



Universidade Federal do Rio de Janeiro  
Centro de Ciências Matemáticas e da Natureza  
Observatório do Valongo



## Distribuição de Matéria Escura em Galáxias Simuladas Análogas à Via Láctea

Maria Clara Cavalcante Siviero

Rio de Janeiro  
Agosto de 2024

# Distribuição de Matéria Escura em Galáxias Simuladas Análogas à Via Láctea

Maria Clara Cavalcante Siviero

Trabalho de Conclusão de Curso submetido ao Observatório do Valongo, Universidade Federal do Rio de Janeiro, como requisito necessário para a obtenção do título de Astrônomo.

Orientadora: Karín Menéndez-Delmestre

Rio de Janeiro  
Agosto de 2024

## CIP - Catalogação na Publicação

C376d Cavalcante Siviero, Maria Clara  
Distribuição de Matéria Escura em Galáxias  
Simuladas Análogas à Via Láctea / Maria Clara  
Cavalcante Siviero. -- Rio de Janeiro, 2024.  
77 f.

Orientador: Karín Menéndez Delmestre.  
Trabalho de conclusão de curso (graduação) -  
Universidade Federal do Rio de Janeiro, Observatório  
do Valongo, Bacharel em Astronomia, 2024.

1. Matéria Escura. 2. Galáxias. 3. Halo. 4. Via  
Láctea. I. Menéndez Delmestre, Karín, orient. II.  
Título.



**PROJETO FINAL**  
**RELATÓRIO DA COMISSÃO JULGADORA**

**ALUNA:** Maria Clara Cavalcante Siviero (DRE 120016991)

**TÍTULO DO TRABALHO:** “DISTRIBUIÇÃO DE MATÉRIA ESCURA EM GALÁXIAS SIMULADAS ANÁLOGAS A VIA LÁCTEA”

**DATA DA DEFESA:** 07 de agosto de 2024 às 10:30 h

**MEMBROS DA COMISSÃO JULGADORA:**

---

Profª. Karín Menéndez-Delmestre – Orientadora/Presidente - OV/UFRJ

---

Prof. Dr. Rubens Machado - (UTFPR)

---

Prof. Natanael G. de Isídio – ( OV/UFRJ - ESO/Garching)

**CANDIDATA:** \_\_\_\_\_  
**Maria Clara Cavalcante Siviero**

Rio de Janeiro, 07 de agosto de 2024.

Prof. Carlos Roberto Rabaça  
Coord. de Grad. do Curso de Astronomia

O presente trabalho foi realizado com apoio da Fundação Carlos Chagas Filho de Amparo à Pesquisa do Estado do Rio de Janeiro (FAPERJ).

*Dedicado a Amauri, Rosana, Naomi, André e Sofia.*

## *Agradecimentos*

Felizmente tenho muito a quem agradecer. Gostaria de começar por aqueles que estão longe, a maior parte no Acre, estado do meu coração. Obrigada a todos os meus amigos, tantas coisas vivemos e aprendemos juntos. Gostaria de agradecer especialmente às minhas amigas Mariana, Helena, Bianca, Iza, Stella, Bia, Bel, Brenda, Luana e Clarice. Não esquecendo de vocês, Hugo, Raí, Vidal, Lorenzo, Jan, Matheus e Oscar, verdadeiros amigos. Rafa, Bia e Maria Clara, como eu queria tê-las conhecido antes.

Vinícius, você me ensinou a ter paciência e não desistir só porque as coisas parecem difíceis, obrigada pelo apoio incondicional. Gabriel Oliveira, a pessoa que sou é reflexo de tudo que já conversamos, agradeço muito por você ter esbarrado no meu caminho. Vitor, obrigada por ser a definição de melhor amigo, quem viveu comigo todo o processo para entrar na graduação e hoje compartilha a saída. Aymee, obrigada por ser minha amiga e confidente, no Rio ou em qualquer outro lugar. Mel, se estou contigo me sinto em casa, agradeço pela sua fiel amizade. Ianne, você me faz acreditar nos meus próprios sonhos, obrigada por ser essa fonte de inspiração. Mariana, obrigada por ter sido um dos melhores presentes da UFRJ.

Bárbara, há toda uma dedicatória só para você, obrigada por ser a melhor amiga possível. André, agradeço enormemente pela relação que criamos como irmãos e mais forte agora, como amigos. Só de falar em você, Sofia, meus olhos brilham. Tenho tanto orgulho da minha irmãzinha e futura médica, obrigada por toda sua parceira. Naomi, minha querida irmã, obrigada por ter me mostrado a perceber (e enfrentar) o mundo de peito aberto. Vó, tenho tanta saudade da senhora, agradeço por cada oração.

Apesar de todos os desafios, chegar no Rio de Janeiro e saber que existe um lindo jardim onde poderia estudar o que amo foi muito especial. A formação de astrônomos de excelência é fruto do árduo trabalho realizado no Observatório do Valongo (OV/UFRJ). Obrigada a todo o corpo que compõe essa Instituição. Nesse ambiente tive o prazer de fazer valorosas amizades: Gabriela, Belle, Thiago, Otávio, Sofia, Lucas e várias outras. Também não posso deixar de citar alguns dos amigos que fiz no Instituto de Física (IF/UFRJ), Igor, Lucas, Laura, Julya e Gabi, obrigada por cada encontro e monitoria.

Tive brilhantes professores nessa jornada, agradeço em particular ao Paulo Américo, Thales Agrícola, Hélio Jaques, Thiago Hartz e especialmente, à minha orientadora. Olhando em retrospecto, acredito que tive muita sorte em ser orientada por você, Karín. Obrigada professora, por cobrar sempre que devia, incentivar em todos os momentos e por ter me dado essa oportunidade de exercer a Astronomia. Você é meu grande exemplo de cientista. Agradeço também ao meu grupo de pesquisa, LASEX, responsável por promover o debate e avanço científico de tantos projetos de ponta. Gostaria de agradecer a

Fundação de fomento à pesquisa do Estado do Rio de Janeiro (FAPERJ), que financiou toda a pesquisa.

Esse talvez deva ser o momento mais difícil do trabalho, falar em meus pais. Poderia agradecer tão somente à criação, repleta de muito amor, ou à influência e incentivo cultural, presentes em todas as fases de minha vida. Mas mais do que isso, agradeço por me fazerem sempre ser ouvida. Pai, você me ensinou o que é gentileza, como se não bastasse ser uma das pessoas mais sábias que conheço. Mãe, você me ensinou a ser persistente e corajosa, não há maior exemplo de força que você. Essas virtudes me fazem seguir sempre em frente e acreditar que sou capaz. Tudo o que eu conquistar será em homenagem à vocês.

*"Do not undertake a scientific career in quest of fame or money. There are easier and better ways to reach them. Undertake it only if nothing else will satisfy you; for nothing else is probably what you will receive. Your reward will be the widening of the horizon as you climb. And if you achieve that reward you will ask no other."*

- Cecilia Payne-Gaposchkin

# *Resumo*

## **Distribuição de Matéria Escura em Galáxias Simuladas Análogas à Via Láctea**

Maria Clara Cavalcante Siviero

Orientador: Karín Menéndez-Delmestre

RESUMO DO TRABALHO DE CONCLUSÃO DE CURSO SUBMETIDO AO OBSERVATÓRIO DO VALONGO, UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO DE JANEIRO, COMO REQUISITO NECESSÁRIO PARA A OBTENÇÃO DO TÍTULO DE ASTRÔNOMO.

Cada galáxia está imersa em um halo de matéria escura (DM), sujeita a interações dinâmicas e mudanças evolutivas ao longo do tempo cósmico. A distribuição de DM nas galáxias pode variar de acordo com o tamanho do halo no qual a galáxia está localizada. Neste trabalho, usamos simulações cosmológicas geradas pelo Illustris TNG50 para estudar a distribuição de DM em galáxias semelhantes à nossa. Criamos uma amostra de galáxias análogas simuladas, baseando os critérios de seleção na velocidade máxima de rotação ( $V_{max}$ ) e na taxa de formação estelar (SFR). Isso nos permite limitar os sistemas a galáxias do tipo tardio, que são caracterizadas pela formação ativa de estrelas, e escolher halos de DM com massas totais semelhantes à da Via Láctea (VL). Usando mapas de distribuição de massa estelar, DM e gás disponibilizados pelo Illustris TNG50, construímos perfis radiais de cada um desses componentes e exploramos a distribuição de massa ao longo de toda a extensão da galáxia, com foco na DM. Um dos objetivos de nosso projeto é restringir a densidade de DM na vizinhança solar da VL, com base nas medidas de densidade de DM na distância equivalente nas galáxias de nossa amostra. Calculamos a densidade de DM no local correspondente da vizinhança solar ( $1.6 \times R_{eff}$ ) em cada uma das galáxias análogas e obtemos uma densidade local de DM de  $\rho_{DM} \sim 0.01 M_{\odot} pc^{-3}$ . Nossos resultados são consistentes com trabalhos recentes de curvas de rotação baseados em observações de hidrogênio atômico (HI) para amostras pequenas (<10) de galáxias análogas à VL. Aproveitando o tamanho de nossa amostra de galáxias simuladas, iniciamos também um estudo da conexão “Galáxia-Halo”, visando explorar tendências entre propriedades globais destes sistemas e a distribuição de DM.

**palavras chave:** *Matéria Escura, Galáxias, Simulações, Análogas à Via Láctea*

Rio de Janeiro

Julho de 2024

# *Abstract*

## **Dark Matter Distribution in Simulated Milky Way Analogs**

Maria Clara Cavalcante Siviero

Advisor: Karín Menéndez-Delmestre

ABSTRACT SUBMITTED TO THE VALONGO OBSERVATORY, FEDERAL UNIVERSITY OF RIO DE JANEIRO,  
IN FULFILLMENT OF THE REQUIREMENTS FOR THE DEGREE OF ASTRONOMER.

Each galaxy is immersed in a halo of dark matter (DM), subject to dynamic interactions and evolutionary changes across cosmic time. The density of DM in galaxies can vary according to the size of the halo in which the galaxy is located. In this work we use cosmological simulations generated by Illustris TNG50 to study the distribution of DM in galaxies similar to ours. We built a sample of simulated MW analogs, basing the selection criteria on the maximum rotation speed ( $V_{max}$ ) and star formation rate (SFR). This allows us to limit the systems to late-type galaxies, which are characterized by active star formation, and to choose DM halos with total masses similar to that of the Milky Way (MW). Using maps of stellar mass distribution, DM and gas provided by Illustris TNG50, we built radial profiles of each of these components and explored the mass distribution along the entire length of the galaxy, focusing on DM. One of the goals of our project is to constrain the DM density in the solar neighborhood of the MW, based on DM density measurements at the equivalent distance in the galaxies in our sample. We calculate the DM density at the corresponding location in the solar neighborhood ( $1.6 \times R_{eff}$ ) in each of the analogs and obtain a local DM density of  $\rho_{DM} \sim 0.01 M_{\odot} pc^{-3}$ . Our results are consistent with recent work on rotation curves based on atomic hydrogen (HI) observations for small (<10) samples of MW-like galaxies. Taking advantage of the size of our sample of simulated galaxies, we have also set out to study the “galaxy-halo” connection, with a view to exploring trends between the global properties of these systems and the DM distribution.

**keywords:** *Dark Matter, Galaxies, Simulations, Milky Way Analogs*

Rio de Janeiro

July 2024

# Listas de Figuras

1.1	Curva de Rotação da galáxia de Andrômeda (Rubin 1970) . . . . .	19
1.2	Conexão Galáxia-Halo . . . . .	23
1.3	Halo de matéria escura da Via Láctea . . . . .	25
1.4	Detecção direta da matéria escura . . . . .	27
2.1	Evolução das simulações cosmológicas . . . . .	33
3.1	Volumes cúbicos da simulação Illustris TNG . . . . .	37
3.2	Comparativo entre os volumes TNG . . . . .	38
3.3	Razões $M_{\star}/M_{gas}$ , $M_{\star}/M_{DM}$ e $M_{DM}/M_{total}$ . . . . .	43
3.4	Gráfico da amostra . . . . .	44
3.5	Mapas bidimensionais de massa estelar, gás e DM (subhalo 494011) . . . . .	45
3.6	Mapas bidimensionais de massa estelar, gás e DM (subhalo 371127) . . . . .	46
3.7	Pefis radiais de massa . . . . .	48
4.1	Perfil de densidade de matéria escura . . . . .	51
4.2	Relação massa total e densidade local de DM . . . . .	52
4.3	Densidade local de matéria escura . . . . .	54
B.1	Representação visual - Subhalo 470346 . . . . .	70
B.2	Representação visual - Subhalo 63869 . . . . .	71
B.3	Representação visual - Subhalo 208812 . . . . .	72
B.4	Representação visual - Subhalo 400974 . . . . .	73
B.5	Representação visual - Subhalo 294867 . . . . .	74
B.6	Representação visual - Subhalo 319731 . . . . .	75
B.7	Representação visual - Subhalo 63867 . . . . .	76

# **Lista de Tabelas**

3.1	Amostra de Análogas da Via Láctea	39
4.1	Densidade local de matéria escura	53
B.1	Subhalos excluídos da amostra	68

# Abreviações

<b>DM</b>	<i>Dark Matter</i>
<b>VL</b>	<i>Via Láctea</i>
<b>CDM</b>	<i>Cold Dark Matter</i>
<b>MHD</b>	<i>Magneto-Hidro-Dinâmico</i>
<b>NFW</b>	<i>Navarro-Frenk-White</i>
<b>CMB</b>	<i>Cosmic Micro-wave Background</i>
<b>TNG</b>	<i>The Next Generation</i>

# Constantes Físicas

Velocidade da Luz no Vácuo	$c = 2.99792458 \times 10^{10} \text{ cm s}^{-1}$
Constante de Hubble	$H_0 = 67.74 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$
Massa solar	$M_\odot = 1.9891 \times 10^{33} \text{ g}$
<i>Kiloparsec</i>	$kpc = 3.0857 \times 10^{16} \text{ m}$
Constante Gravitacional	$G = 6.67430(15) \times 10^{-11} \text{ N m}^2 \text{ kg}^{-2}$

# Sumário

<b>1</b>	<b>Introdução</b>	<b>15</b>
1.1	Descoberta da matéria escura . . . . .	16
1.1.1	Curvas de rotação . . . . .	17
1.2	Perfis de densidade . . . . .	19
1.2.1	Einasto e NFW . . . . .	19
1.2.2	Considerações acerca dos modelos . . . . .	21
1.3	Relação Galáxia-Halo . . . . .	22
1.3.1	Halo de matéria escura da Via Láctea . . . . .	23
1.4	Candidatos a matéria escura . . . . .	24
1.5	Objetivos . . . . .	27
<b>2</b>	<b>Simulações Cosmológicas</b>	<b>29</b>
2.1	CMB e formação de estrutura em larga escala . . . . .	30
2.2	Evolução das simulações . . . . .	31
2.2.1	Descrição matemática . . . . .	32
2.2.2	Simulações de N-corpos . . . . .	34
<b>3</b>	<b>Metodologia</b>	<b>36</b>
3.1	IllustrisTNG-50 . . . . .	36
3.2	Seleção da Amostra . . . . .	37
3.2.1	Recorte na amostra . . . . .	42
3.3	Mapas de distribuição de massa . . . . .	44
3.3.1	<i>Rebinning e Gaussian Smoothing</i> . . . . .	44
3.4	Análise das análogas . . . . .	47
3.4.1	Vizinhança solar . . . . .	48
<b>4</b>	<b>Resultados e Discussão</b>	<b>50</b>
4.1	Densidade local de matéria escura . . . . .	50
4.1.1	Relação M/L . . . . .	52
4.2	Comparação com outros trabalhos . . . . .	53
<b>5</b>	<b>Conclusão</b>	<b>55</b>
5.1	Sumário do trabalho . . . . .	55
5.2	Perspectivas Futuras . . . . .	57
<b>Referências Bibliográficas</b>		<b>58</b>
<b>A</b>	<b>Códigos</b>	<b>63</b>

A.1	Jupyter Notebook . . . . .	63
<b>B</b>	<b>Visualização dos subhalos</b>	<b>68</b>
B.1	Subhalos descartados . . . . .	68
B.2	Amostra final . . . . .	69

# Capítulo 1

## Introdução

Segundo previsões do modelo  $\Lambda$ -CDM (*Lambda-Cold Dark Matter*<sup>1</sup>) feitas pelo Planck Collaboration et al. (2020), estima-se que o Universo seja formado por 5,08% de matéria bariônica, 26,45% de matéria escura (DM, pela sigla em inglês) e 68,47% de energia escura. Portanto, a maior parte da matéria presente não é a matéria luminosa que detectamos diretamente nas imagens astronômicas, mas uma matéria que escapa de toda interação electromagnética e apenas conseguimos identificar através do impacto gravitacional que ela tem na matéria luminosa.

Apesar de sua natureza permanecer um mistério, é possível estudar como a DM se distribui em galáxias. A detecção da matéria luminosa pode revelar a evolução morfológica de uma galáxia e levar a um modelo de densidade de DM. Muitos autores utilizam traçadores dinâmicos (e.g., Nesti & Salucci 2013, Posti & Helmi 2019) para mensurar a quantidade de DM presente no sistema que estamos inseridos, a Via Láctea (VL). É oportuno associar esse método a modelagens de simulações numéricas (Wang et al. 2015, Springel et al. 2017).

O estudo da distribuição e densidade de DM demonstra-se promissor. De fato, com a qualidade analítica e numérica dos atuais computadores, assim como a profundidade e detalhamento atingidos com os telescópios utilizados, é possível ampliar a gama de técnicas e metodologias. O objetivo primordial de nosso projeto é de abordar o estudo da distribuição de DM em galáxias semelhantes à VL, buscando uma conexão com experimentos de detecção da DM na Terra com uso de equipamentos ultra-sensíveis.

---

<sup>1</sup>O “ $\Lambda$ ” refere-se à constante cosmológica necessária para explicar a atual expansão acelerada do Universo (Einstein 1917).

## 1.1 Descoberta da matéria escura

A descoberta da DM no século passado levantou grandes questões na Física e na Astronomia. O conceito de DM foi gradativamente inserido na literatura, incitando a comunidade científica a se debruçar na busca de evidências e na caracterização da DM. Ao longo dos anos, uma ampla gama de trabalhos nos levaram a estabelecer uma série de evidências principais que confirmam a existência de DM: o paradoxo de massa em aglomerados de galáxias (Zwicky, 1933); curvas de rotação de galáxias de disco (Rubin & Ford Jr, 1970); esforços teóricos e experimentais da Física de Partículas (WIMPs, áxions, etc; Steigman & Turner 1985) e a formação de estrutura em larga escala (Peebles, 1982).

Seguindo a linha cronológica, a hipótese de uma quantidade de matéria não luminosa apareceu pela primeira vez no início do século passado. Em seu artigo, Jeans (1922) analisa o movimento vertical de estrelas próximas ao plano galáctico e estima a densidade de matéria perto do Sol. Ele chega a conclusão de que a quantidade de massa advinda apenas das estrelas e do gás não seria suficiente para suportar os movimentos observados. Ao final sugere uma proporção de duas “estrelas escuras” para cada “estrela brilhante”. Vemos aqui o prenúncio do que em breve seria chamado de DM.

Alguns anos depois, tivemos uma contribuição historicamente mais conhecida: o estudo de Zwicky (1933) acerca das velocidades radiais medidas no aglomerado de Coma. Ao observar o movimento orbital de galáxias em torno do centro do aglomerado, Zwicky concluiu que deveria haver uma massa “escura” para a manutenção da estrutura ligada. Essa matéria desconhecida seria capaz de aumentar até 10 vezes o valor das velocidades orbitais em comparação com as velocidades esperadas apenas somando a contribuição de todas as galáxias pertencentes ao aglomerado.

A cosmologia também foi um indicativo da existência da DM. Dois pontos foram cruciais para questionar os paradigmas até então: a curvatura do universo e a observação de galáxias a distâncias cosmológicas (i.e., alto redshift). O primeiro refere-se à densidade de matéria em comparação com a densidade crítica do universo, segundo uma simples manipulação nas Equações de Friedman (1922). Já o segundo é relacionado à formação de estruturas, constatação que só foi possível ao observar o Universo distante (e.g., Zwicky et al. 1961, Peebles & Groth 1975).

### 1.1.1 Curvas de rotação

A análise das velocidades da matéria bariônica em galáxias é uma grande fonte de informação para estudar a distribuição total de matéria em sistemas galácticos. A curva de rotação ou perfil radial de velocidades orbitais em uma galáxia é uma poderosa ferramenta para essa análise. A seguir, pincelamos sobre as relações fundamentais para entender e motivar o cálculo da massa através da dinâmica orbital. Visamos abordar a construção teórica e o que observamos na prática.

Na rotação de um corpo rígido ao redor de um eixo, todos os pontos ou unidades infinitesimais de massa  $dm$  possuem a mesma velocidade angular  $\omega_r$ . Isso implica que a velocidade tangencial  $V$  é sempre proporcional à distância  $r$  em relação ao centro.

$$\omega_r = \frac{V}{r} \quad \therefore V \propto r \quad (1.1)$$

Devido ao acúmulo de massa na região interna da galáxia, temos que o movimento de rotação pode ser aproximado em primeira ordem pela dinâmica de um corpo rígido. Assim, quanto maior a distância (dentro do volume em questão), maior deve ser a velocidade linear para cobrir a mesma variação angular por intervalo de tempo ( $\omega_r = \Delta\theta/\Delta t$ ).

Essa relação só é válida até um limite de raio, a partir do qual as Leis de Kepler regem a rotação. Passamos então para a análise da lei de forças no clássico sistema de dois corpos. Segundo o movimento circular ao redor do centro de massa, podemos igualar a força centrípeta  $F(r)$  à força gravitacional  $F_G$ :

$$\frac{m V^2}{r} = \frac{G M m}{r^2} \quad \therefore V \propto r^{-\frac{1}{2}} \quad (1.2)$$

em que  $r$  é a distância ao centro gravitacional,  $M$  representa a massa que domina a massa total do sistema e  $m$  corresponde a massa puntiforme sobre a qual queremos avaliar a velocidade orbital  $V$ . E, assim, temos a descrição de planetas ao redor de uma estrela, como é o caso do Sistema Solar; ou analogamente, o que esperaríamos do gás e de outros “sistemas planetários” em torno do centro galáctico.

No entanto, tal resultado não foi observado em galáxias e aglomerados de galáxias. O comportamento medido em galáxias espirais aponta para uma região central mostrando

velocidades semelhantes as de um corpo rígido, mas para velocidades aproximadamente constantes a partir de uma certa distância galactocêntrica. O motivo desse descompasso está ligado à força gravitacional, uma vez que deve existir ali alguma massa além da matéria luminosa capaz de acelerar as órbitas estelares e do gás.

Outra alternativa seria a modificação da física que utilizamos, isto é, o problema não está mais em uma massa faltante, mas sim na própria base teórica que assumimos para descrever o fenômeno. Essa nova formalização é chamada de MOND (*MOdified Newtonian Dynamics*), proposta por Milgrom & Bekenstein (1987) e, apesar de possuir uma frente de pesquisa ativa, não será especialmente abordada nesse trabalho.

Já antes na literatura havia-se medido velocidades de rotação para estrelas na galáxia de Andromeda (M31) - no núcleo central, por Slipher (1914)<sup>2</sup>, e além do bojo, por Babcock (1939). No entanto, a precisão e qualidade dos resultados atingidos são o grande mérito atribuído a Rubin & Ford Jr (1970). Publicado há mais de cinco décadas, este trabalho pioneiro evidenciou as discrepâncias entre as curvas de rotação observadas em galáxias de disco e as previsões teóricas baseadas apenas nas componentes estelares e do gás.

Para calcular o campo de velocidade e, então, determinar a massa da galáxia M31, Rubin & Ford Jr (1970) observaram linhas de emissão de H $\beta$  (486.1 nm), [OIII]<sup>3</sup> (495.9 nm e 500.7 nm), HeI (587.6 nm), [OI] (557.7nm, 630.0nm, e 636.4nm CHECK), [NII] (654.8 nm e 658.3 nm), H $\alpha$  (656.2 nm) e [SII] (671.7 nm e 673.1 nm). Nas regiões mais fracas apenas o H $\alpha$  é detectado, já a emissão de NII é observada em todas as regiões da galáxia selecionadas para análise. Na Figura 1.1 temos um exemplo das velocidades rotacionais traçadas a partir da emissão de [NII].

As curvas de rotação determinadas a partir de espectros ópticos são geralmente limitadas a distâncias radiais menores, sem atingir as regiões mais periféricas. Entretanto, as observações de rádio de 21 cm, que traçam a emissão do gás de hidrogênio atômico (HI), permitem estender as curvas de rotação até distâncias galactocêntricas significativamente maiores (Sofue & Rubin, 2001).

---

<sup>2</sup>Foi inclusive a primeira pessoa a descrever a rotação de galáxias. Slipher detectou linhas de absorção inclinadas nos espectros do núcleo das galáxias M31 e Sombrero.

<sup>3</sup>A letra maiúscula I representa o elemento neutro, II elemento uma vez ionizado, III elemento duas vezes ionizado, e assim por diante.

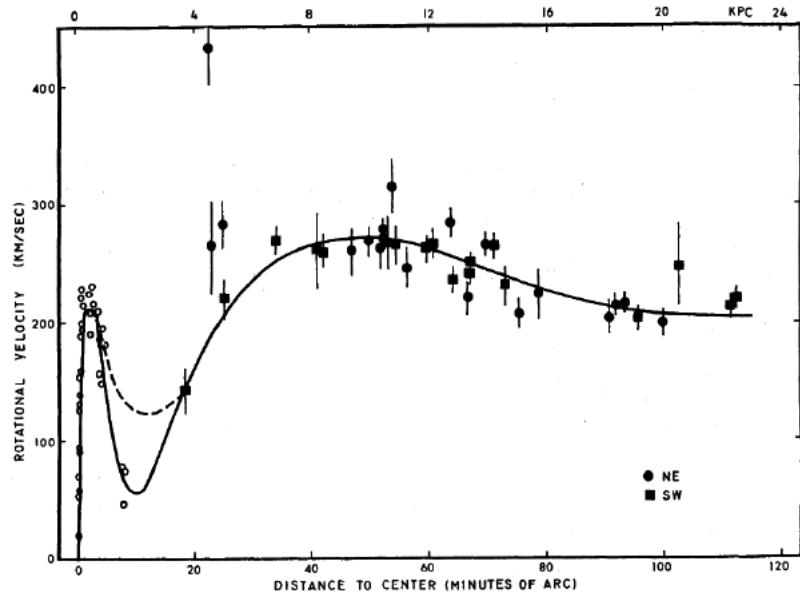


FIGURA 1.1. Curva de rotação para velocidades observadas pela linha de emissão de [NII] e para “associações OB”, isto é, emissão característica de regiões brilhantes que possuem estrelas do tipo O e B (Rubin & Ford Jr, 1970).

## 1.2 Perfilis de densidade

A partir das curvas de rotação, podemos construir perfis radiais de como a DM está distribuída nas galáxias. Existem duas modelagens mais tradicionalmente utilizadas na literatura: o perfil de Einasto (1965) e o perfil conhecido como NFW (Navarro et al. 1996).

### 1.2.1 Einasto e NFW

Ainda na década de 70, Einasto empenhou-se em medir a massa de aglomerados de galáxias e verificar quais fatores contribuíam para esse valor total. Assim, calculou a função de massa estelar  $M_*(r)$  para 5 galáxias espirais de diferentes massas a partir de parâmetros como luminosidade, raio efetivo e outras medidas cinemáticas. Foi necessário, então, assumir uma função massa-luminosidade ( $M/L$ ) constante para toda a população estelar (contida no bojo, disco e halo).

Para distribuições de massa esfericamente simétricas podemos utilizar a expressão da força central a um raio constante:

$$M(r) = \frac{r V_c^2}{G} \quad (1.3)$$

em que  $M(r)$  é a massa total até um raio  $r$ ,  $V_c$  é a velocidade na órbita circular, e  $G$  é a constante gravitacional.

Considerando que o gás de hidrogênio neutro (HI) e o gás ionizado (HII) estão espalhados pela extensão do disco em galáxias espirais, ainda podemos tomar a equação (1.3) com um erro inferior a 10%, mesmo não possuindo simetria esférica (Einasto, 1965). Isso possibilita o cálculo da massa virial  $M(r)$  a partir de observações. Por outro lado, o resultado derivado da curva de rotação estabelece uma distribuição de massa  $M(r)$  discrepante da distribuição estelar  $M_*(r)$ . Isso se deve a que, no primeiro caso, considerase apenas a massa das estrelas que compõem as galáxias - de acordo com suposições que envolvem medidas fotométricas e espectroscópicas. Enquanto que no segundo caso, o potencial gravitacional ali presente sugere a existência de uma população massiva desconhecida, além da massa luminosa. Essa matéria “faltante” não poderia ser explicada com a expansão do Universo, ou devido a massa do gás quente intra-aglomerado<sup>4</sup>.

Segundo a análise da distribuição de massa para essas galáxias, observou-se um padrão característico que foi traduzido no perfil exponencial de densidade com simetria esférica a seguir:

$$\rho(R) = \rho_s \exp \left[ -\frac{2}{\alpha_\epsilon} \left( \left( \frac{-R}{R_0} \right)^{\alpha_\epsilon} - 1 \right) \right] \quad (1.4)$$

em que  $\rho_0$  é a densidade central e  $R_0$  é o raio efetivo. O caráter exponencial proposto segue sendo amplamente utilizado para modelar halos de DM, inclusive o da VL.

O célebre perfil de Navarro-Frenk-White propõe um modelo de densidade de DM para halos de galáxias com massas entre  $3 \times 10^{11} M_\odot$  e  $3 \times 10^{15} M_\odot$ . Esse intervalo inclui halos de galáxias anãs até expressivos halos de aglomerados de galáxias. Diferente

---

<sup>4</sup>É possível estimar a massa desse gás por meio da emissão em raios-X no aglomerado - o que, no entanto, não é o suficiente para totalizar a massa do sistema.

do perfil de Einasto, aqui os autores trabalharam com os resultados de simulações de N-corpos.

Em geral, são utilizadas esferas isotérmicas para modelar halos virializados, i.e., sistemas em equilíbrio dinâmico. Com a dispersão de velocidade do halo (equação análoga à 1.3, quando isolamos a velocidade circular) e o raio do halo (onde a densidade seria constante) podemos comparar diretamente dados observacionais com os resultados de simulações de N-corpos (Navarro et al., 1997). No entanto, halos isotérmicos são apenas aproximações e não descrevem tão bem os halos de DM. Por sua vez, simulações numéricas apontam para um perfil do tipo:

$$\rho_{NFW}(r) = \frac{\rho_{crit} \delta_c}{\frac{r}{r_s} \left(1 + \frac{r}{r_s}\right)^2} \quad (1.5)$$

em que  $\rho_{crit}$  é a densidade crítica do universo decorrente das Equações de Friedmann (2.1),  $r_s$  é uma medida de raio,  $\delta_c$  é a sobredensidade característica do halo e é igual a

$$\delta_c = \frac{200}{3} \frac{c^3}{\ln(1+c) - \frac{c}{1+c}} \quad (1.6)$$

Apesar do perfil conter uma singularidade quando tomamos  $\lim_{r \rightarrow 0} \rho(r)$ , nas imediações do centro, ele converge. O raio  $r_s$  funciona como uma escala própria, de forma que próximo a esse raio os perfis aproximam-se de esferas isotérmicas. Nesse contexto, algumas limitações do método utilizado podem levar a diferentes modelos de halo. Com as devidas ressalvas (número suficiente de partículas, *redshift* inicial, intervalo utilizado na integração, etc), os gráficos de densidade  $\rho(r)$  gerados para os halos de galáxias simuladas demonstraram ser bem ajustados ao modelo (Navarro et al., 1996).

### 1.2.2 Considerações acerca dos modelos

Na formulacão de simulações cosmológicas, as equações e condições iniciais impostas regem a ordenação dos eventos, mas não necessariamente serão o representativo exato do que é observado no Universo. A resolução em massa utilizada é mais um fator que pode impactar substancialmente os modelos. Portanto, quaisquer modificações nos parâmetros que definem o Universo logo após o *Big Bang* podem levar a diferentes perfis

de densidade de DM. Esse é o principal argumento utilizado por Jing & Suto (2000), em uma metodologia muito semelhante a de NFW, mas que indica um perfil de densidade de DM mais íngreme, principalmente na região interna dos halos.

Em contrapartida, um trabalho mais recente de Navarro et al. (2010) avalia a universalidade do perfil de densidade dos halos de DM, sugerindo a manutenção de um padrão universal para os halos. Esse estudo realiza uma série de simulações de N-corpos (apenas DM) de alta resolução (até  $\sim 1$  bilhão de partículas). Observa-se uma convergência no ajuste dos diferentes halos simulados: uma lei de potência com comportamento assintótico  $\rho_{DM} \propto r^\alpha$ .

### 1.3 Relação Galáxia-Halo

De acordo com Barnes & Hernquist (1996), galáxias são sistemas autogravitantes de estrelas, gás e “partículas” de DM. Vimos que cada galáxia encontra-se imersa em um halo de DM, que sofre diversas interações e modificações ao longo do tempo cósmico. Halos são regiões de matéria ligadas gravitacionalmente que colapsaram em decorrência da expansão do Universo. Os halos hospedam estruturas internas chamadas subhalos, que por sua vez podem hospedar galáxias quando possuem massa suficiente para formá-las (Wechsler & Tinker, 2018). Essa é a estrutura hierárquica básica que fundamenta a conexão Galáxia-Halo, representada na Figura 1.2.

A matéria luminosa contida no halo define a evolução morfológica de uma galáxia, posto que contribui com a distribuição de massa estelar e resulta na morfologia observada. Assim, como explica Emami et al. (2021), a distribuição de DM depende de várias componentes do halo e pode levar a diferentes modelos de densidade. Sabemos que a DM está presente mesmo em ambientes de alta densidade de matéria bariônica, mas para raios muito próximos ao centro da galáxia a DM desempenha um papel de menor relevância na dinâmica orbital. Concluímos, assim, que a matéria bariônica também pode afetar a distribuição e estruturação da DM.

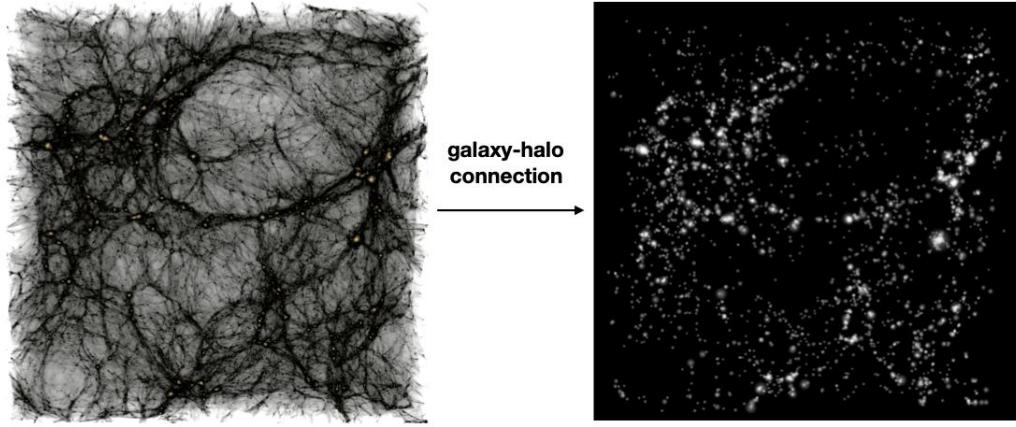


FIGURA 1.2. A teia cósmica, resultante da distribuição filamentar da DM, está conectada com a ocupação bariônica (gás e estrelas) nos nós de DM. Fonte: Wechsler & Tinker (2018)

A conexão entre o halo e a galáxia não é trivial. À primeira vista, poderia parecer adequado supor que quanto maior a massa do halo de DM, maior será a massa da galáxia. Mas para entender a correspondência específica usamos a abordagem referida na literatura como ‘*abundance matching*’, que parte de uma análise não-linear de propriedades como a aglomeração da DM. Essa e outras suposições só puderam ser confirmadas no final da década de 90, com o surgimento dos grandes levantamentos de galáxias *APM Survey* (Loveday 1996), *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS; York et al. 2000) e *Two-degree Field Galaxy Redshift Survey* (2dFGRS; Colless et al. 2001). Além disso, as simulações cosmológicas precisavam ser grandes o suficiente para medir propriedades de aglomerados de galáxias e, ainda, detalhadas o suficiente para resolver as subestruturas.

A metodologia de *abundance matching* pode ser usada para determinar a razão entre a massa estelar e a massa do halo. Dentro da dimensão dos halos, existem regiões de sobredensidade ligadas gravitacionalmente ao halo - são os chamados subhalos que mencionamos previamente. Tais objetos serão largamente mencionados durante esse trabalho, pois configuraram a escala espacial (dezenas de *kpc*) onde as galáxias estão inseridas.

### 1.3.1 Halo de matéria escura da Via Láctea

A estrutura padrão comumente utilizada para descrever galáxias espirais consiste em um bojo central, um disco estelar, um disco gasoso estendido e o halo esférico de DM (Figura 1.3). Para uma distribuição esférica de massa,  $V(r) = cte$  implica que a massa englobada deve ser proporcional ao raio ( $M(r) \propto r$ ) e, portanto, a densidade apresentará

um perfil que cai com inverso do quadrado da distância ( $\rho(r) \propto 1/r^2$ ). As curvas de rotação auxiliam no cálculo do tamanho e massa do halo de DM de galáxias de disco.

Estudar a distribuição de matéria na VL trata-se de um caso especial, já que estamos inseridos nesse sistema e as observações são difíceis de interpretar em virtude da nossa localização dentro dele (Licquia & Newman, 2015). Devido aos desafios em medir a velocidade circular da VL, Nesti & Salucci (2013) recorrem a medições cinemáticas indiretas para inferir seu campo gravitacional. A análise dinâmica é dividida segundo a posição das órbitas de HI em relação ao círculo solar. Dentro dele, as velocidades terminais do disco de HI em rotação relacionam-se com o perfil de velocidade circular  $V(r)$ . Enquanto isso, fora do círculo solar as velocidades circulares  $V(r)$  são inferidas pela aplicação das equações de Jeans (presentes na Subseção 2.2.1) à cinemática das populações de estrelas traçadoras.

A partir de modelos de massa para as diferentes componentes (e.g., perfil de densidade exponencial para o disco, perfil de NFW para o halo) as velocidades orbitais são traduzidas em estimativas de massa para o halo de DM da VL. Em face das diversas fontes de incerteza, é essencial adotar um tratamento estatístico para analisar e modelar os dados observados de traçadores dinâmicos (e.g. Wang et al. 2015, Posti & Helmi 2019).

## 1.4 Candidatos a matéria escura

A natureza desconhecida da DM é um dos maiores desafios do modelo  $\Lambda$ -CDM. Se por um lado há uma evidência esmagadora da DM a partir de indicações cosmológicas em pequenas e grandes escalas, por outro não há ainda confirmação de uma partícula que explique essas observações. A DM é mesmo “fria” e não interativa, e é realmente “escura”? Como ter certeza que ela de fato existe?

Há várias razões para termos um otimismo quanto à detecção de partículas de DM no halo da VL, seja através de experimentos diretos em laboratório ou indiretamente por meio da detecção de radiação produzida na aniquilação de partículas. Além disso, caso a DM seja de fato uma partícula supersimétrica<sup>5</sup>, poderemos obter evidências concretas

---

<sup>5</sup> A supersimetria é uma extensão do Modelo Padrão que visa preencher algumas das lacunas da Física de Partículas. Ela prevê uma partícula parceira para cada partícula do Modelo Padrão.

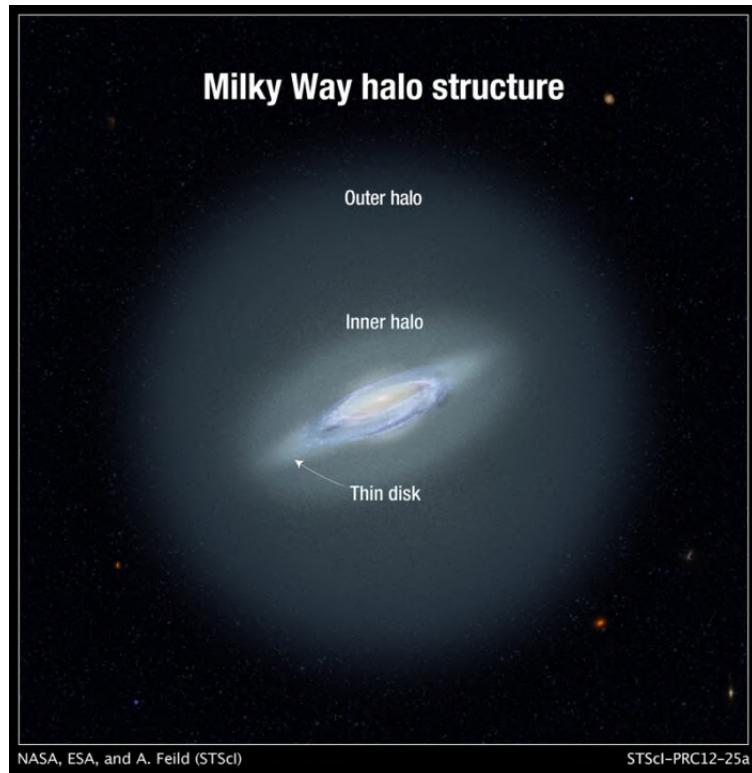


FIGURA 1.3. Desenho representativo do halo de DM da VL. Podemos notar que essa ilustração enfatiza um halo interno, e portanto mais próximo do disco galáctico, e um halo externo que compreende toda a estrutura da galáxia. Créditos contidos na própria imagem.

de sua existência por meio de experimentos realizados no LHC (*Large Hadron Collider*), localizado no CERN (*European Organization for Nuclear Research*).

A hipótese mais popular é a de que a DM não bariônica consiste em algumas partículas neutras massivas de interação fraca ('*Weakly Interacting Massive Particles*', WIMPs); que foram criadas no Universo primitivo quente, dissociadas da matéria comum e sobreviveram até hoje. Partindo do postulado de que alguma WIMP do Universo primitivo constitui a DM, é possível obter previsões aproximadas de sua detectabilidade, tanto em aceleradores de partículas quanto em detectores subterrâneos de germânio (Griest 1991).

Embora as partículas supersimétricas possuam notável destaque entre as candidatas à DM, não devemos esquecer que o áxion também é uma possibilidade alternativa e promissora. Os áxions são partículas hipotéticas pseudo-escalares que interagem com núcleos, elétrons e fôtons (Kamionkowski 1997). O fato de áxions se acoparem a campos eletromagnéticos é usado em experimentos para detectá-los (embora a interação com a matéria comum seja extremamente fraca).

Por fim, apresentamos uma terceira possibilidade. Tecnicamente, toda a DM no halo da VL poderia ser bariônica e ainda ser consistente com a nucleossíntese do Big Bang. Essa classe de objetos ('*Massive Astrophysical Compact Halo Object*', MACHO) candidata à DM consiste em aglomerações de hidrogênio e hélio leves demais para iniciar a combustão nuclear ("jupiteres", anãs marromes, etc), bem como os buracos negros massivos remanescentes de uma geração inicial de estrelas (GRIEST 1993). Por serem estruturas compactas, a melhor maneira de detectar os MACHOs é através de microleamento gravitacional. O problema inerente nesse caso está relacionado a quantidade exorbitante de objetos necessários para explicar as observações.

Os neutrinos seriam, em princípio, excelentes candidatos para a DM não bariônica. Comprovadamente existem, são neutros e interagem fracamente. Entretanto, devido à velocidade relativística no Universo primitivo, seriam correspondentes à DM quente. Simulações cosmológicas mostraram que um Universo dominado por neutrinos não estaria de acordo com a escala de agrupamento de galáxias que observamos hoje (White et al., 1983). Assim, descartamos essa hipótese.

Áxions e WIMPs não intrigaram apenas os teóricos; uma grande comunidade experimental dedica-se a encontrar essas partículas. Em um trabalho que reúne as duas vertentes, Vogelsberger et al. (2009) testa o espectro de frequência de ambas as candidatas por meio de simulações cosmológicas e compara com dados de laboratórios. A contribuição de Undagoitia & Rauch (2015) é outra boa referência que discute o "quebra-cabeça" da DM. Abaixo (Figura 1.4) apresentamos uma imagem retirada desse artigo, que resume o status da pesquisa direta de DM e esquematiza os principais métodos experimentais utilizados.

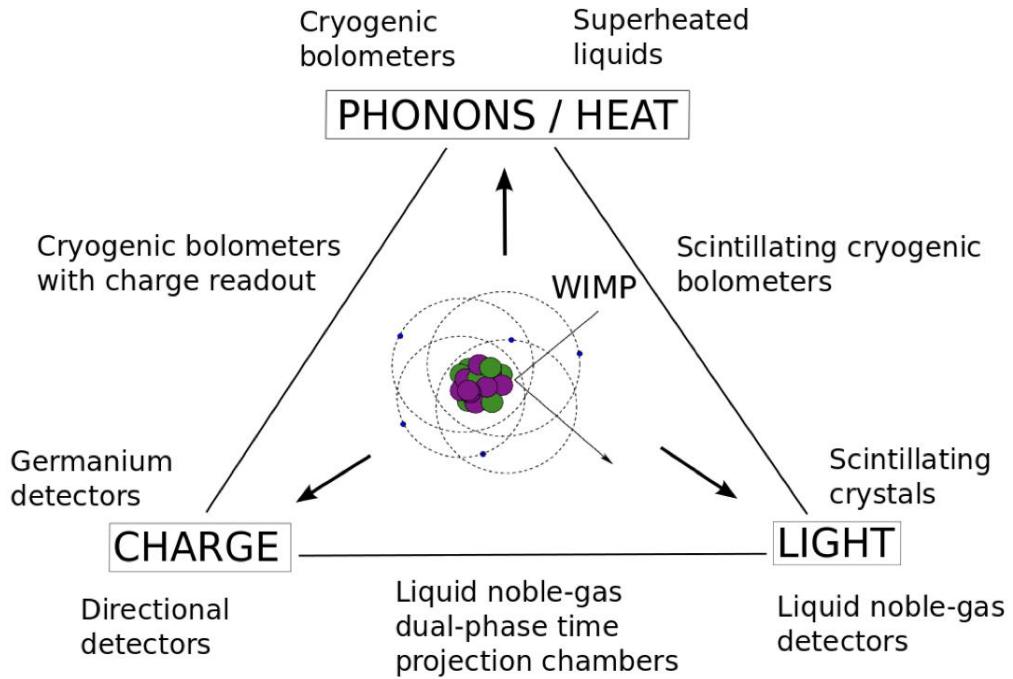


FIGURA 1.4. Figura retirada de Undagoitia & Rauch (2015), mostrando as possibilidades para a deteção direta de DM na Terra.

## 1.5 Objetivos

Através de uma abordagem alternativa, nosso principal objetivo é caracterizar o perfil de densidade de DM em sistemas como o que estamos inseridos, a VL. Estudos recentes já apresentam essa abordagem, mas são limitados pela quantidade de objetos incluídos nas amostras ( $< 10$ ; de Isídio et al. 2024). Sob a perspectiva das simulações cosmológicas, estudamos a distribuição de DM em galáxias parecidas com a VL, nos permitindo uma maior abrangência de análogas ( $> 100$  galáxias simuladas), o que nos confere mais robustez estatística. Analisamos as propriedades de cada galáxia simulada a fim de aprofundar o paralelo com galáxias observadas. Além disso, também propomos um valor para a densidade local de DM - importante estimativa que contribui diretamente com os experimentos de detecção de DM na Terra.

Utilizamos a simulação cosmológica *state-of-the-art* Illustris TNG-50. Selecionemos 141 galáxias análogas à VL com base nos critérios de taxa de formação estelar (SFR) e a velocidade máxima de rotação ( $V_{max}$ ). Esses cortes visam restringir nossa amostra a galáxias de tipo tardio e com massa total semelhante a de nosso sistema. Construímos perfis radiais de massa caracterizando a contribuição de cada componente (estrelas, gás

e DM) para a massa total. A partir dessa análise motivamos a posição que corresponde à vizinhança solar nas análogas simuladas segundo considerações sobre luminosidade e massa. Comparamos os perfis radiais de densidade de DM com dados observacionais e concluímos que nosso resultado para densidade local de DM é compatível com trabalhos recentes da literatura.

Detalhamos o processo de evolução das simulações cosmológicas no Capítulo 2, focando na ampliação de processos astrofísicos e a capacidade de testar modelos empíricos. Em seguida, explicamos a escolha pelo IllustrisTNG-50 no Capítulo 3 e definimos nossa amostra dentro da simulação. Apresentamos nossa metodologia, que consiste na elaboração de mapas bidimensionais de massa, perfis radiais de massa e de densidade. No Capítulo 4 apresentamos os resultados e analisamos o paralelo entre os modelos de densidade de DM para galáxias simuladas e para uma amostra de galáxias observadas. No Capítulo 5 trazemos um panorama de toda a temática discutida e apontamos os próximos passos da pesquisa.

Adotamos uma cosmologia  $\Lambda$ -CDM de geometria plana com  $H = 67.74 \text{ [km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}\text{]}$ ,  $\Omega_{\Lambda,0} = 0.6911$ ,  $\Omega_{m,0} = 0.3089$ ,  $\Omega_{b,0} = 0.0486$ ,  $\sigma_8 = 0.8159$  e  $n_s = 0.9667$  (Pillepich et al., 2019).

## Capítulo 2

# Simulações Cosmológicas

A astrofísica computacional, em particular, o desenvolvimento de simulações de cunho cosmológico, tem sido crucial ao longo da história da astronomia contemporânea para unificar teorias e modelos de formação e evolução de estruturas em grande escala.

Apesar de serem restritas ao tratamento de partículas de DM segundo interações gravitacionais, simulações cosmológicas de N-corpos (e.g., *Millennium*) nos permitiram esclarecer muitos processos físicos desafiadores, por exemplo a necessidade de adicionar o feedback de AGN (*Active Galactic Nuclei*) para evitar a formação de galáxias extremamente massivas (Croton et al., 2006). A nova geração de simulações cosmológicas de alta resolução, onde o gás também recebe grande atenção - com foco em um tratamento hidrodinâmico (e.g., *Illustris*; Vogelsberger et al. 2014), começa a revelar tendências atreladas às estruturas estelares na escala galáctica.

É importante ter em mente que o principal objetivo das simulações cosmológicas é avançar o entendimento sobre a física da formação de galáxias a partir da construção de modelos mais eficazes. Apenas recentemente as simulações começaram a produzir galáxias realistas (Springel et al. 2017)

## 2.1 CMB e formação de estrutura em larga escala

Observamos hoje um Universo vasto, com diversos níveis de estrutura e, segundo diferentes medidas<sup>1</sup>, em expansão acelerada. Mas o cenário logo após o Big Bang era bem diferente. Inicialmente, o Universo era composto por um fluido acoplado de matéria e radiação, formado por prótons, elétrons e fótons. Apesar do caráter aproximadamente homogêneo, pequenas flutuações locais favoreceram o aparecimento de regiões mais densas, onde a matéria foi sendo acretada. Consequentemente, as condições iniciais do Universo determinam diretamente a distribuição atual da matéria.

Nesse contexto, Springel et al. (2006) destacam dois grandes paradigmas que surgiram durante a década de 80. O primeiro é relacionado à identidade e natureza da DM, pelo fato de consistir em uma nova e ainda desconhecida “partícula elementar de interação fraca”, segundo Peebles (1982). Para reproduzir a atual distribuição de galáxias no Universo essas partículas devem possuir pequenas velocidades aleatórias nos momentos iniciais. Dessa forma, o esforço realizado por simulações numéricas possibilitou a confirmação da “matéria escura fria”, ou CDM. O segundo ponto refere-se à importante proposição do período inflacionário. Estima-se que  $\sim 10^{-35}$  segundos após o Big Bang o Universo cresceu exponencialmente, impulsionado pela densidade de energia do vácuo. As flutuações quânticas no campo escalar efetivo foram então ampliadas para escalas macroscópicas e convertidas em flutuações na densidade de energia cósmica. Essas flutuações primordiais crescem sob a influência da gravidade e, por fim, produzem galáxias e as estruturas em larga escala. Além disso, a inflação prevê que o Universo atual deve ter uma geometria plana.

Pequenas flutuações na temperatura da radiação cósmica de fundo em micro-ondas (CMB) também são apontadas como uma previsão da inflação cósmica. O conteúdo de matéria e radiação do Universo primitivo passa por modificações e processos de amorteamento, resultando nas flutuações da densidade primordial (Hu, 1998). Antes da recombinação<sup>2</sup> o fluido primordial composto por fótons e bárions experimenta oscilações

---

<sup>1</sup>A análise de supernovas tipo Ia em alto redshift (Riess et al. 1998, Perlmutter et al. 1999) e, mais tarde, a constatação de oscilações acústicas em medições da CMB (Eisenstein et al. 2005) foram as principais responsáveis por tal descoberta. A descrição dessas realizações observacionais foge do escopo desse trabalho.

<sup>2</sup>Época em que o plasma primordial estava suficientemente frio para formar átomos neutros. Com o aumento do livre caminho médio, os fótons deixam de ser constantemente espalhados pelos elétrons e a radiação é capaz de escapar do meio, agora transparente.

coerentes que são refletidas em uma série de picos acústicos<sup>3</sup> no espectro da CMB. A partir da altura relativa desses picos, a quantidade de matéria bariônica pode ser estimada, permitindo calcular a densidade total de DM no Universo.

Em um Universo  $\Lambda$ -CDM, os aglomerados ou halos de DM em estado de “quase equilíbrio” crescem pelo colapso e agregação hierárquica de sistemas cada vez mais massivos. As galáxias formam-se nos centros dos halos de DM, onde o resfriamento e condensação do gás alimenta a produção de estrelas quando esse ambiente torna-se suficientemente denso. Assim, grupos e aglomerados de galáxias são originados à medida que os halos agregam-se em sistemas com maior potencial gravitacional. A teia cósmica pode ser, então, entendida como um padrão de “filamentos” formados por galáxias, grupos e aglomerados de galáxias gravitacionalmente ligados.

## 2.2 Evolução das simulações

O modelo cosmológico padrão prevê que a energia escura e a DM dominam a densidade de massa-energia do Universo. No entanto, essas componentes só foram descobertas no século passado. Como, então, as simulações ajudam a entender um Universo que parece tão pouco conhecido? Um dos méritos atribuídos às simulações numéricas reside no fato de que, desde o início, foram responsáveis por confirmar a formação filamentar dos superaglomerados, em um Universo dominado por CDM. Nesse capítulo discutiremos tal construção com maior profundidade, passando pela evolução das simulações de N-corpos até a adoção da física hidrodinâmica, em prol de descrições mais realistas.

As simulações numéricas são construídas em um cubo de volume homogêneo e isotrópico - em conformidade com o Universo em larga escala, e tratam as componentes como partículas. Os primeiros volumes utilizavam apenas DM, pois partículas de estrelas e gás envolvem fenômenos astrofísicos muito mais complexos (e.g., resfriamento do gás, formação estelar, feedback de AGNs, atuação dos campos magnéticos, dentre outros processos MHD). Assim como realizado por Navarro et al. (1997), o objetivo é entender como a gravitação agindo sobre uma densidade de matéria incialmente homogênea evolui para as regiões de sobredensidade e vazios cósmicos.

---

<sup>3</sup>O mecanismo físico que gerou picos acústicos no espectro de potência da temperatura da CMB também imprimiu uma característica oscilatória no espectro de potência linear da DM.

De alguns milhares de partículas até chegar em vários trilhões, as simulações numéricas aumentaram extraordinariamente a capacidade de resolução. Com isso foi possível explorar a distribuição de DM em larga escala e modelar os halos de DM em galáxias. Na Figura 2.1, extraída do trabalho de Vogelsberger et al. (2020), observamos um esquema de várias simulações cosmológicas caracterizadas segundo o tipo (N-corpos ou hidrodinâmico) e o volume abrangido.

O futuro das simulações cosmológicas caminha para um entendimento empírico mais fundamental. Quais são os processos responsáveis pelos modelos físicos eficazes? Esse desafio está aliado ao aperfeiçoamento dos atuais modelos de formação de galáxias. As simulações devem, portanto, corresponder estatisticamente aos tamanhos de amostras dos próximos levantamentos cosmológicos. Isso requer simulações de altíssima resolução e volumes ainda maiores.

### 2.2.1 Descrição matemática

O Universo em expansão é regido pelas Equações de Friedmann, que são derivadas das Equações de Campo de Einstein. Para nossa análise é suficiente trazer a primeira delas:

$$\left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 = \frac{8\pi G \epsilon}{3 c^2} - \frac{\kappa c^2}{R_0^2 a^2} \quad (2.1)$$

Ou como é mais conveniente expressar:

$$\left(\frac{\dot{H}}{H_0}\right)^2 = \Omega_{0,r} a^{-4} + \Omega_{0,m} a^{-3} + \Omega_{0,\kappa} a^{-2} + \Omega_{0,\Lambda} \quad (2.2)$$

em que  $a$  é o fator de escala em um tempo  $t$ ,  $\dot{a}$  é a aceleração do fator de escala,  $\epsilon$  é a densidade de energia (considerando o somatório dos parâmetros densidade de radiação  $\Omega_r$ , matéria  $\Omega_m$ , curvatura  $\Omega_\kappa$  e constante cosmológica  $\Omega_\Lambda$ ),  $\kappa$  é a curvatura do Universo,  $R_0$  é o raio de curvatura,  $H$  é o parâmetro de Hubble e  $H_0$  é a constante de Hubble.

Em simulações cosmológicas geralmente adota-se uma geometria plana ( $\kappa = 0$ ) de “Lemaître-Friedmann-Robertson-Walker”. As posições inciais das partículas são perturbadas segundo um fator linear de crescimento. A DM admite um papel fundamental

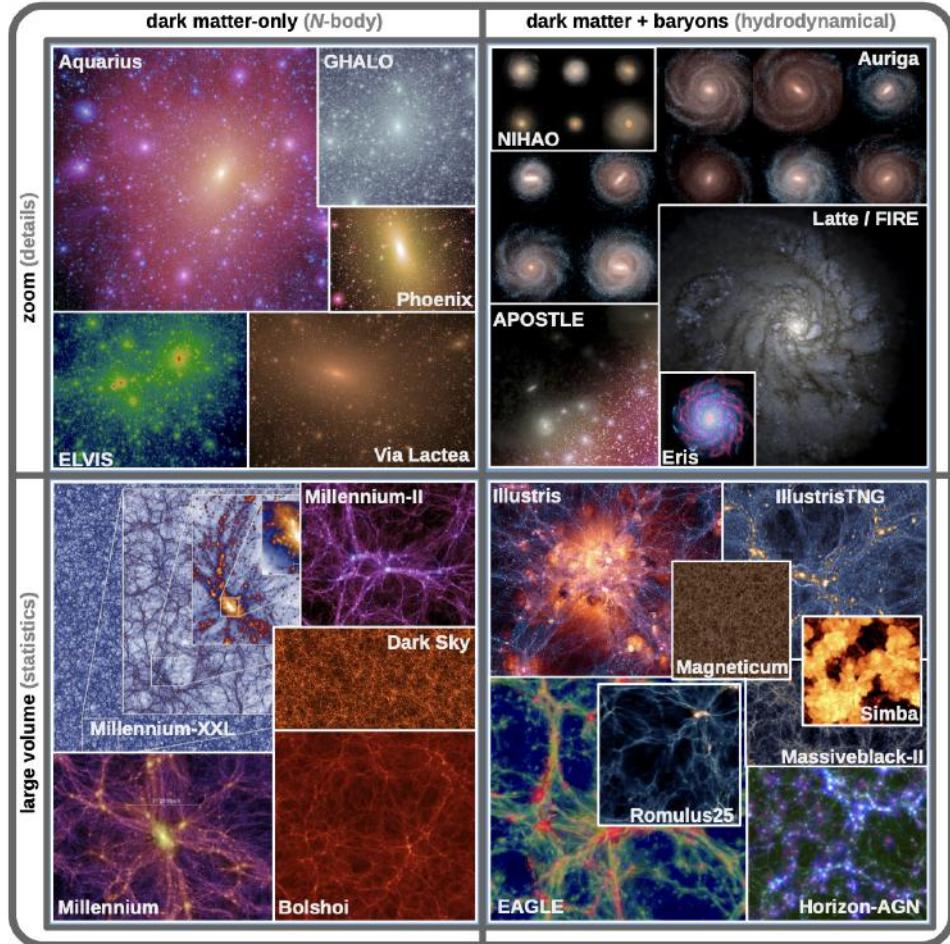


FIGURA 2.1. Quadro esquemático com diversas simulações cosmológicas. Essas realizações são divididas em quatro categorias segundo a combinação de dois critérios: (1) Volume - grande escala, e portanto com caráter mais estatístico, ou pequena escala, favorecendo a resolução mais detalhada; (2) N-corpos apenas com DM ou simulação hidrodinâmica. A simulação cosmológica Illustris TNG encontra-se na categoria de larga escala e tratamento hidrodinâmico (mais precisamente MHD, pois adiciona o efeito de campos magnéticos).

para a formação de estruturas, uma vez que os halos são formados a partir da evolução temporal das partículas nesse *background*. Precisamos agora das equações que descrevem o comportamento das partículas de DM.

A distribuição de massa  $m(r, v)$  em um tempo  $t$  é dada pela função  $f = f(\vec{r}, \dot{\vec{r}}, t)$ <sup>4</sup>, que pode ser separada em uma parcela correspondente a massa estelar  $f_\star$  e uma parcela de DM  $f_{DM}$  ( $f = f_\star + f_{DM}$ ).

Para encontrar a equação dinâmica da função de distribuição, primeiro assumimos a conservação da massa. A Equação de Boltzmann não-colisional (ou Equação de Vlasov), representada abaixo, é um caso especial do Teorema de Liouville e garante que a

<sup>4</sup>Nesse contexto, a função  $f$  representa a densidade de espaço de fase e é essencial para definir as condições iniciais de uma simulação de N-corpos como veremos na próxima subseção 2.2.2

densidade do espaço de fase em torno de qualquer ponto permaneça constante.

$$\frac{df}{dt} = \frac{\partial f}{\partial t} + \mathbf{v} \frac{\partial f}{\partial \mathbf{r}} - \frac{\partial \Phi}{\partial \mathbf{r}} \frac{\partial f}{\partial \mathbf{v}} = 0 \quad (2.3)$$

em que  $f$  é a função densidade do espaço de fase,  $\Phi$  é o potencial gravitacional,  $\mathbf{v}$  é o vetor velocidade,  $\mathbf{r}$  é o vetor posição e  $t$  é o tempo na simulação. Somado a isso, temos a Equação de Poisson para um campo gravitacional:

$$\nabla^2 \Phi = 4\pi G \int f d\mathbf{v} \quad (2.4)$$

O limite contínuo de partículas de DM é descrito pela equação 2.3 acoplada à equação 2.4. Esse par de equações deve ser resolvido em um Universo em expansão governado pelas equações de Friedmann 2.1. O formalismo teórico apresentado sintetiza a base estrutural sob a qual as simulações cosmológicas são construídas.

De modo geral emprega-se a gravidade newtoniana em vez da relativística, o que representa uma boa aproximação - dado o crescimento da estrutura linear idêntico no regime dominado pela matéria em ambos os casos. Ao mesmo tempo, as velocidades induzidas pelas estruturas não lineares em larga escala também são muito menores do que a velocidade da luz. Destacamos ainda que as simulações cosmológicas são majoritamente criadas com condições de contorno periódicas para imitar a homogeneidade e a isotropia da distribuição de matéria do Universo em larga escala. Em outras palavras, visam reproduzir o princípio cosmológico.

### 2.2.2 Simulações de N-corpos

Simulações de N-corpos consistem em uma aplicação de partículas (em especial, da DM) que obedecem a dinâmica não-collisional de Boltzmann 2.3. O espaço de fase é descrito por  $N$  pontos localizados  $(\vec{r}_i, \dot{\vec{r}}_i)$  para cada massa respectiva ( $m_i = 1, 2, \dots, N$ ). Quaisquer sistemas assim definidos podem ser evoluídos no tempo segundo uma densidade de espaço de fase  $f(\vec{r}, \dot{\vec{r}}, t)$ . A conservação da função  $f$  implica que as massas  $m_i$  permanecem inalteradas ao longo de cada trajetória. Além disso, interações gravitacionais são suavizadas em escalas reduzidas para evitar o espalhamento “não físico” de dois

corpos entre partículas próximas. O objetivo desse tratamento é garantir que a amostra de partículas represente um campo de densidade suavizado.

Modelos semi-analíticos de formação de galáxias em geral utilizam simulações de N-corpos devido o custo computacional inferior em comparação às simulações hidrodinâmicas. Por outro lado, há a desvantagem de exigir uma grande quantidade de parâmetros. Devido à limitação numérica das primeiras simulações de N-corpos, os halos eram primeiramente identificados em grandes caixas periódicas segundo as condições de contorno. Através do ajuste de parâmetros, eles eram então simulados novamente a fim de atingir uma resolução mais alta e comparável entre si. Como apenas um halo poderia ser modelado por vez, eram necessárias muitas simulações para compilar uma amostra representativa.

Vimos no início deste capítulo que as anisotropias da CMB originam-se de flutuações quânticas durante a inflação. Para entender a formação das distribuições de matéria desde o momento da recombinação até o estado atual, foram realizadas simulações de N-corpos de partículas de DM. Em seguida, com a inclusão de gás e estrelas nas simulações demonstrou-se que a componente bariônica pode alterar significativamente a distribuição da componente de DM em pequenas escalas.

# Capítulo 3

## Metodologia

### 3.1 IllustrisTNG-50

O IllustrisTNG (*The Next Generation*) é um modelo de simulação cosmológica hidrodinâmica que incorpora a formação e evolução de galáxias ao longo do tempo cósmico, iniciado no *redshift*  $z = 127$  e que evolui até a época atual  $z = 0$ . As simulações do TNG utilizam o código Arepo de “malha móvel” (Springel 2010, *code public release* Weinberger et al. 2020), que desenvolve as equações da magneto-hidrodinâmica contínua (Pakmor et al. 2011, Pakmor & Springel 2013) acoplada à autogravidade. O Illustris TNG-50 é composto por  $2 \times 2160^3$  elementos de resolução.

Para estudar a distribuição de DM utilizamos as simulações cosmológicas geradas pelo *framework* de menor volume e melhor resolução, Illustris TNG50. A simulação conta com o tratamento hidrodinâmico do gás, que se estende em um volume cúbico de  $\approx 50$  Mpc de comprimento lateral, apresentado no paper inaugural de Pillepich et al. (2019). O volume simulado contém dezenas de milhares de galáxias capturadas em alto detalhe, cobrindo uma ampla gama de massas, taxa de formação estelar (SFR, do inglês), morfologias, tamanhos e com propriedades que concordam bem com a população de galáxias observada no Universo real (Lovell et al. 2018).

Na Figura 3.2 encontramos as principais propriedades definidas em cada cubo de simulação. É importante citar ainda que todas essa resoluções possuem uma contrapartida que contém apenas DM. Para estimar a fração de DM no interior das galáxias e como esse

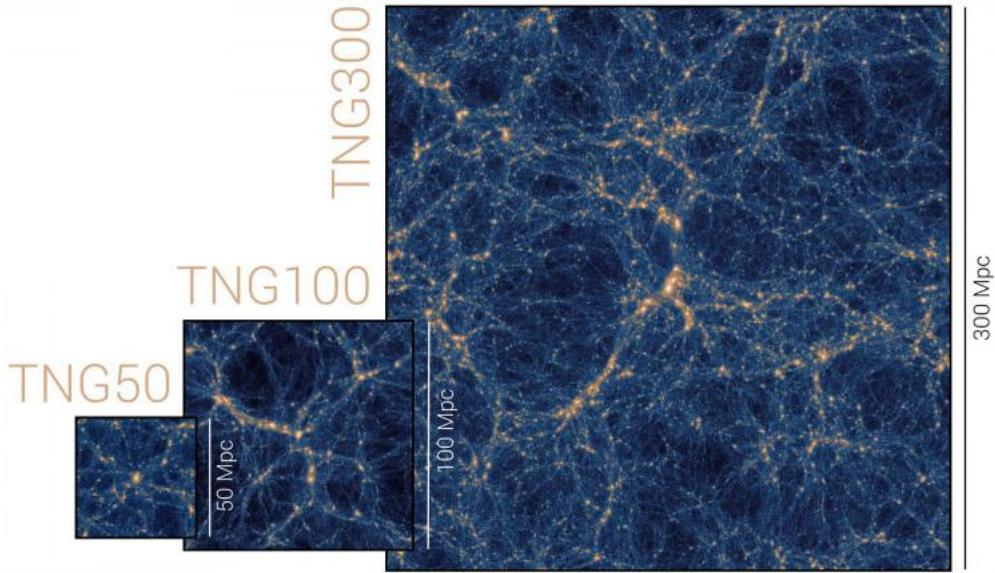


FIGURA 3.1. Volumes cúbicos da simulação física de aproximadamente 50, 100 e 300 Mpc de comprimento lateral, referidos como TNG50, TNG100 e TNG300. Fonte: Illustris Project.

valor pode mudar considerando diferentes propriedades locais, Lovell et al. (2018) utiliza as simulações TNG100, TNG100-DM (*Dark Matter only*), TNG300, TNG300-DM, Illustris e Illustris-Dark. As duas últimas simulações são versões anteriores, sem alguns processos físicos como campos magnéticos cosmológicos e ventos gerados por buracos negros ativos.

Uma vez que impomos cortes específicos em alguns parâmetros, podemos definir amostras de galáxias com interesse científico específico. Objetivamos criar um modelo de densidade de DM representativo para a VL através de análogas simuladas – um trabalho parecido é feito em Gargiulo et al. (2022). Dessa forma, é possível avaliar como a distribuição da matéria bariônica afeta a fração de DM (e também o contrário) em galáxias como a nossa.

## 3.2 Seleção da Amostra

Para construir uma amostra de galáxias simuladas análogas à VL, o critério de seleção é baseado na velocidade máxima de rotação<sup>1</sup> ( $V_{max}$ ) - que nos permite escolher halos de DM com massas totais semelhantes a de nossa galáxia; e na SFR - com o objetivo

<sup>1</sup>Essa velocidade é calculada considerando todas as partículas (estrelas, gás, DM e buracos negros) ligadas gravitacionalmente ao subhalo.

		TNG50	TNG100	TNG300
Volume	[Mpc <sup>3</sup> ]	51.7 <sup>3</sup>	110.7 <sup>3</sup>	302.6 <sup>3</sup>
$L_{\text{box}}$	[Mpc/h]	35	75	205
$N_{\text{GAS}}$	-	2160 <sup>3</sup>	1820 <sup>3</sup>	2500 <sup>3</sup>
$N_{\text{DM}}$	-	2160 <sup>3</sup>	1820 <sup>3</sup>	2500 <sup>3</sup>
$N_{\text{TR}}$	-	2160 <sup>3</sup>	$2 \times 1820^3$	2500 <sup>3</sup>
$m_{\text{baryon}}$	[M <sub>⊙</sub> ]	$8.5 \times 10^4$	$1.4 \times 10^6$	$1.1 \times 10^7$
$m_{\text{DM}}$	[M <sub>⊙</sub> ]	$4.5 \times 10^5$	$7.5 \times 10^6$	$5.9 \times 10^7$
$\epsilon_{\text{gas,min}}$	[pc]	74	185	370
$\epsilon_{\text{DM},\star}$	[pc]	288	740	1480

FIGURA 3.2. Detalhamento técnico das diferentes versões de Illustris-TNG. São utilizados três tamanhos diferentes de caixas para as simulações físicas: volumes cúbicos com aproximadamente 50, 100 e 300 Mpc de comprimento lateral, conhecidos como TNG50, TNG100 e TNG300, respectivamente. Cada uma dessas versões complementa as outras, focando em diferentes aspectos da formação das galáxias. A simulação TNG50, de menor volume físico, possui uma amostragem limitada de objetos como aglomerados de galáxias, mas alcança uma resolução de massa centenas de vezes superior à da TNG300, de maior volume. Isso permite uma análise mais detalhada das propriedades estruturais das galáxias, da estrutura precisa do gás ao redor delas e da validação do nosso modelo físico. A simulação TNG100, por sua vez, está posicionada entre esses dois extremos. Fonte: Illustris Project.

de limitar os sistemas escolhidos a galáxias espirais, que são caracterizadas pela formação ativa de estrelas, semelhante à VL.

Selecionamos, então, galáxias em *redshift*  $z = 0$  (*Snapshot 99*), com base nos dois cortes específicos para análogas da VL:

1.  $1.0 < SFR [M_{\odot}/\text{ano}] < 8.5$  (baseado no valor estimado para a VL,  $\sim 2 \pm 0.7 M_{\odot}/\text{ano}$  Elia et al. 2022);
2.  $200 < V_{\max} [\text{km/s}] < 315$  (baseado nos valores estimados para a VL,  $\sim 220 - 240 \text{ km s}^{-1}$  Reid & Dame 2016; Eilers et al. 2019).

O método utilizado para filtrar os subhalos de interesse científico é demonstrado no Apêndice A.1, onde acessamos diretamente o cubo de dados do IllustrisTNG-50 e extraímos toda a informação necessária para cada galáxia simulada. Abaixo, a tabela 3.2 reúne o número de identificação dos subhalos, dados de massa das componentes ( $M_{\text{DM}}$ ,  $M_{\star}$ ,  $M_{\text{total}}$ ),  $SFR$ ,  $V_{\max}$  e o raio que contém metade da massa estelar ( $R_{\text{half}}^{\star}$ ). Esses critérios de seleção resultaram em um total de 141 galáxias análogas à VL extraídas do Illustris TNG-50.

TABELA 3.1. Amostra de Análogas da Via Láctea

ID do Subhalo (1)	$M_{DM}$ (2)	$M_\star$ (3)	$M_{total}$ (4)	$V_{max}$ (5)	$SFR$ (6)	$R_{half}^*$ (7)
63867	49.9115	6.32	59.1	280.87	4.29	6.63
63868	30.7681	5.46	37.83	250.92	6.58	5.04
63869	37.3715	3.19	42.49	205.2	1.41	5.03
63870	29.8518	3.5	35.65	275.06	1.84	1.76
117255	63.4422	3.9	72.75	273.58	2.66	2.69
117256	20.6623	5.86	28.09	295.09	2.14	3.56
117324	3.1e-05	0.23	0.26	236.28	2.49	0.09
117328	3.1e-05	0.21	0.26	223.45	4.4	0.1
143887	38.7273	5.87	46.05	275.24	1.99	6.77
143889	5.27907	2.31	8.18	201.68	2.61	2.91
143902	0.003811	0.63	0.66	245.63	1.54	0.24
167437	9.2e-05	0.24	0.26	224.8	1.49	0.11
184939	16.6678	1.39	18.93	230.55	3.42	0.85
198183	11.1383	1.34	12.91	203.17	1.29	0.99
208812	95.2037	4.83	108.11	230.86	2.5	6.15
220597	15.7973	4.44	21.87	217.27	6.18	5.45
229936	27.7227	3.24	34.01	264.51	2.95	2.41
242791	12.7438	3.21	16.57	212.61	2.03	3.91
253862	88.3718	6.24	99.71	235.55	6.02	6.21
264884	33.4096	8.25	42.83	268.06	2.62	7.15
264886	30.391	5.87	38.63	301.06	5.36	3.92
264887	37.374	4.35	43.32	216.48	2.13	3.94
294867	52.2634	2.28	58.27	213.2	1.28	2.64
300904	18.3875	8.98	28.0	288.52	2.02	4.38
300911	0.000338	0.41	0.44	288.53	2.26	0.11
300917	9.2e-05	0.3	0.32	277.49	1.73	0.09
307495	0.000645	0.35	0.48	215.87	2.99	0.17
307498	0.000123	0.25	0.29	200.3	3.35	0.14
319731	31.2092	4.98	38.93	236.5	3.03	4.81
324124	51.3699	12.0	66.97	287.64	1.76	6.1
333425	24.5449	5.51	30.87	231.12	1.08	5.7
338453	0.000707	0.26	0.3	226.34	2.95	0.12
342448	26.1109	6.29	34.88	254.91	5.29	6.25
355725	3.21365	3.25	6.68	295.1	2.31	1.08
355730	0.001568	0.41	0.44	241.0	2.13	0.16
362995	13.1452	3.35	17.19	229.23	5.11	3.13
371127	41.4478	5.6	49.11	247.48	1.17	6.47
383976	15.9089	4.71	23.87	229.26	4.91	3.87
386269	165.101	9.09	184.47	271.15	7.16	9.21
386273	0.005348	0.45	0.5	225.71	2.64	0.2
388544	288.299	12.48	318.79	282.22	8.1	7.52
394621	216.978	4.69	234.03	247.8	2.69	4.28
394622	20.817	5.04	27.52	266.24	3.73	4.84

Tabela 3.1 – *Continua*

ID do Subhalo (1)	$M_{DM}$ (2)	$M_{\star}$ (3)	$M_{total}$ (4)	$V_{max}$ (5)	$SFR$ (6)	$R_{half}^{\star}$ (7)
400974	37.4451	2.63	42.51	200.77	1.59	4.62
402555	184.793	9.19	201.28	314.72	1.73	4.9
404817	307.501	9.43	329.42	296.31	2.16	10.48
406942	54.5194	7.45	64.24	239.0	1.46	8.97
408535	28.2181	2.49	32.48	205.42	3.06	2.67
413372	254.572	8.97	273.91	274.7	2.65	10.62
413373	14.5653	4.98	21.1	267.5	1.25	3.78
421555	229.839	8.82	253.57	291.59	2.05	6.17
422754	212.866	6.25	229.53	293.78	1.39	3.11
424288	182.204	7.2	200.28	283.13	2.43	4.85
425719	193.588	8.41	216.52	274.15	7.89	7.15
430864	139.863	8.24	158.58	270.78	2.58	8.29
432112	0.000584	0.23	0.28	202.7	3.36	0.13
435752	169.245	8.26	193.41	294.82	4.84	5.31
436932	164.152	9.76	185.51	265.54	1.77	8.95
438148	186.546	12.89	209.09	286.65	6.12	7.83
444134	174.378	3.32	184.92	256.43	1.27	2.76
449658	114.758	4.9	127.23	252.73	2.15	4.4
449659	51.9402	3.82	59.72	218.91	4.62	3.69
455291	102.936	4.81	123.56	207.93	8.36	8.52
458470	145.27	8.63	163.69	298.53	2.84	6.71
459557	52.2096	3.05	58.58	261.17	1.22	2.36
461785	181.698	10.6	196.76	270.25	1.5	6.19
464163	143.048	7.12	161.54	268.77	7.93	5.33
469487	119.802	5.73	130.65	269.65	1.29	5.97
470346	0.016659	0.47	0.53	201.83	1.47	0.29
471996	120.463	6.97	134.97	275.26	1.85	6.52
473329	113.83	7.1	125.23	238.65	1.85	7.23
475016	132.985	8.54	150.76	282.76	6.21	9.24
477328	106.992	4.12	123.72	204.93	6.99	7.53
479290	119.705	6.18	136.18	240.67	7.04	6.33
482889	115.296	6.24	126.79	300.95	3.93	6.43
485056	83.8601	5.68	95.28	246.14	5.05	3.63
488530	98.3919	7.54	113.2	248.88	7.08	5.96
490814	106.051	3.72	119.42	261.41	4.99	3.32
491426	113.456	5.89	126.04	247.5	1.6	5.6
492244	105.325	5.97	118.58	250.76	3.89	6.52
493433	94.6601	4.63	109.18	224.91	5.72	4.7
494011	92.17	5.39	105.18	240.4	5.1	6.4
497557	73.9639	3.23	83.25	252.38	2.48	2.58
499021	71.918	2.26	79.61	236.34	1.04	1.92
499704	90.464	3.85	104.09	242.94	6.71	3.97
501208	104.517	5.87	116.2	256.29	2.92	4.0
501725	81.095	5.29	94.54	205.33	6.8	9.31

Tabela 3.1 – *Continua*

ID do Subhalo (1)	$M_{DM}$ (2)	$M_{\star}$ (3)	$M_{total}$ (4)	$V_{max}$ (5)	$SFR$ (6)	$R_{half}^{\star}$ (7)
502995	76.3551	5.32	88.23	226.45	7.59	5.18
503437	90.2906	5.04	103.53	214.29	2.51	6.89
505586	87.1027	7.25	96.28	247.11	3.14	5.49
506151	87.7809	5.59	100.43	255.19	3.1	4.63
506720	103.559	5.37	113.3	259.68	1.19	3.47
507294	3.0841	1.9	5.42	204.18	1.78	1.68
510273	80.3514	6.01	93.24	224.44	4.09	10.15
510585	84.1636	3.48	95.13	222.6	3.11	3.65
511303	77.4508	3.36	89.19	211.69	3.54	3.86
513845	81.827	5.63	92.03	283.88	7.48	5.2
514272	77.1106	2.57	87.28	246.37	1.61	2.67
514829	89.8226	5.29	99.94	241.85	5.29	5.41
515695	86.7628	7.0	97.25	266.43	1.47	7.89
517271	87.5193	4.31	96.22	262.14	1.44	5.05
518682	88.1302	3.63	98.14	208.0	2.95	6.91
519311	84.2789	6.26	94.41	235.56	2.45	6.11
520885	77.8915	3.62	87.77	246.27	1.75	3.87
521429	79.1855	3.22	88.97	203.75	8.07	4.65
521803	66.2575	2.96	74.54	211.53	3.7	3.32
522530	81.8281	4.68	90.27	252.28	1.6	4.19
523889	73.3239	3.69	80.19	212.94	2.67	3.43
528322	62.8639	2.93	70.79	264.67	3.81	2.4
528836	52.2626	3.13	59.98	209.06	3.21	8.15
530852	76.7097	3.63	85.52	240.37	2.26	4.12
531320	76.0306	2.68	83.9	262.76	2.26	1.57
532301	68.3771	3.53	76.78	246.51	8.49	2.91
532760	64.5001	4.27	73.97	223.72	4.19	7.37
535410	68.8268	4.31	76.51	242.76	1.29	4.29
536654	75.8814	2.6	81.46	249.07	1.02	1.74
537236	60.3626	4.1	70.01	206.77	7.12	8.14
537488	60.9367	2.98	69.95	215.23	2.95	2.61
537941	60.3985	3.54	69.24	202.94	4.48	6.39
538905	70.5334	3.57	77.3	220.74	1.61	3.77
539333	59.571	3.79	67.94	231.65	5.54	3.01
543376	59.0974	4.16	66.63	213.53	4.22	5.62
544001	50.6133	2.76	57.18	219.82	3.5	3.39
544408	57.0826	2.79	64.98	208.96	8.38	3.88
545437	57.1621	2.94	64.26	219.72	5.78	3.24
546474	55.3723	3.22	62.56	225.74	3.99	2.56
547293	53.9595	3.68	61.51	208.36	3.64	3.93
547844	61.261	3.46	66.7	212.12	1.67	3.62
550149	59.1347	3.23	64.77	232.2	1.98	2.84
552581	54.4395	3.09	60.24	226.52	3.11	2.64
554189	47.0651	2.23	52.98	203.87	2.22	4.55

Tabela 3.1 – *Continua*

ID do Subhalo (1)	$M_{DM}$ (2)	$M_*$ (3)	$M_{total}$ (4)	$V_{max}$ (5)	$SFR$ (6)	$R_{half}^*$ (7)
554798	53.2791	3.62	59.33	227.36	1.21	3.03
555013	57.5389	2.34	63.04	210.06	1.4	2.85
559386	49.5669	2.9	54.62	213.84	2.22	2.63
564268	34.0648	1.84	38.69	213.49	1.89	1.43
567607	45.9319	2.06	50.45	202.42	2.1	2.25
568646	39.7569	1.7	44.33	215.72	1.02	1.35
570841	41.436	1.73	46.27	204.54	1.91	1.99
572840	41.6543	2.3	47.02	204.57	2.92	2.17
580406	30.3347	2.27	35.15	216.99	1.65	2.13
584724	38.1719	1.41	42.4	216.82	1.8	0.97

NOTA – (1) Número identificador do subhalo referente ao *snapshot* 99 ( $z = 0$ ) no *Illustris TGN-50*; (2) Massa total de DM [ $M_\odot 10^{10}/h$ ]; (3) Massa estelar total [ $M_\odot 10^{10}/h$ ]; (4) Massa total [ $M_\odot 10^{10}/h$ ]; (5) Velocidade máxima de rotação [ $km/s$ ]; (6) Taxa de formação estelar [ $M_\odot/ano$ ]; (7) Raio que contém metade da massa estelar [ $kpc/h$ ]. Todos os valores foram arredondados para duas casas decimais.

### 3.2.1 Recorte na amostra

Dada a seleção de 141 galáxias simuladas, resta-nos verificar algumas propriedades essenciais (como massa estelar comparada à massa do gás, a massa de DM comparada à massa total, etc) para concluir se estas, de fato, configuram sistemas com sentido físico ou se precisam ser descartadas. Não é esperado que uma galáxia com pouca ou nenhuma DM possa de alguma forma representar a VL. De acordo com F. et al. (2011), dados de microlenteamento e observações da dinâmica interna de galáxias semelhantes à VL apresentam um perfil de densidade de DM consistentes com o perfil de Navarro et al. (1996) e Einasto (1965). Nesse trabalho esperamos reproduzir um perfil que se assemelhe aos modelos citados e, por consequência, melhor se ajuste aos dados observacionais.

Com intuito de retirar os subhalos não representativos, constatamos que alguns objetos possuíam um proporção muito alta de massa estelar em relação à DM (Figura 3.3). Aplicando um corte sobre a razão de massa estelar e a massa de DM ( $M_*/M_{DM} < 0.5$ ) chegamos à amostra final de 127 subhalos. No entanto, ainda preservamos uma amostra heterogênea em massa: como podemos observar na Figura 3.4, os subhalos restantes apresentam intervalos de massa estelar ( $1 < M_* [M_\odot 10^{10}/h] < 12$ ) e de DM

$(\sim 10 < M_{DM} [M_\odot 10^{10}/h] < 300)$  significativos. Os valores de massa referentes à VL foram estimados com base na literatura recente (Karukes et al. 2020).

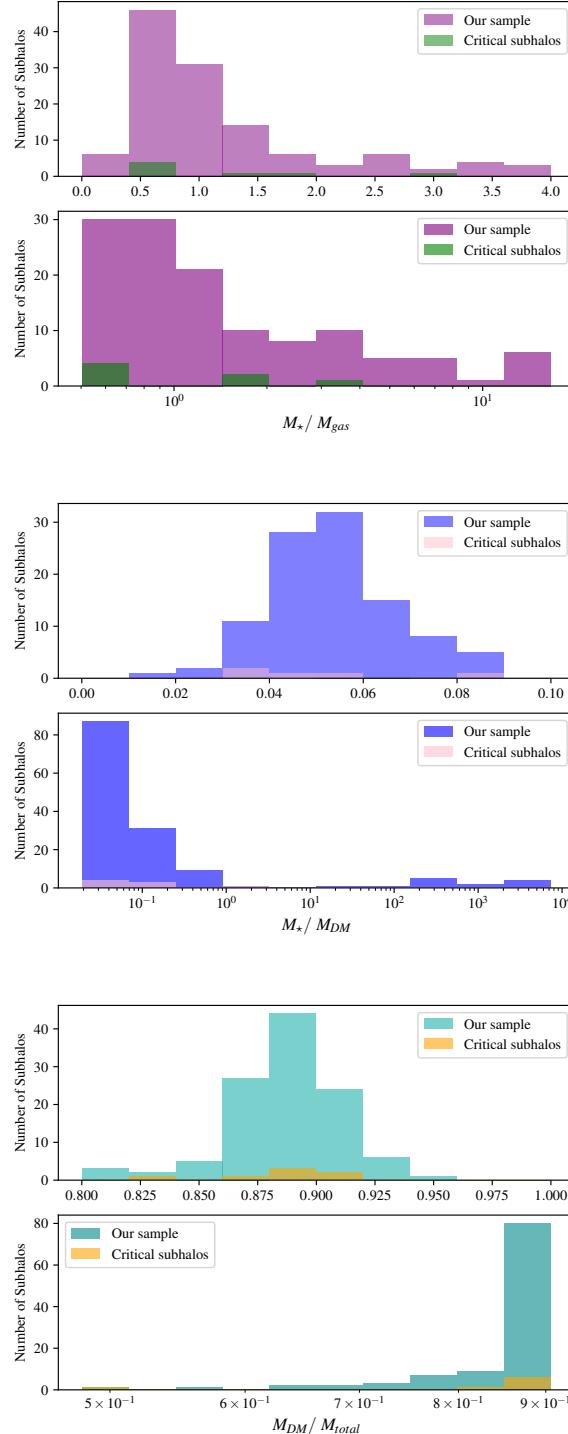


FIGURA 3.3. Histogramas das razões  $M_*/M_{gs}$ ,  $M_*/M_{DM}$  e  $M_{DM}/M_{total}$ , respectivamente. No gráfico superior de cada imagem apresentamos a região de maior densidade numérica de subhalos i.e. representam o intervalo de razões comum a maior parte da amostra. gráfico inferior de cada imagem traz as mesmas medidas em escala logarítmica, que permite ver a distribuição sobre toda a amostra.

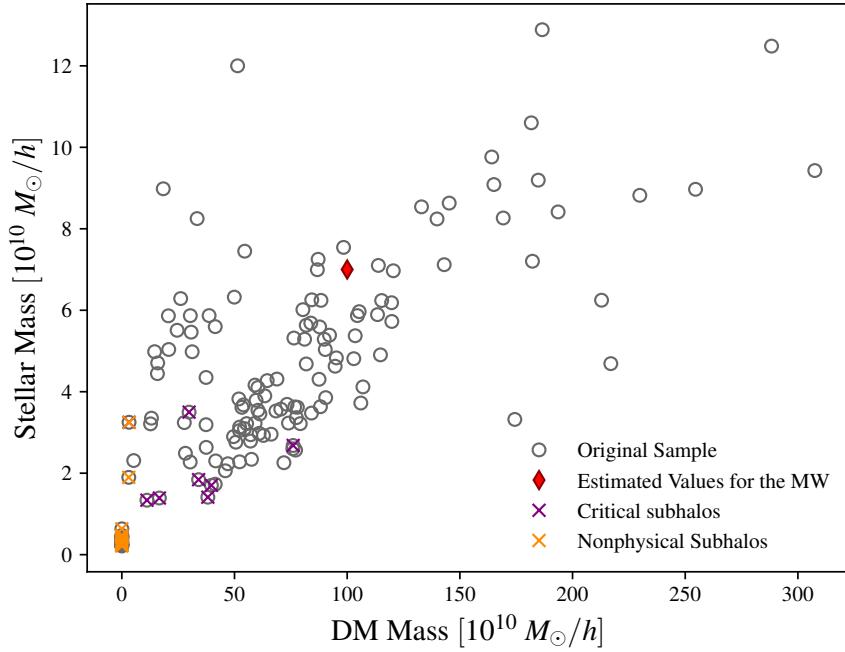


FIGURA 3.4. Gráfico da massa estelar e de DM dos subhalos originais da amostra (em cinza), aqueles que representam sistemas não físicos (em laranja), aqueles que foram excluídos segundo a análise do perfil de densidade de DM (em roxo; Ver Capítulo 4) e os valores estimados para a VL (em vermelho; Licquia & Newman 2015, Labini et al. 2023).

### 3.3 Mapas de distribuição de massa

A partir de mapas de distribuição de massa estelar, DM e gás podemos investigar os perfis de massa de cada componente em função do raio e, então, determinar como as densidades das diferentes componentes relacionam-se ao longo de toda a extensão da galáxia.

#### 3.3.1 *Rebinning e Gaussian Smoothing*

Os mapas de distribuição de massa são representações bidimensionais<sup>2</sup> das componentes de matéria dos subhalos (estrelas, gás e DM). Em um contexto de simulação, cada partícula é espacialmente localizada e possui um histórico de formação associado. Logo, podemos acessar dados como  $V_{max}$ , SFR, metalicidade,  $R_{half}^*$ , dentre vários outros parâmetros individualizados. Essa liberdade também está presente quando escolhemos a região da galáxia que será estudada. Abordaremos de maneira mais aprofundada como é possível definir a vizinhança solar nas análogas na Subseção 3.4.1.

<sup>2</sup>Ver o Apêndice B.2 para mais galáxias da amostra.

Primeiro convertemos as medidas de distâncias comóveis [ $ckpc/h$ ] para unidades físicas [ $kpc$ ]. Além disso, também convertemos a unidade padrão de massa utilizada pelo IllustrisTNG [ $10^{10} M_{\odot}/h$ ] para  $M_{\odot}$ . Então, equiparamos a escala de pixel da imagem com a média calculada para galáxias próximas baseado numa resolução típica para cada tipo de observação. No caso das estrelas, nos baseamos na qualidade de imagem adquirida com dados no infravermelho próximo a partir de observações do Spitzer (e.g., *Spitzer Survey of Stellar Structures in Galaxies*, S4G; Sheth et al. 2010) e utilizamos um resolução angular de  $1.3''$  a uma distância física de 20 Mpc. Para o gás e a DM, utilizamos uma resolução angular de  $10''$  (de Isídio et al., 2024), fixando à mesma distância. Além disso, suavizamos os mapas de gás para corresponder a resolução em kpc de observações típicas de HI de galáxias próximas (por volta de  $10''$ ).

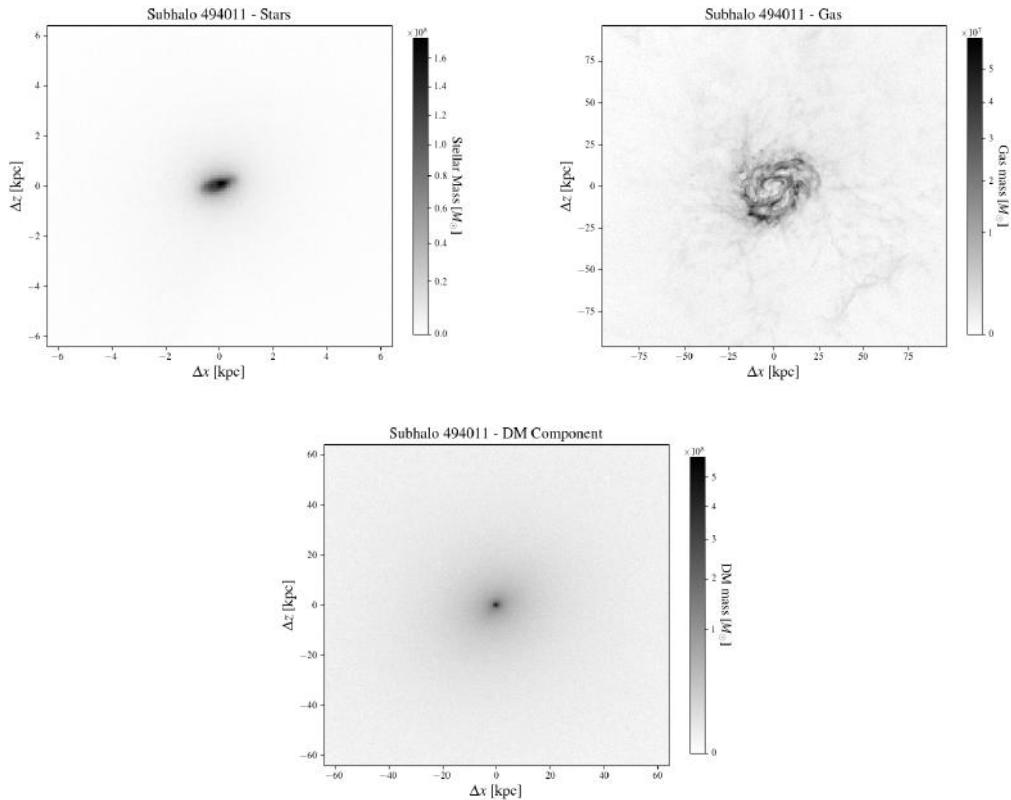


FIGURA 3.5. Mapas de massa estelar, gás e DM, respectivamente, para o subhalo 494011.

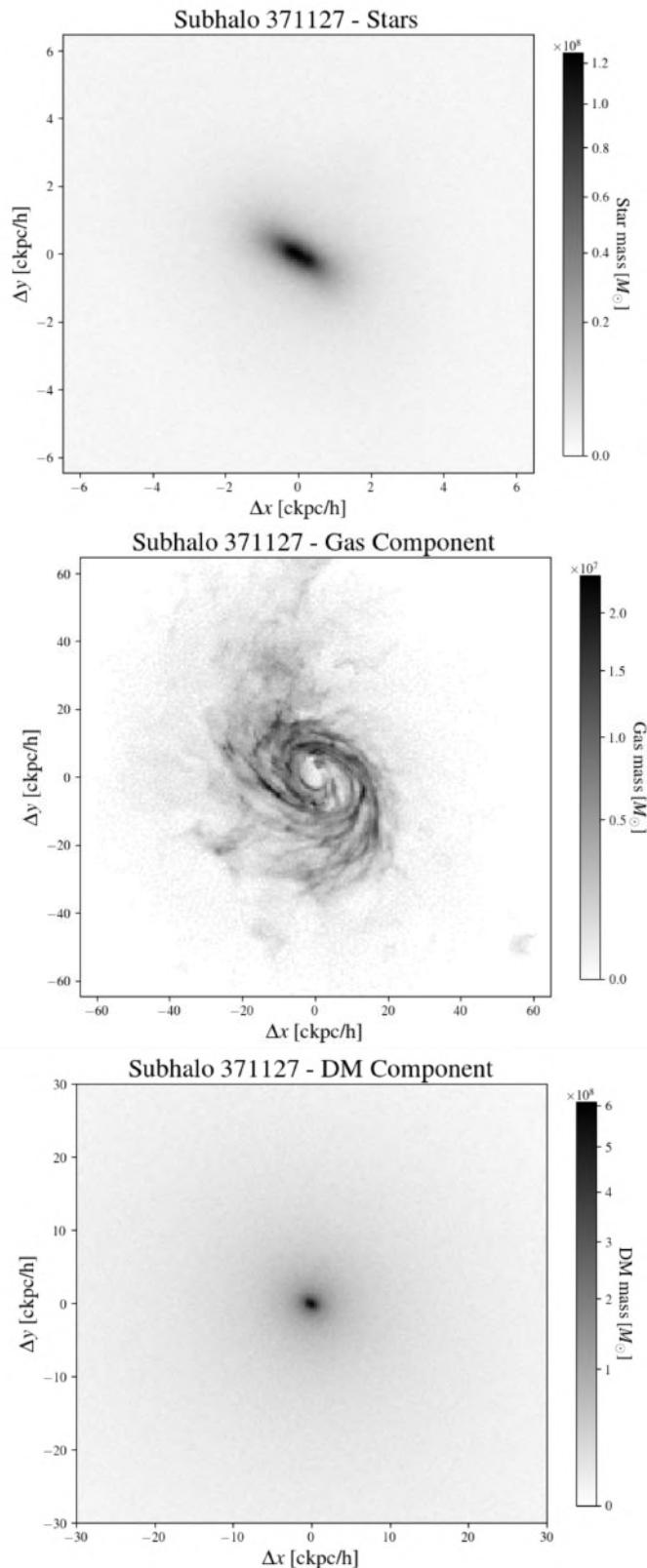


FIGURA 3.6. Mapas de massa estelar, gás e DM, respectivamente, para o subhalo 371127.

### 3.4 Análise das análogas

Escolhemos alguns subhalos da amostra para dirigir uma análise mais aprofundada, complementando a avaliação visual apresentada na seção 3.3. Relacionamos diretamente a massa das componentes em função do raio. Nas Figuras 3.7 vemos esses perfis radiais de massa, assim como um gráfico de barras auxiliar indicando a porcentagem total de massa englobada a cada raio.

Em ambos os casos, o perfil de massa da matéria estelar cresce rapidamente próximo ao centro da galáxia, até atingir um pico e depois decresce de maneira expressiva. Sabemos que as estrelas estão em sua maioria concentradas no bojo e disco galáctico e, portanto, a densidade de matéria para raios maiores (ou em outras regiões do halo) é amplamente dominada pela DM.

Já o gás está distribuído de maneira menos acentuada, mas também ocupa a região do disco. A principal diferença é que o gás estende-se até raios muito maiores que a massa estelar - como verificamos anteriormente pelos mapas bidimensionais de massa 3.5 e 3.6. No contexto observational o gás possui um papel de extrema relevância para a quantificação da DM, pois o HI é um dos principais traçadores dinâmicos que se estende até a periferia das galáxias, permitindo, então, a construção de curvas de rotação mais acuradas.

Finalmente, a curva de massa da DM exibe um crescimento acentuado no centro da galáxia, até atingir uma distância a partir da qual as massas contida nas cascas esféricas apresentam apenas pequenas variações. Isso significa que a massa de DM nessas cascas é aproximadamente constante e, como o volume aumenta em termos do raio, temos que a densidade de DM deve diminuir com a distância.

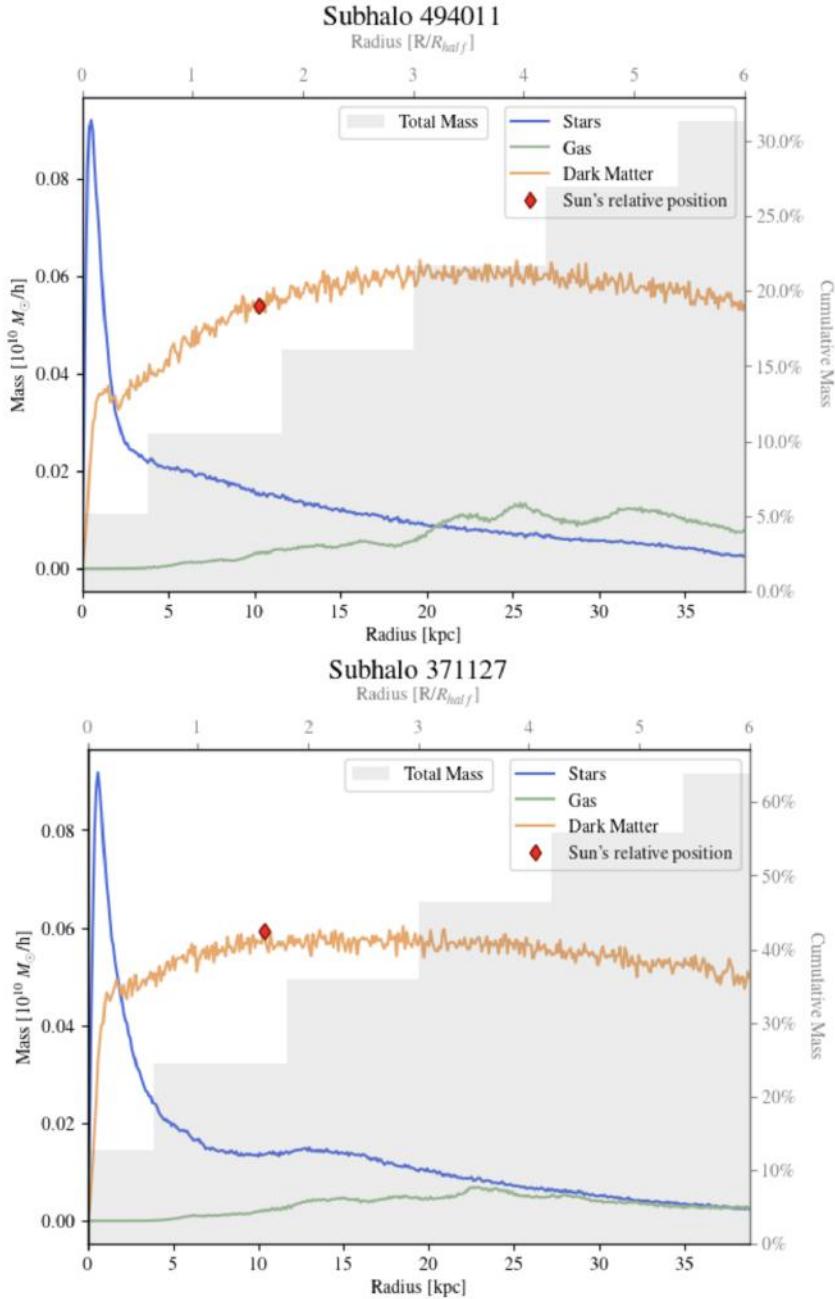


FIGURA 3.7. Perfis radiais de massa para cada componente: estrelas (em azul), gás (em verde) e DM (em laranja). A posição relativa do Sol está marcada com um losango em vermelho. O gráfico de barras (em cinza claro) indica a contribuição de massa acumulada em razão da massa total.

### 3.4.1 Vizinhança solar

Um de nossos principais objetivos é prover uma analogia entre as galáxias análogas e a VL, de forma a estimar um intervalo de valores do que seria a densidade de DM na região que corresponde à vizinhança solar. Considerando que a distância entre o Sol e o centro da VL ( $\sim 8 \text{ kpc}$ ; Reid & Dame 2016) equivale a  $1.6 \times$  o raio efetivo  $R_{eff}$  (raio

que contém a metade da luz da VL; adotamos  $R_{eff} = 5 \text{ kpc}$  com base no valor sugerido por Licquia & Newman 2015), podemos assumir uma distância padrão de  $1.6 \times R_{half}^*$ , segundo suposições sobre a razão massa-luminosidade (mais detalhes no Capítulo 4). Isso nos permite “traduzir” a posição do Sol para cada uma das análogas do TNG-50. Assim, calculamos a densidade de DM em cascas esféricas a partir do centro das galáxias e analisamos os valores encontrados para as distâncias de referência.

O IllustrisTNG adota um valor fixo para a unidade de massa de DM [ $3.1^{-5} M_\odot 10^{10}/h$ ], logo, para encontrar a massa total de DM multiplicamos o tamanho envolvido na região pela medida de DM. Para calcular o volume assumimos que o halo de DM apresenta simetria aproximadamente esférica e adotamos uma espessura de  $0.1 \text{kpc}$  para as cascas esféricas. Com isso chegamos em uma medida específica e proporcional para cada subhalo, uma vez definida a vizinhança solar nesses sistemas.

Com essa metodologia nos posicionamos para calcular a densidade de DM na posição equivalente do Sistema Solar numa ampla amostra de 126 galáxias análogas à VL, usando os dados do Illustris TNG-50.

## Capítulo 4

# Resultados e Discussão

Nesse trabalho nos debruçamos no estudo da distribuição de DM em galáxias análogas à VL, estas retiradas da simulação cosmológica Illustris TNG50. Nossa metodologia nos permite o cálculo da densidade de DM na posição equivalente à do sistema solar em cada uma destas galáxias. Estudos recentes baseados em amostras significativamente menores (e.g.,  $<10$ ; de Isídio et al. 2024) de galáxias com dados de HI de alta resolução ( $<10''$ ) nos permitem uma imediata contextualização destes resultados.

### 4.1 Densidade local de matéria escura

Na Figura 4.1, relacionamos nossa amostra de galáxias simuladas (em cinza pontilhado) e 5 galáxias observadas por de Isídio et al. 2024 (em cores sólidas). Para deixar os valores simulados na mesma escala dos dados observacionais, restringimos o limite do raio até  $6 \times R_{half}^*$ . Na região da posição relativa do Sol ( $1.6 \times R_{eff}$ ) obtemos uma mediana para a densidade local de DM de  $\rho_{DM} \sim 0.01 M_\odot pc^{-3}$  (equivalente à  $\sim 0.375 GeV cm^{-3}$ ). Notamos que a maior parte dos subhalos segue o mesmo padrão do modelo NFW ( $> 90\%$ ); apenas 8 curvas apresentam perfis que não se aproximam tão bem, com densidades de DM na posição equivalente da vizinhança solar igual ou maior que  $5 \times$  a média ( $0.008 M_\odot pc^{-3}$ ) encontrada para essa amostra de galáxias.

A relação entre a massa total do subhalo e a densidade local de DM é apresentada na Figura 4.2. Aproximadamente 50% da amostra final de 126 galáxias está localizada no intervalo  $50 < M_{total} [M_\odot 10^{10}/h] < 150$ , referente à massa total, e dentro do intervalo

$0.005 < \rho_{DM} [M_\odot pc^{-3}] < 0.02$ , o que aponta para valores semelhantes ao da densidade local de DM na VL (Nesti & Salucci 2013, Wang et al. 2015, Posti & Helmi 2019). Observando a Figura 4.2, verificamos uma tendência comum compartilhada pelos halos de maior densidade de DM, estes apresentam massa estelar significativamente baixa em relação a massa total, da ordem de  $10^{10} M_\odot$ . Essa constatação também fica clara quando comparamos com os gráficos (Figura 3.3) presentes no Capítulo 3, em que as razões de  $M_\star/M_{DM}$  e  $M_{DM}/M_{total}$  evidenciam sistemas físicos com massa proporcional de DM para além do esperado em galáxias espirais (Baugh et al. 1996;  $M_\star/M_{DM} \sim 0.05$ ,  $M_{DM}/M_{total} \sim 0.9$ ).

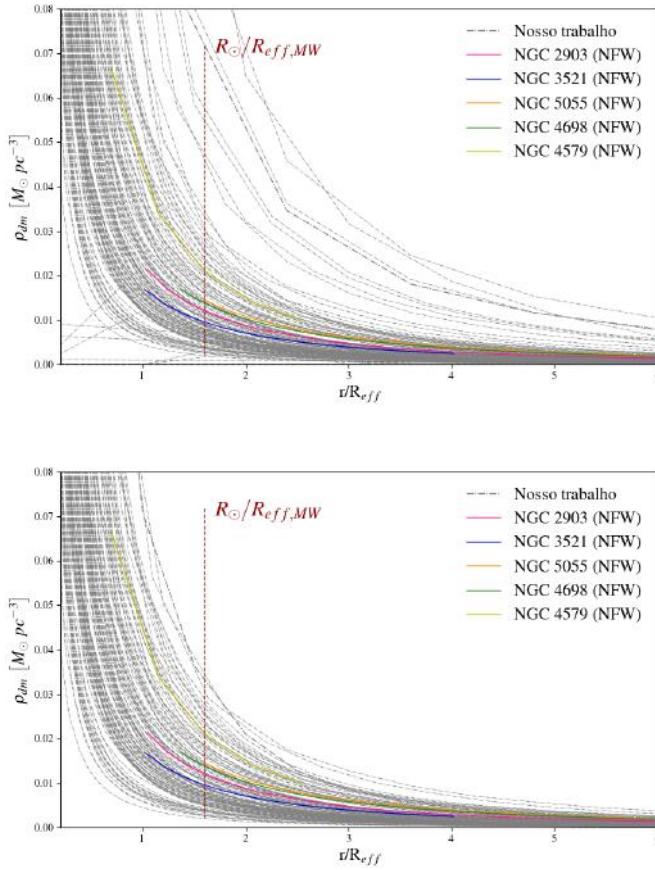


FIGURA 4.1. Perfil de densidade de DM para as galáxias simuladas (cinza pontilhado) e galáxias observadas (cores sólidas) em função da distância radial. Na primeira imagem temos a representação da amostra original, com 141 subhalos. Na segunda imagem apresentamos o perfil de densidade de DM para a amostra final de 119 subhalos, uma vez descartados os 14 sistemas não físicos e a 8 curvas que não são bem ajustadas segundo o do modelo NFW, com valores para a densidade local de DM superior a 5 vezes a média encontrada ( $0.008 M_\odot pc^{-3}$ ).

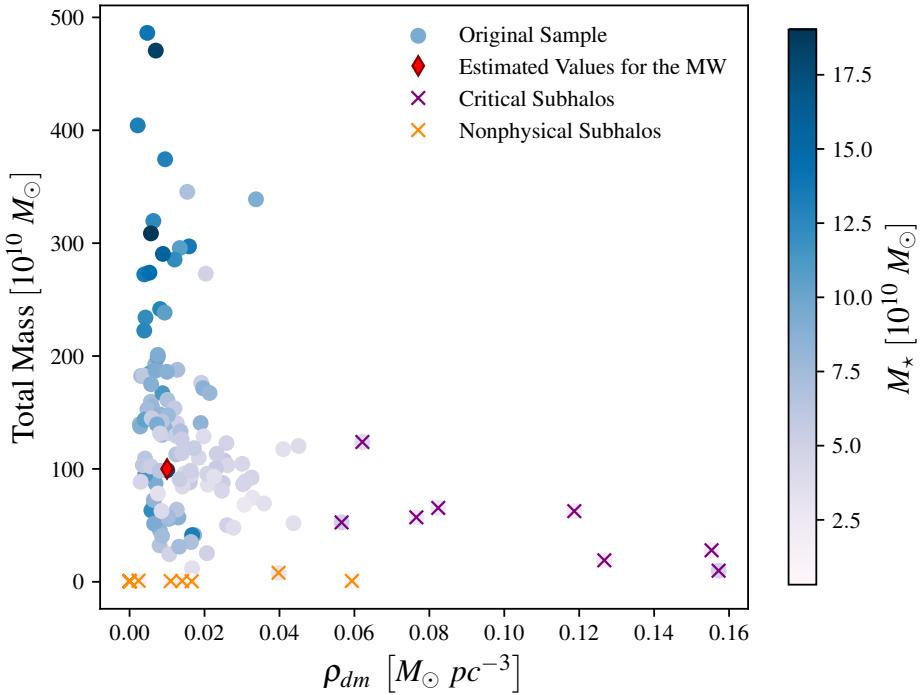


FIGURA 4.2. Gráfico que relaciona a massa total e a densidade local de DM para os subhalos originais da amostra (coloridos pela massa estelar), aqueles 14 sistemas que foram descartados (em laranja; veja a Seção 3.2.1), 8 galáxias que apresentam um perfil de densidade de DM significativamente elevado (em roxo; veja a Seção 4.1), e os valores estimados para a VL (em vermelho; Karukes et al. 2020).

#### 4.1.1 Relação M/L

A razão massa-luminosidade  $M/L$ <sup>1</sup> é um importante parâmetro para caracterizar galáxias, uma vez que auxilia na tradução da quantidade de massa segundo a luz das estrelas numa banda específica.

Em função de descrever um perfil de densidade representativo para todas as galáxias abordadas é necessário adotar um padrão de distância que seja proporcional ao tamanho de cada galáxia - isto é, precisamos aplicar um raio comum a todos. Supondo uma razão  $M/L$  constante, a esfera que contém metade da luminosidade é a mesma

<sup>1</sup> A razão M/L é uma medida de quantas unidades de massa solar  $M_\odot$  são necessárias para produzir o equivalente a uma unidade de luminosidade solar  $L_\odot$ ; é uma relação que varia com a banda em questão. Portanto, o estágio evolutivo das estrelas e, principalmente, a função de massa inicial para uma determinada população vão influenciar diretamente esse valor (Holtzman et al., 1998). Consequentemente, a relação M/L também depende da região avaliada (e. g. bojo, disco ou halo) - em vista da densidade numérica e dinâmica orbital das estrelas ali presentes.

esfera que contém metade da massa. A partir dessa relação podemos, então, equiparar o  $R_{eff}$  (raio efetivo) de galáxias observadas com o  $R_{half}^*$  (raio que envolve metade da massa estelar) das galáxias simuladas.

## 4.2 Comparação com outros trabalhos

Até esse momento foi discutido como realizamos o cálculo para medir a densidade de DM na posição radial do Sol. Outros trabalhos também fizeram estimativas desse valor (veja a tabela 4.1). Há uma certa convenção adotada pela maioria dos autores: comparar com o valor atribuído pelo Modelo Padrão do Halo (SHM, do inglês)  $\rho_{DM} = 0.3 \text{ GeV cm}^{-3}$ . Como vimos no Capítulo 1, esse modelo é comumente utilizado na literatura (assume-se um halo esférico e isotérmico de DM). Entretanto, Salucci et al. (2010) chama a atenção para a carência de uma referência concreta para essa medida.

TABELA 4.1. Comparação entre intervalos da densidade local de DM para diferentes autores.

Authors	Local dark matter density	
	$M_\odot \text{ pc}^{-3}$	$\text{GeV cm}^{-3}$
<i>Standard Halo Model (SHM)</i>	0.008	0.3
F. et al. (2011)	0.005 - 0.015	0.20 - 0.56
Salucci et al. (2010)	0.008 - 0.015	0.317 - 0.543
Nesti & Salucci (2013)	0.012 - 0.013	0.465 - 0.476
Pillepich et al. (2023)	0.005 - 0.013	0.2 - 0.5
de Isídio et al. (2024)	0.005 - 0.014	0.21 - 0.55
<b>Esse trabalho</b>	0.010	0.375

O histograma da Figura 4.3 apresenta a distribuição dos valores individuais da densidade local de DM para a nossa amostra. Incluímos o intervalo calculado por Pillepich et al. (2023) - trabalho que inclui galáxias simuladas análogas à VL e M31. Também adicionamos o intervalo advindo das medidas observacionais mencionadas na Seção 4.1 (de Isídio et al., 2024). Aplicamos um ajuste gaussiano no histograma e evidenciamos uma tendência ao redor de  $\rho_{DM} = 0.01 M_\odot \text{ pc}^{-3}$ . O resultado encontrado está contido em todos os intervalos da literatura recente mencionados na tabela 4.1.

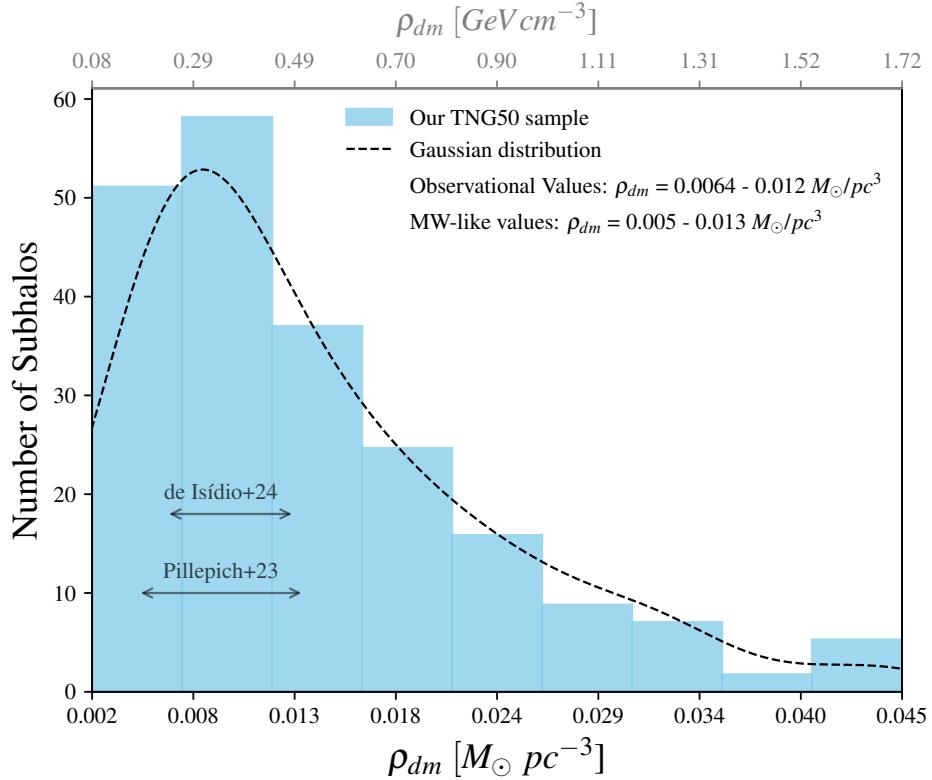


FIGURA 4.3. Histograma da densidade local de DM. Aplicamos um ajuste gaussiano sobre os dados e obtemos  $\rho_{DM} = 0.01 M_\odot pc^{-3}$ . Destacamos dois intervalos da literatura (Pillepich et al. 2023 e de Isídio et al. 2024) e notamos que a nossa mediana está em conformidade com ambas as referências.

Um aspecto de nossa análise que vale ser ressaltado está relacionado aos critérios escolhidos para definir a amostra de galáxias simuladas. Apesar de constituir uma boa seleção de análogas à VL dentro de um contexto geral, nossa amostra não foi baseada em parâmetros morfológicos e, portanto, não há propriamente uma definição de galáxias disco na metodologia empregada. Isso implica que alguns dos objetos podem corresponder a outros tipos de galáxia dentro da classificação de Hubble (e.g., elípticas, irregulares, etc; Hubble 1926) e que, por ocasião dos cortes utilizados, também satisfazem nossa seleção. Todavia, esses objetos representam uma pequena parte da amostra original e não interferem nas concepções fundamentais desse trabalho.

Os próximos passos da pesquisa consistem em avaliar tendências com propriedades globais dos halos e das galáxias contidas para entender se os valores mais altos de densidade local de DM (que desviam dos intervalos de valores trazidos por Pillepich et al. 2023 e de Isídio et al. 2024) estão atrelados a especificidades de alguns sistemas. A conexão Galáxia-Halo deve embasar a superestimativa para a densidade local de DM nesses casos.

# Capítulo 5

## Conclusão

### 5.1 Sumário do trabalho

O modelo cosmológico padrão,  $\Lambda CDM$ , prevê que a energia escura e a DM dominam a densidade de massa e energia do Universo. Com o objetivo de analisar a distribuição de DM em nosso sistema diferentes esforços teóricos, experimentais e observacionais são abordados na literatura. Embora as curvas de rotação sejam frequentemente usadas para estudar a DM em galáxias externas, calcular a distribuição de DM para a VL não é uma tarefa simples. O estudo de galáxias análogas nos ajuda com esse desafio.

Nas últimas décadas vários experimentos foram produzidos com o objetivo de detectar as partículas massivas de DM através de sua dispersão em um meio detector, a exemplo das colaborações XENON e LUX-ZEPLIN (Collaboration et al. 2024; Aprile et al. 2023; Aalbers et al. 2023). A medição desses eventos forneceria informações sobre a massa e a probabilidade de interação da DM com a matéria comum. Para isso os experimentos de detecção de DM na Terra precisam saber quais são as previsões da densidade de DM nesse endereço galáctico. Os modelos teóricos e empíricos são desenvolvidos a fim de restringir cada vez mais esse valor.

O avanço computacional acelerado e o sucesso das simulações numéricas são responsáveis por conciliar fenômenos astrofísicos complexos com modelos cosmológicos. A adoção da física hidrodinâmica nas simulações demanda maior capacidade numérica, uma vez que mais equações são incorporadas à dinâmica das partículas. Os resultados das simulações hidrodinâmicas podem ser confrontados diretamente com dados observacionais,

fornecendo importantes *insights* para os atuais modelos de formação de galáxias (Vogelsberger et al., 2020). Dessa forma, para além do efeito puramente gravitacional presente nas simulações de N-corpos, temos em mãos simulações cosmológicas *state-of-the-art*, que reproduzem com grande grau de confiabilidade o Universo real.

Neste trabalho adotamos a simulação cosmológica Illustris TNG-50, que conta com o tratamento hidrodinâmico do gás e a presença de campos magnéticos. Selecionamos uma amostra de galáxias análogas à VL com base em cortes na SFR e  $V_{max}$ . Justificamos um recorte na amostra para selecionar apenas subhalos com sentido físico, ou seja, galáxias que representem objetos com parâmetros apropriados em termos de massa estelar, gás e DM. Um de nossos focos é entender como a DM interefere na distribuição de matéria bariônica (e vice-versa).

A partir de histogramas 2D criamos mapas de massa das três componentes, o que nos confere uma apreciação visual e permite verificar a presença de discos nestes sistemas. Aplicamos um tratamento de imagens com *rebinning* e *gaussian smoothing* para fazer correspondência com observações (i.e., para uma resolução espacial de  $10''$ ). Como as partículas são espacialmente localizadas num espaço tridimensional (i.e., em X, Y, Z), definimos um raio a partir do centro e calculamos as massas contidas em cascas esféricas concêntricas para cada subhalo. Associado ao conceito de vizinhança solar, apontamos essas regiões nos respectivos perfis radiais de massa.

Inicialmente a amostra contava com 141 galáxias simuladas; destas excluímos 14 sistemas “não-físicos” e 8 galáxias que apresentam um perfil de densidade de DM com valores  $\geq 5 \times$  a média encontrada para a vizinhança solar e, portanto, não se ajustam apropriadamente ao modelo NFW. Os perfis radiais de densidade de DM de nossa amostra são consistentes com os perfis derivados a partir de dados observacionais reportados em de Isídio et al. (2024). Mais especificamente, avaliamos a distribuição de valores da densidade de DM na posição equivalente do sistema solar nas galáxias da amostra, e comparamos com esse e outros trabalhos recentes. Notamos que os nossos valores são consistentes tanto com aqueles derivados a partir de dados observacionais (de Isídio et al., 2024), como com aqueles derivados para galáxias de Illustris TNG50, usando uma amostra definida com critérios diferentes aos utilizados no nosso trabalho, visando uma amostra de galáxias análogas à VL e à galáxia M31 (Pillepich et al., 2023).

## 5.2 Perspectivas Futuras

O presente trabalho trata de um dos assuntos mais instigantes da ciência moderna, já que almeja entender não só como a DM se comporta, mas também como a sua distribuição depende de várias estruturas do halo. A busca por essa compreensão deve contar também com um entendimento mais preciso da distribuição de matéria bariônica. A conexão entre galáxia e halo de DM é um ponto chave para essa análise.

O sucesso de nossos resultados demonstra o potencial de usar simulações cosmológicas para caracterizar não apenas a distribuição “atual” de DM em galáxias semelhantes à VL, mas também nos convida a explorar a evolução desta distribuição no passado, visando entender o histórico de formação de nossa própria galáxia. A simulação cosmológica Illustris TNG50 conta com uma aplicação físico-computacional avançada e apresenta um amplo espaço para o estudo do halo de DM em galáxias.

# Referências Bibliográficas

- Aalbers, J., Akerib, D., Akerlof, C., et al. 2023, Physical Review Letters, 131, doi: 10.1103/physrevlett.131.041002
- Aprile, E., Abe, K., Agostini, F., et al. 2023, Physical Review Letters, 131, doi: 10.1103/physrevlett.131.041003
- Babcock, H. W. 1939, Lick Observatory Bulletin, 498, 41, doi: 10.5479/ADS/bib/1939LicOB.19.41B
- Barnes, J. E., & Hernquist, L. 1996, The Astrophysical Journal, 471, 115
- Baugh, C. M., Cole, S., & Frenk, C. S. 1996, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 283, 1361–1378, doi: 10.1093/mnras/283.4.1361
- Collaboration, P., Aghanim, N., Akrami, Y., et al. 2020, A&a, 641, A12
- Collaboration, X., Aprile, E., Aalbers, J., et al. 2024, The XENONnT Dark Matter Experiment. <https://arxiv.org/abs/2402.10446>
- Colless, M., Dalton, G., Maddox, S., et al. 2001, MNRAS, 328, 1039, doi: 10.1046/j.1365-8711.2001.04902.x
- Croton, D. J., Springel, V., White, S. D. M., et al. 2006, MNRAS, 365, 11, doi: 10.1111/j.1365-2966.2005.09675.x
- de Isídio, N. G., Menéndez-Delmestre, K., Gonçalves, T. S., et al. 2024, Dark matter distribution in Milky Way-analog galaxies. <https://arxiv.org/abs/2310.13839>
- Eilers, A.-C., Hogg, D. W., Rix, H.-W., & Ness, M. K. 2019, The Astrophysical Journal, 871, 120
- Einasto, J. 1965, Trudy Astrofizicheskogo Instituta Alma-Ata, 5, 87

- Einasto, J. 1965, Trudy Inst. Astrofiz. Alma-Ata, 51, 87
- Einstein, A. 1917, Sitzungsberichte der Königlich Preussischen Akademie der Wissenschaften, 142
- Eisenstein, D. J., Zehavi, I., Hogg, D. W., et al. 2005, ApJ, 633, 560, doi: 10.1086/466512
- Elia, D., Molinari, S., Schisano, E., et al. 2022, The Astrophysical Journal, 941, 162
- Emami, R., et al. 2021, The Astrophysical Journal, 913, 36
- F., I., et al. 2011, Journal of Cosmology and Astroparticle Physics, 2011, 029
- Friedman, A. 1922, Zeitschrift für Physik, 10, 377
- Gargiulo, I. D., et al. 2022, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 512, 2537
- Griest, K. 1991, ApJ, 366, 412, doi: 10.1086/169575
- GRIEST, K. 1993, Annals of the New York Academy of Sciences, 688, 390–407, doi: 10.1111/j.1749-6632.1993.tb43912.x
- Holtzman, J. A., Watson, A. M., Baum, W. A., et al. 1998, AJ, 115, 1946, doi: 10.1086/300336
- Hu, W. 1998, The Astrophysical Journal, 506, 485–494, doi: 10.1086/306274
- Hubble, E. P. 1926, ApJ, 64, 321, doi: 10.1086/143018
- Jeans, J. H. 1922, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Vol. 82, p. 122-132, 82, 122
- Jing, Y., & Suto, Y. 2000, The Astrophysical Journal, 529, L69
- Kamionkowski, M. 1997, WIMP and Axion Dark Matter. <https://arxiv.org/abs/hep-ph/9710467>
- Karukes, E. V., Benito, M., Iocco, F., Trotta, R., & Geringer-Sameth, A. 2020, Journal of Cosmology and Astroparticle Physics, 2020, 033
- Labini, F. S., Chrobáková, Ž., Capuzzo-Dolcetta, R., & López-Corredoira, M. 2023, The Astrophysical Journal, 945, 3

- Licquia, T. C., & Newman, J. A. 2015, *The Astrophysical Journal*, 806, 96, doi: 10.1088/0004-637x/806/1/96
- Loveday, J. 1996, *MNRAS*, 278, 1025, doi: 10.1093/mnras/278.4.1025
- Lovell, M. R., et al. 2018, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 481, 1950
- Milgrom, M., & Bekenstein, J. 1987, in *Symposium-International astronomical union*, Vol. 117, Cambridge University Press, 319–333
- Navarro, J. F., Frenk, C. S., & White, S. D. 1997, *The Astrophysical Journal*, 490, 493
- Navarro, J. F., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1996, *ApJ*, 462, 563, doi: 10.1086/177173
- Navarro, J. F., Ludlow, A., Springel, V., et al. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 402, 21
- Nesti, F., & Salucci, P. 2013, *Journal of Cosmology and Astroparticle Physics*, 2013, 016
- Pakmor, R., Bauer, A., & Springel, V. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 418, 1392
- Pakmor, R., & Springel, V. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 432, 176
- Peebles, P. 1982
- Peebles, P. J. E., & Groth, E. J. 1975, *ApJ*, 196, 1, doi: 10.1086/153390
- Perlmutter, S., Aldering, G., Goldhaber, G., et al. 1999, *The Astrophysical Journal*, 517, 565–586, doi: 10.1086/307221
- Pillepich, A., Nelson, D., Springel, V., et al. 2019, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 490, 3196
- Pillepich, A., Sotillo-Ramos, D., Ramesh, R., et al. 2023, arXiv preprint arXiv:2303.16217
- Posti, L., & Helmi, A. 2019, *Astronomy & Astrophysics*, 621, A56
- Reid, M., & Dame, T. 2016, *The Astrophysical Journal*, 832, 159
- Riess, A. G., Filippenko, A. V., Challis, P., et al. 1998, *The Astronomical Journal*, 116, 1009–1038, doi: 10.1086/300499

- Rubin, V. C., & Ford Jr, W. K. 1970, *Astrophysical Journal*, vol. 159, p. 379, 159, 379
- Salucci, P., Nesti, F., Gentile, G., & Martins, C. F. 2010, *Astronomy & Astrophysics*, 523, A83
- Sheth, K., Regan, M., Hinz, J. L., et al. 2010, *PASP*, 122, 1397, doi: [10.1086/657638](https://doi.org/10.1086/657638)
- Slipher, V. M. 1914, *Lowell Observatory Bulletin*, 2, 66
- Sofue, Y., & Rubin, V. 2001, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 39, 137–174, doi: [10.1146/annurev.astro.39.1.137](https://doi.org/10.1146/annurev.astro.39.1.137)
- Springel, V. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 401, 791
- Springel, V., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 2006, *Nature*, 440, 1137–1144, doi: [10.1038/nature04805](https://doi.org/10.1038/nature04805)
- Springel, V., Pakmor, R., Pillepich, A., et al. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 475, 676–698, doi: [10.1093/mnras/stx3304](https://doi.org/10.1093/mnras/stx3304)
- Steigman, G., & Turner, M. S. 1985, *Nuclear Physics B*, 253, 375, doi: [10.1016/0550-3213\(85\)90537-1](https://doi.org/10.1016/0550-3213(85)90537-1)
- Undagoitia, T. M., & Rauch, L. 2015, *Journal of Physics G: Nuclear and Particle Physics*, 43, 013001
- Vogelsberger, M., Marinacci, F., Torrey, P., & Puchwein, E. 2020, *Nature Reviews Physics*, 2, 42
- Vogelsberger, M., Helmi, A., Springel, V., et al. 2009, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 395, 797
- Vogelsberger, M., Genel, S., Springel, V., et al. 2014, *Nature*, 509, 177–182, doi: [10.1038/nature13316](https://doi.org/10.1038/nature13316)
- Wang, W., Han, J., Cooper, A. P., et al. 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 453, 377
- Wechsler, R. H., & Tinker, J. L. 2018, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 56, 435
- Weinberger, R., Springel, V., & Pakmor, R. 2020, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 248, 32

White, S. D. M., Frenk, C. S., & Davis, M. 1983, ApJ, 274, L1, doi: 10.1086/184139

York, D. G., Adelman, J., Anderson, John E., J., et al. 2000, AJ, 120, 1579, doi: 10.1086/301513

Zwicky, F. 1933, Helvetica Physica Acta, Vol. 6, p. 110-127, 6, 110

Zwicky, F., Herzog, E., Wild, P., Karpowicz, M., & Kowal, C. T. 1961, Catalogue of galaxies and of clusters of galaxies, Vol. I

# Apêndice A

## Códigos

A metodologia utilizada nesse trabalho é caracterizada por uma notável imersão no tratamento de dados simulados. Todas as informações das galáxias simuladas encontram-se em cubos de dados no formato HDF5 e, portanto, possuem um acesso específico. Esse anexo também tem o objetivo de auxiliar na interação do usuário com o Illustris TNG.

### A.1 Jupyter Notebook

A análise dessa pesquisa foi integralmente realizada no *Jupyter notebook* fornecido pelo Illustris TNG, que permite acesso irrestrito aos dados de todos os snapshots disponíveis (1 ao 99) e nos três volumes de resolução (TNG50, 100 e 300). Foram utilizadas algumas bibliotecas auxiliares para correção dos mapas de massa presentes na Seção 3.3 e descrito na Seção 3.3.1. Os dados referentes às galáxias observadas foram obtidos e tratados por de Isídio et al. (2024). Detalhamos os códigos mencionados ao longo do trabalho neste apêndice.

As partículas de estrelas, gás, e DM são ponderadas pela massa de cada unidade de resolução. Assim, é possível acessar diversas informações de uma componente em particular - no nosso caso, a DM. Uma vez selecionadas as partículas começamos a análise de massa em termos do raio, a partir do centro local. Para criar os perfis radiais de densidade basta calcular a massa contida no volume de cada casca esférica (adotamos intervalos de 1  $kpc$ ).

```

1 # Selecao da amostra
2 v_min = 200      # in km/s
3 v_max = 315      # in km/s
4 sfr_min = 1.0    # in Msun/yr
5 sfr_max = 8.5    # in Msun/yr
6 search_query_vmax = "?vmax__gt=" + str(v_min) + "&vmax__lt=" + str(v_max)
7 url_vmax = ...
8
9     "http://www.tng-project.org/api/TNG50-1/snapshots/99/subhalos/" + ...
10
11    search_query_vmax
12
13 subhalos_vmax = get(url_vmax, {'limit':305})
14
15
16    ids_vmax = [ subhalos_vmax['results'][i]['id'] for i in ...
17
18        range(len(subhalos_vmax['results'])) ]
19
20
21 search_query_sfr = "?sfr__gt=" + str(sfr_min) + "&sfr__lt=" + str(sfr_max)
22
23 url_sfr = ...
24
25
26     "http://www.tng-project.org/api/TNG50-1/snapshots/99/subhalos/" + ...
27
28    search_query_sfr
29
30
31 subhalos_sfr = get(url_sfr, {'limit':666})
32
33
34    ids_sfr = [ subhalos_sfr['results'][i]['id'] for i in ...
35
36        range(len(subhalos_sfr['results'])) ]
37
38
39 # Cruzando as amostras
40
41 s1 = set(ids_vmax)
42
43 s2 = set(ids_sfr)
44
45 lista = s1.intersection(s2)

```

LISTING A.1. Critérios aplicados para selecionar a amostra de análogas à VL por meio de *API Cookbook*

```

1 # Raios e densidades de DM para as galaxias observadas
2 ngc2903rho = np.array([0.79775704, 0.64279498, 0.53111963, 0.44740036, ...
3                         0.38247545,
4                         0.33097416, 0.28931151, 0.20247421, 0.18199996, 0.164383 ,
5                         0.14913183, 0.13583799, 0.1241952 , 0.11391139, 0.10479671,
6                         0.0966926 , 0.08943526, 0.08292136, 0.07706218, 0.07175877,
7                         0.06695118, 0.06258056, 0.05860217, 0.05496093, 0.05162557,
8                         0.04856793, 0.04575064, 0.04315367, 0.04075527, 0.03853947,
9                         0.03648277])
9 ngc2903rad = np.array([ 3.705,   4.379,   5.053,   5.726,   6.4 ,   7.074, ...
10                          7.748,   9.769,
```

```
10      10.442, 11.116, 11.79 , 12.464, 13.137, 13.811, 14.485, 15.158,
11      15.832, 16.506, 17.179, 17.853, 18.527, 19.201, 19.874, 20.548,
12      21.222, 21.895, 22.569, 23.243, 23.917, 24.59 , 25.264])
13
14 ngc4698rho = np.array([0.63556068, 0.54193717, 0.46895424, 0.4104878 , ...
15      0.36279576,
16      0.32325682, 0.29002897, 0.26178055, 0.23752541, 0.21651804,
17      0.19818471, 0.18207687, 0.16785819, 0.15520296, 0.14390132,
18      0.13376359, 0.124633 , 0.11637887, 0.10889149, 0.10207813,
19      0.09585991, 0.09017713, 0.08495553, 0.08015342, 0.07572724,
20      0.07163899, 0.06785538, 0.06434718])
21 ngc4698rad = np.array([ 5.242,  5.941,  6.639,  7.338,  8.037,  8.736, ...
22      9.435, 10.134,
23      10.833, 11.532, 12.231, 12.93 , 13.628, 14.327, 15.026, 15.725,
24      16.424, 17.123, 17.822, 18.521, 19.22 , 19.918, 20.617, 21.316,
25      22.015, 22.714, 23.413, 24.112])
26
27 ngc5055rho = np.array([0.5455887 , 0.48505555, 0.43467153, 0.39206405, ...
28      0.35579235,
29      0.32452235, 0.29726766, 0.273449 , 0.2524377 , 0.23374825,
30      0.2171165 , 0.20217033, 0.18874587, 0.17660831, 0.16556804,
31      0.15554135, 0.14638318, 0.13797436, 0.13027084, 0.12317765,
32      0.11661569, 0.11056176, 0.10495075, 0.09972784, 0.09488126,
33      0.09036465, 0.08613868, 0.08219799, 0.07850858, 0.07504136,
34      0.07179466, 0.06873559, 0.06586398, 0.06315841, 0.06060034,
35      0.05819107, 0.05591389, 0.04978084])
36 ngc5055rad = np.array([ 4.267,  4.673,  5.079,  5.486,  5.892,  6.298, ...
37      6.705,  7.111,
38      7.517,  7.924,  8.33 ,  8.737,  9.143,  9.549,  9.956, 10.362,
39      10.768, 11.175, 11.581, 11.987, 12.394, 12.8 , 13.206, 13.613,
40      14.019, 14.425, 14.832, 15.238, 15.644, 16.051, 16.457, 16.864,
41      17.27 , 17.676, 18.083, 18.489, 18.895, 20.114])
42
43 ngc3521rad = np.array([ 4.554,  5.381,  6.209,  7.037,  7.865,  8.693, ...
44      9.521, 10.349,
```

```

45      0.09953211, 0.09205572])
46
47 ngc4579rad = np.array([2.623, 4.372, 6.121, 7.87 , 9.619])
48 ngc4579rho = np.array([2.50657902, 1.26981327, 0.77601327, 0.52226338, ...
    0.37337625])

```

LISTING A.2. Dados das galáxias observadas. *Arrays* com valores para os raios medidos (em razão do raio efetivo de cada galáxia) e as densidades calculadas em  $GeV\ cm^{-3}$ .

```

1 # GAS
2 ## gaussian smoothing
3
4 cutout = get(sub_prog_url+"cutout.hdf5")
5 redshift = 0
6 scale_factor = 1.0 / (1+redshift)
7 little_h = 0.704
8
9 with h5py.File(cutout) as g:
10     # NOTE! If the subhalo is near the edge of the box, you must take ...
11     # the periodic boundary into account! (we ignore it here)
12     dx = g['PartType0']['Coordinates'][:,0] - sub_prog['pos_x']
13     dy = g['PartType0']['Coordinates'][:,1] - sub_prog['pos_y']
14     dz = g['PartType0']['Coordinates'][:,2] - sub_prog['pos_z']
15     mass_gas = g['PartType0']['Masses'][:]
16     rr = np.sqrt(dx**2 + dy**2 + dz**2)
17     rr *= scale_factor/little_h # ckpc/h -> physical kpc
18     w = np.where( (rr <= rhalf_mass_s*10) )
19
20     fwhm = 10
21     arcsec = fwhm*math.pi/(180*3600)
22     pixelscale = math.tan(arcsec)*20*10**6
23     tamanhox = ((-1)*min(dx[w]) + max(dx[w]))*1000
24     binsx = int(tamanhox/(pixelscale/3))
25     tamanhoy = ((-1)*min(dy[w]) + max(dy[w]))*1000
26     binsy = int(tamanhoy/(pixelscale/3))
27     sigma = fwhm/ math.sqrt(8*math.log(2))
28
29     fig, a = plt.subplots()
30     data = np.histogram2d(dx[w],dy[w],weights=dens[w],bins=[binsx,binsy])[0]
31     data = gaussian_filter(data, sigma, axes = None)
32     d = a.pcolormesh(data.T, cmap='binary', shading='gouraud', axes = None)

```

```

32 cb = plt.colorbar(d, shrink=.92 )
33 cb.set_label('Gas mass in solar masses', rotation = -90, labelpad=15)
34 fontprops = fm.FontProperties(size=10)
35 scalebar = AnchoredSizeBar(a.transData,
36                             60, '20 ckpc/h', 'lower center',
37                             pad=0.1,
38                             color='black',
39                             frameon=False,
40                             size_vertical=1,
41                             fontproperties=fontprops)
42
43 a.add_artist(scalebar)
44 plt.xlabel('pixels')
45 plt.ylabel('pixels')
46 plt.title("Subhalo {} - Gaussian Smoothing Gas".format(id))

```

LISTING A.3. *Rebinning e Gaussian Smoothing* realizados nos mapas de distribuição de massa do gás.

```

1 # R_vizinhanaSolar = 1.6*R_halfmass_estelar
2 h = 0.704
3 r_fora = ((1.6*rhalf_mass_s)+0.05)
4 r_dentro = ((1.6*rhalf_mass_s)-0.05)
5 massa_dm = dx/dx*mass_dm # massa DM
6 rsun = np.where( (rr_dm>r_dentro) & (rr_dm ≤ r_fora) ) ## Pega as ...
    coordenadas dentro da casca esferica
7 soma_rsun = len(rsun[0])*mass_dm ## Soma todas as massas na casca esferica
8
9 v = ((4/3)*math.pi*((r_fora*10**3)**3)) - ...
    ((4/3)*math.pi*((r_dentro*10**3)**3)) ## Calcula o volume da casca
10 # 0.008 $M_{\odot}\text{-pc}^{-3}$ = 0.3 gev/cm3 Conversao
11 d = (soma_rsun*1e10/h)/(v) ## Densidade $M_{\odot}\text{-pc}^{-3}$
12 q = d*0.3/(0.008)          ## Densidade $GeV\text{-cm}^{-3}$ 0.2 - 0.5

```

LISTING A.4. Cálculo da densidade de DM na posição equivalente do Sol para cada galáxia.

## Apêndice B

### Visualização dos subhalos

Apresentamos mais alguns exemplos dos mapas de massa para as galáxias simuladas. Esse tipo de representação visual, apesar de estar além do objetivo principal desse trabalho, auxilia no paralelo com galáxias observadas de interesse, isto é, galáxias espirais. Todavia, como a nossa amostra não é selecionada via critérios morfológicos - definida na Seção 3.2, podemos esperar alguma diversidade no formato das galáxias.

#### B.1 Subhalos descartados

Alguns objetos afastam-se da nossa expectativa de um histórico puramente cosmológico de galáxias, o que abre espaço para fenômenos como fusões (*mergers*), interações de maré (*tidal interactions*) ou mesmo pressão de arraste (*ram pressure*). Há ainda aqueles que não possuem um sentido físico, como explicado na Subseção 3.2.1, configurando apenas um resultado estatístico das simulações. Listamos abaixo objetos pertencentes a essas duas categorias e trazemos um representativo (B.1) para ilustrar a classe de subhalos excluídos da amostra.

TABELA B.1

ID do Subhalo (1)	$M_{DM}$ (2)	$M_*$ (3)	$M_{total}$ (4)	$M_*/M_{gas}$ (5)	$M_{DM}/M_{total}$ (6)	$R_{half}$ (7)
63870	29.8518	3.49845	35.6532	1.526	0.837	1.7554
184939	16.6678	1.39079	18.9263	1.62	0.881	0.8546
198183	11.1383	1.33668	12.9061	3.159	0.863	0.9862

Tabela B.1 – *Continua*

ID do Subhalo (1)	$M_{DM}$ (2)	$M_*$ (3)	$M_{total}$ (4)	$M_*/M_{gas}$ (5)	$M_{DM}/M_{total}$ (6)	$R_{half}$ (7)
355725	3.21365	3.24997	6.67606	16.635	0.481	1.0818
531320	76.0306	2.68082	83.8982	0.518	0.906	1.5693
564268	34.0648	1.84123	38.6937	0.662	0.88	1.4296
568646	39.7569	1.70207	44.3343	0.594	0.897	1.3489
584724	38.1719	1.41121	42.4013	0.503	0.9	0.9724
117324	3.1e-05	0.228188	0.259042	7.403	0.0	0.092
117328	3.1e-05	0.213577	0.258125	4.798	0.0	0.0968
143902	0.003811	0.634441	0.658487	31.354	0.006	0.2376
167437	9.2e-05	0.239056	0.257544	12.995	0.0	0.1055
300911	0.000338	0.411764	0.44238	13.599	0.001	0.1137
300917	9.2e-05	0.299875	0.319024	15.736	0.0	0.0887
307495	0.000645	0.351227	0.478482	2.774	0.001	0.1713
307498	0.000123	0.245816	0.287031	5.982	0.0	0.141
338453	0.000707	0.262871	0.296152	8.07	0.002	0.1161
355730	0.001568	0.409629	0.442885	12.927	0.004	0.1563
386273	0.005348	0.446779	0.503062	8.772	0.011	0.196
432112	0.000584	0.23312	0.278145	5.246	0.002	0.1268
470346	0.016659	0.473348	0.52996	11.848	0.031	0.2866
507294	3.0841	1.89782	5.42308	4.38	0.569	1.6792

NOTA – (1) Número identificador em  $z = 0$  no *Illustris TGN-50*; (2) Massa de DM [ $M_\odot 10^{10}/h$ ]; (3) Massa estelar [ $M_\odot 10^{10}/h$ ]; (4) Massa total [ $M_\odot 10^{10}/h$ ]; (5) Razão entre a massa estelar e a massa do gás; (6) Razão entre a massa de DE e a massa total; (7) Raio que contém metade da massa estelar [ $kpc/h$ ].

## B.2 Amostra final

Escolhemos aleatoriamente 6 subhalos da amostra final. A construção dos mapas de massa, no entanto, é bem particular. Avaliamos as dimensões de cada objeto, uma vez que  $10 \times R_{half}$ , por exemplo, pode representar uma região muito grande (ou pequena) da totalidade do subhalo. Abaixo apresentamos os mapas *face-on*<sup>1</sup> de estrelas, gás, DM e o perfil radial de massa correspondente para cada galáxia. Para o objeto ‘63869’ trazemos duas versões em que o disco pode ser visto segundo diferentes ângulos (*edge-on* e *face-on*).

<sup>1</sup>Isso significa que o plano da galáxia é perpendicular à linha de visada, permitindo a visualização frontal do disco galáctico.

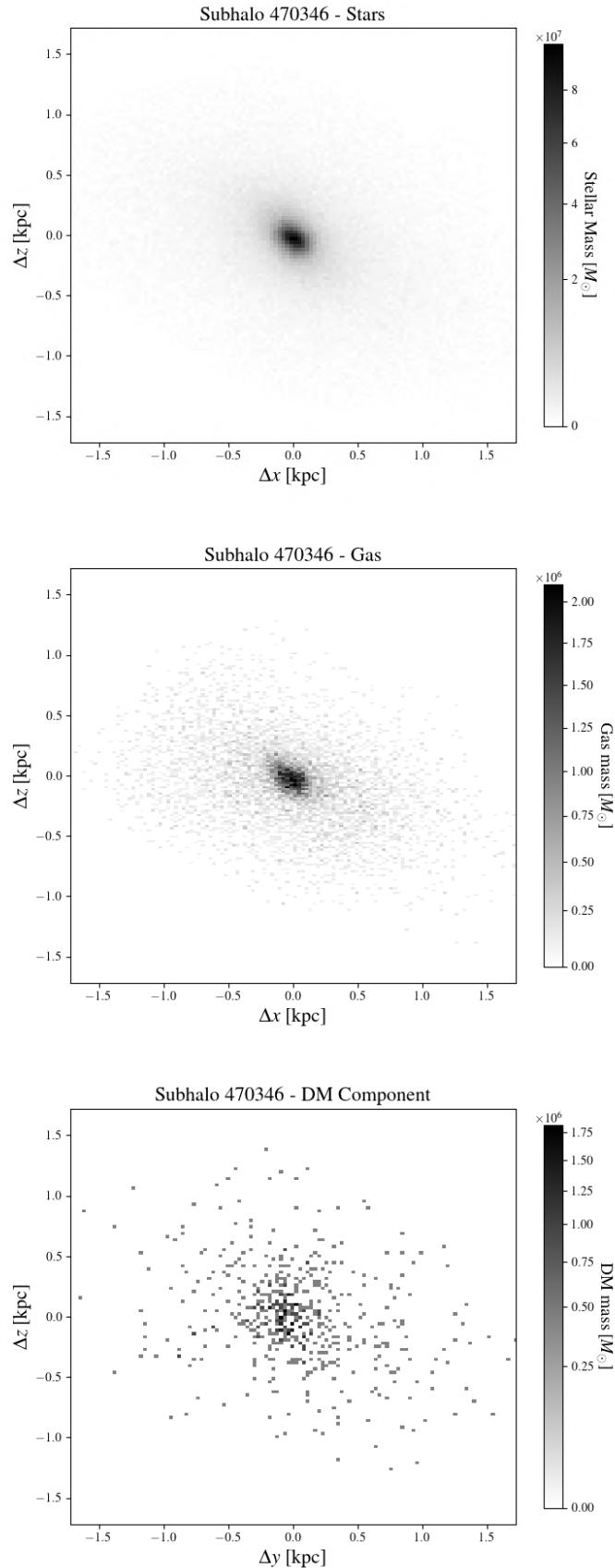


FIGURA B.1. A primeira imagem contém a distribuição espacial da massa estelar, a segunda representa o gás e a última corresponde à DM. Utilizamos uma binagem de  $[150,100]$  que comprehende a região até  $6 \times R_{half}$  em todos os mapas. Esse subhalo possui uma massa estelar de  $47 \times 10^8 M_{\odot}$ , enquanto a massa de DM é apenas  $2 \times 10^8 M_{\odot}$ . Logo, o objeto '470346' não representa a classe de galáxias que assemelham-se à VL (Karukes et al., 2020).

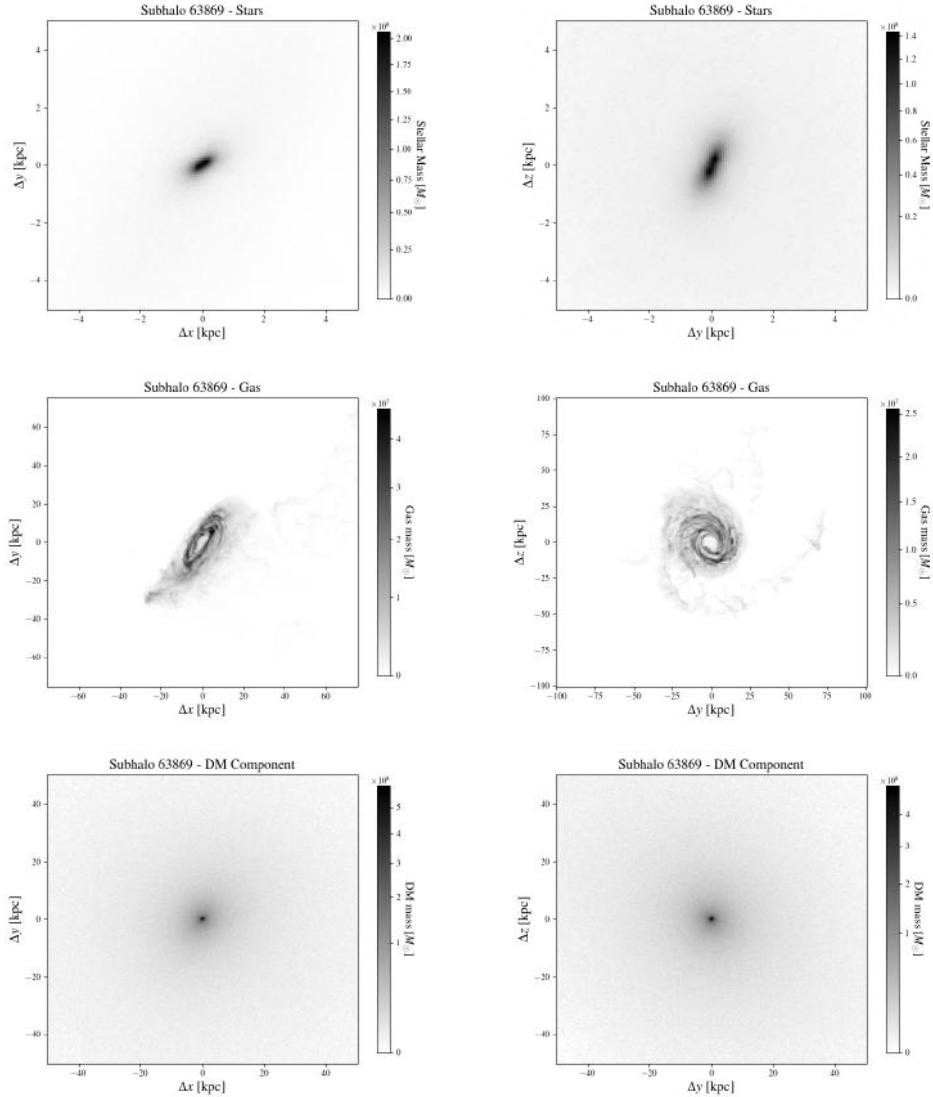


FIGURA B.2. Mapas de massa estelar (duas imagens da primeira linha), gás (segunda linha) e DM (terceira linha) para o subhalo ‘63869’.

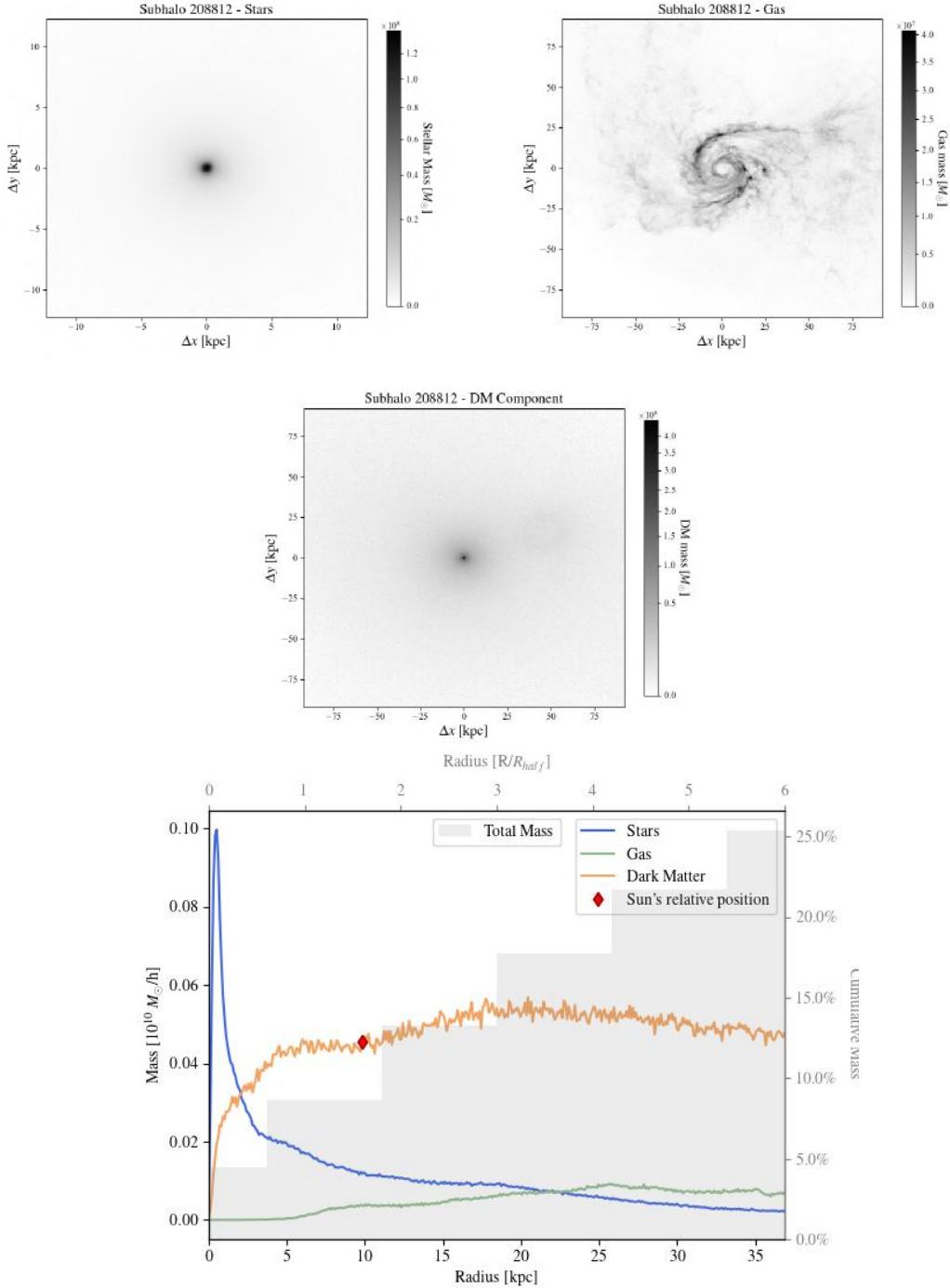


FIGURA B.3. As três primeiras imagens são mapas de massa estelar, gás e DM, respectivamente, do subhalo ‘208812’. A última imagem representa o perfil radial de massa que é construído a partir desses mapas.

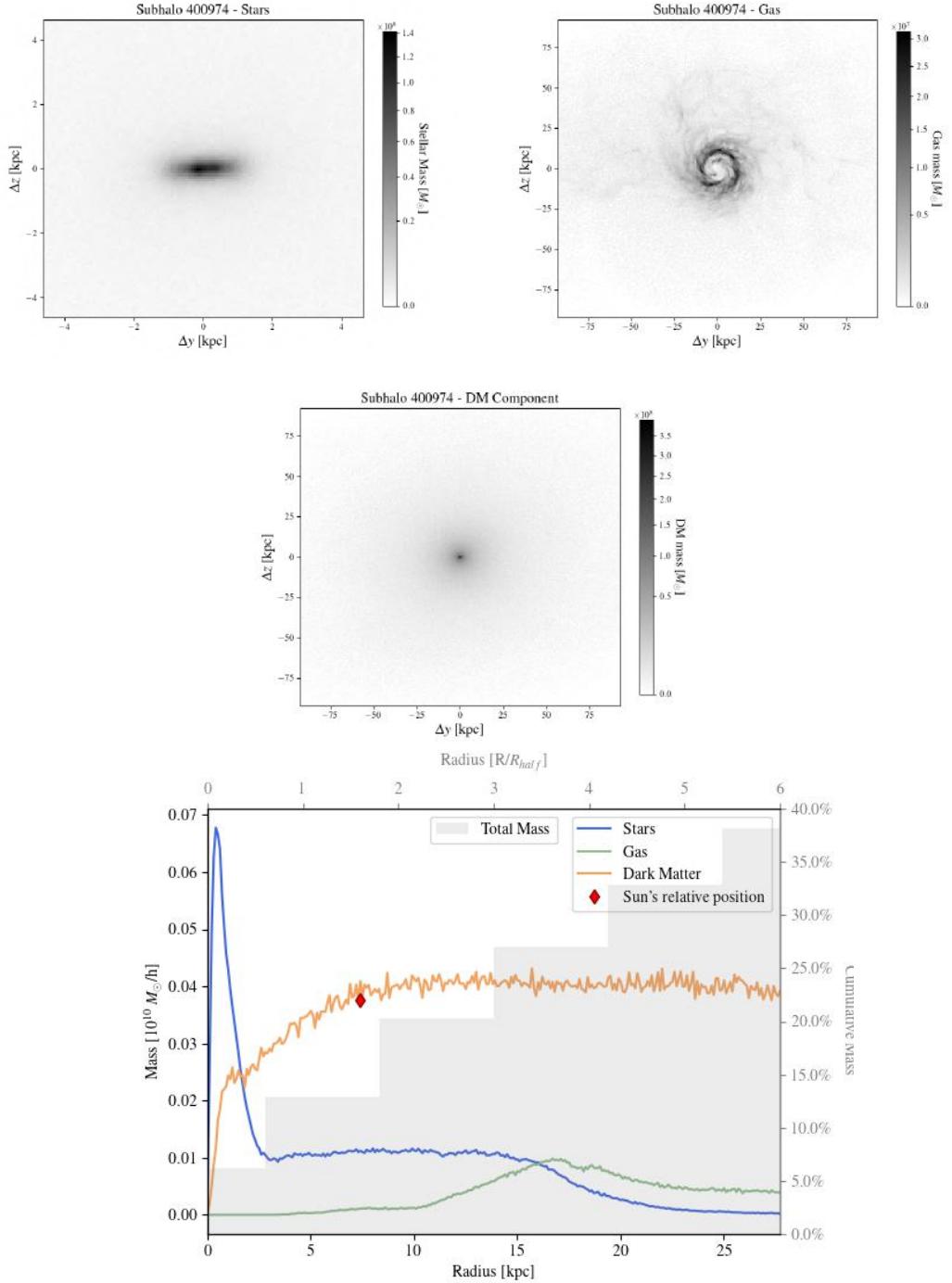


FIGURA B.4. As três primeiras imagens são mapas de massa estelar, gás e DM, respectivamente, do subhalo ‘400974’. A última imagem representa o perfil radial de massa que é construído a partir desses mapas.

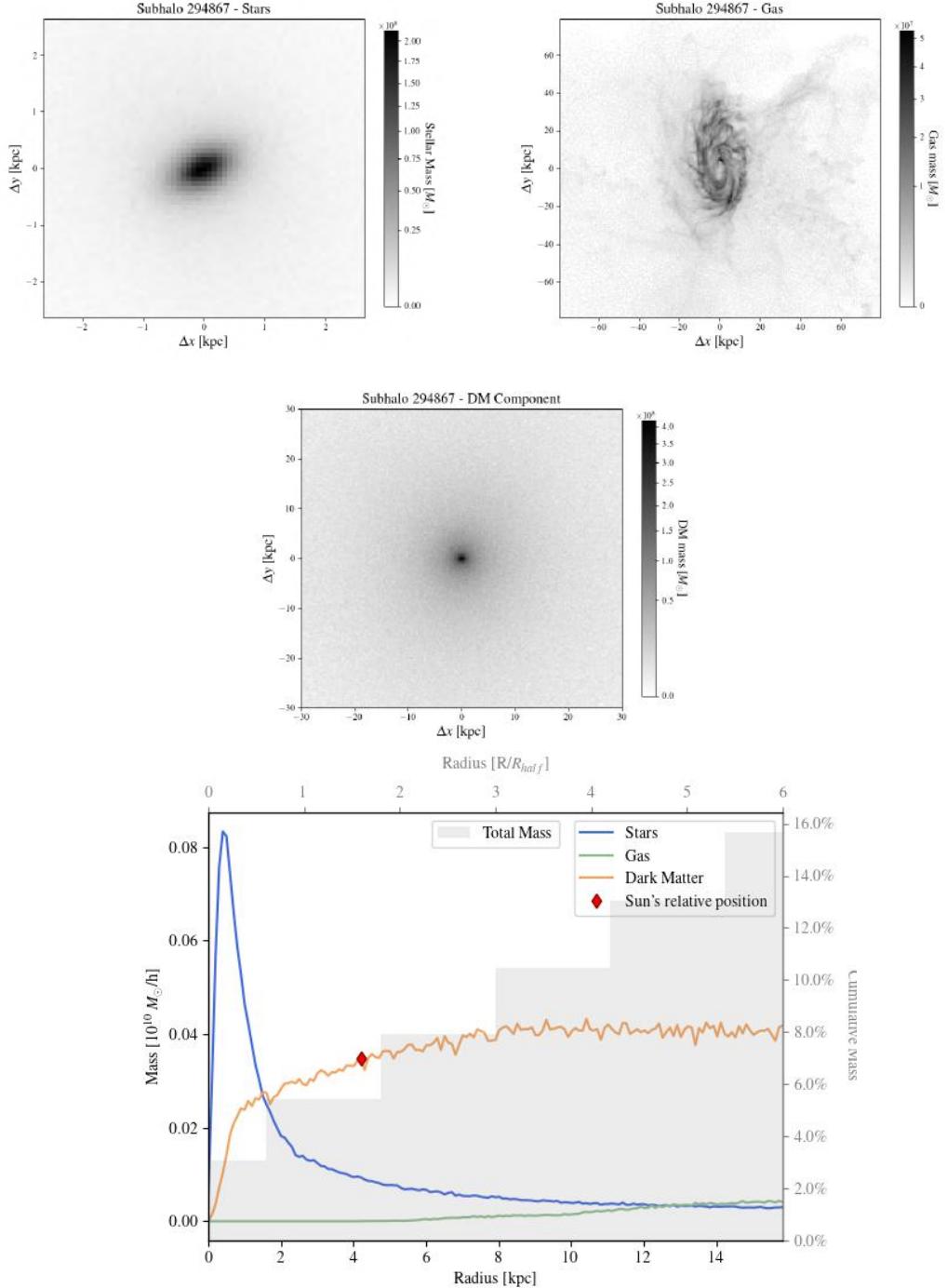


FIGURA B.5. As três primeiras imagens são mapas de massa estelar, gás e DM, respectivamente, do subhalo ‘294867’. A última imagem representa o perfil radial de massa que é construído a partir desses mapas.

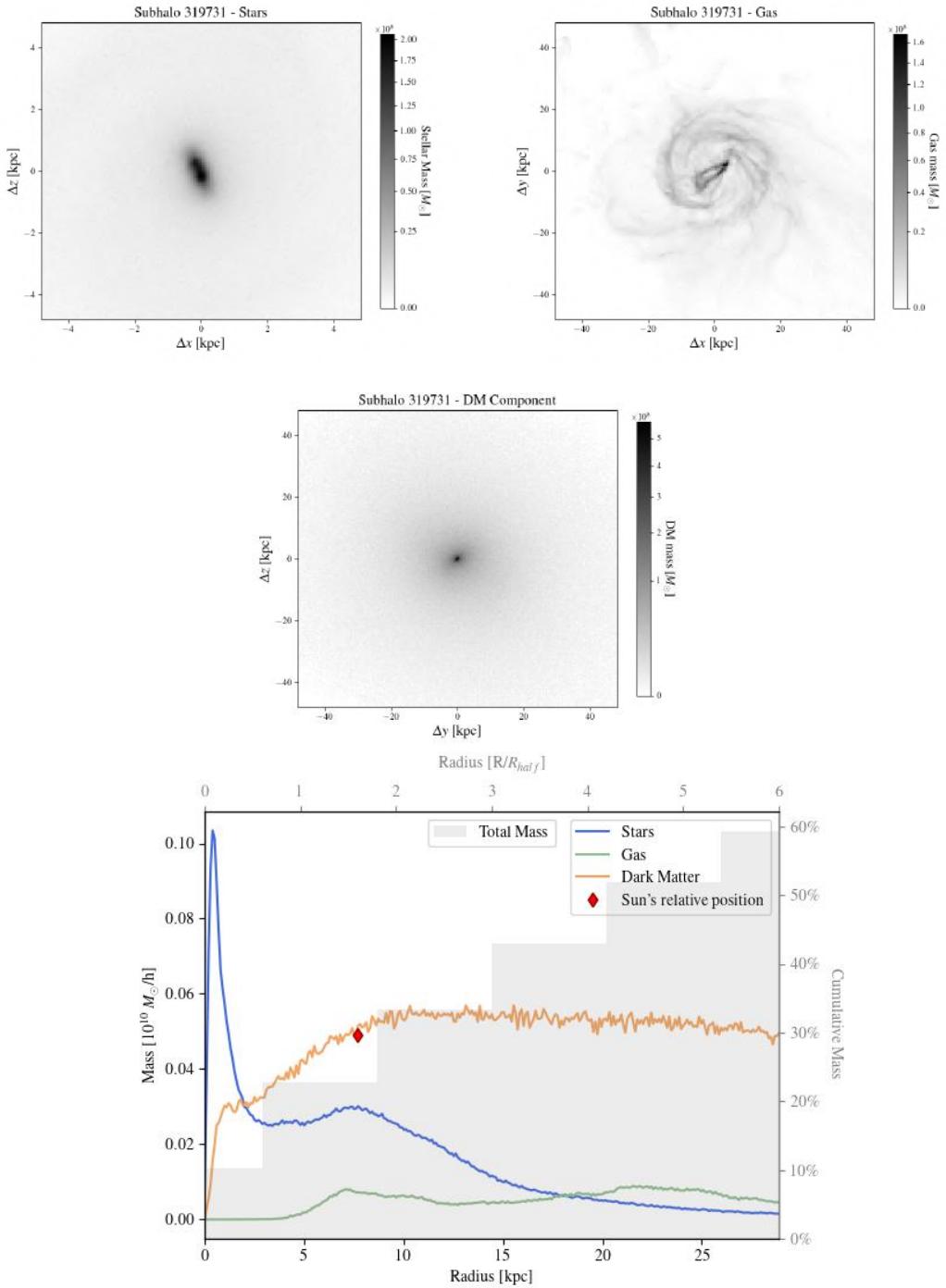


FIGURA B.6. As três primeiras imagens são mapas de massa estelar, gás e DM, respectivamente, do subhalo ‘319731’. A última imagem representa o perfil radial de massa que é construído a partir desses mapas.

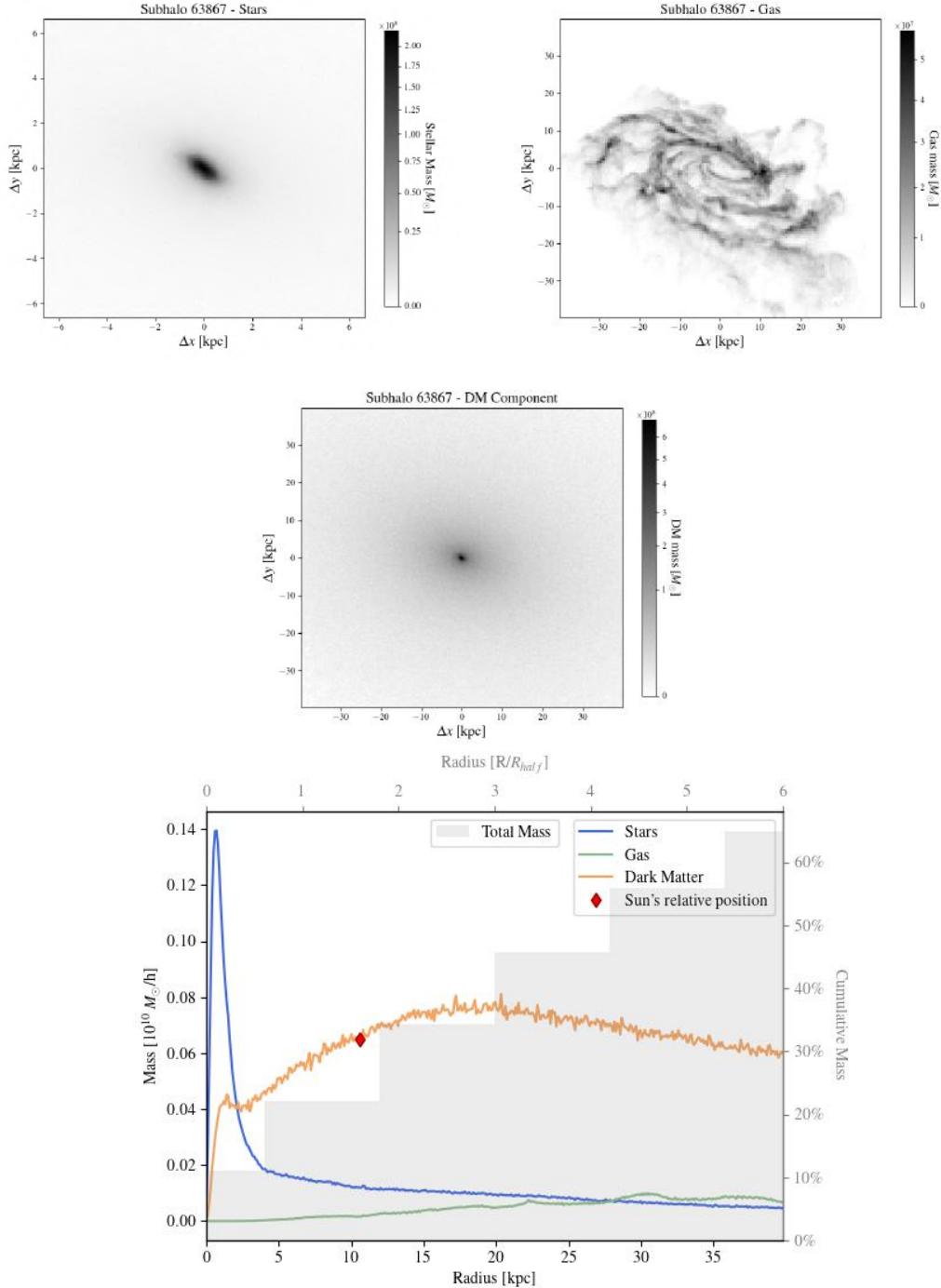


FIGURA B.7. As três primeiras imagens são mapas de massa estelar, gás e DM, respectivamente, do subhalo ‘63867’. A última imagem representa o perfil radial de massa que é construído a partir desses mapas.