 4.28; la línea sólida ahí fue calculada para el perfil NFW usando una relación concentración- $M_{\text{vir}}$  como la que se reporta en simulaciones de N cuerpos (puro MO) de cajas cosmológicas (Muñoz-Cuartas et al., 2011). En esta figura se muestran también las masas a 300 pc vs. las masas viriales de las 12 galaxias satélites analizadas en esta tesis. Si es correcta la hipótesis de que los subhalos actuales provienen de halos que tuvieron una masa mayor y aproximadamente igual, entonces de acuerdo a la figura 4.28, sus masas  $M_{300}^{\text{DM}}$  tendrían que ser mayores a las que se miden. Por ejemplo, si los halos antes de ser acretados tuvieron masas alrededor de  $10^{10} M_{\odot}$ , entonces las  $M_{300}^{\text{DM}}$  de los subhalos parcialmente desintegrados tendrían que ser  $\sim 4 \times 10^7 M_{\odot}$ , es decir mayores a lo que se mide en realidad. Es más factible la posibilidad de que los efectos de la retroalimentación por supernovas reducen la masa dentro de 300 pc para halos de masas viriales  $3 - 30 \times 10^9 M_{\odot}$ ; los halos de esas masas que luego son acretados por el halo principal, pierden masa externa pero conservan la masa interna a los 300 pc, de tal manera que todos los subhalos y halos tienen una  $M_{300}^{\text{DM}}$  independiente de la masa virial en un intervalo de masas de más de dos órdenes de magnitud.

Finalmente, se obtuvo también el resultado de que cuando se considera la presencia de las estrellas, la densidad total en los núcleos de 300 o 500 pc tiende a aumentar con la masa estelar, en especial si la componente estelar domina. El hecho de que las inferencias observacionales cinemáticas de la masa  $M_{300}$  (o  $M_{500}$ ) muestren que no dependen de la masa, a la luz de nuestro resultado, implica que las galaxias usadas para hacer estas inferencias son en realidad dominadas por MO.

### 4.3.3. Resultados de la inferencia de $\gamma_{.02}$ y $\gamma_{300}$

Hemos mostrado arriba que el segundo parámetro que mejor se puede inferir con el método cinemático vía Jeans es  $\gamma$ , es decir la pendiente interna asintótica del perfil NFW generalizado  $\rho_4$ . No obstante, la incertidumbre en la inferencia de este parámetro es grande como se vio en las distribuciones de este parámetro para cada galaxia. De todos modos, es de interés conocer si las estimaciones de la pendiente interna hecha en base vía Jeans sobreestiman o subestiman en general la pendiente real. Debido a que  $\gamma$  es un valor asintótico, es mejor tomar una pendiente a un radio interno dado, por

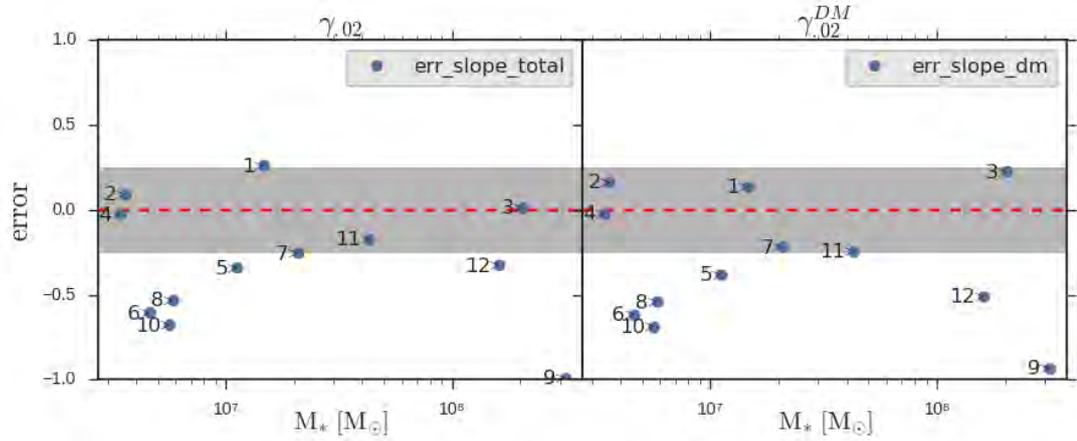
#### 4. INFERENCIAS DINÁMICAS DE GALAXIAS ENANAS SATÉLITES A PARTIR DE LA CINEMÁTICA ESTELAR



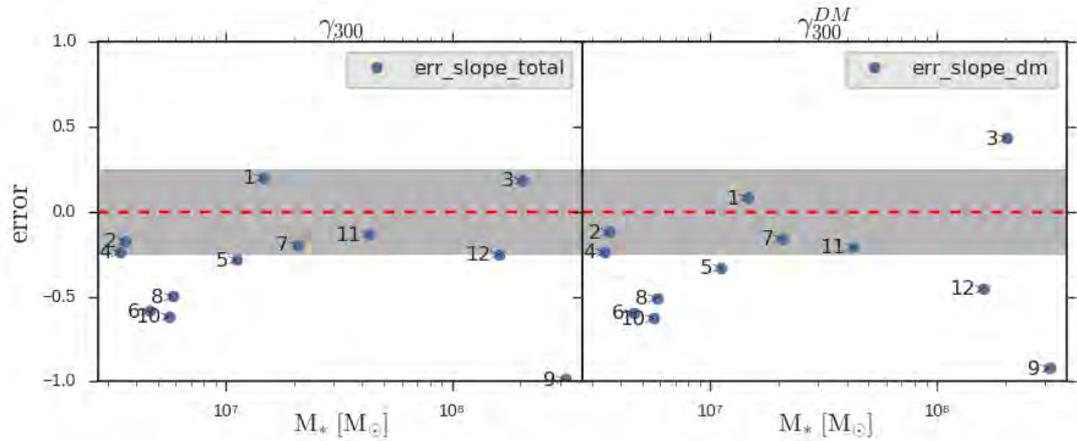
**Figura 4.28:** Línea azul: Predicción de  $M_{300}^{\text{DM}}$  en función de  $M_{\text{vir}}$  en el contexto MOF-A usando la relación de concentración- $M_{\text{vir}}$  de Muñoz-Cuartas et al. (2011). Puntos verdes: Mediciones de  $M_{300}^{\text{DM}}$  para las 12 satélites de Garrotxa.

ejemplo a  $0.02R_{\text{vir}}$  o a 300 pc. Una vez constreñidos los valores medios de parámetros del perfil de densidad  $\rho_4$  se usa este perfil para medir la pendiente en cualquier radio. En la figura 4.29 presentamos para las 12 galaxias satélites de la simulación la diferencia fraccional entre la pendiente a  $0.02R_{\text{vir}}$  inferida y medida (las pendientes medidas se presentaron en el capítulo anterior), tanto para el caso en que el método cinemático se aplicó para la masa dinámica total (panel izquierdo) como para el caso en que se incluyó el perfil de estrellas para inferir explícitamente el perfil de masa oscuro (panel derecho). Si la diferencia o error relativo es negativo significa que la pendiente dada se subestimó (es más plana que la medida) y si es positivo, lo contrario. En la figura 4.30 la misma comparación pero para la pendiente medida a 300 pc.

De acuerdo a las figuras 4.29 y 4.30, ya sea con la inferencia de masa total como la de masa oscura, las pendientes a  $0.02R_{\text{vir}}$  y a 300 pc son generalmente subestimadas, es decir se obtienen perfiles que son más planos al centro que lo que son en realidad. Las diferencias pueden ser tan grandes como del 60 % o hasta del 100 %. Hay dos casos donde al contrario, se sobrestiman las pendientes hasta por un 25 % y dos casos donde se recupera bien la pendiente real. *En general podemos concluir que la inferencia de las pendientes de densidad de masa total o de masa oscura son recuperadas pobremente por el método cinemático de Jeans y con una tendencia a subestimarlas, es decir a mostrar un perfil más aplanado al centro de lo que en realidad son. Lo cual puede ser interpretado como la presencia de núcleos suaves cuando ya se mostró en el capítulo anterior que no los hay.*



**Figura 4.29:** Diferencias fraccionales entre la inferencia y medición de la pendiente del perfil total (panel izquierdo) y obscuro (panel derecho) a  $0.02R_{\text{vir}}$ ,  $\gamma_{0.02}$ . Como se aprecia, el método de Jeans tiende a recuperar valores de la pendiente más planas de lo que en realidad son.



**Figura 4.30:** Diferencias fraccionales entre la inferencia y medición de la pendiente del perfil total (panel izquierdo) y obscuro (panel derecho) al radio fijo de 300 pc,  $\gamma_{300}$ . Como se aprecia, el método de Jeans tiende a recuperar valores de la pendiente más planas de lo que en realidad son.



# Conclusiones

---

Con el objetivo de hacer referencia a las diferencias entre las predicciones del modelo cosmológico actual de Materia Oscura Fría con Constante Cosmológica (MOF- $\Lambda$ ) y las inferencias observacionales para las galaxias enanas satélites de la Vía Láctea y Andrómeda de las cuales surgen las 3 principales controversias a los cuales se enfrenta el paradigma MOF- $\Lambda$  (“missing satellites”, “to-big-to-fail” y “core-cusp”), hemos analizado la simulación numérica GARROTXA (Roca-Fàbrega et al., 2015). Esta es una simulación cosmológica de N-cuerpos + hidrodinámica de alta resolución en el contexto del MOF- $\Lambda$  y que se centra en una galaxia similar a la Vía Láctea (MWL) para la cual hemos localizado sus correspondientes galaxias satélites y se han medido sus propiedades morfológicas y cinemáticas.

Para localizar la estructura en la simulación y determinar qué partículas corresponden a la galaxia/halo principal y sus correspondientes (sub)halos/galaxias satélites se ha utilizado el buscador de halos ROCKSTAR-GALAXIES. Como resultado se ha localizado la galaxia principal MWL y 12 galaxias satélites de las cuales únicamente 8 están dentro del radio virial del halo de la galaxia principal; a su vez se han localizado en el halo principal correspondiente a la galaxia MWL 227 subhalos con masas mayores a  $10^6 M_{\odot}$  y hasta 1114 mayores a  $10^5 M_{\odot}$ . De aquí se llega a una primera conclusión:

En Garrotxa, al igual que en varias otras simulaciones con hidrodinámica, la fracción de subhalos que albergan una galaxia con estrellas en su interior es muy pequeña ( $\sim 1/30$  y  $1/140$  para masas respectivamente mayores a  $10^6$  y  $10^5 M_{\odot}$ ) lo que resulta en que el número de galaxias enanas satélites en el paradigma MOF- $\Lambda$  coincide con el número de galaxias enanas observadas para la Vía Láctea y Andrómeda, resolviendo el problema de las galaxias faltantes (“missing satellites”).

Después de localizadas las partículas correspondientes a cada sistema (sub)halo-galaxia se procede a medir el perfil de densidad tanto de materia oscura como de estrellas mediante el método no paramétrico de suavizado vía kernels. Una vez medidos los perfiles de densidad de materia oscura, se utilizó la técnica de MCMC para ajustar un perfil analítico correspondiente a una generalización del perfil NFW donde se han

## 5. CONCLUSIONES

---

dejado libres los cuatro parámetros de dicho perfil; en particular, dos de ellos cuantifican la caída de la densidad en las partes interna y externa del halo en cuestión. De estos ajustes a los perfiles de los (sub)halos correspondientes a las 12 galaxias satélites se concluye que para la parte interna:

Ninguna galaxia satélite presenta un halo con un perfil de densidad aplanado al centro (“core”), es decir que los efectos de los bariones y del hecho de ser satélites no han sido capaces de aplanar los perfiles de densidad internos de los halos de galaxias enanas, como algunos autores han reportado. Esto es indicativo de que, aún considerando a los bariones y los efectos de la retroalimentación de las estrellas, en especial las supernovas, el modelo MOF- $\Lambda$  tiende a predecir perfiles de densidad del halo no planos en las escalas de galaxias enanas.

Con las mediciones de la caída del perfil de densidad en la parte externa de los (sub)halos correspondientes a las galaxias satélites y las mediciones del radio al cual se alcanza el 95 % de la masa del sistema halo-galaxia, se concluye que:

Los (sub)halos de las galaxias alrededor de MWL muestran fuertes desviaciones de los comportamientos del perfil de densidad externo con relación al de halos aislados en equilibrio, lo cual indica que las partes externas, e incluso intermedias, han sido significativamente alterados (mayormente desintegrados) por los efectos del medio ambiente. En particular para las enanas internas el cociente del radio que contiene el 95 % de la masa entre el radio virial disminuye con la distancia al centro de la galaxia principal aproximadamente según la relación:  $\log(R_{M95}/R_{\text{vir}}) \propto [0.7 \pm 0.1]D$ , llegando este cociente a ser  $\sim 0.2$  a una distancia de 30 Kpc.

Se compararon las propiedades globales de las galaxias satélites de la simulación con las galaxias satélites de la Vía Láctea. En general, las galaxias simuladas ocupan regiones similares a las observadas en los diagramas  $V_{\text{max}} - M_*$ ,  $R_{1/2} - M_*$ ,  $\sigma_{1/2} - M_*$ . Las galaxias simuladas aparentemente tienen cocientes  $M_*/M_{\text{vir}}$  mayores a los que se infieren de manera semi-empírica con métodos estadísticos, aunque dichas inferencias son muy inciertas para masas tan pequeñas. De las 12 galaxias satélites, 10 son dominadas por la componente de MO incluso en el centro, pero hay 2 satélites que muestran dominio de la componente estelar en el centro.

En la segunda parte de este trabajo se presentó un método que es ampliamente utilizado en estudios observacionales para inferir las distribuciones de MO en galaxias satélites enanas esferoidales de la Vía Láctea y Andrómeda. El método se basa en utilizar la ecuación de Jeans para relacionar las mediciones de la distribución de la masa de las estrellas y su dispersión de velocidades con la masa dinámica (total) contenida en el sistema halo-galaxia, Bajo las suposiciones de que estas galaxias están dominadas por MO, están en equilibrio dinámico, presentan simetría esférica y su anisotropía cinemática es aproximadamente constante a lo largo de toda la galaxia, la inferencia que se hace se asocia directamente con la distribución de MO interna del halo.

---

Se aplicó el método de inferencia de Jeans a las 12 satélites de la galaxia MWL para obtener, primero, la distribución de masa dinámica (total) y, luego, se repitió el procedimiento asignando a priori la distribución de masa de las estrellas para inferir aisladamente la componente de la masa dinámica correspondiente a la MO. Después de realizar las inferencias se compararon los resultados con las distribuciones de masa total y de MO medidas de forma directa en la simulación; en particular el método de inferencia es capaz de constreñir el parámetro de normalización del perfil de masa supuesto, el cual para este trabajo se escogió como la masa contenida dentro del radio de 300pc  $M_{300}$  (o dentro de 500 pc). Los resultados obtenidos para la comparación de los valores inferidos para  $M_{300}$  y los medidos son los siguientes:

Para las 8 galaxias satélites internas de MWL, el método cinemático vía Jeans es capaz de recuperar la  $M_{300}$  (total) con una incertidumbre promedio del 20% ( $1\sigma$ ) y una diferencia fraccional entre el valor medio inferido y el medido de  $\approx 10\%$ , sin presentar una dirección preferente entre subestimación o sobrestimación por parte de la inferencia.

Para las 4 satélites externas el método de Jeans recupera  $M_{300}$  con una incertidumbre menor, en promedio del 15% pero una diferencia fraccional entre el valor medio inferido y el medido, en general mayor, del 16%; esto debido a que 3 de las galaxias externas son más aplanadas (de disco) y para ellas las suposiciones hechas dejan de ser una buena aproximación.

En el caso en el que la inferencia se hizo directamente sobre la MO, a priori insertando la masa estelar en la ecuación de Jeans, los resultados de las incertidumbres y las diferencias fraccionales entre el valor medio inferido y el medido para  $M_{300}^{\text{DM}}$  son muy similares a los obtenidos con la inferencia para la masa total; excepto para las satélites dominadas por estrellas en su parte interna, para las cuales las incertidumbres son en promedio del 50% ( $1\sigma$ ) y las diferencias fraccionales son en promedio del 30%.

Usando los parámetros de masa ajustados por el método de Jeans, se calcula el perfil de velocidad circular del cual se obtiene un valor inferido para  $V_{\text{max}}$ . Estas velocidades resultan ser sistemáticamente mayores a las reales, en promedio en un 27%.

Después de realizar la inferencia vía Jeans se buscó una correlación entre los valores medidos para el par de parámetros  $M_{300}$  y  $M_{300}^{\text{DM}}$  en función de la masa de su correspondiente galaxia; se obtuvieron los siguientes resultados:

Las satélites simuladas muestran valores medidos de  $M_{300}$  que **crecen con la masa estelar** para masas mayores a  $M_* \approx 2 \times 10^7 M_\odot$ . La masa dentro de 300 pc es considerablemente mayor en aquellas galaxias donde la componente estelar empieza a ser significativa o domina. En el caso de las galaxias observadas de la Vía Láctea,  $M_{300}$  no aumenta con la masa de la

## 5. CONCLUSIONES

---

galaxia (Strigari et al., 2008), lo cual puede deberse a que ninguna de las galaxias observadas sea dominada por estrellas. Este resultado se reproduce también para los valores inferidos con el método de Jeans de  $M_{300}$  ya que los valores inferidos no difieren mucho de los valores medidos en la simulación como se concluyó anteriormente.

Para los valores de  $M_{300}^{\text{DM}}$ , tanto los inferidos vía Jeans como los medidos de la simulación, muestran ser **independientes de la masa estelar** con una dispersión dentro del intervalo de  $1 - 2 \times 10^7 M_{\odot}$ . Este resultado, válido para nuestro intervalo de masas de  $10^6$  a  $4 \times 10^8 M_{\odot}$ , es muy relevante pues indica que en su región más interna los (sub)halos de MO tienen la misma densidad promedio, del orden de  $0.25 M_{\odot}/\text{pc}^3$ . Esto está de acuerdo con las inferencias observacionales de Strigari et al. (2008) en el entendido de que las satélites analizadas en las observaciones son dominadas por MO.

Los dos resultados anteriores también se obtuvieron para la masa total y oscura contenida dentro de 500pc,  $M_{500}$  y  $M_{500}^{\text{DM}}$  respectivamente; en este caso los valores de  $M_{500}^{\text{DM}}$  también son independientes de la masa de la galaxia y sus valores medidos presentan una mayor dispersión entre el intervalo de  $2 - 6 \times 10^7 M_{\odot}$ ; todos caen en la región reportada de inferencias observacionales en Kuzio de Naray & McGaugh (2014).

Finalmente para poner a prueba la precisión con la que el método de Jeans recupera la parte interna del perfil de densidad de MO se utilizaron los parámetros de masa ajustados por el método para medir la pendiente del perfil de densidad a en radios de 300pc y  $0.02R_{\text{vir}}$  de la galaxia satélite en cuestión; de esto se obtuvo que para ambos radios las pendientes del perfil de masa (tanto total como de MO) están siendo subestimadas por el método en promedio por un 45% lo que las hace indicativas de un perfil más aplanado al centro de lo que en realidad son. Esto puede ser interpretado como la presencia de núcleos suaves cuando en realidad no los hay.

A.1. Proyecciones de las galaxias satélites

Apéndice

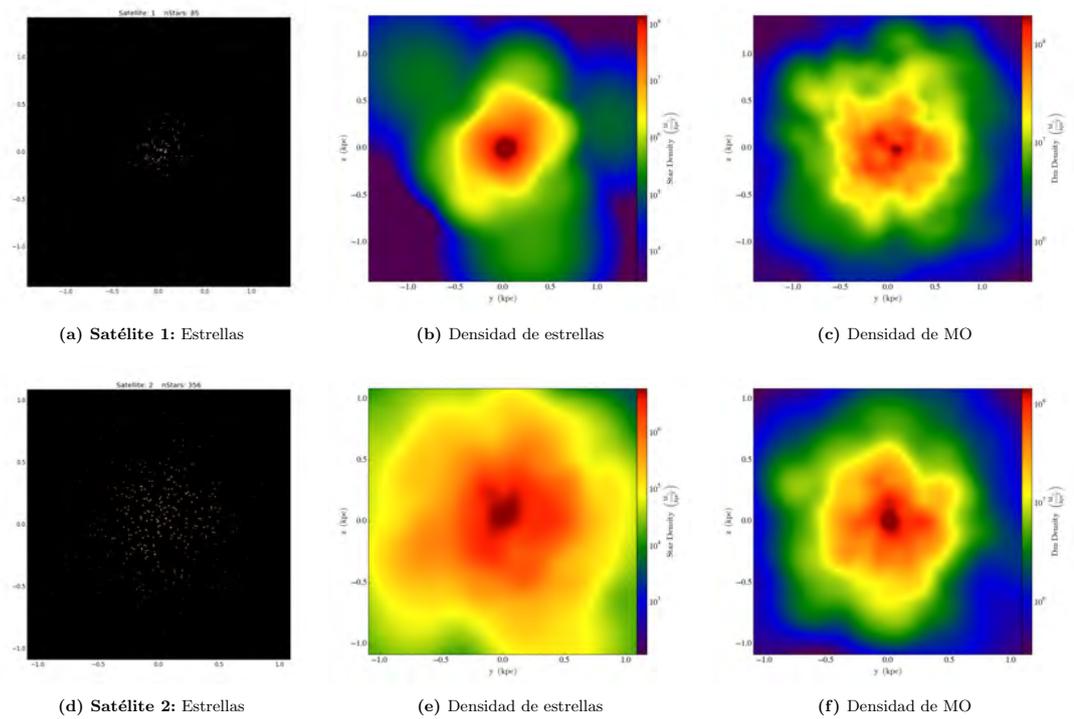


Figura A.1

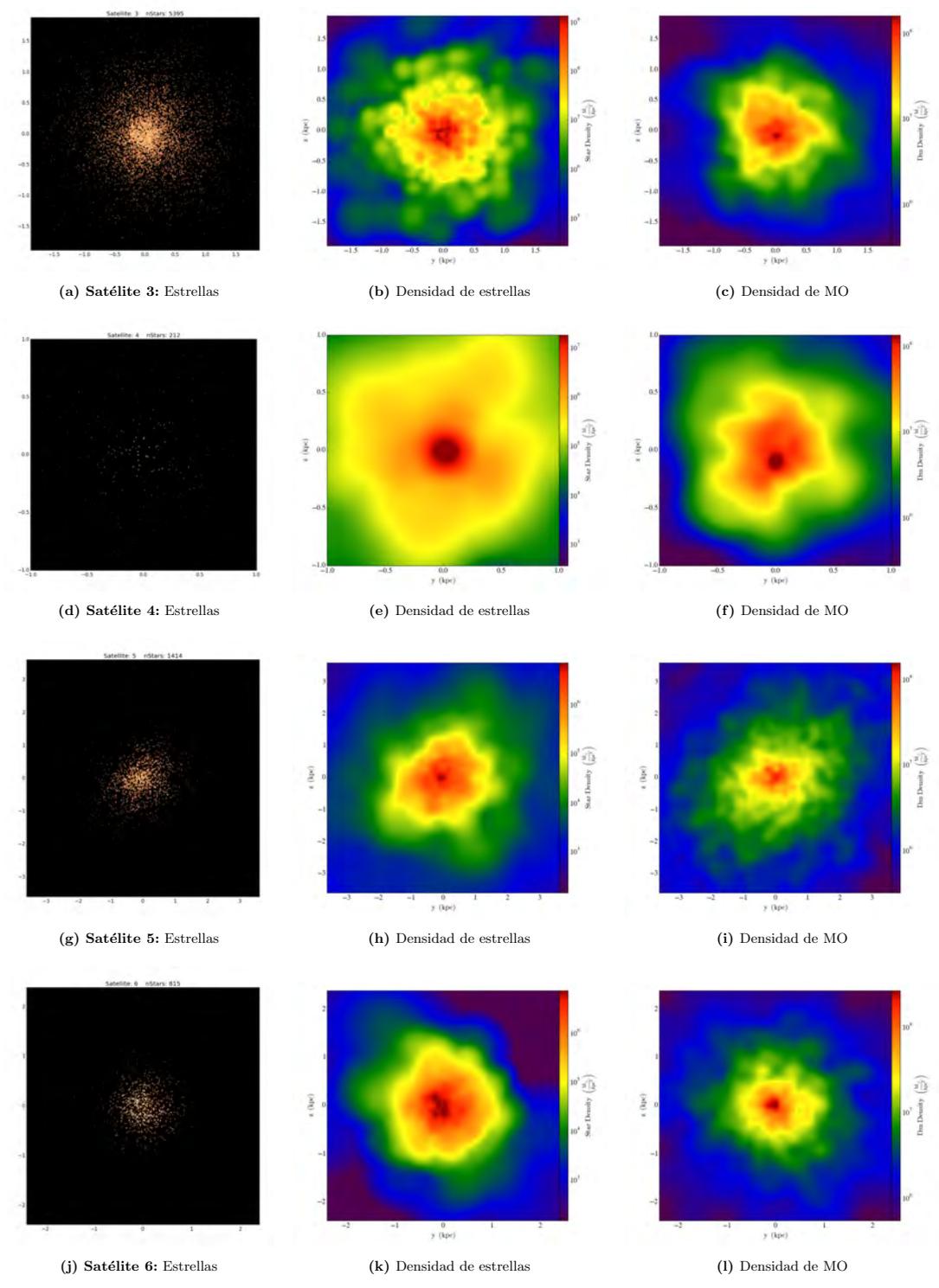


Figura A.2

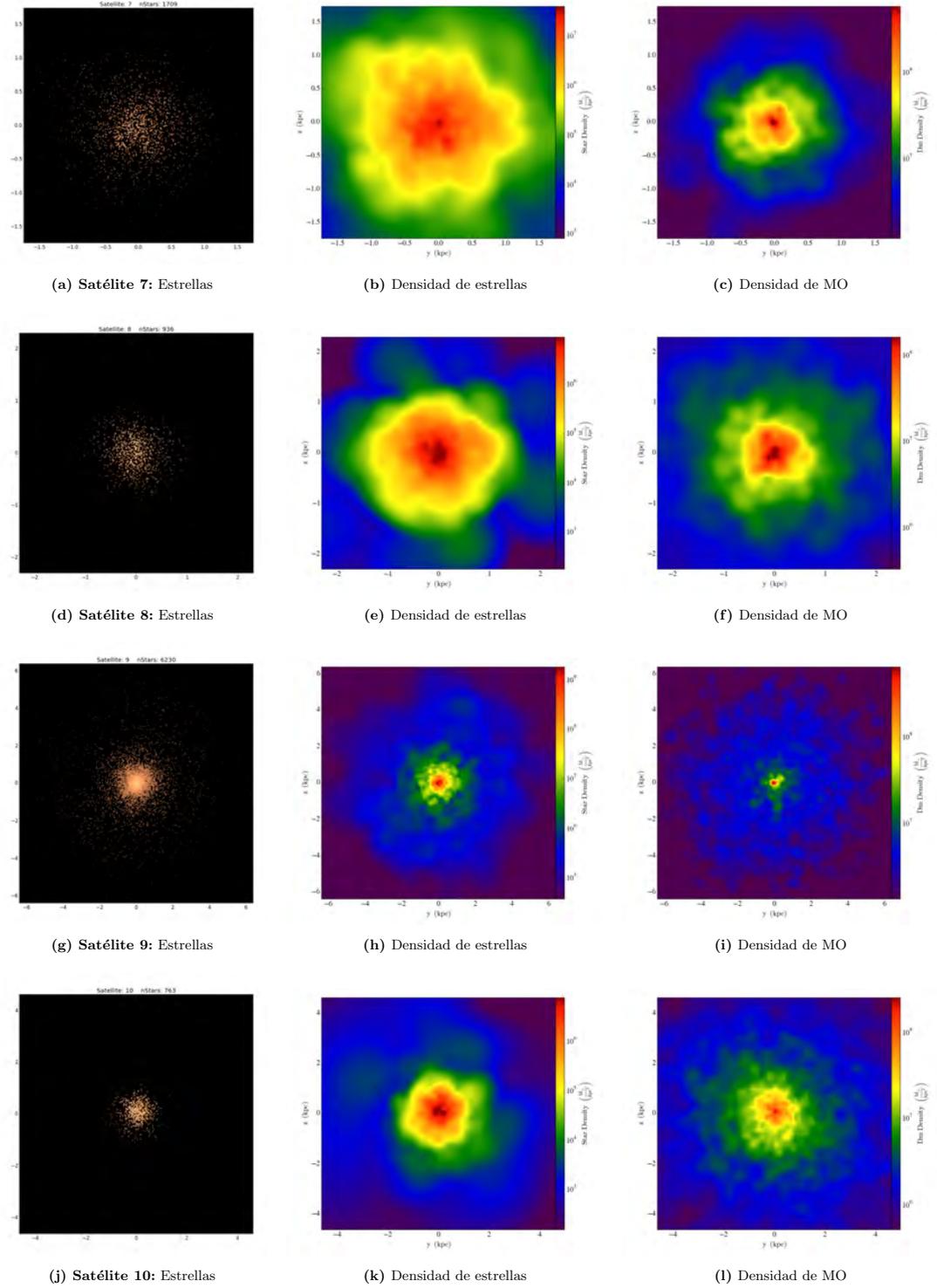


Figura A.3

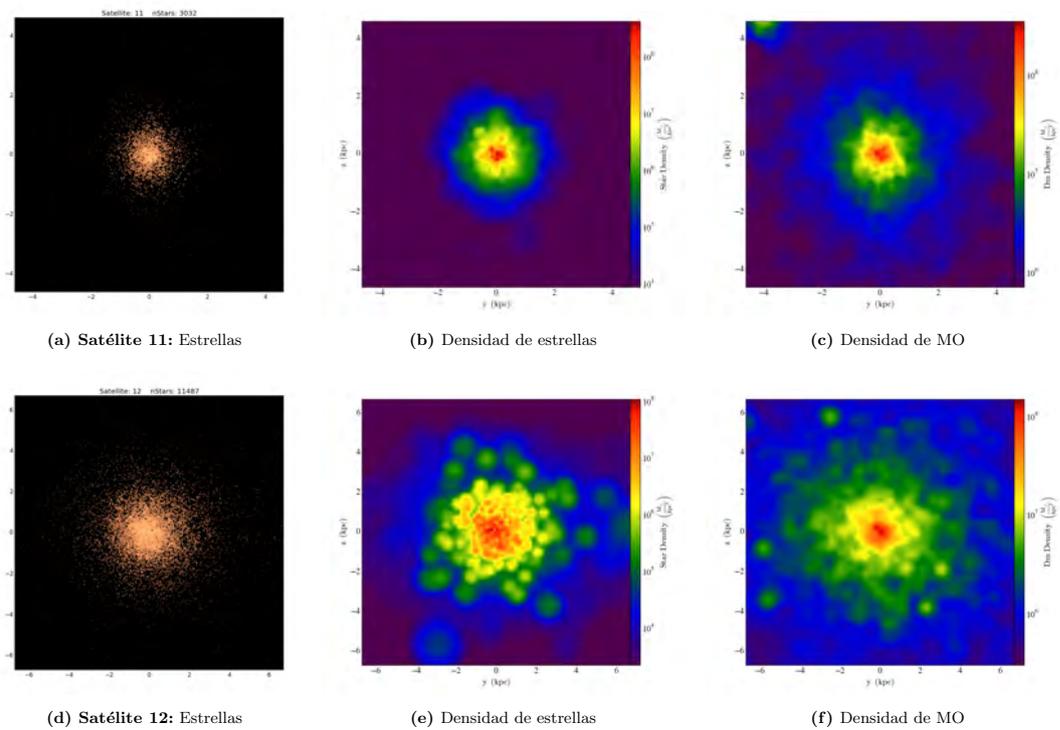


Figura A.4

# Bibliografía

---

- Adams, J. J., Simon, J. D., Fabricius, M. H., van den Bosch, R. C. E., Barentine, J. C., Bender, R., Gebhardt, K., Hill, G. J., Murphy, J. D., Swaters, R. A., Thomas, J., & van de Ven, G. 2014, *ApJ*, 789, 63 [3](#)
- Avila-Reese, V. 2007, *Astrophysics and Space Science Proceedings*, 2, 115 [1](#)
- Avila-Reese, V., Colín, P., Valenzuela, O., D’Onghia, E., & Firmani, C. 2001, *ApJ*, 559, 516 [2](#)
- Avila-Reese, V., Firmani, C., & Hernández, X. 1998, *ApJ*, 505, 37 [17](#)
- Battaglia, G., Helmi, A., Tolstoy, E., Irwin, M., Hill, V., & Jablonka, P. 2008, *ApJ*, 681, L13 [4](#)
- Behroozi, P. S., Wechsler, R. H., & Wu, H.-Y. 2013, *ApJ*, 762, 109 [10](#), [17](#)
- Bode, P., Ostriker, J. P., & Turok, N. 2001, *ApJ*, 556, 93 [2](#)
- Boylan-Kolchin, M., Bullock, J. S., Sohn, S. T., Besla, G., & van der Marel, R. P. 2013, *ApJ*, 768, 140 [3](#)
- Burkert, A. 1995, *ApJ*, 447, L25 [2](#)
- . 2015, *ApJ*, 808, 158 [4](#)
- Campbell, D. J. R., Frenk, C. S., Jenkins, A., Eke, V. R., Navarro, J. F., Sawala, T., Schaller, M., Fattahi, A., Oman, K. A., & Theuns, T. 2016, *ArXiv e-prints* [4](#)
- Chan, T. K., Kereš, D., Oñorbe, J., Hopkins, P. F., Muratov, A. L., Faucher-Giguère, C.-A., & Quataert, E. 2015, *ArXiv e-prints* [42](#)
- Colín, P., Avila-Reese, V., & Valenzuela, O. 2000, *ApJ*, 542, 622 [2](#)
- Colín, P., Avila-Reese, V., Valenzuela, O., & Firmani, C. 2002, *ApJ*, 581, 777 [2](#)
- de Blok, W. J. G., Walter, F., Brinks, E., Trachternach, C., Oh, S.-H., & Kennicutt, Jr., R. C. 2008, *AJ*, 136, 2648 [2](#)

## BIBLIOGRAFÍA

---

- Di Cintio, A., Brook, C. B., Dutton, A. A., Macciò, A. V., Stinson, G. S., & Knebe, A. 2014, *MNRAS*, 441, 2986 [42](#)
- Firmani, C., D’Onghia, E., Avila-Reese, V., Chincarini, G., & Hernández, X. 2000, *MNRAS*, 315, L29 [2](#)
- Firmani, C., D’Onghia, E., Chincarini, G., Hernández, X., & Avila-Reese, V. 2001, *MNRAS*, 321, 713 [2](#)
- Flores, R. A. & Primack, J. R. 1994, *ApJ*, 427, L1 [2](#)
- Frenk, C. S. & White, S. D. M. 2012, *Annalen der Physik*, 524, 507 [1](#)
- Garrison-Kimmel, S., Rocha, M., Boylan-Kolchin, M., Bullock, J. S., & Lally, J. 2013, *MNRAS*, 433, 3539 [41](#)
- González-Samaniego, A., Avila-Reese, V., & Colín, P. 2016, *ApJ*, 819, 101 [41](#)
- González-Samaniego, A., Colín, P., Avila-Reese, V., Rodríguez-Puebla, A., & Valenzuela, O. 2014, *ApJ*, 785, 58 [41](#)
- Governato, F., Brook, C., Mayer, L., Brooks, A., Rhee, G., Wadsley, J., Jonsson, P., Willman, B., Stinson, G., Quinn, T., & Madau, P. 2010, *Nature*, 463, 203 [42](#)
- Governato, F., Zolotov, A., Pontzen, A., Christensen, C., Oh, S. H., Brooks, A. M., Quinn, T., Shen, S., & Wadsley, J. 2012, *MNRAS*, 422, 1231 [42](#)
- Hayashi, E. & Navarro, J. F. 2006, *MNRAS*, 373, 1117 [3](#)
- Kim, S., Staveley-Smith, L., Dopita, M. A., Freeman, K. C., Sault, R. J., Kesteven, M. J., & McConnell, D. 1998, *ApJ*, 503, 674 [31](#)
- Klypin, A., Kravtsov, A. V., Valenzuela, O., & Prada, F. 1999, *ApJ*, 522, 82 [2](#)
- Klypin, A., Nolthenius, R., & Primack, J. 1997, *ApJ*, 474, 533 [9](#)
- Knebe, A., Knollmann, S. R., Muldrew, S. I., Pearce, F. R., Aragon-Calvo, M. A., Ascasibar, Y., Behroozi, P. S., Ceverino, D., Colombi, S., Diemand, J., Dolag, K., Falck, B. L., Fasel, P., Gardner, J., Gottlöber, S., Hsu, C.-H., Iannuzzi, F., Klypin, A., Lukić, Z., Maciejewski, M., McBride, C., Neyrinck, M. C., Planelles, S., Potter, D., Quilis, V., Rasera, Y., Read, J. I., Ricker, P. M., Roy, F., Springel, V., Stadel, J., Stinson, G., Sutter, P. M., Turchaninov, V., Tweed, D., Yepes, G., & Zemp, M. 2011, *MNRAS*, 415, 2293 [12](#)
- Kuzio de Naray, R. & McGaugh, S. S. 2014, *ApJ*, 782, L12 [80](#), [88](#)
- Kuzio de Naray, R., Mitchell, C., Spekkens, K., Sellwood, J., & Williams, T. 2016, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 227, American Astronomical Society Meeting Abstracts, 135.09 [78](#)

- 
- Liu, J. W. & Wang, F. Y. 2011, *Acta Astronomica Sinica*, 52, 467 [24](#), [25](#)
- Macciò, A. V., Stinson, G., Brook, C. B., Wadsley, J., Couchman, H. M. P., Shen, S., Gibson, B. K., & Quinn, T. 2012, *ApJ*, 744, L9 [42](#)
- Madau, P., Shen, S., & Governato, F. 2014, *ApJ*, 789, L17 [42](#)
- Mamon, G. A. & Lokas, E. L. 2005, *MNRAS*, 363, 705 [15](#)
- Mateo, M., Hurley-Keller, D., & Nemec, J. 1998, *AJ*, 115, 1856 [4](#)
- Matteo, P. D., Combes, F., Melchior, A. L., & Semelin, B. 2008, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 390, *Pathways Through an Eclectic Universe*, ed. J. H. Knapen, T. J. Mahoney, & A. Vazdekis, 178 [22](#)
- McConnachie, A. W. 2012a, *AJ*, 144, 4 [22](#)
- . 2012b, *AJ*, 144, 4 [30](#), [31](#)
- Merritt, D., Graham, A. W., Moore, B., Diemand, J., & Terzić, B. 2006, *AJ*, 132, 2685 [14](#)
- Merritt, D. & Tremblay, B. 1994, *AJ*, 108, 514 [13](#)
- Moore, B. 1994, *Nature*, 370, 629 [2](#)
- Moore, B., Ghigna, S., Governato, F., Lake, G., Quinn, T., Stadel, J., & Tozzi, P. 1999, *ApJ*, 524, L19 [2](#)
- Muñoz-Cuartas, J. C., Müller, V., & Forero-Romero, J. E. 2011, *Astrophysics and Space Science Proceedings*, 27, 13 [81](#), [82](#)
- Navarro, J. F., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1996, *ApJ*, 462, 563 [19](#)
- Niederste-Ostholt, M., Belokurov, V., Evans, N. W., & Peñarrubia, J. 2010, *ApJ*, 712, 516 [30](#)
- Oñorbe, J., Boylan-Kolchin, M., Bullock, J. S., Hopkins, P. F., Kerës, D., Faucher-Giguère, C.-A., Quataert, E., & Murray, N. 2015, *ArXiv e-prints* [42](#)
- Oh, S.-H., de Blok, W. J. G., Brinks, E., Walter, F., & Kennicutt, Jr., R. C. 2011, *AJ*, 141, 193 [2](#)
- Patil, A., Huard, D., & Fonesbeck, C. 2010, *Journal of Statistical Software*, 35, 1 [16](#)
- Peñarrubia, J., McConnachie, A. W., & Navarro, J. F. 2008, *ApJ*, 672, 904 [30](#)
- Planck Collaboration, Ade, P. A. R., Aghanim, N., Armitage-Caplan, C., Arnaud, M., Ashdown, M., Atrio-Barandela, F., Aumont, J., Baccigalupi, C., Banday, A. J., & et al. 2014, *A&A*, 571, A16 [1](#)

## BIBLIOGRAFÍA

---

- Rashkov, V., Madau, P., Kuhlen, M., & Diemand, J. 2012, *ApJ*, 745, 142 [4](#)
- Robotham, A. S. G., Baldry, I. K., Bland-Hawthorn, J., Driver, S. P., Loveday, J., Norberg, P., Bauer, A. E., Bekki, K., Brough, S., Brown, M., Graham, A., Hopkins, A. M., Phillipps, S., Power, C., Sansom, A., & Staveley-Smith, L. 2012, *MNRAS*, 424, 1448 [24](#), [25](#)
- Roca-Fàbrega, S., Valenzuela, O., Colín, P., Figueras, F., Kröngold, Y., & Velázquez, H. 2015, *ArXiv e-prints* [4](#), [9](#), [85](#)
- Rodríguez-Puebla, A., Avila-Reese, V., & Drory, N. 2013, *ApJ*, 773, 172 [3](#), [25](#), [26](#)
- Rodríguez-Puebla, A., Avila-Reese, V., Yang, X., Foucaud, S., Drory, N., & Jing, Y. P. 2015, *ApJ*, 799, 130 [17](#)
- Sawala, T., Frenk, C. S., Fattahi, A., Navarro, J. F., Bower, R. G., Crain, R. A., Dalla Vecchia, C., Furlong, M., Helly, J. C., Jenkins, A., Oman, K. A., Schaller, M., Schaye, J., Theuns, T., Trayford, J., & White, S. D. M. 2016a, *MNRAS*, 457, 1931 [3](#)
- . 2016b, *MNRAS*, 457, 1931 [4](#), [24](#), [26](#), [41](#)
- Sawala, T., Frenk, C. S., Fattahi, A., Navarro, J. F., Bower, R. G., Crain, R. A., Dalla Vecchia, C., Furlong, M., Jenkins, A., McCarthy, I. G., Qu, Y., Schaller, M., Schaye, J., & Theuns, T. 2015, *MNRAS*, 448, 2941 [40](#), [41](#)
- Schaller, M., Frenk, C. S., Bower, R. G., Theuns, T., Jenkins, A., Schaye, J., Crain, R. A., Furlong, M., Dalla Vecchia, C., & McCarthy, I. G. 2015, *MNRAS*, 451, 1247 [41](#)
- Schaller, M., Frenk, C. S., Theuns, T., Calore, F., Bertone, G., Bozorgnia, N., Crain, R. A., Fattahi, A., Navarro, J. F., Sawala, T., & Schaye, J. 2016, *MNRAS*, 455, 4442 [19](#)
- Simons, D. A., Amico, P., Baade, D., Barden, S., Campbell, R., Finger, G., Gilmore, K., Gredel, R., Hickson, P., Howell, S., Hubin, N., Kaufer, A., Kohley, R., MacQueen, P., Markelov, S., Merrill, M., Miyazaki, S., Nakaya, H., O'Donoghue, D., Oliva, T., Richichi, A., Salmon, D., Schmidt, R., Su, H., Tulloch, S., García Vargas, M. L., Wagner, R. M., Wiecha, O., & Ye, B. 2005, *Experimental Astronomy*, 19, 15 [2](#)
- Somerville, R. S. & Davé, R. 2015, *ARA&A*, 53, 51 [1](#)
- Spiegel, D. N. & Steinhardt, P. J. 2000, *Physical Review Letters*, 84, 3760 [2](#)
- Stanimirović, S., Staveley-Smith, L., & Jones, P. A. 2004, *ApJ*, 604, 176 [31](#)
- Strigari, L. E., Bullock, J. S., Kaplinghat, M., Simon, J. D., Geha, M., Willman, B., & Walker, M. G. 2008, *Nature*, 454, 1096 [4](#), [78](#), [79](#), [80](#), [88](#)
- Subramanian, S. & Subramaniam, A. 2012, *ApJ*, 744, 128 [31](#)

- 
- Teyssier, R., Pontzen, A., Dubois, Y., & Read, J. I. 2013, MNRAS, 429, 3068 [42](#)
- Tollerud, E. J., Boylan-Kolchin, M., & Bullock, J. S. 2014, MNRAS, 440, 3511 [3](#)
- Tollet, E., Macciò, A. V., Dutton, A. A., Stinson, G. S., Wang, L., Penzo, C., Gutcke, T. A., Buck, T., Kang, X., Brook, C., Di Cintio, A., Keller, B. W., & Wadsley, J. 2015, ArXiv e-prints [42](#)
- Valenzuela, O., Rhee, G., Klypin, A., Governato, F., Stinson, G., Quinn, T., & Wadsley, J. 2007, ApJ, 657, 773 [3](#)
- Walker, M. G., Mateo, M., Olszewski, E. W., Peñarrubia, J., Wyn Evans, N., & Gilmore, G. 2009, ApJ, 704, 1274 [45](#), [50](#), [78](#)
- Walker, M. G., McGaugh, S. S., Mateo, M., Olszewski, E. W., & Kuzio de Naray, R. 2010, ApJ, 717, L87 [4](#)
- Walker, M. G. & Peñarrubia, J. 2011, ApJ, 742, 20 [4](#)
- Wechsler, R. H., Bullock, J. S., Primack, J. R., Kravtsov, A. V., & Dekel, A. 2002, ApJ, 568, 52 [17](#)
- Weinberg, D. H., Bullock, J. S., Governato, F., Kuzio de Naray, R., & Peter, A. H. G. 2015, Proceedings of the National Academy of Science, 112, 12249 [2](#)
- Weinberg, M. D. 2001, MNRAS, 328, 321 [31](#)
- Wetzel, A. R., Hopkins, P. F., Kim, J.-h., Faucher-Giguere, C.-A., Keres, D., & Quataert, E. 2016, ArXiv e-prints [3](#), [4](#), [24](#)
- Wolf, J., Martinez, G. D., Bullock, J. S., Kaplinghat, M., Geha, M., Muñoz, R. R., Simon, J. D., & Avedo, F. F. 2010, MNRAS, 406, 1220 [30](#), [45](#)
- Wolf, J., Martinez, G. D., Bullock, J. S., Kaplinghat, M., Strigari, L. E., Geha, M. C., Simon, J. D., & Willman, B. 2009, in American Astronomical Society Meeting Abstracts, Vol. 214, American Astronomical Society Meeting Abstracts #214, 747 [4](#)
- Yoshida, N., Springel, V., White, S. D. M., & Tormen, G. 2000, ApJ, 544, L87 [2](#)
- Zavala, J. & Afshordi, N. 2016, MNRAS, 457, 986 [22](#)
- Zhu, Q., Marinacci, F., Maji, M., Li, Y., Springel, V., & Hernquist, L. 2016, MNRAS, 458, 1559 [4](#), [24](#), [26](#), [41](#)