



PONTIFICIA UNIVERSIDAD CATÓLICA DE CHILE  
FACULTAD DE FÍSICA  
INSTITUTO DE ASTROFÍSICA

# **Identificando los mejores candidatos para la detección indirecta de materia oscura entre galaxias enanas esferoidales**

POR

CÉSAR JORGE CALDERÓN GALAZ

Tesis presentada a la Facultad de Física de la Pontificia Universidad Católica de Chile,  
para optar al grado académico de Magíster en Astrofísica.

SUPERVISOR : Dr. Nelson Padilla

CORRECTORS : Dr. Rolando Dunner  
Dr. Gapar Galaz

Soon, 2020

Santiago, Chile

©2020, César Calderón

# Declaración

El trabajo descrito en esta tesis se realizó entre 2018 y 2020, mientras que el autor era un investigador estudiante de maestría bajo la supervisión del profesor Nelson Padilla y el ex profesor Andreas Reisenegger, en el Instituto de Astrofísica de la Pontificia Universidad Católica de Chile. Este trabajo no ha sido presentado para ningún otro grado en la Pontificia Universidad Católica de Chile ni en ninguna otra universidad.

Se autoriza la reproducción total o parcial, con fines académicos, por cualquier medio o procedimiento, incluyendo la cita bibliográfica del documento.

©2020, César Calderón

*Para mis padres, polola y amigos.*

# Agradecimientos

Estoy agradecido de mi supervisor, Dr. Nelson Padilla, quien a pesar de no haber comenzado el proceso conmigo, nunca puso inconveniente para trabajar conmigo. Agradecer también a Dr. Germán Gómez, quien comenzó esta investigación con nosotros, pero tuvo que dejarla a mitad de camino por un mejor futuro. También a los amigos conocidos en el Instituto, personas que siempre estuvieron brindando una palabra amistosa, acompañando en las tardes, como toda gente que pasó por la oficina 118: Constanza Echiburú, Rafael Fuentes, Camila Ordenes, Jonathan Quirola, Pascal Torres, Felipe Espinoza y Yasmeeen Siham. A los amigos del pasillo: Carolina Andonie y Carlos Orquera, sin dejar de lado a quién me acompañó siempre en los viajes de estudio Andrés Scherer. Por otro lado, están los amigos de la vida, César Gonzalez, Eduardo Morales, Iván Gallo, Trinidad Novoa y Danilo Rivas, quienes a su debido tiempo siempre estuvieron preocupados por esta gran etapa. No puedo dejar de lado, a la persona que estos últimos 7 años y medio me ha brindado todo su amor y apoyo incondicional, en las buenas y en las malas, mi polola Tania Figueroa, muchas gracias. Finalizar estos agradecimientos a las personas más importantes en mi vida: mis padres y hermana. Gracias a ellos, hoy estoy en posición y posibilidad de escribir esta tesis, sin ellos nada de esto sería posible, a su vez perdón por todos los procesos que tuvieron que saltarse por mi, estudios, juventud, etc. Espero algún día poder devolver todo lo que se han sacrificado por mi, estoy y estaré eternamente agradecido, gracias totales.

# Índice general

<b>1. Introducción</b>	<b>8</b>
<b>2. Materia Oscura</b>	<b>11</b>
2.1. Evidencias . . . . .	11
2.1.1. Escala Cosmológica . . . . .	12
2.1.2. Cúmulos de galaxias . . . . .	13
2.1.3. Escala galáctica . . . . .	15
2.2. Diferentes hipótesis de Materia Oscura . . . . .	17
2.2.1. Objetos Masivos de Halo Compacto (MACHOs) . . . . .	17
2.2.2. Partículas Masivas de Débil Interacción (WIMPs) . . . . .	17
<b>3. Técnicas de detección</b>	<b>20</b>
3.1. Detección indirecta de Materia Oscura . . . . .	20
3.2. Rayos Gamma . . . . .	23
3.2.1. Física de Partículas . . . . .	24
3.2.2. Factor astrofísico . . . . .	25
3.2.3. Fuentes Astrofísicas . . . . .	29
<b>4. Telescopios para la búsqueda de Materia Oscura</b>	<b>34</b>
4.1. Cherenkov Telescope Array. . . . .	35
<b>5. Discusión y Resultados</b>	<b>40</b>

<b>6. Conclusiones</b>	<b>51</b>
<b>Bibliografía</b>	<b>56</b>

# Índice de cuadros

3.1. Estrategias de búsqueda indirecta de DM . . . . .	21
5.1. Valores del J-factor, el número de estrellas y su respectiva tasa de masa luminosa para distintas galaxias enanas. Notar que los valores de J-factor presentan dos errores distintos, el primero es medido por el análisis realizado en este trabajo, mientras que el segundo error viene dado por el software Clumpy. . . . .	49

# Índice de figuras

2.1. <i>CMB</i> . . . . .	12
2.2. <i>Bullet Cluster</i> . . . . .	14
2.3. <i>Curvas de rotación</i> . . . . .	16
2.4. <i>Abundancia de WIMPs</i> . . . . .	19
3.1. <i>Búsqueda de materia oscura</i> . . . . .	21
3.2. <i>Espectro de rayos gamma</i> . . . . .	25
3.3. <i>Perfiles de densidad de materia oscura</i> . . . . .	27
3.4. <i>J factor</i> . . . . .	29
3.5. <i>Fuentes de Rayos Gamma</i> . . . . .	30
4.1. <i>Configuración espacial de CTA</i> . . . . .	37
4.2. <i>Sensibilidad de CTA</i> . . . . .	38
4.3. <i>Distribución de tiempo de CTA para materia oscura</i> . . . . .	38
5.1. <i>Distribución espacial Fornax</i> . . . . .	41
5.2. <i>Error relativo Fornax</i> . . . . .	43
5.3. <i>MCMC Fornax</i> . . . . .	44
5.4. <i>Análisis para Sculptor</i> . . . . .	46
5.5. <i>Análisis para Sextant</i> . . . . .	47
5.6. <i>J-factor para diferentes set de estrellas</i> . . . . .	48
5.7. <i>Distribución Espacial Reticulum II y Triangulum II</i> . . . . .	50

# Resumen

La materia oscura (DM), cuya naturaleza y mecanismos de interacción son todavía un tema abierto, constituye alrededor del 25 % de la densidad de energía del Universo. Las partículas masivas de débil interacción (WIMPs) son consideradas como fuertes candidatos para las partículas DM. Su búsqueda, se lleva a cabo convenientemente a través de la detección de rayos gamma. Las galaxias enanas esferoidales (dSphs) clásicas o ultra-débiles, ubicadas en las cercanías de la Galaxia, exhiben altos valores de la relación masa luminosidad, y por lo tanto se consideran objetos dominados por materia oscura. Estos objetos están al alcance del Cherenkov Telescope Array (CTA), que es el proyecto de astronomía de rayos gamma que llegará en esta década, con una mejor sensibilidad (un orden de magnitud) con respecto a los experimentos de la generación actual.

El principal objetivo de este trabajo es sugerir posibles candidatos para el estudio con CTA, considerando sus respectivas incertezas. Para ello se obtuvo el J-factor de 5 distintas galaxias enanas, de modo de comprender cual de estas galaxias presenta los mayores valores, considerando que el J-factor nos dice la cantidad de materia oscura existente en una determinada región del espacio integrado a lo largo de la línea de visión. Para obtener este valor, es necesario realizar un análisis de Jeans, con los datos cinemáticos de cada galaxia, en donde encontramos carencia de datos en algunas de ellas, lo que imposibilita a obtener valores confiables para determinar un J-factor robusto. Se fija una cota inferior de 150 estrellas para obtener valores confiables de una galaxia esferoidal, este resultado se obtuvo del análisis de galaxias clásicas con una gran muestra de datos cinemáticos, de las cuales extrajimos datasets más pequeños simulando galaxias con menores datos

estadísticos. El análisis de Jeans realizado, contempló el uso del método MCMC para obtener los parámetros de los perfiles de densidad de materia oscura para cada dSph.

Finalmente, se denomina a la galaxia Sculptor como un excelente candidato para el estudio de una posible señal de rayos gamma con CTA, debido a su alto valor de J-factor y su poca incerteza en la medición,  $\log J(\alpha_{0,5}) = 18,8 \pm 0,1$  [ $\text{GeV}^2 \text{ cm}^{-5}$ ]. Sin embargo, se deja la invitación a estudiar con más detalle la cinemática de las galaxias ultra-débiles como Triangulum II, quien presenta el J-factor más elevado,  $\log J(\alpha_{0,5}) = 21,8 \pm 0,5$  [ $\text{GeV}^2 \text{ cm}^{-5}$ ], pero con una gran incerteza en su medición, ya que consideramos que estas galaxias pueden ser la clave para comprender la naturaleza de la materia oscura en un futuro no muy lejano.

# Capítulo 1

## Introducción

Durante mucho tiempo se creyó que el Universo estaba compuesto solo de materia visible. Hoy en día, se conoce que cerca del 25 % del Universo está compuesta por un tipo muy peculiar de materia, el cual no emite ni absorbe la luz, a este tipo de materia la denominamos “Materia Oscura” (DM, por sus siglas en inglés).

Durante la década de los años 30 apareció la primera evidencia de materia no luminosa por parte del astrónomo Zwicky (1933), la cual tomó fuerza con los estudios realizados por Rubin & Ford (1970) sobre las curvas de rotación de galaxias. A grandes rasgos esta investigación mostró que la materia no luminosa contribuye significativamente al potencial gravitacional de la galaxia, explicando la curva de rotación de la velocidad orbital de las estrellas más alejadas del centro de la galaxia. Junto con esta primera evidencia, más tarde irían apareciendo nuevos estudios que nos permitían conocer cual es el comportamiento de la DM, tales como su nula interacción electromagnética y que interactúa gravitacionalmente con la materia visible.

Un candidato muy popular en los últimos años son las Partículas Masivas de interacción débil o WIMPs (Bertone et al. (2005)) por sus siglas en inglés, estas partículas logran explicar la abundancia de materia oscura calculada, considerando las observaciones del Fondo Cósmico de Microondas (CMB).

Los WIMPs, al momento de interactuar con otra partícula de materia oscura estas

se aniquilan generando como producto nuevas partículas, siendo estas nuevas partículas pertenecientes al modelo estándar. Muchas de ellas a su vez pueden ser inestables, lo que hace que decaigan en partículas más estables como electrones, positrones, neutrinos y rayos gamma. Hoy en día, a búsqueda de materia oscura a través del estudio de los rayos gamma provenientes de fuentes astrofísicas es una estrategia muy prometedora para lograr captar una posible señal de este tipo de materia, esencialmente debido a que podemos estudiar la fuente emisora sin considerar otras fuentes.

La señal de rayos-gamma proveniente de la aniquilación de materia oscura se intensifica en lugares donde abunda la materia oscura, debido a que se ha restringido [Stecker (1978)] (gracias a experimentos como LHC, XENON1T, etc) el rango de la masa de esta tipo de materia, situando a esta en el orden de MeV-TeV. Con ello, podemos asumir que principalmente las fuentes emisoras de rayos gamma son en parte Materia Oscura y otras como: estrellas de neutrones, Gamma Ray Burst, etc. Sin embargo, en estos lugares (ej: el centro de nuestra galaxia ) ricos en emisión de este tipo, poseen una alta contaminación proveniente de otras fuentes. Una forma de obtener una señal de rayos-gamma considerable y limpia, la encontramos en las galaxias enanas esferoidales (dSphs). En particular, las galaxias satélites o enanas de nuestra Vía Láctea presentan una alta tasa de masa-luminosidad y a su vez un bajo flujo de rayos gamma provenientes de otras fuentes astrofísicas, por lo que se convierten en candidatos prometedores para detectar señales de aniquilación o decaimiento de la materia oscura (Evans et al. (2004a)).

El Cherenkov Telescope Array (CTA) Cherenkov Telescope Array Consortium et al. (2019) junto con la nueva generación de técnicas de imágenes atmosféricas tipo cherenkov (IACT), que esperan comenzar a operar a mediados de esta década, tendrán una sensibilidad sin precedentes en el rango energético de los TeV, logrando captar incluso débiles señales de rayos gamma provenientes de la aniquilación o decaimiento de la materia oscura, por lo que tendremos la oportunidad de poder detectar alguna de estas.

Considerando las características de CTA, el alto contenido de galaxias satélites alrededor de nuestra galaxia y su baja contaminación, podríamos estar ad portas de probar uno

de los candidatos a materia oscura, pertenecientes a la familia de los WIMPs.

Con esto en mente, nuestro trabajo en esta oportunidad se centrará en estudiar las galaxias enanas cercanas a la Vía Láctea, con el objetivo de generar un ranking con las mejores fuentes para detectar una posible señal de materia oscura con el Cherenkov Telescope Array.

El siguiente trabajo se estructura de la siguiente manera: capítulo 2 entrega una descripción general de la materia oscura, presentando evidencias e hipótesis sobre la naturaleza de esta. El capítulo 3 describe las técnicas de detección utilizadas para la búsqueda de materia oscura, incluyendo la detección indirecta, con un énfasis en el estudio de los rayos gamma. Una descripción general sobre los telescopios utilizados para la búsqueda de materia oscura, con un apartado especial para el observatorio CTA es presentado en el capítulo 4. Los resultados y discusiones generados en este trabajo se desarrollan en el capítulo 5. Finalmente, las conclusiones de nuestro trabajo son expuestas en el capítulo 6 y final de este escrito.

# Capítulo 2

## Materia Oscura

A medida que el tiempo avanza van apareciendo más preguntas interesantes, una de ellas es entender ese 25 % del Universo que no emite ni absorbe luz. La cosmología nos dice que este tipo de materia interactúa débilmente con el electromagnetismo, generando que detectar este tipo de partículas se vuelva difícil. El estudio de este campo se ha realizado por décadas, con grandes logros, como acotar el espacio de parámetros, encontrar nuevos modelos y descartar otros, sin embargo, aún nos falta mucho por investigar.

Por otro lado, este tópico de investigación se puede abordar desde tres distintos puntos de vista: cosmología, física de partículas y astrofísica. En el presente trabajo, nos dedicaremos a estudiar la materia oscura desde el punto de vista astrofísico.

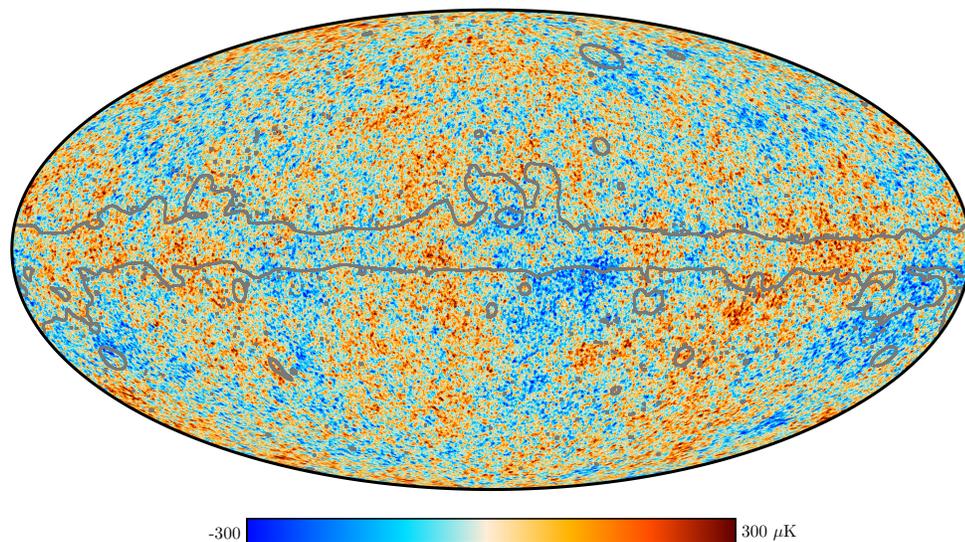
### 2.1. Evidencias

Observaciones tanto astrofísicas como cosmológicas nos ayudan a inferir la existencia de la materia oscura. Es importante notar que para estudiar e identificar el problema de la materia oscura, se realizan estimaciones en donde la cantidad de masa total es comparada con la materia bariónica de un sistema. Realizando esto, nos encontramos que interesantemente existe un vínculo entre estas dos cantidades en diferentes escalas, apoyando la teoría de la existencia de este nuevo tipo de materia. A continuación entregaré

una breve reseña de las observaciones más relevantes a diferentes escalas.

### 2.1.1. Escala Cosmológica

En escalas cosmológicas podemos encontrar las primeras evidencias de Materia Oscura, específicamente en el Fondo de Microondas Cósmico (CMB). Sabemos que el CMB es netamente radiación, la cual sigue un espectro en forma de cuerpo negro, con una temperatura característica de 2.7 K, lo que nos demuestra el universo primitivo, como se aprecia en la figura 2.1. Se observa que a pesar de ser casi homogéneo en su mayoría, existen pequeñas anisotropías en la temperatura, lo que indica anisotropías en la densidad de materia, estas anisotropías son del orden de  $10^{-5}$  K.



**Figura 2.1:** Mapa de temperatura del CMB realizado por Planck.

Fuente: Planck Collaboration et al. (2016)

Debido al espectro de potencia de la anisotropía de la temperatura, podemos obtener información acerca de los parámetros cosmológicos, tales como la contribución de materia bariónica y materia oscura hacia la densidad de energía del Universo. En base a este análisis, se puede indicar que la materia bariónica compone el 5% de la densidad de energía del Universo, siendo 5 veces menor que la contribución total de materia, que es

el 25 % de la densidad de energía del Universo (Planck Collaboration et al. 2016). Esta diferencia, indica claramente la necesidad de otro tipo de materia no-bariónica incluso en escalas cosmológicas.

### 2.1.2. Cúmulos de galaxias

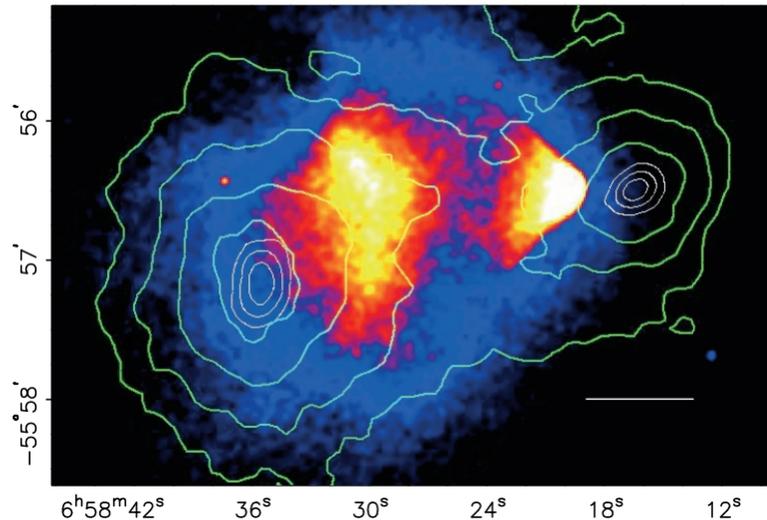
A escalas más bajas pero no menos pequeñas, como los cúmulos de galaxias, también podemos encontrar evidencia. Principalmente, a esta escala encontramos una discrepancia fuerte entre la masa total estimada por el potencial gravitacional y la masa bariónica estimada por diferentes métodos.

En un comienzo, la existencia de materia oscura aparece al comparar la masa luminosa y la masa total usando el teorema del Virial, el cual relaciona el promedio de la energía cinética con el promedio de la energía potencial de un sistema compuesto de partículas no relativistas. De esta forma, encontramos las primeras indicaciones de la existencia de la materia oscura, siendo en 1933 la primera estimación de la masa del cúmulo de Coma (Zwicky (1933)). Para realizar esta medición, se usaron dos métodos diferentes: usando la materia luminosa y usando las velocidades de las galaxias del cúmulo.

El teorema del Virial fue usado para derivar la energía potencial considerando la energía cinética, estimación realizada usando las medidas de las velocidades de las galaxias. Con este cálculo se encontró que la materia luminosa, medida por espectroscopía, no era suficiente para generar la fuerza gravitacional que mantiene al cluster unido. El resultado entregó que la tasa de masa-luminosidad era de aproximadamente  $400 M_{\odot}/L_{\odot}$ , es decir, dos órdenes de magnitud más alto que el valor esperado debido a la contribución de la materia luminosa solamente. A pesar de que este método presenta resultados similares a los métodos usados en la actualidad (lentes gravitacionales y medición de rayos X, Perkins (2009)), conlleva mayores incertidumbres en sus mediciones.

### Choques entre cúmulos

Dentro de las evidencias de materia oscura, se encuentran los choques de cúmulos de galaxias, que a su vez, ayudan a comprender mejor la naturaleza de esta. Clowe (2006), estudió un evento de este tipo, el llamado Bullet Cluster, este evento logró predecir el comportamiento de la materia oscura fría (asumiendo esta hipótesis), ya que no esperaríamos observar esta en Rayos X, considerando una sola galaxia. Sin embargo, si consideramos la fusión de dos cúmulos de galaxias es probable que podamos apreciar su comportamiento, debido a la dinámica del gas.



**Figura 2.2:** The Bullet Cluster, representa la colisión entre dos cúmulos de galaxias, medidas en rayos X y a su vez por lensing gravitacional. Con la técnica de lensing gravitacional se obtiene un mapa gravitacional representado por la línea verde. Mientras que a través de rayos X se tiene la distribución del gas de cada cúmulo representado en colores, donde las regiones más blancas significan las mayores concentraciones de gas

Fuente: Tyson et al. (1998)

En la figura 2.2, se aprecia este choque entre ambos cúmulos de galaxias, imagen que fue obtenida mediante la combinación de dos métodos: por un lado tenemos la reconstrucción del potencial gravitacional de cada cúmulo mediante lentes gravitacionales (línea verde),

y por otro lado tenemos el área blanca con la medición del gas caliente de cada cúmulo usando rayos X . La separación espacial que se observa entre los centros de gravedad y el gas de cada cúmulo nos indica inequívocamente una característica de la materia oscura, su comportamiento no-colisional. De otro modo, no debiese existir separación entre el centro de gravedad y el gas caliente de cada cúmulo. Este resultado nos provee una cota superior para la auto-interacción de materia oscura, en particular sobre la tasa de la sección eficaz y la masa de la partícula de la materia oscura,  $\sigma/m_{DM} < 1,25 \text{ cm}^2\text{g}^{-1}$  (Randall et al. 2008).

### 2.1.3. Escala galáctica

A escalas galácticas nos encontramos con las evidencias más fuertes de la existencia de la materia oscura, la curva de rotación de las galaxias, llamando así al gráfico de la velocidad orbital de las estrellas y gas de una galaxia en función de la distancia desde el su centro.

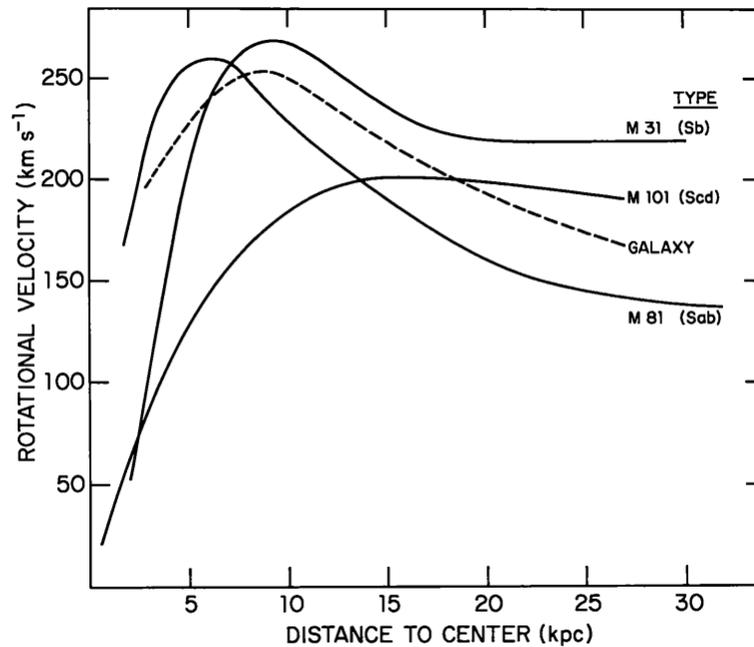
La primera, evidencia de este método para detectar la presencia de materia no luminosa se dio en 1970 (Bertone & Hooper 2018), cuando Rubin & Ford (1970) publicaron las observaciones de la curva de rotación de M31 , sus datos ópticos se extendían 110 minutos de arco desde el centro de la galaxia, y pudieron ser comparables con las medidas en radio obtenidas previamente por Roberts (1966).

Durante la misma década, comenzaron a aparecer las primeras declaraciones de la necesidad de materia adicional en las partes más externas, basadas en comparaciones con las curvas de 21 cm. Freeman (1970) comparó el radio en el que se predecía que la curva de rotación llegaría a su punto máximo, bajo el supuesto de un disco exponencial ajustado a las observaciones fotométricas, para las curva de rotación observada en 21 cm. Esta combinación de modelos teóricos y observaciones en radio que se extendían más allá de la óptica permitió a Freeman llegar a una de las primeras conclusiones convincentes y fuertes para la existencia de materia oscura. Encontró que para M33 (basado en los datos de Brandt (1965)) y NGC 300 (basado en los datos de Shobbrook & Robinson (1967)), los peaks de las curvas de rotación alcanzaron un valor más alto que el previsto, con lo que

concluyó que:

*If [the data] are correct, then there must be in these galaxies additional matter which is undetected, either optically or at 21 cm. Its mass must be at least as large as the mass of the detected galaxy, and its distribution must be quite different from the exponential distribution which holds for the optical galaxy.*

Esta quizás fue la primera afirmación convincente de una discrepancia en la curva de rotación de las galaxias. Luego, Morton Roberts fue uno de los primeros en reconocer las implicaciones de la planitud observada en las curvas de rotación galáctica. Junto con R. Whitehurst, publicó en 1972 una curva de rotación de M31 que se extendía a 120 minutos de arco desde su centro. Roberts & Rots (1973), ampliaron el análisis a M81 y M101, y argumentaron que cada una de estas galaxias espirales exhibía curvas de rotación planas en sus partes externas (ver figura 2.3).



**Figura 2.3:** Curvas de rotación para las galaxias M31, M101 y M81 (línea sólida), obtenidas por Roberts & Rots en 1973. La curva de rotación de la Vía Láctea (línea punteada) fue incluida para comparación por los autores [4].

## 2.2. Diferentes hipótesis de Materia Oscura

Como vimos anteriormente, la discrepancia entre la materia bariónica estimada y la materia total a diferentes escalas es innegable. Al pasar los años, muchas hipótesis para resolver esta discrepancia fueron apareciendo, a continuación entregaré una breve descripción de las más controversiales e importantes a mi parecer.

### 2.2.1. Objetos Masivos de Halo Compacto (MACHOs)

Una de las hipótesis que se tenía en principio para la pérdida de masa, eran estos objetos masivos de halo compacto o MACHOs, por su sigla en inglés. Los MACHOs son objetos astrofísicos que emiten poca o nula radiación, a su vez presentan un rango de masas que va desde  $10^{-7}$  hasta cientos de masas solares, como si fueran enanas marrón o agujeros negros, estos objetos debían medirse mediante efectos de microlensing (Angelis 2015). Sin embargo, como vimos anteriormente, a escalas cosmológicas el CMB entrega una importante prueba de que la materia oscura no puede ser bariónica, por lo que esta hipótesis queda fuera, es decir, los MACHOs no pueden ser la explicación única de la materia oscura (Monroy-Rodríguez & Allen 2014).

### 2.2.2. Partículas Masivas de Débil Interacción (WIMPs)

Las partículas masivas de débil interacción se han vuelto uno de los candidatos más populares en las últimas décadas. Estas partículas se producirían en el Universo temprano mediante mecanismos termales, estando en un equilibrio químico y colisional con las partículas del modelo estándar. Sin embargo, el Universo al expandirse y enfriarse, estas partículas salieron del equilibrio que se encontraban produciendo lo que se denomina *freeze-out* o congelamiento, lo que estancó la densidad de materia oscura existente hoy (Lisanti 2017), de no producirse esto la densidad de materia oscura sería menor.

Dentro de las características que presentan los WIMPs tenemos que solamente interactúan con la fuerza nuclear débil y con la gravedad. Además, poseen una masa realmente

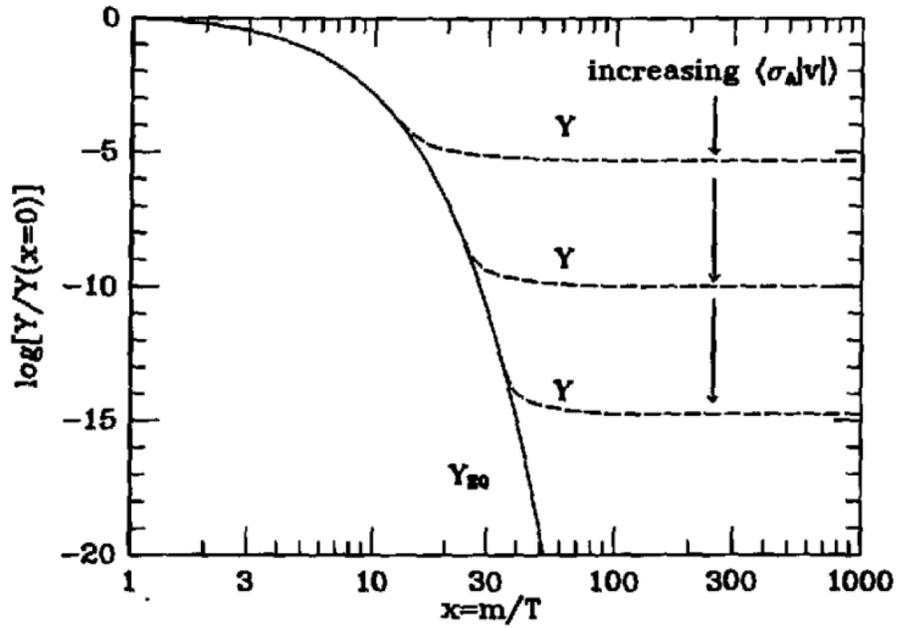
alta en comparación con las partículas del modelo estándar, lo que genera que deberían moverse lentamente y por lo tanto ser muy frías, esto conlleva a que deban permanecer concentradas. Por otro lado, estas partículas son neutras, por lo que las observaciones electromagnéticas no son capaces de detectarlas.

Es importante mencionar que el congelamiento termal o *freeze-out* termal, es alcanzado cuando la tasa de aniquilación de WIMPs es igual a la tasa de expansión del Universo  $H(t)$ , es decir,

$$n \langle \sigma v \rangle \approx H(t_{\text{freeze-out}}) \quad (2.1)$$

En esta situación, cuanto más grande sea la sección eficaz, más tarde ocurrirá el *freeze-out*, dando como consecuencia una menor abundancia de materia oscura. Aquí, tenemos una conexión entre la abundancia de los WIMPs y la sección eficaz de aniquilación. Podemos apreciar esta situación en el esquema de la figura 2.4, en donde el eje vertical representa la abundancia de los WIMPs mientras que en el eje horizontal nos encontramos con la masa de los WIMPs dividida por la temperatura del Universo, siendo esta tasa proporcional al tiempo, es por ello que a su vez representa el *freeze-out*. La línea sólida representa la abundancia en equilibrio de los WIMPs en el caso del acoplamiento con partículas del modelo estándar. Por otra parte, las líneas punteadas representan la abundancia de WIMPs hoy para tres diferentes escenarios, asumiendo diferentes secciones eficaces de materia oscura. Además, el encuentro de las líneas segmentadas con la línea sólida marca el denominado *freeze-out* (Kolb 1994).

Para poder obtener la abundancia de reliquia que se infiere del CMB, se requiere que el valor de la sección eficaz promedio de una partícula de materia oscura sea,  $\langle \sigma v \rangle = 3 \times 10^{-26} \text{ cm}^3/\text{s}$ , y que la masa de la partícula sea del orden de cientos de GeV, es decir,  $m_{DM} \approx 100\text{GeV}$ . Esta combinación de factores, tanto la sección eficaz de aniquilación y la masa de la partícula de materia oscura son conocidos como los valores termales y están en el orden de magnitud de las escalas débiles. Los WIMPs por su parte, desde el planteamiento desde la física de partícula, cumplen con estos dos parámetros, a esta



**Figura 2.4:** Abundancia de WIMPs ( $Y$ ) en función de la masa y temperatura ( $x$ ). La línea sólida representa el caso de densidad de WIMPs en equilibrio termal, mientras que las líneas segmentadas muestran diferentes abundancias para diferentes valores de sección eficaz, esto es la representación del *freeze-out*

Fuente: Kolb (1994)

coincidencia, es la que llamamos el “WIMP Miracle”, esto explica la popularidad que presentan estos candidatos de materia oscura.

# Capítulo 3

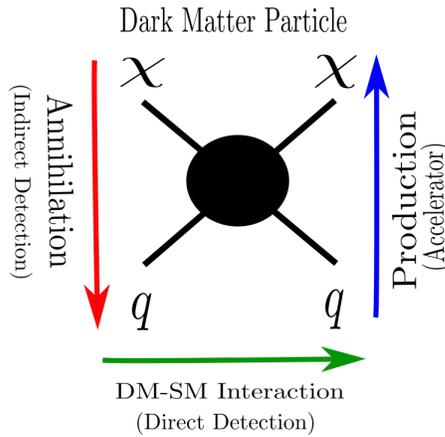
## Técnicas de detección

El amplio interés presentado por descubrir la naturaleza de la materia oscura, nos ha llevado a buscar diversos mecanismos en los diferentes fenómenos físicos que son capaces de proporcionar datos para la búsqueda de materia oscura, dentro de ellos tenemos: aniquilación o decaimiento de partículas de materia oscura en partículas del modelo estándar, la producción de partículas de materia oscura a través de la colisión de partículas del modelo estándar y la colisión entre partículas de materia oscura que logran generar partículas del modelo estándar. Estas distintas fenomenologías nos permiten estudiar desde puntos de vista diferentes, representados esquemáticamente en la figura 3.1.

La investigación llevada a cabo en este escrito, fue realizada en el ámbito de la búsqueda indirecta de materia oscura tipo WIMPs, por esta razón en la siguiente sección profundizaremos más en este apartado.

### 3.1. Detección indirecta de Materia Oscura

La detección indirecta sigue la idea de buscar materia oscura mediante el proceso de aniquilación de estas partículas generando partículas del modelo estándar. Debido a que estas nuevas partículas creadas por la aniquilación de partículas de materia oscura son inestables en la mayoría del tiempo, los métodos de búsqueda indirecta surgen desde los



**Figura 3.1:** Diferentes tipos de búsqueda de materia oscura.

Fuente: Autor

procesos subsecuentes de estas partículas, es decir se basan en las partículas estables que se logren generar de esta aniquilación. Por tanto, la búsqueda indirecta puede realizarse mediante la medición de rayos cósmicos cargados o neutrinos. Cada uno de estos, presentan desafíos y ventajas diferentes, las cuales podemos observar en la tabla 3.1 (Gaskins 2016), además de los experimentos que se usan hoy en día para detectar estas partículas.

**Cuadro 3.1:** Estrategias de búsqueda indirecta de materia oscura, apuntando a las partículas que se detectan, a las ventajas, desafíos y los experimentos que existen para llevar esto a cabo.

Partícula	Ventajas	Desafíos	Experimentos
Rayos Cósmicos	- muestras espectrales	- difusión	Fermi LAT, Auger
	- background bajo	- no apunta a la fuente	CTA, PAMELA
Neutrinos	- señalan la fuente	- background	IceCube, ANTARES
	- muestras espectrales	baja estadística	Super-Kamiokande, KM3NET
Fotones de Rayos Gamma	- señalan la fuente	background	CTA, Fermi LAT
	- muestras espectrales	- atenuación	H.E.S.S, MAGIC, HAWC

Fuente: Gaskins (2016)

La detección indirecta de materia oscura mediante rayos gamma es conveniente debido

a la escala de la masa de los WIMPs, ya que estos implican una emisión de rayos gamma detectable por experimentos. Además, estos fotones no poseen carga, a diferencia de los rayos cósmicos, por lo que pueden viajar por el Universo sin ser reflectados por campos magnéticos, por lo que podemos inferir la dirección de la fuente que los produce (Bertone & Hooper 2018). Por otra parte, el espectro de rayos gamma que uno espera, contiene información básica sobre las propiedades de las partículas de materia oscura, tales como, la masa y la sección eficaz de scattering y su acoplamiento a las partículas del modelo estándar. La detección de rayos gamma puede realizarse directamente por algún experimento espacial como Fermi-LAT o indirectamente (debido a la opacidad de la atmósfera) por telescopios Cherenkov de imagen atmosférica (IACT, Imaging Atmospheric Cherenkov Telescopes), tales como H.E.S.S, MAGIC, VERITAS y en el futuro por CTA, podemos ver más detalles al respecto en la sección 4.

Los neutrinos, al igual que los fotones, no poseen carga, por lo que también indican la dirección de la fuente. La idea básica de su detección es medir la luz Cherenkov que resulta de la interacción de los neutrinos con el agua (ANTARES, KM3NET, Super-Kamiokande) o hielo (IceCube, PINGU). Debido a la baja sección eficaz de interacción de los neutrinos, típicamente interacciones débiles, se necesitan grandes volúmenes de superficie de contacto, es decir, hielo o agua, para incrementar las probabilidades de detección.

Por otro lado, la detección indirecta mediante rayos cósmicos se realiza mediante la medición de las pequeñas componentes de antimateria de estos rayos, principalmente hechos de positrones y antiprotones. Las partículas de antimateria, como rayos gamma, pueden ser el producto final de la aniquilación de partículas de materia oscura y estas presentan un flujo menor al de las partículas de materia visible, como electrones y protones.

La búsqueda de materia oscura mediante rayos cósmicos cargados, puede ser realizada principalmente buscando características espectrales en los flujos de partículas. La búsqueda de antinúcleos de luz, como antideuterios y antihelio, es también un prometedor panorama para la búsqueda de materia oscura, ya que el flujo esperado de esas partículas en los procesos astrofísicos convencionales es extremadamente débil comparado con el flujo de

protones. Al igual que los rayos gamma (que son un subconjunto de los rayos cósmicos), tenemos experimentos espaciales como: PAMELA, AMS-02, Fermi-Lat, etc. mientras que en tierra tenemos: IACTs, CTA y Auger.

### 3.2. Rayos Gamma

Los rayos gamma al ser neutros, pueden viajar a través del Universo sin ser desviados por campos magnéticos galácticos o extragalácticos, indicándonos así el origen de estos, a diferencia de las partículas cargadas (Evans et al. 2004b). El flujo esperado de rayos gamma,  $\left(\frac{d\phi_\gamma}{dE}\right)$ , producto de la aniquilación de partículas de materia oscura y representa el número de fotones por área, tiempo y energía, contiene parámetros fundamentales como la masa de la materia oscura  $m_{DM}$ , el promedio de la sección eficaz junto con la velocidad de las partículas  $\langle \sigma v \rangle$ , los canales de aniquilación  $f$  con sus respectivas tasas de bifurcación  $B_f$ , la distribución de densidad de materia oscura de un objeto dado  $\rho_{DM}$  y la distancia a ese objeto medida desde el observador  $d$ . Esto se representa mediante la siguiente ecuación:

$$\frac{d\phi_\gamma}{dE}(E) = \frac{1}{4\pi} \frac{\langle \sigma v \rangle}{2m_{DM}^2} \sum_f \frac{dN^f}{dE} B_f \int_{\Delta\Omega} \int_{l.o.s} \frac{\rho_{DM}^2(r)}{d^2} dV' d\Omega' . \quad (3.1)$$

Comúnmente esta ecuación de flujo se separa en dos partes: una correspondiente a los factores netamente de física de partículas  $\left(\frac{d\phi_{pp}}{dE}\right)$ , es decir,

$$\frac{d\phi_{pp}}{dE} = \frac{1}{4\pi} \frac{\langle \sigma v \rangle}{2m_{DM}^2} \sum_f \frac{dN^f}{dE} B_f , \quad (3.2)$$

y otra correspondiente al único parámetro astrofísico, llamado J-factor,

$$J = \int_{\Delta\Omega} \int_{l.o.s} \frac{\rho_{DM}^2(r)}{d^2} dV' d\Omega' . \quad (3.3)$$

Por lo que podemos escribir la ecuación 3.1 como:

$$\frac{d\phi_\gamma}{dE}(E) = \frac{d\phi_{pp}}{dE} \times J . \quad (3.4)$$

En las siguientes secciones se describen en mayor detalle estos parámetros de la ecuación de flujo 3.1.

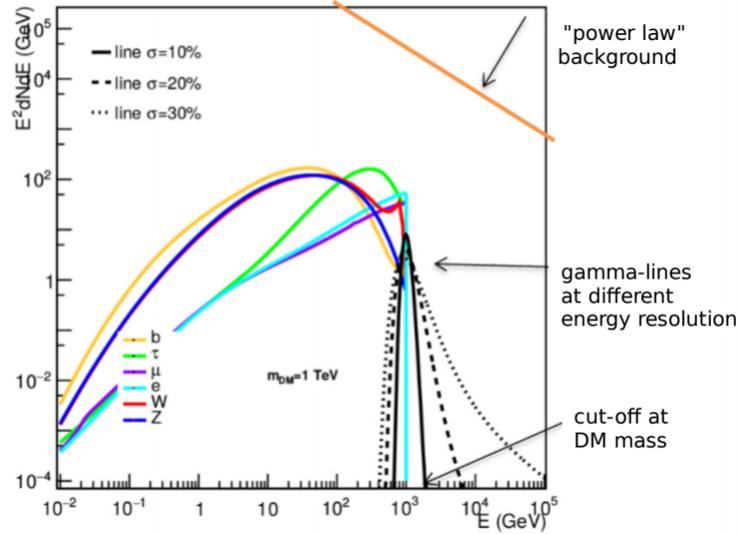
### 3.2.1. Física de Partículas

En el marco de las partículas de materia oscura, la información acerca de los rayos gamma provenientes de la aniquilación de WIMPs está incluida en el término correspondiente a física de partículas, es decir,

$$\frac{d\phi_{pp}}{dE} = \frac{1}{4\pi} \frac{\langle \sigma v \rangle}{2m_{DM}^2} \sum_f \frac{dN^f}{dE} B_f .$$

El proceso de aniquilación encierra todos las características del modelo, ya sea, la sección eficaz de aniquilación  $\langle \sigma v \rangle$  y la masa de la partícula de materia oscura  $m_{DM}$ , que son parámetros libres. Por otro lado, tenemos los canales en los cuales las partículas de materia oscura son aniquiladas  $f$  pesado por la tasa de bifurcaciones que se generen a partir de la aniquilación  $B_f$  (Fornengo et al. 2004).

En términos de detección de rayos gamma, cuando nos encontramos con un espectro con forma de línea, esta debiese ser considerada como una prueba convincente para la existencia de materia oscura, puesto que sería una muestra clara de la aniquilación directa de partículas de materia oscura en dos fotones. Sin embargo, debido a la baja probabilidad de que ocurra este proceso, debemos considerar que la aniquilación de materia oscura produce varios canales, en los cuales las nuevas partículas generadas deberán pasar a través de varios procesos de decaimiento, por ser inestables, resultando de este modo un espectro continuo de rayos gamma, como se aprecia en la figura 3.2. Para poder generar un espectro de rayos gamma, son necesarios dos procesos: el decaimiento de partículas pesadas y la hadronización de quarks (Cirelli et al. 2011).



**Figura 3.2:** Espectro continuo y de línea para la aniquilación de materia oscura para  $m_{DM} = 1 \text{ TeV}$ . El background se representa mediante la línea naranja, por una ley de potencia.

Fuente: Rinchiuso et al. (2017)

En la figura 3.2 podemos ver que casi todos los canales siguen prácticamente la misma forma, excepto para  $\tau$ . Esto se produce debido a su peculiar cadena de decaimiento, en donde  $\tau^-$  decae en 4 canales diferentes, con diferentes probabilidades respectivamente, donde el canal más probable contiene  $\pi^0$ , el cual decae los siguientes canales:

$$2\gamma \rightarrow 98 \%$$

$$e^+ e^- \gamma \rightarrow 1,2 \%$$

Esto indica que los fotones producidos serán más energéticos, resultando en una forma diferente y más empinada en el espectro diferencial de fotones.

### 3.2.2. Factor astrofísico

El factor astrofísico, al cual denominamos J-factor, incluye todas características de la fuente astrofísica relevante: su densidad y distancia desde la Tierra. Para caracterizar este parámetro es necesario asumir un perfil de densidad de materia oscura  $\rho$ , integrado sobre

el volumen definido a lo largo de la línea de visión (Evans et al. 2004b), como se define la ecuación antes mostrada,

$$J = \int_{\Delta\Omega} \int_{l.o.s} \frac{\rho_{DM}^2(r)}{d^2} dV' d\Omega' .$$

Como mencionamos, uno de los parámetros que componen este J-factor es la distribución de la densidad de materia oscura o bien el comúnmente llamado perfil de materia oscura, a lo largo del tiempo se han probado con muchas formas distintas para este perfil, guiadas tanto por simulaciones como por observaciones. Sin embargo, se genera una discrepancia entre dos clases de perfiles observados a pequeños radios. Existen algunos perfiles llamados *cuspy* o cúspide, generando un incremento empinado de la densidad de materia oscura a radios más pequeños, mientras que en la contraparte, nos encontramos con perfiles con forma de *core* o núcleo, en donde a pequeños radios la densidad de materia oscura permanece constante, aplanando la curva.

Es importante mencionar que todos los perfiles dependen de al menos dos parámetros libres: la densidad  $\rho_s$  y el radio escala  $r_s$ . Un perfil que describe diferentes tipos de densidad de materia oscura es el perfil descrito por Zhao (1996), el cual utiliza una combinación de 3 parámetros libres:  $\alpha$ ,  $\beta$  y  $\gamma$ , con los cuales se pueden describir perfiles de ambos tipos (*cuspy* o *core*).

Dentro de la familia de los perfiles únicamente *cuspy* tenemos el perfil de densidad propuesto por Navarro-Frenk- White (Navarro et al. (1996)) , el cual se obtuvo mediante simulaciones N-Body y depende de tres parámetros, los cuales generalmente se fijan (para el NFW generalizado) como  $\alpha = 1$ ,  $\beta = 3$  y  $\gamma = 1$ , esto le da la forma de cúspide a la distribución. A su vez, dentro de la misma familia encontramos un perfil que solo depende de un parámetro ,  $\alpha$ , el cual fue descrito por Einasto (1965).

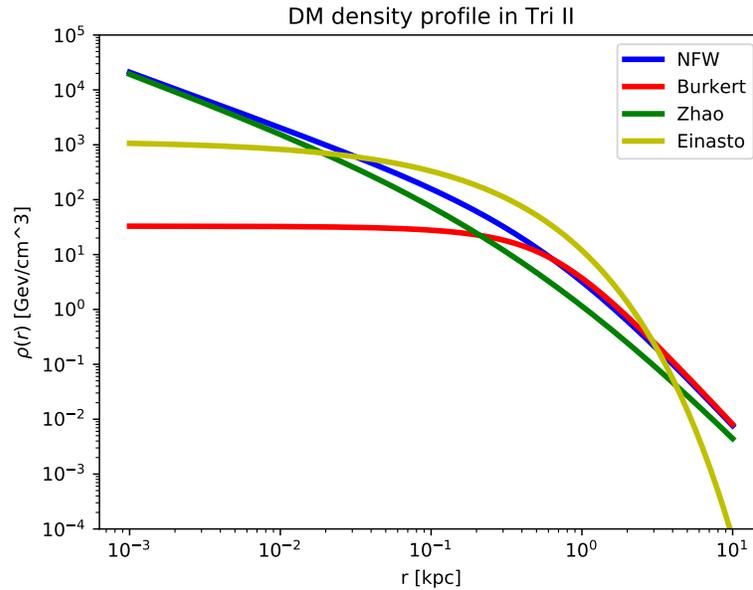
Por otro lado, dentro de la familia de los perfiles en forma de *core*, encontramos el propuesto por Burkert (1995), el cual se obtuvo mediante el ajuste de datos de galaxias esferoidales enanas. Para poder entender con mayor detalle estos perfiles, podemos observar su descripción matemática en las ecuaciones 3.5, 3.6 y 3.7.

$$\rho_{Zhao}(r) = \frac{\rho_s}{\left(\frac{r}{r_s}\right)^\gamma \left[1 + \left(\frac{r}{r_s}\right)^\alpha\right]^{(\beta-\gamma)/\alpha}}, \quad (3.5)$$

$$\rho_E(r) = \rho_s \exp\left[-\frac{2}{\alpha} \left(\left(\frac{r}{r_s}\right)^\alpha - 1\right)\right], \quad (3.6)$$

$$\rho_B(r) = \rho_s \frac{r_s^3}{(r + r_s)(r^2 + r_s^2)}. \quad (3.7)$$

Además, en la figura 3.3 podemos apreciar la distribución de materia oscura para distintos perfiles de densidad, tales como NFW ( $\alpha = 1$ ,  $\beta = 3$  y  $\gamma = 1$ ) y Zhao ( $\alpha = 0,57$ ,  $\beta = 3$  y  $\gamma = 1$ ), en forma de *cusp*. Por otro lado, tenemos un perfil de Burkert y Einasto ( $\alpha = 0,57$ ) los que representan una forma de *core*. Estos parámetros vienen luego de un análisis estadístico realizado en este trabajo.



**Figura 3.3:** Diferentes perfiles de materia oscura para la galaxia enana Triangulum II.

Fuente: Autor

Los parámetros de cada perfil de materia oscura se obtiene del ajuste de datos observacionales como: el brillo superficial de cada galaxia, la posición en el cielo de esta y las velocidades en la línea de visión de las estrellas en la galaxia. Hay varias métodos para obtener los parámetros del perfil de densidad de materia oscura a partir de la observación de diferentes objetos astrofísicos, un ejemplo de ello es utilizar la ecuación de Jeans (Binney 2008). Una vez, obtenido el perfil de densidad, se puede calcular el J-factor.

Para que el cálculo del J-factor descrito en la ecuación 3.3 sea más entendible, primero debemos comprender el verdadero significado de este parámetro astrofísico. En palabras simples, el J-factor se puede describir como: la cantidad de materia oscura que hay en una determinada región del Universo integrada a lo largo de la línea de la visión, es decir, a mayor J-factor más grande es la probabilidad de detectar una señal de rayos gamma proveniente de la aniquilación de materia oscura en esa región del Universo.

Una vez entendido el concepto, podemos notar que la ecuación 3.3 la podemos escribir de la siguiente forma,

$$J = \int_0^{2\pi} \int_0^{\alpha_c} \int_{l_{min}}^{l_{max}} \rho^2(l, \alpha) \sin \alpha dl d\alpha d\phi . \quad (3.8)$$

La nueva forma (ec. 3.8), puede comprenderse mejor si observamos la figura 3.4, en donde  $d$  es la distancia desde el centro del objeto, la línea de visión está representada por el parámetro  $l$  y los factores del ángulo sólido  $\phi$  y  $\alpha$ , siendo los límites de integración:  $\alpha_c$ ,  $l_{min}$  y  $l_{max}$ . Asumiendo la distancia  $d$ , el factor  $r$  o  $r_{\alpha_c}$  lo podemos determinar mediante la ley del coseno en función de las nuevas variables, es decir,

$$r^2(l, \alpha) = l^2 + d^2 - 2ds \cos \alpha . \quad (3.9)$$

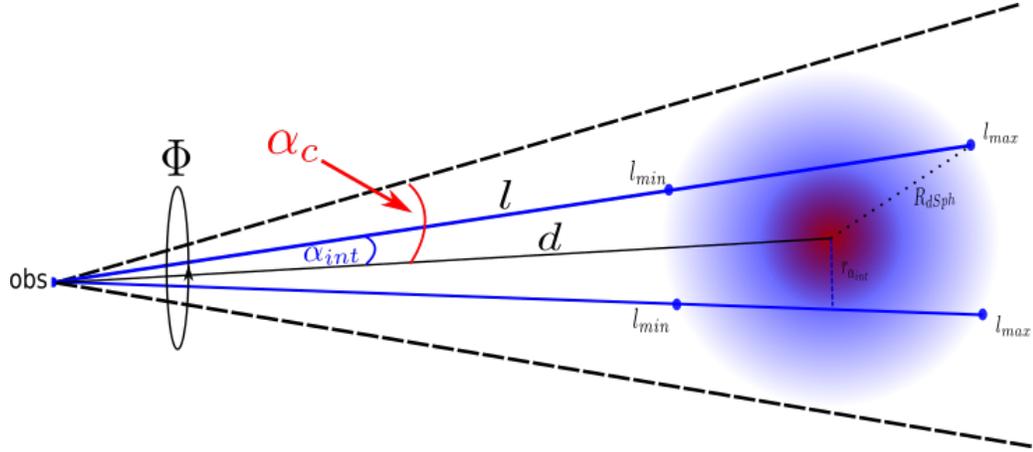
Por otro lado, si asumimos  $R$  como el tamaño del halo de materia oscura, el cual representa el máximo valor posible para  $r$ , podemos obtener los valores de  $l_{min}$  y  $l_{max}$ , resolviendo la siguiente ecuación:

$$R^2(l, \alpha) = l^2 + d^2 - 2ds \cos \alpha . \quad (3.10)$$

Por lo que tendremos que los límites serán:

$$l_{min}^{max} = d \cos \alpha \pm \sqrt{R^2 - d^2 \sin^2 \alpha}, \quad (3.11)$$

siempre y cuando  $\alpha \leq \arcsin(R/d)$ .



**Figura 3.4:** Medición del J-factor o D- factor de una determinada región del cielo.

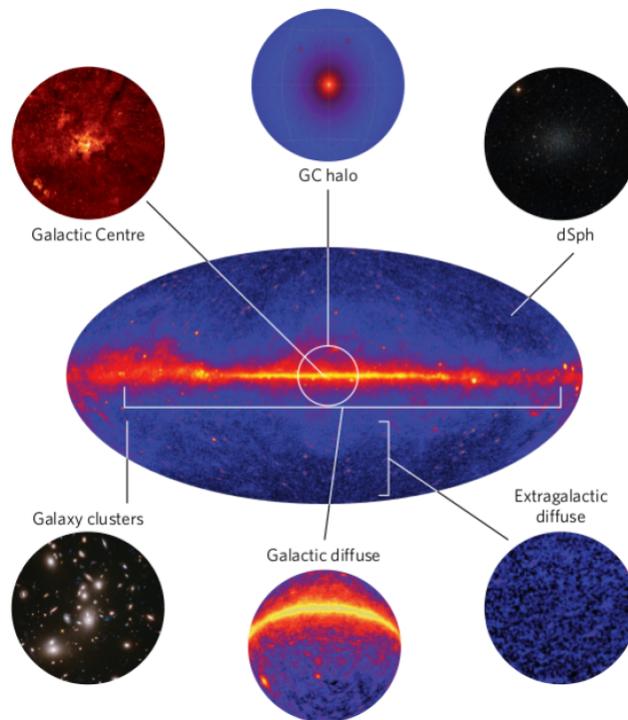
Fuente: Autor

Los parámetros descritos anteriormente dependen del tamaño del halo de materia oscura,  $R$ , el cual es desconocido. Para resolver esto se asumen diferentes supuestos, por ejemplo, tomar  $R$  como la distancia a la estrella más lejana del sistema. En un escenario más usual, se relaciona a  $R$  con el ángulo de integración, en el cual se utiliza la siguiente relación,  $J(\alpha_{0,5}) = 0,5J(\alpha_{max})$  (Evans et al. (2004a)). Aquí se considera el hecho de que en la mayoría de los casos, el valor del J-factor en función del ángulo de integración permanece relativamente constante al valor de  $\alpha = 0,5$ , por lo que se puede utilizar esta relación.

### 3.2.3. Fuentes Astrofísicas

Debido a las débiles señales de rayos gamma provenientes de la aniquilación de materia oscura, identificar las fuentes que presenten un potencial importante juega un rol

fundamental a la hora de maximizar las probabilidades para la detección de materia oscura. Considerando esto, hay dos puntos que debemos tomar en consideración a la hora de escoger la fuente: la densidad de materia oscura y el background de rayos gamma de procesos astrofísicos estándares (?). En la figura 3.5 se presentan el mapa del cielo en rayos gamma medido por Fermi-LAT junto con los candidatos más prometedores para la búsqueda indirecta de materia oscura mediante rayos gamma.



**Figura 3.5:** Posibles candidatos astrofísicos para la búsqueda indirecta de materia oscura por rayos gamma.

Fuente: Conrad & Reimer (2017)

Dentro de los candidatos más prometedores se encuentran:

- El Centro Galáctico, el cual es un candidato muy popular para la búsqueda de materia oscura debido a su alta densidad de materia oscura esperada y su corta distancia a nosotros (8Kpc) desde la Tierra. Sin embargo, esta región almacena muchas fuentes activas que emiten en rayos gamma, produciendo un background considerable para la

búsqueda de materia oscura, generando así que la detección de una señal de materia oscura sea un desafío (Calore et al. 2015).

- Galaxias enanas esferoidales (dSphs), poseen una tasa de masa luminosidad muy alta, lo cual induce que estos objetos están dominados principalmente por materia oscura. Además, carecen de background astrofísico producto de su ubicación en el cielo, lo que incrementa las posibilidades de detección. Además, existen varias  $\sim 55$  estudiadas en las cercanías de la Vía Láctea.

En el presente trabajo utilizaremos las galaxias enanas esferoidales, es por ello que profundizaremos un poco más al respecto, para comprender todas las ventajas que esto conlleva.

### **Galaxias enanas esferoidales**

Las galaxias enanas esferoidales o dSphs por sus siglas en inglés, son los mejores candidatos para la búsqueda indirecta de materia oscura, siendo pequeños sistemas compuestos por población estelar vieja, con baja luminosidad y poco contenido en gas (Bonnivard et al. 2015). Se sabe que estas galaxias poseen una alta tasa de masa luminosidad, del orden de  $\sim 10^2$ , implicando que están dinámicamente dominadas por materia oscura. Las galaxias esferoidales enanas, usualmente se dividen en dos clases: las galaxias enanas clásicas tales como Draco, Sculptor y Fornax; por otro lado se tienen las ultra-débiles como Triangulum II, Reticulum II y Segue I. Las galaxias enanas clásicas, tienen incertezas significativamente menores en el J-factor comparadas con las ultra-débiles, sin embargo, algunas ultra-débiles recientemente descubiertas presentan un J-factor, bastante mayor al de las clásicas. El supuesto de que las galaxias enanas sean esferoidales no es completamente cierto, sin embargo es necesario para la investigación de la presencia de un halo denso de materia oscura.

Considerando que la masa luminosa en las galaxias enanas está principalmente compuesta por las estrellas, debido a la pobre contribución del gas y las otras formas de la

materia bariónica, toda la caracterización del sistema está basado en la medición de componentes estelares, tales como: la velocidad a lo largo de la línea de visión de cada una y la distribución de luz de todas ellas (Charbonnier et al. 2011). La descripción de la galaxia completa, depende fundamentalmente de la precisión de los datos estelares disponibles, esto es esencial para la descripción del sistema. En particular, la dinámica del sistema es necesaria para obtener los parámetros ya mencionados del perfil de densidad de materia oscura para las dSphs, lo que puede ser obtenido mediante la ecuación de Jeans, que se detalla a continuación (Binney 2008).

La ecuación de Jeans, presenta seis grados de libertad: tres espaciales y tres en la velocidad. Sin embargo, las mediciones solamente nos entregan dos componentes espaciales (latitud y longitud en las estrellas, traducidas en la distancia proyectada) y una componente en la velocidad a lo largo de la línea de visión. Para poder obtener una relación entre los parámetros faltantes y los que se tienen se asume un parámetro libre, llamado parámetro de anisotropía  $\beta_a$ , el cual es una función exclusivamente de  $r$ , la distancia desde el centro de la galaxia. Este parámetro de anisotropía, lo que hace es caracterizar la forma de la órbita de una estrella alrededor de la galaxia, y se define como:

$$\beta_a(r) \equiv 1 - \frac{2\overline{v_\theta^2}(r)}{\overline{v_r^2}(r)}, \quad (3.12)$$

donde  $v_\theta$  y  $v_r$  representa la dispersión de velocidades en coordenadas esféricas  $\theta$  y  $r$  respectivamente.

Por otra parte, para la ecuación de Jeans se necesita la distribución de densidad de las estrellas  $\nu(r)$ , pero de las mediciones solo obtenemos el brillo superficial o también llamado perfil de luz proyectado  $\Sigma(R)$ , por lo que necesitamos la siguiente relación para poder resolver la ecuación de Jeans,

$$\Sigma(R) = 2 \int_R^\infty \frac{\nu(r)r dr}{\sqrt{r^2 - R^2}}.$$

Luego, asumiendo coordenadas esféricas para un sistema en equilibrio dinámico, la ecuación de Jeans puede ser escrita en relación a la cinemática de estrellas y el potencial

gravitacional de la distribución de materia oscura,

$$\frac{1}{v(r)} \frac{d}{dr} \left( v(r) \bar{v}_r^2 \right) + 2 \frac{\beta_a}{r} \bar{v}_r^2 = - \frac{GM(r)}{r^2}, \quad (3.13)$$

$$\frac{1}{v(r)} \frac{d}{dr} \left( v(r) \bar{v}_r^2 \right) + 2 \frac{\beta_a}{r} \bar{v}_r^2 = - \frac{G}{r^2} 4\pi \int_0^r \rho_{DM}(l) l^2 dl. \quad (3.14)$$

A pesar de la fuerte relación que la ecuación de Jeans entrega entre la cinemática estelar y el perfil de materia oscura, esta ecuación considera parámetros en un espacio 3D, mientras que las medidas observadas provienen de información que aplica solamente en el plano 2D. Para solucionar este inconveniente, se puede realizar la relación expuesta en la ecuación 3.15, la cual relaciona la dispersión de velocidad a lo largo de la línea de visión con el radio proyectado  $\sigma_p(R)$  con la anisotropía  $\beta_a$  y la dispersión de velocidad radial  $\bar{v}_r$  :

$$\sigma_p^2(R) = \frac{2}{\Sigma(R)} \int_R^\infty \left( 1 - \beta_a(r) \frac{R^2}{r^2} \right) \frac{v(r) \bar{v}_r^2(r)}{\sqrt{r^2 - R^2}} dr. \quad (3.15)$$

Combinando la ecuación 3.15 junto a 3.13, podemos definir el perfil de densidad de materia oscura, esto ajustando los parámetros libres: la anisotropía  $\beta_a$  y los parámetros libres que presente el perfil de materia oscura escogido (Binney 2008). Para ello, existe un software abierto usado para este análisis descrito, este es CLUMPY (Charbonnier et al. 2012), este software utiliza el método de Markov Chain Monte Carlo para optimizar y encontrar los mejores ajustes para el modelo entregado (Bonnivard 2006). Este software fue utilizado para la mayoría de los cálculos que se presentan en la sección 5.

Finalmente, el J-factor para las dSphs depende de la calidad y precisión de las mediciones estelares. Esta dependencia, no limita solamente su cálculo, sino también la robustez del resultado, es decir, cuanto más pequeña es la muestra de estrellas, menos fiable será el resultado. Esta consideración es sumamente relevante para las recientemente descubiertas galaxias enanas ultra-débiles, que poseen pocas estrellas conocidas, es por ello que cada vez necesitamos mejores muestras y mejores telescopios para poder detectar una posible señal de materia oscura.

## Capítulo 4

# Telescopios para la búsqueda de Materia Oscura

Existen diversos tipos de telescopios dependiendo de que es lo que deseamos observar, para nuestros propósitos de buscar materia oscura de forma indirecta en el rango de altas energías existen dos tipos: telescopios espaciales (ej. Fermi Large Area Telescope) y telescopios tipo cherenkov (ej. High Altitude Water Cherenkov y Cherenkov Telescope Array).

Los telescopios espaciales como Fermi Large Area Telescope (LAT), pueden captar luz de muy alta energía, estos comúnmente los denominamos rayos gamma ( $\gamma$ ). Estos telescopios al ser espaciales pueden recibir estos rayos sin ser atenuados por la atmósfera y a su vez captan los rayos provenientes de todas partes del cielo a diferencia de los de tipo terrestre. Además, su rango energético va desde los 0,3 – 300 GeV. Es importante conocer que los rayos gamma son fotones con energías del orden de megaelectronvoltios (MeV), gigaelectronvoltios (GeV) o teraelectronvoltios (TeV).

Telescopios tipo cherenkov se especializan, como su nombre lo dice, en captar luz tipo cherenkov, la cual se produce cuando los rayos gamma ingresan a la atmósfera terrestre e interactúan con esta produciendo una cascada de partículas a la cual denominamos luz cherenkov. Para captar este efecto cherenkov, existen dos subtipos de telescopios, en donde

están presentes los telescopios de tanques de agua y otros con espejo forma de antenas.

Los telescopios cherenkov de tipo tanques de agua, se usan debido a su alta sensibilidad, superior a los espaciales, ya que logran cubrir rangos desde los GeV hasta los TeV. Estos se basan principalmente en tener gran cantidad de tanques de agua situados a grandes alturas, la principal función de estos es detectar luz cherenkov. En particular, High Altitude Water Cherenkov (HAWC) es uno de estos, está situado en las laderas del volcán Sierra Negra, cerca de Puebla, México, presenta un amplio campo de visión ( $\sim 15\%$  del cielo) con sus 300 tanques de 7 metros de diámetro y 5 metros alto llenos de agua pura. Este observatorio puede ver dos terceras partes del cielo durante cada ciclo de 24 horas y puede observar rayos gamma del orden de 100 GeV hasta 100 TeV.

Telescopios cherenkov tipo antenas, están hechos de arreglos de varios similares con el fin de abarcar una mayor área, los cuales permiten captar las partículas que genera el efecto cherenkov con el fin de triangular la posición de donde provienen estas partículas. Al igual que los tanques de agua, estos necesitan instalarse en las alturas. Entre los más potentes a día de hoy se encuentra el High Energy Stereoscopic System (H.E.S.S) a 1,800 metros de altura en Namibia, compuesto por 4 telescopios menores de 12 m de diámetro distanciados a 120 m uno del otro generando un cuadrado, mientras en el centro se sitúa el telescopio mayor, con un espejo de 28 m configurando el arreglo de 5 grandes telescopios. En este telescopio se logran captar rayos cósmicos del orden de 0.03 a 100 TeV. A pesar de esto, se quiere poder captar las señales más energéticas del universo, ir aún más allá en sensibilidad y rango energético, esto se espera lograr en la presente década con la llegada del Cherenkov Telescope Array (CTA), telescopio por el cual se realiza la presente investigación, con miras a la pronta llegada de este gran proyecto que se detalla a continuación.

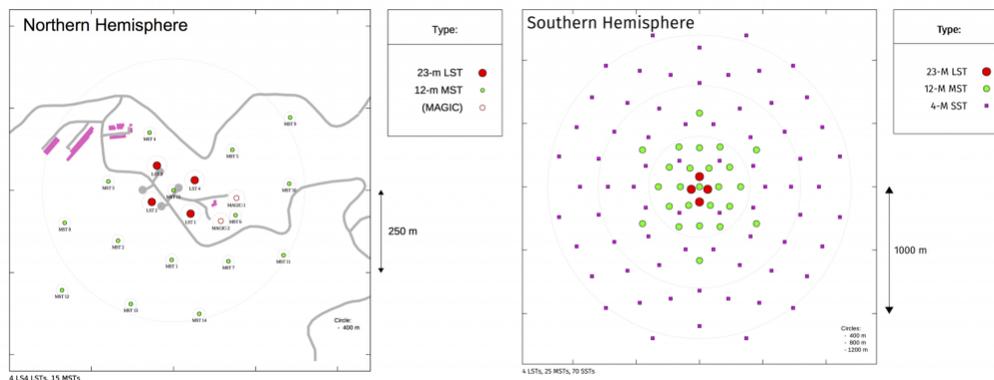
## **4.1. Cherenkov Telescope Array.**

El observatorio CTA (Cherenkov Telescope Array Consortium et al. 2019) será operado por una colaboración internacional de más de miles de científicos de alrededor de 32

países. Se encuentra actualmente en fase de construcción y se espera tener los primeros datos científicos a mediados de esta década (2020). Las principales metas que presenta este proyecto son: entender el origen de las partículas cósmicas relativistas, indagar en ambientes extremos y explorar las fronteras de la física, tales como el entendimiento de la naturaleza de la materia oscura. A continuación, detallaré las principales características del futuro observatorio CTA:

- *Campo de visión extendido:* CTA será uno de los primeros observatorios terrestres capaz de observar el cielo completo. Para lograr esto, los telescopios serán localizados en ambos hemisferios. En el norte se encontrará localizado en la isla de La Palma, perteneciente a las Islas Canarias (España), estará dedicado principalmente a los objetos extragalácticos. Por su contraparte, en el sur estará localizado cerca de cerro Paranal (Chile), y su enfoque principalmente será el estudio de fuentes provenientes de nuestra galaxia.
- *Amplia cobertura del rango energético:* explorará una amplia ventana en energías (desde los 20 GeV hasta al menos 300 TeV). Para este propósito se utilizarán 3 diferentes telescopios: Telescopios gran tamaño (Large Size Telescope, LST) con 23 metros de diámetro para explorar bajas energías ( $\sim 100$  GeV), Telescopios de mediano tamaño (Medium Size Telescopes, MST) con 12 metros de diámetro para energías intermedias y Telescopios de pequeño tamaño (Small Size Telescope, SST) con 4 metros de diámetro para altas energías ( $> 100$  TeV)
- *Gran área de detección:* el observatorio cubrirá  $4 \text{ km}^2$  en el hemisferio sur y  $0,6 \text{ km}^2$  en el hemisferio norte. Podemos observar la disposición de los telescopios en la figura 4.1.
- *Mejor sensibilidad:* CTA tendrá una mayor sensibilidad con respecto a los detectores de la generación actual. En la figura 4.2, se presenta la curva de sensibilidad con respecto a los actuales detectores. Una mayor sensibilidad, implica que se pueden detectar fuentes con menor cantidad de flujo de rayos gamma.

- Observaciones Simultáneas: debido al gran número de telescopios que componen el sistema, CTA podrá apuntar a diferentes objetos de forma simultánea.
- Observatorio Abierto: la comunidad científica tendrá acceso a los datos recogidos por el observatorio. Esta es una característica única en comparación a los otros telescopios terrestres.

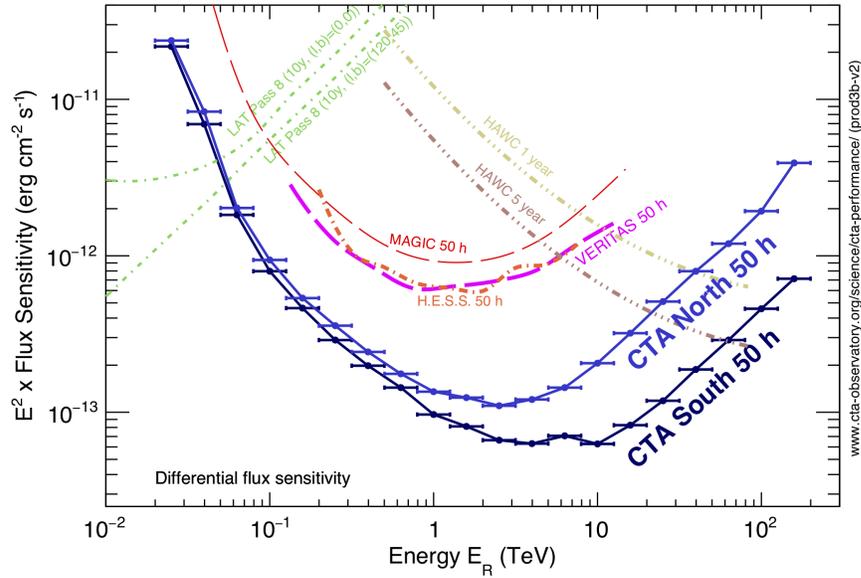


**Figura 4.1:** Distribución de los telescopios espacialmente para los dos sitios de CTA, en el hemisferio norte (izquierda) y Sur (derecha).

FUENTE: Cherenkov Telescope Array Consortium et al. (2019)

Como habíamos mencionado, la búsqueda de materia oscura de forma indirecta puede realizarse con detectores de rayos gamma. Dado el potente rendimiento que presentará CTA, en términos de los amplios rangos de energías a los cuales funcionará, este alcanzará valores sin precedentes para la sección eficaz de aniquilación de materia oscura para un amplio rango de masas de materia oscura, incluyendo aquellas inaccesibles para los telescopios actuales como H.E.S.S.

Es importante mencionar que, la búsqueda de materia oscura es uno de los temas de estudio para el consorcio de CTA, y su plan de investigación ha sido desarrollado y publicado en un documento, el cual resume cómo será la ciencia con CTA (Cherenkov Telescope Array Consortium et al. 2019), podemos ver un resumen de ello en la tabla 4.3.



**Figura 4.2:** Sensibilidad de flujo de CTA comparada con los actuales telescopios terrestres y espaciales.

FUENTE: Cherenkov Telescope Array Consortium et al. (2019)

Year	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10
Galactic halo	175 h	175 h	175 h							
Best dSph	100 h	100 h	100 h							
	<i>in case of detection at GC, large <math>\sigma v</math></i>									
Best dSph				150 h						
Galactic halo				100 h						
	<i>in case of detection at GC, small <math>\sigma v</math></i>									
Galactic halo				100 h						
	<i>in case of no detection at GC</i>									
<i>Best Target</i>				100 h						

**Figura 4.3:** Distribución del tiempo de observación de CTA para la búsqueda de materia oscura durante los 10 primeros años.

FUENTE: Cherenkov Telescope Array Consortium et al. (2019)

El Halo de la galaxia es el principal objetivo de CTA, en el contexto de la búsqueda de materia oscura, sin embargo, debido a las grandes incertidumbres por su background, también se proponen la búsqueda de materia oscura en galaxias enanas como objetivo

#### *CAPÍTULO 4. TELESCOPIOS PARA LA BÚSQUEDA DE MATERIA OSCURA*

---

primario adicional para la observación. Esta es la razón por la cual comenzó la investigación expuesta en esta tesis.

# Capítulo 5

## Discusión y Resultados

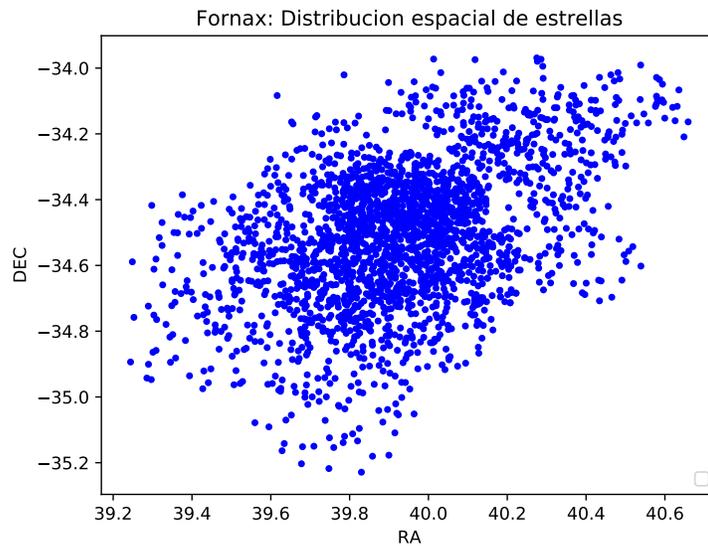
Con la llegada de CTA en la presente década se espera marque un precedente para la astrofísica, abriendo nuevas interrogantes, de la misma forma que lo hicieron proyectos como ALMA y LIGO la década anterior. Como vimos en la sección anterior 4.1, la búsqueda de materia oscura, será uno de los principales objetivos con CTA, para ello se utilizará tiempo de observación para el Halo de la galaxia y también para algunas galaxias esferoidales.

Para tener una mejor noción de las mejores galaxias enanas para observar con CTA, es necesario medir el J-factor de cada una de ellas (revisar sección 3.2.2), esto se ha llevado a cabo durante la última década por científicos como Bonnivard et al. (2015) y Saturni et al. (2019). Sin embargo, considerando que para estos objetos actualmente se posee escasa medición de dinámica estelar, que van desde 13 estrellas (caso de Triangulum II), hasta 2200 (en el caso de Fornax) estrellas medidas, lo que nos lleva a preguntarnos sobre los niveles de confianza del análisis que se realiza para galaxias con una baja muestra de estrellas disponibles.

Para responder a esta interrogante, realizamos un análisis sistemático con distintas galaxias enanas que presentaran un mayor número de estrellas. Se seleccionó una galaxia con un número  $N$  de estrellas, con el cual se realizó un análisis estadístico mediante el método de Markov Chain Monte Carlo (MCMC), con el fin de encontrar los parámetros

necesarios para obtener el perfil de densidad de materia oscura de dicha dSph. Una vez finalizado este análisis, se redujo la muestra de estrellas y se volvió a realizar el mismo procedimiento, hasta tener varias muestras desde pocas estrellas hasta  $N$ , de esta manera se puede representar lo que sucede con una galaxia ultra-faint ( $\sim 15$  estrellas) o con galaxias clásicas ( $\sim 1000$  estrellas). Realizando este análisis se aprecia cómo variaron los niveles de confianza en el análisis estadísticos para distinto número de estrellas.

La galaxia con la cual realizamos el análisis más robusto antes mencionado es Fornax, situada a 147 kpc de nosotros, con un radio efectivo de  $r_{1/2} = 594$  pc, y presenta una tasa de masa luminosidad de  $M/L = 8,7 \pm 2,8 M_{\odot}/L_{\odot}$ , esta galaxia presenta una muestra de alrededor de 2200 estrellas estudiadas (Walker et al. 2009). Además, presenta una distribución espacial muy compacta, lo que facilita su clasificación como una galaxia enana esferoidal, como podemos ver en la figura 5.1. Estas características, hacen a Fornax un buen candidato para realizar el estudio que necesitamos.



**Figura 5.1:** Distribución espacial de estrellas para Fornax.

Fuente: Autor

El procedimiento realizado con Fornax, fue tomar subsets de diferentes cantidades de estrellas, estos fueron: 15, 50, 100, 300, 500 y 1000 estrellas respectivamente. Es

importante mencionar que no realizamos subconjunto de estrellas mayores a 1000, debido a que no existen en la actualidad galaxias enanas con esa cantidad de estrellas con su cinemática medida, sin considerar que este análisis nos ayudará a encontrar una cota inferior, por lo que no será muy importante tener mayores muestras a esta.

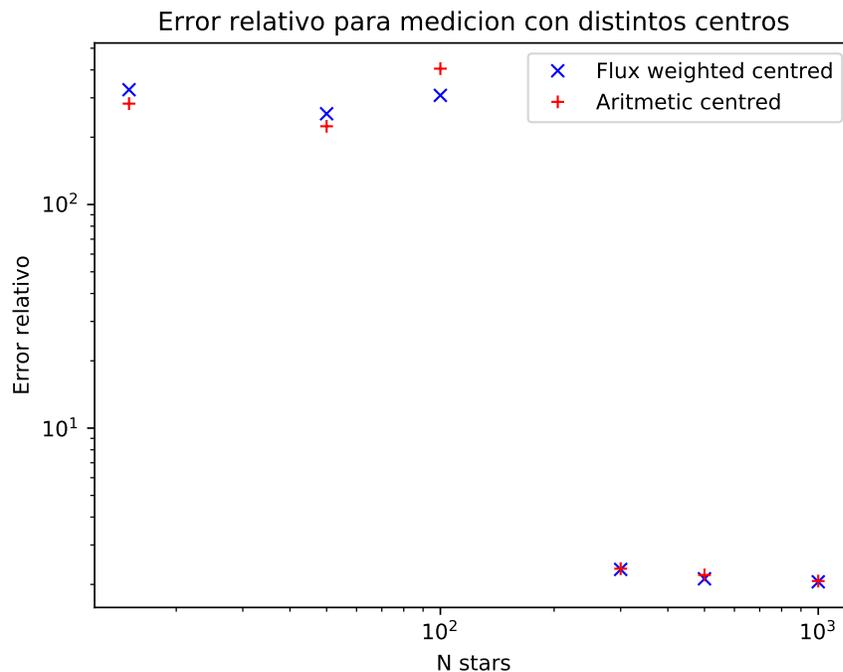
Otro factor a considerar para tener datos más confiables, fue realizar un promedio para cada submuestra, esto significa que: se crearon 50 muestras distintas de cada subconjunto de estrellas (15, 50, 100, 300, 500 y 1000), cada una de ellas tomadas al azar de la muestra original de 2200 estrellas. Con esto se logra tener un promedio para cada subconjunto particular, este será más representativo para los subconjuntos de menor cantidad de estrellas, siendo estos en los que se presentan mayores variaciones.

Para realizar el análisis estadístico de MCMC realizado por Clumpy, es necesario tener: las velocidades (con sus respectivas incertidumbres) de cada estrella considerando al Sol como sistema de referencia, sus posiciones en coordenadas ecuatoriales (RA, Dec), la distancia (con sus respectivas incertidumbres) de estas estrellas con respecto al centro de la galaxia y el parámetro de probabilidad de ser estrella miembro de la galaxia, estos son los parámetros que necesita el análisis en cuanto a las propiedades observacionales. Adicionalmente, se le necesitan otorgar los parámetros a ajustar por el modelo, los denominados *priors*, que representan los límites del espacio de muestreo que deberá recorrer el MCMC para ajustar los datos observacionales con los supuestos establecidos.

Dentro de los parámetros que se introducen en el análisis, nos encontramos con la distancia que poseen las estrellas con respecto al centro de la galaxia, es aquí donde se tienen múltiples formas de fijar un centro para cada dSph, por lo que realizamos una comparativa entre dos de las formas más utilizadas: encontrar el centro de forma aritmética, es decir considerar el promedio aritmético de las posiciones 2D que poseemos de las galaxias y encontrar el centro ponderando por el flujo de cada estrella.

En esta comparativa, en cada subconjunto de estrellas en Fornax, notamos que la diferencia al momento de obtener un J-factor es casi nula. En la figura 5.2, podemos apreciar el error relativo para cada método utilizado, en forma de  $x$  azul encontramos el error relativo

asociado a la medición del J-factor considerando muestras en donde el centro fue obtenido ponderando cada estrellas por su flujo. Mientras que en cruces + rojas encontramos el error relativo para las muestras en donde el centro se obtuvo mediante el promedio aritmético de las posiciones 2D de las estrellas. Se aprecia que para las muestras de 15, 50 y 100 estrellas, el error relativo es muy grande en relación al valor medio del J-factor (lo cual analizaremos después). Sin embargo, la diferencia entre ambos métodos es pequeña y prácticamente nula al momento de considerar muestras de mayor cantidad de estrellas (300, 500 y 1000). Por lo que, cualquier método utilizado no hará que el resultado varíe de forma significativa, es por ello que para poder comparar con la literatura de aquí en adelante utilizaremos solamente el centro medido al ponderar por el flujo de cada estrella de la muestra.

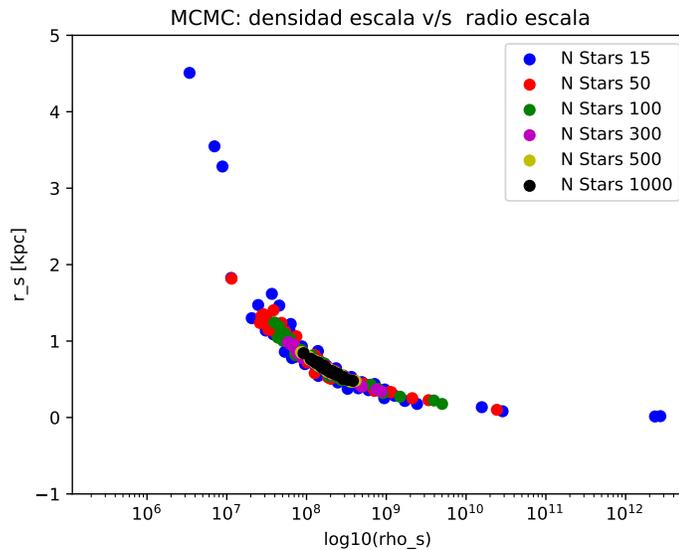


**Figura 5.2:** Errores relativos para el centro de Fornax calculado con un promedio aritmético y pesado por su flujo.

Fuente: Autor

Al realizar el análisis de Jeans usando MCMC, para cada subset de muestras, pudimos

apreciar que a medida vamos disminuyendo la cantidad de estrellas en la muestra, la incertidumbre en los parámetros ajustados obtenidos crece. Esto se aprecia en la figura 5.3, en donde tenemos los peaks de cada análisis realizado a las 50 muestras de cada subset de estrellas, es decir, en este gráfico vemos los valores ajustados de cada MCMC corrido para las 50 muestras de cada set de estrellas (15, 50, 100, 300, 500 y 1000). En este análisis, se ve el ajuste que se obtiene al buscar los parámetros  $\rho_s$  y  $r_s$ , los cuales son necesarios para obtener el perfil de densidad de materia oscura. Se aprecia una convergencia al valor ajustado a medida que vamos aumentando la cantidad de estrellas, alrededor de 300 estrellas son necesarias para tener un análisis confiable. Sin embargo, a pesar de ser un estudio profundo no podemos fijar una cota inferior considerando solamente el comportamiento de una galaxia en particular, por lo que procedemos a realizar el mismo proceso para las galaxias enanas Sextant y Sculptor. Sextant y Sculptor, son galaxias enanas



**Figura 5.3:** Peaks de cada corrida para todos los set de estrellas.

Fuente: Autor

clásicas, presentan un amplio set de estrellas medidas (1100 y 300 respectivamente). Estas galaxias se encuentran cercanas a nosotros, situándose a una distancia de 86 kpc (ambas). A diferencia de Fornax, estas galaxias poseen una tasa de masa luminosidad mucho más

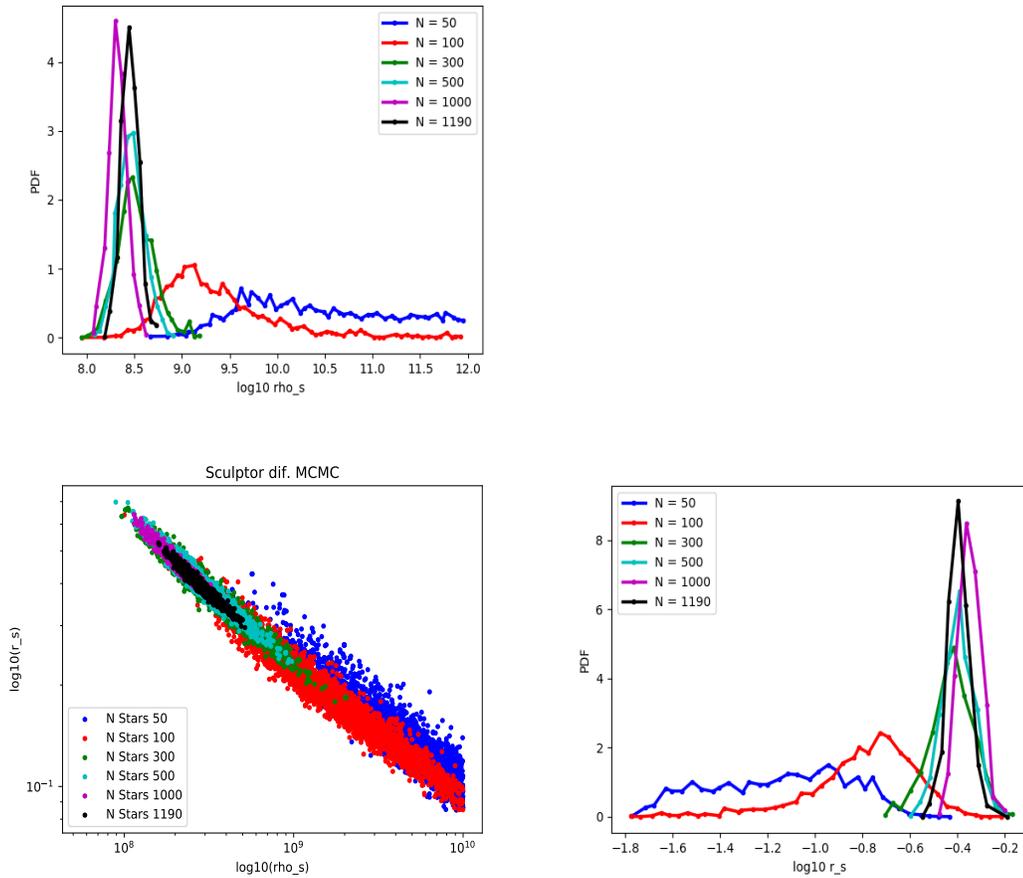
elevada,  $M/L = 18 \pm 6 M_{\odot}/L_{\odot}$  para Sculptor y  $M/L = 120 \pm 40 M_{\odot}/L_{\odot}$  para Sextant. Además, tienen un radio efectivo de  $r_{1/2} = 233$  pc para Sculptor y  $r_{1/2} = 561$  pc para Sextant, siendo galaxias compactas al igual que Fornax, facilitando el estudio de estas.

Para estas dos galaxias enanas, se realizó un procedimiento similar al de Fornax, en este caso, en vez de tomar estrellas al azar, se ordenaron de forma decreciente con respecto a su brillo, considerando que generalmente las estrellas más brillantes se encuentran en el centro de la galaxia y las menos brillantes se alejan de este. De este modo, se considerará solo una muestra para cada set de estrellas (15, 50, 100, 300 . . . ), la cual contendrá las  $N$  estrellas más brillantes de la galaxia, así por ej: el set de 15 estrellas contendrá las 15 estrellas más brillantes del sistema. De esta manera, generamos un análisis igual de robusto que al promediar varias muestras para cada set de estrellas.

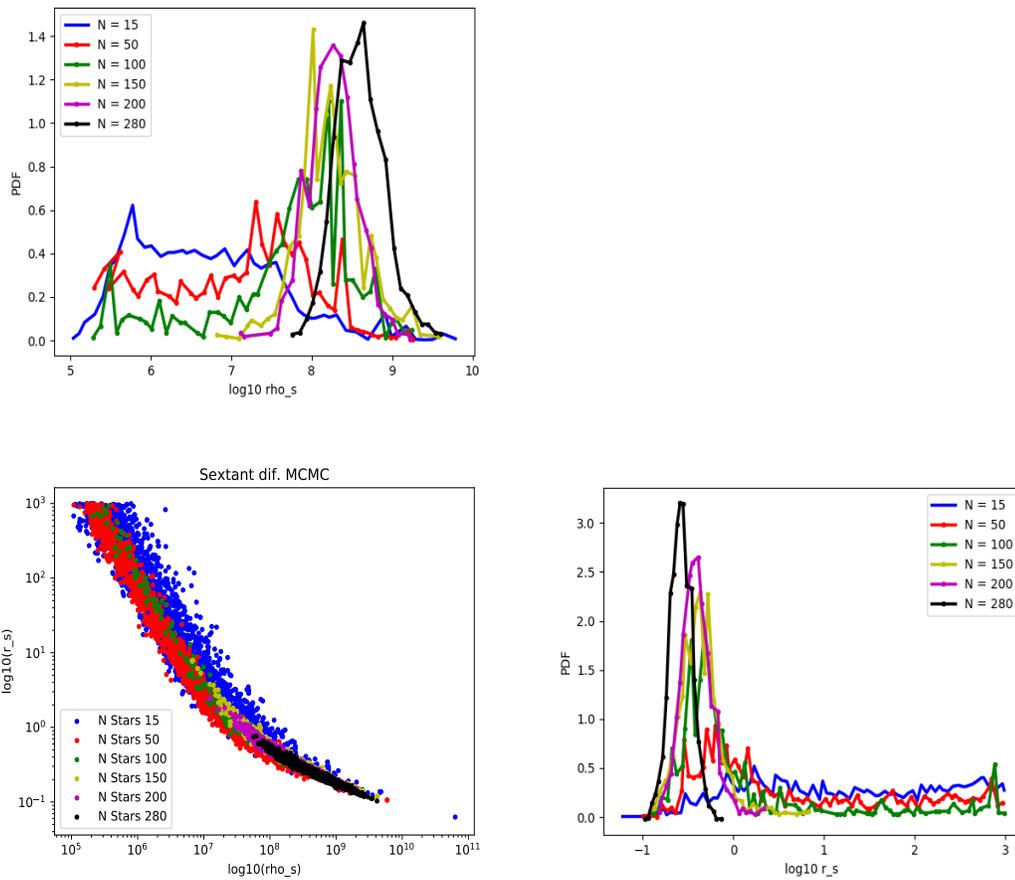
Al realizar el análisis MCMC para Sculptor y Sextant, encontramos nuevamente que el análisis carece de confianza para sets de pocas estrellas (15 y 50). En la figura 5.4 y 5.5, podemos apreciar el MCMC para ambas galaxias en la parte inferior derecha, mientras que en las esquinas veremos el gráfico que muestra la *posterior probability distribution* (PDF) en función de los parámetros  $\rho_s$  y  $r_s$  respectivamente.

En el gráfico de MCMC de ambos se logra converger con niveles de confianza aceptable a los valores de  $\rho_s$  y  $r_s$  entre los sets de 100 y 300 estrellas, pero sin lograr tener mayor precisión para esta cota. En el análisis para Sextant, en donde podemos tener una mayor definición para detectar la cota inferior que buscamos, se aprecia claramente que para tener un MCMC con valores confiables, es necesario tener un mínimo de 150 estrellas, de esta manera el ajuste de parámetros realizado por el MCMC será robusto y a su vez el valor del J-factor. Adicionalmente, para ambas galaxias podemos ver que los plots que representan los PDF para sets de estrellas menores o iguales a 100, el máximo de probabilidad marginalizada se aleja fuertemente del valor preferido para los otros set de estrellas más robustos, indicando los problemas de robustez del modelo para esos rangos.

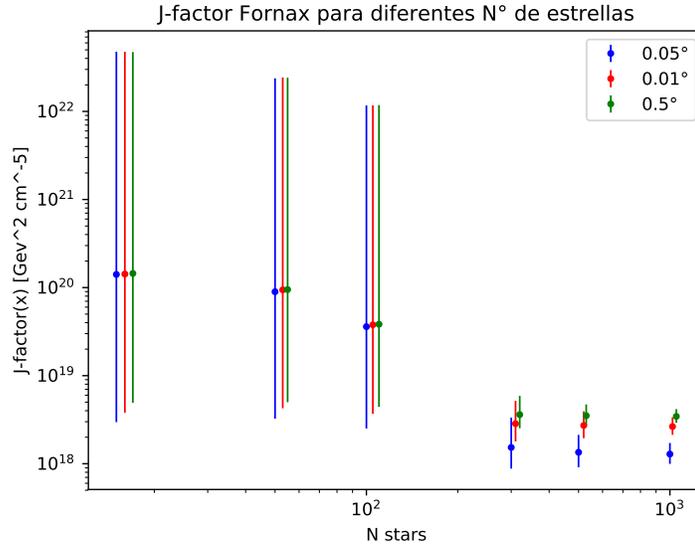
A medida que disminuimos la cantidad de estrellas en una galaxia, el análisis del MCMC es poco confiable, esto se traduce en incertezas grandes para el valor del J-factor.



**Figura 5.4:** Análisis para Sculptor, considerando diferentes sets de estrellas. En la parte superior derecha, tenemos el gráfico de la PDF en función del parámetro  $\rho_s$ . En la parte inferior derecha, nos encontramos con el análisis del MCMC para Sculptor. En la parte inferior izquierda, vemos la comparación entre la PDF y  $r_s$



**Figura 5.5:** Análisis para Sextant, considerando diferentes sets de estrellas. En la parte superior derecha, tenemos el gráfico de la PDF en función del parámetro  $\rho_s$ . En la parte inferior derecha, nos encontramos con el análisis del MCMC para Sculptor. En la parte inferior derecha, vemos la comparación entre la PDF y  $r_s$



**Figura 5.6:** Valor del J-factor para distintos ángulos en cada set de estrella diferente.

Fuente: Autor

En la figura 5.6 encontramos el valor del J-factor que se obtuvo al momento de promediar las muestras de cada set de estrellas para Fornax, por lo que tendremos un J-factor diferente para cada set de estrellas. Además, se muestran 3 valores de J-factor para cada set, que representan distintos ángulos de integración (ver 3.2.2).

Aquí, el J-factor y sus incertezas varían para diferentes ángulos de integración, y a medida que aumentamos el ángulo se reducen las incertezas. Es por ello que en la literatura se utiliza  $\alpha_{int} = 0,5$  para denotar el valor del J-factor para una determinada galaxia. Además, se aprecia que nuestra cota cobra sentido, ya que los valores del J-factor que presentan incertezas grandes pertenecen al set de 15, 50 y 100 estrellas respectivamente. Mientras que los de mayor número presentan incertezas más bajas.

En la tabla 5.1, se presenta el valor del J-factor con  $\alpha_{int} = 0,5$  y la cantidad de estrellas medidas de 5 galaxias enanas. Estos valores fueron obtenidos realizando un análisis estadístico mediante MCMC para ajustar los valores del perfil de materia oscura para luego calcular el valor del J-factor, todo utilizando el software Clumpy. Como era de esperar, en esta tabla se muestra que las galaxias con mayor número de estrellas presentan

**Cuadro 5.1:** Valores del J-factor, el número de estrellas y su respectiva tasa de masa luminosidad para distintas galaxias enanas. Notar que los valores de J-factor presentan dos errores distintos, el primero es medido por el análisis realizado en este trabajo, mientras que el segundo error viene dado por el software Clumpy.

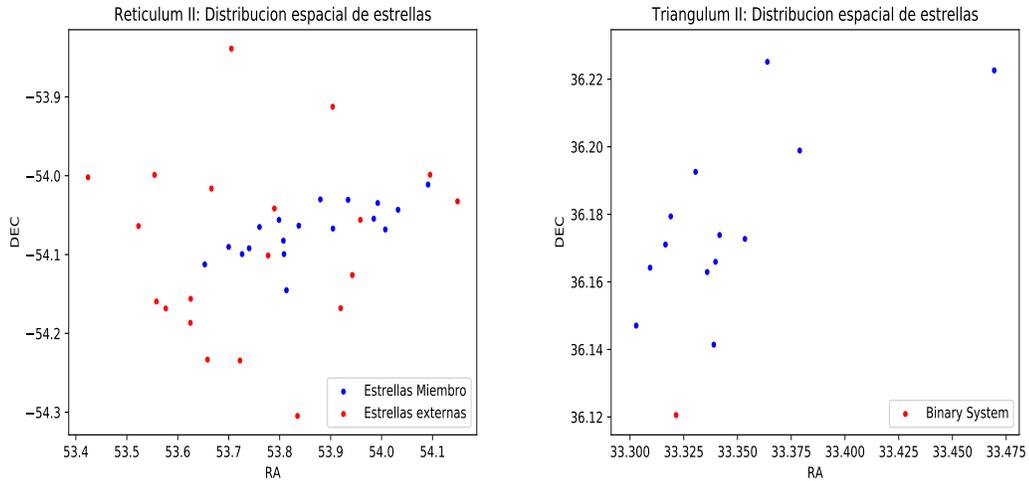
Nombre	$\log J(\alpha_{0,5}) [\text{GeV}^2 \text{ cm}^5]$	N Estrellas	M/L [ $M_{\odot}/L_{\odot}$ ]
Fornax	$18,54^{+0,08;+0,1}_{-0,08;-0,1}$	2200	$8,7 \pm 2,8$
Sculptor	$18,79^{+0,05;+0,1}_{-0,05;-0,1}$	1190	$18 \pm 6$
Sextant	$18,47^{+0,22;+0,2}_{-0,17;-0,2}$	280	$120 \pm 40$
Reticulum II	$19,04^{+0,65;+0,8}_{-0,70;-0,5}$	18	$470 \pm 210$
Triangulum II	$21,81^{+0,48;-0,5}_{-0,51;-0,5}$	13	$3600 \pm 1200$

Fuente: Autor

menos incerteza mientras que las galaxias ultra-faint presentan incertezas muy grandes, recordemos que estamos midiendo el J-factor en escala logarítmica.

Como vemos, estas galaxias enanas ultra-faint, poseen una amplia incerteza en su J-factor, esto como ya mencionamos se debe a su carencia de datos cinemáticos. Considerando esto, podemos notar que cuando tenemos una cantidad de muestras menores a 100 estrellas, el análisis de MCMC simplemente no logra encontrar un valor ajustable al modelo, creemos que una de las razones por la cual no puede ajustarse es debido a la forma que poseen estos objetos. En la figura 5.7 podemos ver la distribución espacial para Reticulum II (Simon et al. (2015))y Triangulum II (Kirby et al. (2017)), de las cuales se aprecia que presentan una forma más bien oblata y prolata respectivamente, lo que dificultará el análisis de MCMC, recordando que asumimos que son galaxias enanas esferoidales.

Hemos visto que cuando no poseemos las suficientes medidas cinemáticas de una galaxia enana esferoidal, no es recomendable calcular un valor para el J-factor, debido a los bajos valores de confianza que tendrá su MCMC. Sin embargo, esto no implica que no debemos observar estas galaxias, es más instamos a que se realicen más mediciones a estas



**Figura 5.7:** Distribución espacial para Reticulum II y Triangulum II. Derecha: estrellas miembro (azul) y estrellas no pertenecientes a Reticulum II (rojo). Izquierda: estrellas solitarias (azul), sistemas binarios (rojo)

Fuente: Autor

galaxias enanas ultra-débiles, debido a que apuntan a ser los mejores candidatos para el estudio de la materia oscura, debido a su alta tasa de masa luminosidad, sin embargo, no podemos realizar un estimativo de su real importancia estimando un J-factor que no será lo suficientemente robusto para confiar en su valor. Cuando CTA esté activo, si no existen medidas cinemáticas suficientes para obtener un J-factor deseado de estas galaxias enanas, instamos que de todas formas se puedan estudiar estos objetos, probablemente se pueda encontrar alguna posible señal de aniquilación de materia oscura en ellos.

# Capítulo 6

## Conclusiones

El presente proyecto de investigación se llevó a cabo en el marco de las búsquedas indirectas para materia oscura con rayos gamma, un método muy adecuado para detectar WIMPs, con masas en el GeV a un rango multi-TeV y produciendo rayos gamma de energías similares. Si la materia oscura está compuesta netamente por los WIMPs producidos térmicamente en el universo temprano, esto implica que la velocidad promedio La sección transversal de aniquilación  $\langle \sigma v \rangle$  es del orden de  $10^{-26} \text{ cm}^3 \text{ s}^{-1}$ . Las búsquedas indirectas por rayos gamma realizados por Fermi-LAT han alcanzado recientemente la sensibilidad requerida para probar esta sección transversal de aniquilación canónica para las masas bajas de los WIMPs. Sin embargo, la sensibilidad del Fermi-LAT es más débil para los WIMPs de mayor masa. En este contexto, los resultados más prometedores han sido obtenidos por la actual generación de IACT, es decir, H.E.S.S., MAGIC y VERITAS. Con la llegada de CTA se mejorará significativamente la actual sensibilidad a señales de aniquilación para las masas de materia oscura por encima de 100 GeV, sondeando un espacio de parámetros que es complementaria a la del Fermi-LAT y ampliando el rango de energía y el rendimiento de la actual generación de IACT. Esto motiva la investigación realizada con el fin de buscar los J-factors más altos, de modo de saber hacia dónde mirar con CTA, y a su vez introducir una cota inferior para saber cuando estos valores son confiables.

Al momento de realizar el análisis de Jeans, mediante Clumpy y su método de MCMC

con el cual se ajustan los parámetros escala del perfil de densidad de materia oscura, debemos calcular el centro del objeto que queremos estudiar, por lo que comparamos dos métodos distintos en los cuales se encuentra el centro: pesando cada estrellas por su flujo y realizando un promedio aritmético de las posiciones de cada una de ellas. Al realizar esta comparativa, comprobamos que no existe una diferencia significativa al momento de realizar el cálculo del J-factor con cualquiera de los métodos, por lo que es indiferente que método utilizar, por consistencia con la literatura escogimos el peso por el flujo de las estrellas, por sobre el promedio aritmético.

Una vez definido el método escogido para calcular el centro de nuestras galaxias esferoidales, realizamos el análisis de Jeans para Fornax, en donde comprobamos nuestra teoría, al reducir el número de estrellas se hicieron más grandes las incertezas y menos confiables los valores que entregó el ajuste de MCMC. Una comprobación mayor nos entregó el mismo procedimiento realizado para Sextant y Sculptor, en donde fijamos que es necesario tener una muestra de al menos 150 estrellas para poder obtener un ajuste confiable al momento de buscar los parámetros para el perfil de densidad de materia oscura y de esta manera entregar un valor de J-factor confiable y reduciendo las incertezas.

Se calculó el J-factor para 5 distintas galaxias enanas en donde el J-factor más elevado lo tiene Triangulum II,  $\log J(\alpha_{0,5}) = 21,8 \pm 0,5$  [ $\text{GeV}^2 \text{ cm}^{-5}$ ], sin embargo, está bajo el límite establecido de estrellas necesarias, por lo que dejaremos como sugerencia estudiar esta galaxia con mayor detalle, con el fin de medir más estrellas y ampliar su muestra actual (13 estrellas). Considerando el límite establecido, encontramos que la galaxia clásica con el mayor valor de J-factor es Sculptor,  $\log J(\alpha_{0,5}) = 18,8 \pm 0,1$  [ $\text{GeV}^2 \text{ cm}^{-5}$ ], instando a ser estudiada con profundidad por CTA, con miras de poder detectar una posible señal proveniente de la aniquilación de partículas de materia oscura.

Otro factor a considerar, es la elipticidad que presentan estas galaxias, para realizar estos estudios asumimos que estas galaxias son enanas esferoidales. Sin embargo, al momento de ver la distribución espacial de las galaxias que presentan escasas estrellas medidas (Reticulum II y Triangulum II), nos damos cuenta que tienen forma más bien oblata o

prolata, lo cual genera una dificultad al momento de ajustar un modelo en el análisis de MCMC, siendo un factor a considerar como respuesta a la interrogante de por qué tenemos un análisis pobre con estas galaxias.

Finalmente, podemos concluir que para obtener un valor de J-factor confiable es necesario tener una muestra importante de estrellas medidas para estas galaxias enanas. Sin embargo, no es un impedimento para estudiar estas con CTA, por el contrario, se insta a seguir estudiando estas galaxias, que por su alta tasa de luminosidad siguen siendo los mejores candidatos para detectar una posible señal de materia oscura proveniente de la aniquilación de estas partículas. Esperamos que con la inminente llegada de CTA se impulsen observaciones en distintos instrumentos enfocadas al estudio de estos objetos ultra-débiles que probablemente junto con CTA, nos entregarán una nueva visión del universo, develando importantes aspectos de la naturaleza de la materia oscura.

# Bibliografía

- Angelis A. D.; Pimenta M., 2015, Introduction to particle and astroparticle physics.. New York: Springer Publishing
- Bertone G., Hooper D., 2018, Reviews of Modern Physics, 90, 045002
- Bertone G., Hooper D., Silk J., 2005, Phys.~Rep., 405, 279
- Binney J.; Tremaine S., 2008, Galactic dynamics.. Princeton: Princeton University Press
- Bonnivard V., 2006, PhD thesis, Univeristé Grenoble Alpes
- Bonnivard V., et al., 2015, MNRAS, 453, 849
- Brandt F. C., 1965, MNRAS, 129, 309
- Burkert A., 1995, ApJ, 447, L25
- Calore F., Cholis I., Weniger C., 2015, J.~Cosmology Astropart. Phys., 2015, 038
- Charbonnier A., et al., 2011, MNRAS, 418, 1526
- Charbonnier A., Combet C., Maurin D., 2012, Computer Physics Communications, 183, 656
- Cherenkov Telescope Array Consortium et al., 2019, Science with the Cherenkov Telescope Array, doi:10.1142/10986.
- Cirelli M., et al., 2011, J.~Cosmology Astropart. Phys., 2011, 051

- Clowe D., 2006, in KITP Conference: Applications of Gravitational Lensing: Unique Insights into Galaxy Formation and Evolution. p. 6
- Conrad J., Reimer O., 2017, *Nature Physics*, 13, 224
- Einasto J., 1965, *Trudy Astrofizicheskogo Instituta Alma-Ata*, 5, 87
- Evans N. W., Ferrer F., Sarkar S., 2004a, *Phys. Rev.~D*, 69, 123501
- Evans N. W., Ferrer F., Sarkar S., 2004b, *Phys. Rev.~D*, 69, 123501
- Fornengo N., Pieri L., Scopel S., 2004, *Phys. Rev.~D*, 70, 103529
- Freeman K. C., 1970, *ApJ*, 160, 811
- Gaskins J. M., 2016, *Contemporary Physics*, 57, 496
- Kirby E. N., Cohen J. G., Simon J. D., Guhathakurta P., Thygesen A. O., Duggan G. E., 2017, *ApJ*, 838, 83
- Kolb E.; Turner M., 1994, *The Early Universe..* New York: Springer Publishing
- Lisanti M., 2017, in Polchinski J., et al. eds, *New Frontiers in Fields and Strings (TASI 2015)*. pp 399–446 (arXiv:1603.03797), doi:10.1142/9789813149441\_0007
- Monroy-Rodríguez M. A., Allen C., 2014, *ApJ*, 790, 159
- Navarro J. F., Frenk C. S., White S. D. M., 1996, *ApJ*, 462, 563
- Perkins D. H., 2009, *Particle astrophysics*, 2 edn. Oxford University Press
- Planck Collaboration et al., 2016, *A&A*, 594, A13
- Randall S. W., Markevitch M., Clowe D., Gonzalez A. H., Bradač M., 2008, *ApJ*, 679, 1173
- Rinchiuso L., Moulin E., for the H.E.S.S. collaboration 2017.

Roberts M. S., 1966, ApJ, 144, 639

Roberts M. S., Rots A. H., 1973, A&A, 26, 483

Rubin V. C., Ford W. Kent J., 1970, ApJ, 159, 379

Saturni F. G., Rodríguez-Fernández G., Morselli A., 2019, in European Physical Journal Web of Conferences. p. 01024 (arXiv:1901.07978), doi:10.1051/epjconf/201920901024

Shobbrook R. R., Robinson B. J., 1967, Australian Journal of Physics, 20, 131

Simon J. D., et al., 2015, ApJ, 808, 95

Stecker F. W., 1978, ApJ, 223, 1032

Tyson J. A., Kochanski G. P., Dell'Antonio I. P., 1998, ApJ, 498, L107

Walker M. G., Mateo M., Olszewski E. W., 2009, AJ, 137, 3100

Zhao H., 1996, MNRAS, 278, 488

Zwicky F., 1933, Helvetica Physica Acta, 6, 110