

A GALÁXIA

Walter Junqueira Maciel

INTRODUÇÃO

Uma observação cuidadosa do céu noturno mostra que as estrelas não se distribuem uniformemente, mas estão aparentemente concentradas em uma faixa branca que se estende de horizonte a horizonte, a Via Láctea (Atlas, imagem 12). Esta faixa contém tantas estrelas que não conseguimos separá-las individualmente, e corresponde ao plano da nossa Galáxia, isto é, o conjunto de estrelas, gás, poeira etc. do qual faz parte o Sistema Solar.

Dentro da Via Láctea, a distribuição das estrelas também não é constante: na direção da constelação Sagittarius há uma maior concentração de estrelas, enquanto que na direção de Auriga esta concentração é menor. Além disto, algumas regiões são mais densas e brilhantes, e outras, como o Saco de Carvão, próximo à constelação do Cruzeiro do Sul, chegam a ser muito escuras. Fotografias mais detalhadas da Via Láctea mostram que existe uma faixa bem escura no centro do plano, em praticamente toda a sua extensão.

Embora observável a olho nu, a natureza estelar da Via Láctea só foi descoberta no século XVII por Galileu, depois da construção dos primeiros telescópios. Estudos mais detalhados da estrutura e dos movimentos de nossa Galáxia somente começaram a ser realizados no início do século XX. A principal

razão para isto é que é muito difícil estudar a estrutura de um sistema estando dentro dele. Imagine mapear uma cidade sem poder sair de dentro de seu bairro. Seria muito mais fácil fazer isto sobrevoando o bairro e a cidade, o que permitiria obter rapidamente o desenho das ruas, praças etc. Não podemos fazer isto com a Galáxia: todas as naves espaciais construídas até hoje não conseguiram sair do Sistema Solar, que tem dimensões da ordem de 10^{15} cm (10^{-7} kpc). Como veremos neste capítulo, as dimensões típicas da Via Láctea são muitas vezes superiores a este valor.

Felizmente, para nós, a nossa Galáxia não é a única no Universo: existem milhares de outras galáxias espalhadas pelo céu, algumas com discos e formas espirais semelhantes à nossa; outras apresentando barras próximas ao seu núcleo; outras elípticas ou arredondadas, e outras ainda completamente irregulares. A analogia do nosso sistema com outros que podemos observar, principalmente aqueles mais próximos de nós, permite tirar uma série de conclusões a respeito da nossa e das outras galáxias. Por exemplo, a faixa escura central que observamos na imagem 12c do Atlas pode também ser vista em muitas outras galáxias com discos. Hoje, temos certeza de que esta faixa é causada pela presença, entre as estrelas, de grãos de poeira que absorvem e espalham sua luz.

BREVE HISTÓRICO

Por ser visível a olho nu, a Galáxia, ou Via Láctea provocou a curiosidade do homem desde os tempos mais antigos. Egípcios, árabes, gregos, romanos, vários povos sentiram-se atraídos por esta faixa leitosa que atravessa o céu, e o próprio nome que usamos hoje refere-se ao leite derramado pela deusa Hera, em um exemplo dos pontos de contacto entre a ciência e a mitologia.

Em épocas mais recentes, pode-se destacar o modelo para a Galáxia do filósofo inglês Thomas Wright (1711-1786). Em sua *Original theory or new hypothesis of the Universe (Teoria original ou nova hipótese do Universo)*, Wright propõe, com base em argumentos especulativos, que a Via Láctea é um sistema achatado com um grande número de estrelas. Este sistema teria um núcleo massivo, e o Sol e os planetas estariam situados próximos ao plano central, mas não necessariamente no núcleo (Figura 9.1). Como veremos, este sistema tem muitas semelhanças com o sistema atualmente adotado, incluindo o fato de que há muito mais estrelas na direção do plano do que em direções perpendiculares a ele.

Um modelo proposto na mesma época, porém, já baseado no conceito científico de gravidade de Isaac Newton (1642-1727), foi desenvolvido por

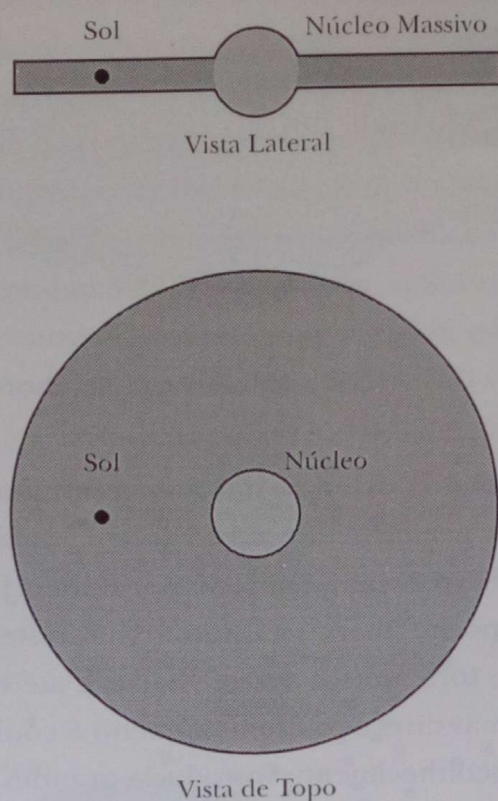


Figura 9.1. O modelo da Galáxia de Thomas Wright, apresentado em 1750.

Immanuel Kant (1724-1804), filósofo alemão conhecido por sua obra *Crítica da Razão Pura*. Neste modelo, Kant imaginou a Galáxia como um universo-ilha, semelhante a muitos outros que existiriam no Universo. Naquela época, estas idéias eram necessariamente especulativas. Embora o famoso *catálogo Messier*, elaborado em 1781 pelo astrônomo francês Charles Joseph Messier (1730-1817), incluísse várias galáxias, sua natureza extragaláctica não era conhecida. A observação mais detalhada destes sistemas externos somente foi possível com a utilização dos grandes telescópios que começaram a ser construídos em meados do século XIX, como os do astrônomo irlandês William Parsons (1800-1867), o Lorde Rosse. Ainda assim, os estudos definitivos sobre a natureza destes objetos só foram possíveis no início do século XX.

Entre os modelos primitivos da Galáxia, o primeiro realmente baseado na coleta de milhares de observações de contagens de estrelas foi o de Friedrich Wilhelm Herschel (1738-1822), que em 1781 descobriu Urano. A partir destas observações, admitindo que as estrelas se distribuíam uniformemente no céu, Herschel obteve um modelo em forma de lente (Figura 9.2), em cujo centro estava o Sol. Este modelo inclui uma divisão, ou indentação, entre as constelações de Cygnus e Aquila, que pode ser vista na Figura 9.2, hoje atribuída à extinção interestelar, ignorada por Herschel.

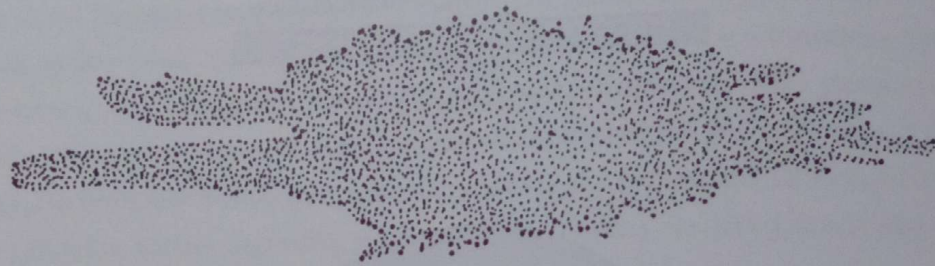


Figura 9.2. O modelo para a Galáxia de Friedrich Wilhelm Herschel, de 1785.

O desconhecimento da extinção interestelar era uma das duas principais limitações dos modelos primitivos do nosso sistema galáctico. Como sabemos hoje, a partir do trabalho realizado em 1930 por Robert Julius Trumpler (1886-1956), as partículas de poeira imersas nas nuvens interestelares absorvem e espalham a luz das estrelas, tornando-as avermelhadas e até bloqueando completamente a visão em algumas direções. Este fenômeno é conhecido como extinção interestelar e o seu desconhecimento introduzia grandes distorções nos modelos da Galáxia.

A outra limitação era a ausência de informações confiáveis sobre as distâncias envolvidas. De fato, todos os sistemas propostos até o início deste século não dispunham de medidas de distâncias, o que tornava muito incertas as dimensões do sistema. O único método direto de determinação de distâncias é o método de paralaxes trigonométricas. Este método é bastante limitado, por ser somente aplicável a objetos muito brilhantes e relativamente próximos, com distâncias de até 100 pc.

A utilização de técnicas fotográficas e medidas de paralaxes trigonométricas permitiu ao astrônomo holandês Jacobus Cornelius Kapteyn (1851-1922) obter um modelo conhecido como o *Universo de Kapteyn*. Determinado a partir de hipóteses mais realistas sobre a distribuição das estrelas, e utilizando a nova técnica da estatística estelar, o Universo de Kapteyn tinha uma estrutura lenticular com espessura máxima de cerca de 11 000 anos-luz (3,4 kpc), onde a densidade de estrelas diminuía por um fator 100 em uma distância de cerca de 28 000 anos-luz (9 kpc) (Figura 9.3).

Neste modelo, o Sol ocupava novamente o centro. Kapteyn trabalhou em seu modelo por muitos anos e este foi contestado fortemente entre os astrônomos, especialmente por causa da distribuição dos aglomerados globulares de Harlow Shapley (1885-1972). Estes aglomerados (Atlas, imagens 19 e 20) são sistemas pertencentes à Galáxia, contendo um grande número de estrelas (até 10^5 estrelas) e que apresentavam uma distribuição peculiar quando comparados ao Universo de Kapteyn. Como pode ser visto na Figura 9.3, a distribuição dos aglo-

merados é bastante diferente do modelo de Kapteyn e, em particular, o centro desta distribuição não coincide com o centro do modelo. Na verdade, os aglomerados pareciam indicar que o centro do nosso sistema estelar estava localizado muito mais além, na direção da constelação de Sagittarius. Isto levou Shapley a propor um novo modelo, com dimensões muito maiores (diâmetro de cerca de 200 000 anos-luz, ou 60 kpc), cujo centro coincidia com o centro da distribuição dos aglomerados globulares. Nesse sistema, o Sol estaria a cerca de 50 000 anos-luz (15 kpc) do centro. Como veremos a seguir, este modelo é, com algumas modificações, o modelo que adotamos hoje.

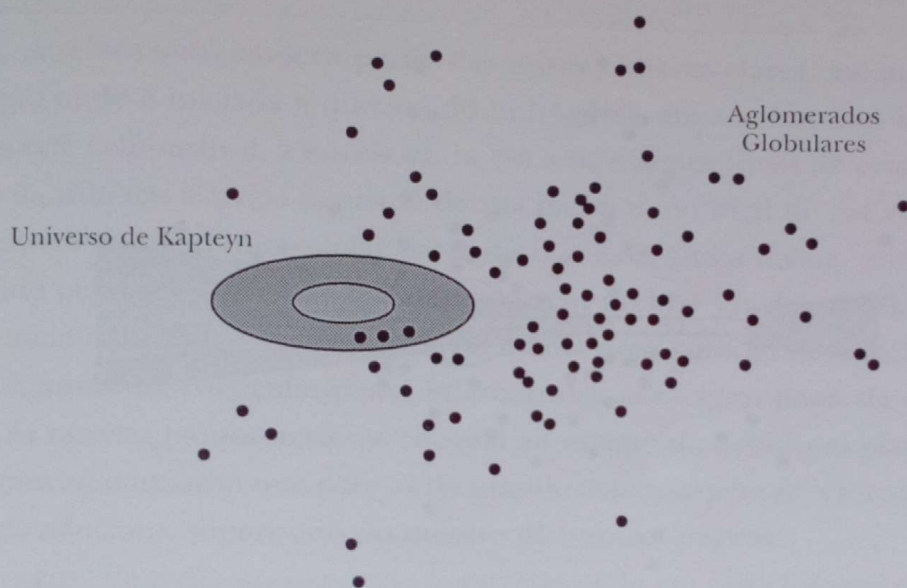


Figura 9.3. O Universo de Kapteyn e os aglomerados globulares de Shapley.

ESTRUTURA E CONSTITUINTES DA GALÁXIA

A concepção atual da Galáxia inclui três componentes principais: o bojo, o disco e o halo (Figura 9.4). A região mais facilmente observada é a vizinhança do Sol, em branco na Figura 9.4. As regiões sombreadas são de difícil observação, e aquelas marcadas com pequenos pontos são praticamente invisíveis na faixa óptica do espectro.

O bojo contém em seu interior um núcleo massivo, e é de difícil observação nos comprimentos de onda da faixa visível. Está localizado na direção de Sagittarius, de acordo com a distribuição dos aglomerados globulares, e nesta direção há uma grande concentração de nuvens interestelares. Estas regiões são melhor estudadas nas faixas do infravermelho e rádio. Na direção do anticentro,

coincidente com a da constelação Auriga, a concentração de estrelas e nuvens interestelares é menor.

O disco é a região em que se localizam os braços espirais (ver adiante “A natureza espiral da Via-Láctea”), e nele está localizada a maior parte das estrelas azuis e jovens, assim como a camada de gás e poeira que constitui o meio interestelar.

O halo galáctico tem uma distribuição esfericamente simétrica com relação ao centro, contém a maior parte dos aglomerados globulares mais velhos, não contém gás e poeira em quantidades apreciáveis e suas estrelas são em geral avermelhadas e velhas.

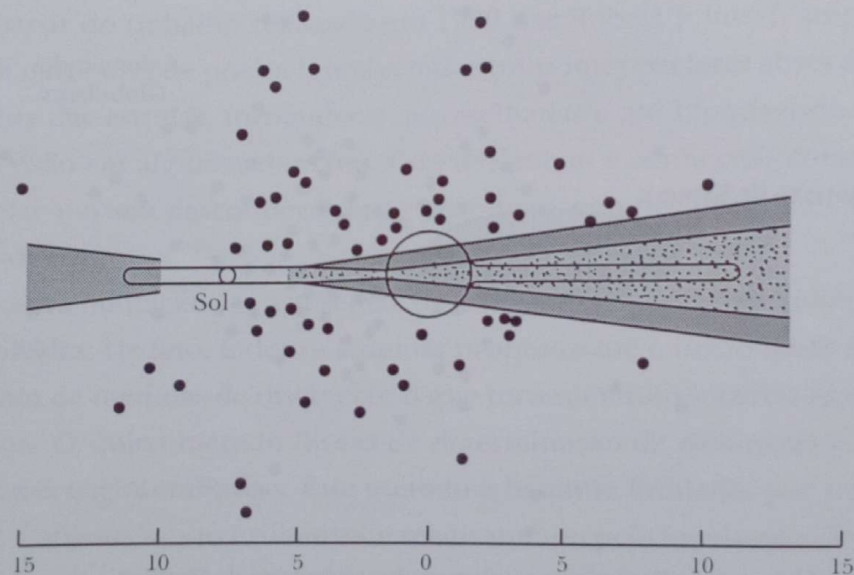


Figura 9.4. Estrutura da Galáxia, com os aglomerados globulares da Figura 9.3. A escala embaixo da figura está em kpc.

O disco estelar tem um diâmetro da ordem de pelo menos 100 000 anos-luz (30 kpc) e uma espessura de cerca de 3 000 anos-luz (1 kpc). O gás ocupa um disco mais fino, com uma espessura de 700 anos-luz (200 pc) na região interna, aumentando em direção às bordas da Galáxia e apresentando uma distorção aproximadamente simétrica nos hemisférios norte e sul. O Sol está localizado no plano galáctico e ocupa uma posição distante do centro aproximadamente 24 000 anos-luz (7,5 kpc). O halo tem um diâmetro duas a três vezes maior que o disco, estendendo-se até as galáxias mais próximas, como as Nuvens de Magalhães (Atlas, imagem 23). O bojo, situado a menos de 1 kpc do centro galáctico, é uma região complexa, contendo estrelas com abundantes características tanto de obje-

tos jovens como velhos. O núcleo massivo, na região interna a 1 pc, pode incluir um aglomerado compacto de estrelas ou mesmo um buraco negro.

Os três componentes da Galáxia são formados por 5 constituintes principais: as estrelas, e o campo de radiação associado a elas; o meio interestelar, o campo magnético galáctico, e os raios cósmicos. Todos estes componentes possuem aproximadamente a mesma densidade de energia, que é da ordem de $0,1 - 1 \text{ eV cm}^{-3}$, uma indicação de que se encontram em estado de equilíbrio.

As estrelas contêm a maior parte da massa visível da Galáxia (80-90%) e apresentam-se na forma de sistemas, como os aglomerados globulares, já mencionados, ou como aglomerados abertos, menos densos e localizados na região do plano galáctico. Podem também ocorrer isoladas ou em grupos de dois ou três objetos.

As estrelas contraem-se a partir das nuvens interestelares, até atingirem um estágio onde é iniciada a queima do hidrogênio em seu interior. Uma vez exaurido este combustível, a estrela entra em seus estágios finais de evolução. A duração da vida das estrelas depende de sua massa e, no final de sua evolução, elas devolvem ao meio interestelar parte desta massa. Desta forma, reciclado e modificado pelas reações nucleares que ocorrem no interior das estrelas, o gás volta ao meio interestelar para dar origem a uma nova geração de estrelas.

São, portanto, particularmente interessantes os estágios finais da vida das estrelas. As estrelas menos massivas chegam ao estágio de nebulosas planetárias e anãs brancas, enquanto que para as de grande massa, espera-se a formação de estrelas de nêutrons, supernovas ou mesmo de buracos negros.

O campo de radiação associado às estrelas pode em princípio ser determinado conhecendo-se a quantidade de estrelas do disco e sua natureza. Uma aproximação freqüentemente usada consiste em considerar as estrelas como um corpo negro, de modo que seu brilho possa ser calculado utilizando-se processos físicos bem conhecidos.

Além do campo de radiação estelar, a Galáxia está permeada por um campo de radiação isotrópico, remanescente da explosão inicial que deu origem ao Universo, o Big-Bang. Este campo corresponde a uma emissão de um corpo negro a 2,7 K, e seu estudo é de importância fundamental para a Cosmologia.

O meio interestelar inclui essencialmente gás e grãos sólidos, e contribui com apenas 10-20% da massa da Galáxia, devido principalmente a sua baixa densidade, que pode chegar a menos de uma partícula por cm^3 . Para comparação, em um copo de água temos cerca de 3×10^{22} partículas por cm^3 , e em um excelente vácuo de laboratório este número pode chegar a 10^8 partículas por cm^3 . Porém, o meio interestelar ocupa regiões enormes, da ordem das dimensões do disco galáctico, podendo ter um efeito cumulativo importante, como é o caso da extinção interestelar.

O chamado meio interestelar difuso ocorre na forma de nuvens interestelares frias, com temperaturas da ordem de 100 K e densidades de 1-100 partículas por cm^3 . Estas nuvens estão imersas em um meio muito mais rarefeito (densidade de 0,1 partículas por cm^3) e quente (temperatura da ordem de 10^4K), o meio internuvens. O gás e os grãos estão de maneira geral misturados nas nuvens, mas afetam de maneira diferente a propagação da radiação estelar.

Os grãos têm como principal característica a responsabilidade pela extinção da luz das estrelas, um processo que atenua e avermelha a radiação dos objetos situados atrás da nuvem interestelar, com relação ao observador.

Assim, se uma estrela de magnitude absoluta M estiver a uma distância d (em parsecs) do Sol, sua magnitude aparente m poderia ser escrita

$$m = M + 5 \log d - 5, \quad (9.1)$$

caso *não* houvesse extinção interestelar. Considerando a atenuação da radiação pelos grãos de poeira, a magnitude aparente é na realidade

$$m = M + 5 \log d - 5 + A, \quad (9.2)$$

onde A é a absorção em magnitudes. Como A é sempre maior ou igual a zero (um valor médio é 1 mag kpc^{-1}), a extinção faz com que as magnitudes aparentes aumentem, ou seja, torna as estrelas menos brilhantes.

Além da extinção, observa-se uma pequena polarização da luz das estrelas como uma conseqüência da presença dos grãos interestelares. O estudo destes dois processos – a extinção e a polarização – permite obter informações sobre a natureza e as propriedades físicas dos grãos. Sabemos, por exemplo, que existem grãos de grafite, ferro e silicatos imersos no meio interestelar, com dimensões da ordem de centenas a milhares de ângstrons, assim como compostos de moléculas orgânicas, como os hidrocarbonetos aromáticos policíclicos.

O gás interestelar compõe-se essencialmente de hidrogênio, com cerca de 10% de hélio e uma pequena proporção de elementos pesados. Este gás ocupa praticamente toda a região do disco galáctico e tem papel fundamental no estudo da estrutura e cinemática do disco, como veremos adiante, em “A Rotação da Galáxia”. A razão para isto é que os átomos de hidrogênio das nuvens interestelares emitem uma radiação intensa na faixa rádio do espectro, no comprimento de onda de 21 cm, correspondente à frequência de 1 420 MHz.

Em contraposição ao meio interestelar difuso, as nuvens interestelares podem também ser densas, chegando a densidades relativamente altas, da ordem de 10^5 partículas por cm^3 ou mais. Estas nuvens contêm moléculas com-

plexas, com muitos átomos, geralmente moléculas orgânicas, detectáveis pela radiação produzida na faixa milimétrica do espectro.

A contração de grandes nuvens interestelares densas pode dar origem a novas estrelas e, de fato, muitas estrelas jovens e quentes são observadas dentro de nuvens interestelares de grandes dimensões, chamadas regiões HII (Atlas, imagens 13 e 14). As estrelas jovens têm muitos fótons ultravioletas, de grande energia, que podem ionizar o gás das nuvens adjacentes. Este gás fotoionizado brilha, produzindo linhas de emissão que podem ser observadas. Estas regiões HII são também importantes para o estudo da estrutura e dos movimentos do disco galáctico.

Caso esteja situada nas imediações de estrelas um pouco mais frias, a nuvem de gás e grãos de poeira somente poderá brilhar por reflexão, chamando-se então uma nebulosa de reflexão. Não havendo estrelas quentes nas proximidades, uma nuvem com grande concentração de poeira será uma nebulosa escura, dando a impressão de que na direção considerada não há estrelas. Este é o caso do Saco de Carvão, próximo ao Cruzeiro do Sul, ou da Nebulosa da Cabeça de Cavalo, na constelação de Orion (Atlas, imagem 15).

Finalmente, deve-se notar que nos estágios finais de evolução estelar são também formadas nebulosas, semelhantes às nebulosas brilhantes mencionadas até aqui: as estrelas menos massivas ejetam suas camadas externas, formando nebulosas planetárias (Atlas, imagem 16), em que ocorrem processos físicos semelhantes aos das regiões HII. As estrelas mais massivas deixam restos de supernovas, geralmente cascas esféricas compostas de filamentos ionizados em expansão rápida (Atlas, imagem 17). Estes objetos têm um movimento de expansão, diluindo-se aos poucos e misturando-se com o meio interestelar.

A presença de um campo magnético com intensidade da ordem de 10^{-6} Gauss é observada na Galáxia, com uma distribuição associada ao disco e aos braços espirais. Estes dados são obtidos basicamente a partir do estudo da radiação dos pulsares e de medidas da polarização interestelar. O campo magnético está, portanto, associado aos grãos interestelares e tem grande importância no estudo da estrutura e dinâmica do disco galáctico.

Finalmente, os raios cósmicos são partículas de alta energia (até 10^{20} eV) que se propagam pela Galáxia com velocidades relativísticas. São compostos por prótons, elétrons e núcleos leves, alguns dos quais podem ser detectados na vizinhança de nosso planeta, por meio de sondas, balões e satélites. Seu espectro de energia pode ser determinado, e sua grande energia sugere que tenham se originado em eventos energéticos, como as explosões de supernovas. A sua propagação do em eventos energéticos, como as explosões de supernovas. A sua propagação através do meio interestelar é importante para o estudo da origem dos elementos, ou nucleossíntese. Os elementos leves Li, Be e B são produzidos pelas colisões dos raios cósmicos com os átomos do gás interestelar, um processo chamado espalçamento.

POPULAÇÕES ESTELARES

Os diferentes constituintes da Galáxia não têm a mesma distribuição espacial, cinemática ou composição química. Este fato é também observado em outras galáxias semelhantes à nossa, e levou Walter Baade (1893-1960) a propor, em 1944, o conceito de *populações estelares*, com base em uma análise da distribuição das estrelas na galáxia de Andrômeda.

De acordo com a idéia original, os objetos galácticos pertencem a duas populações: a população I, composta de objetos jovens, de cor predominantemente azul, muito enriquecidos com elementos pesados, ou metais e associados ao plano galáctico; e a população II, que inclui os membros mais antigos da Galáxia, mais avermelhados, pobres em elementos pesados e não associados ao plano galáctico. Desta forma, os critérios utilizados na definição das populações são: a *idade* (t) dos objetos; o *conteúdo de elementos pesados*, por exemplo, medido pela metalicidade (Z) ou abundância por massa dos elementos pesados; a *altura* (h) com relação ao plano galáctico e a *dispersão de velocidades* (v), que é uma medida do desacoplamento do objeto considerado com relação ao disco. Outro critério geralmente considerado é a natureza da órbita, que pode ser mais ou menos circular.

Posteriormente, o esquema de Baade foi refinado, com a inclusão de cinco populações: a população I jovem, a população I velha, a população II disco, a população II intermediária e a população II extrema (Tabela 9.1). Como exemplos, podemos citar: gás e poeira interestelares, estrelas OB, T Tauri, aglomerados galácticos jovens, regiões HII (I jovem); o Sol, estrelas A, anãs vermelhas, aglomerados galácticos velhos (I velha); novas, RR Lyrae de curto período (disco); estrelas de alta velocidade, variáveis de longo período (II intermediária); aglomerados globulares velhos, subanãs, RR Lyrae de longo período (II extrema).

Atualmente, este sistema serve apenas como indicativo do conceito de populações, já que muitos objetos têm características de duas ou mais populações, segundo o esquema da Tabela 9.1. Por exemplo, as nebulosas planetárias formadas por estrelas massivas (mais de 3 massas solares) têm características de população I velha, enquanto que as formadas por estrelas de pequena massa (menor ou da ordem de 1 massa solar) têm características de populações mais velhas, isto é, população II disco, intermediária e extrema.

O conceito de populações estelares está relacionado à evolução química da Galáxia. Basicamente, nos estágios finais de evolução, as estrelas ejetam suas camadas externas, enriquecendo o gás interestelar com seus elementos pesados sintetizados e alterando, portanto, a composição química do meio interestelar.

Assim, as novas gerações de estrelas, portanto, de população mais jovem, nascem a partir de um gás interestelar mais enriquecido com elementos pesados.

Tabela 9.1. Populações estelares

	I jovem	I velha	II disco	II intermediária	II extrema
h (pc)	120	160	400	700	2 000
v (km s ⁻¹)	8	10	17	25	75
t (10 ⁹ ano)	< 0,1	0,1-10	3-10	10	> 10
Z	0,04	0,03	0,02	0,01	0,003
órbita	circular	quase circular	pouco excêntrica	excêntrica	muito excêntrica

A ROTAÇÃO DA GALÁXIA

A última linha da Tabela 9.1 mostra as características gerais das órbitas das estrelas e outros objetos da Galáxia. De modo geral, os objetos mais jovens, associados ao disco galáctico, têm órbitas quase circulares dentro do plano galáctico, o que inclui a vizinhança solar, o gás e os grãos interestelares. Os objetos mais velhos, do chamado *disco espesso*, apresentam uma maior dispersão de velocidades, isto é, apresentam uma maior velocidade de afastamento perpendicular ao disco, e com isto têm órbitas mais excêntricas. Finalmente, os objetos de população II extrema, como os aglomerados globulares velhos do halo, têm enormes dispersões de velocidade na direção perpendicular ao plano, e praticamente não participam do movimento de rotação.

A rotação galáctica é importante não apenas para o estudo das posições e deslocamentos dos objetos do disco, mas também para uma melhor compreensão da distribuição de massas na Galáxia. Os trabalhos pioneiros no estudo desta rotação devem-se a Bertil Lindblad (1895-1965), Carl Charlier (1862-1934), Sir James Jeans (1877-1946) e, principalmente, Jan Hendrik Oort (1900-1992).

O principal dado observacional utilizado para o estudo da rotação galáctica é a *velocidade radial*, isto é, a velocidade de uma dada estrela na direção da linha de visada, medida com relação ao Sol. A maior parte das estrelas próximas têm velocidades baixas, de alguns km s⁻¹. Alguns objetos, entretanto, têm veloci-

dades muito altas, da ordem de 100 km s^{-1} , as chamadas *estrelas de alta velocidade*. O trabalho de Oort mostrou que a explicação deste fenômeno era devida à *rotação diferencial* da Galáxia. Os objetos de baixa velocidade, como o Sol, participam do movimento circular, enquanto que as estrelas de alta velocidade não estariam associadas ao disco, sendo deixadas para trás, pelo Sol, em seu movimento de rotação. Assim, os objetos não associados ao disco, como os da componente esferoidal da Galáxia, teriam órbitas excêntricas e inclinadas, o que explicaria de uma vez suas velocidades e também suas maiores distâncias médias com relação ao plano galáctico.

Um resumo das informações sobre a rotação galáctica está contido na sua *curva de rotação*, um gráfico da velocidade linear de rotação Θ em função da distância ao centro R . Por exemplo, se a Galáxia tivesse uma rotação rígida, como um disco compacto, sua velocidade angular Ω seria constante, e teríamos

$$\Theta = \Omega R, \quad (9.3)$$

ou seja, a velocidade aumentaria linearmente com R . Uma outra possibilidade seria admitir que, a partir de uma certa distância R_0 as órbitas são keplerianas, isto é, são definidas considerando-se a atração gravitacional dos objetos situados internamente ao raio R_0 , de acordo com as leis de Kepler. Neste caso, chamando M a massa total da Galáxia, concentrada em sua região central, a aceleração gravitacional a uma distância R é dada por GM/R^2 , onde G é a constante de gravitação. Esta aceleração deve ser igual à aceleração centrípeta Θ^2/R , ou seja, $GM/R^2 = \Theta^2/R$. Assim, a velocidade linear pode ser escrita:

$$\Theta = \left[\frac{GM}{R} \right]^{1/2} \quad (9.4)$$

Vemos que, neste caso, a rotação *não* é rígida e a velocidade linear Θ decresce à medida que R aumenta e nos afastamos da região central. Este é um exemplo de uma rotação diferencial, como a que ocorre com os planetas em torno do Sol: os planetas mais externos têm menores velocidades lineares que os mais internos.

A Equação 9.4 nos dá uma indicação da importância da curva de rotação: se pudermos determinar a velocidade em função da distância, por exemplo, a partir de medidas da velocidade radial dos objetos do disco galáctico, podemos obter uma estimativa da massa da Galáxia. De fato, esta determinação é possível e o valor obtido é da ordem de $M = 10^{11}$ massas solares para a massa interna à

posição do Sol. Esta massa corresponde à massa total que exerce atração gravitacional sobre os objetos considerados e deve, em princípio, incluir a chamada *matéria escura*, ou seja, os objetos que não podem ser observados com as técnicas atualmente existentes, como as anãs marrons, buracos negros etc. Como a massa total dos objetos brilhantes observados no disco é da mesma ordem de grandeza deste valor, podemos concluir que não há apreciáveis quantidades de matéria escura em nossa região da Galáxia. Entretanto, nas regiões mais externas do halo, e no Universo como um todo, a importância destes objetos não observados é provavelmente muito maior.

O valor de R_0 , que é essencialmente a distância do Sol ao centro galáctico, pode ser determinado de várias maneiras como, por exemplo, utilizando o fato de que os aglomerados globulares têm uma distribuição esfericamente simétrica com relação ao centro. Os valores de R_0 atualmente aceitos estão próximos de $R_0 = 7,5$ kpc. Substituindo os valores de R_0 e M na Equação 9.4 obtemos $\Theta(R_0) = 240 \text{ km s}^{-1}$ e $\Omega(R_0) = 32 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$, valores próximos aos obtidos por métodos mais precisos, $\Theta(R_0) = 220 \text{ km s}^{-1}$ e $\Omega(R_0) = 25 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$.

Como podemos determinar a curva de rotação da Galáxia? Em geral, usam-se técnicas diferentes para as regiões interna ($R < R_0$) e externa ($R > R_0$) ao círculo solar. Nas partes internas, usam-se essencialmente técnicas radioastronômicas, baseadas na emissão em 21 cm do H neutro localizado nas nuvens interestelares. Os mapeamentos iniciais feitos com esta técnica datam da década de 50 e beneficiaram-se do fato de que a radiação em 21 cm não é afetada pela extinção interestelar, como ocorre com a radiação na faixa visível do espectro. Basicamente, as observações consistem na medida da intensidade da emissão em função da frequência ou da velocidade radial. Devido ao efeito Döppler, a radiação emitida por uma nuvem movendo-se com uma certa velocidade será recebida em uma frequência um pouco diferente da frequência original, e a diferença entre ambas é proporcional à velocidade radial do objeto. Um mapeamento em todas as direções para um grande intervalo de frequências permite, em princípio, associar as diversas nuvens observadas com diferentes posições no disco galáctico.

Nas regiões externas ao círculo solar, as medidas em rádio não são em geral suficientes para determinar a curva de rotação, sendo usadas técnicas ópticas ou modelos teóricos como, por exemplo, a hipótese de órbitas keplerianas. Entretanto, modelos recentes e observações em nossa e outras galáxias sugerem que a velocidade linear *não* diminui após o círculo solar, podendo eventualmente crescer, de modo que estes modelos devem ser usados com cuidado. A Figura 9.5 mostra uma curva de rotação para a Galáxia obtida a partir de observações da molécula de CO, e a Figura 9.6 apresenta algumas curvas de rotação de galáxias espirais semelhantes à nossa.

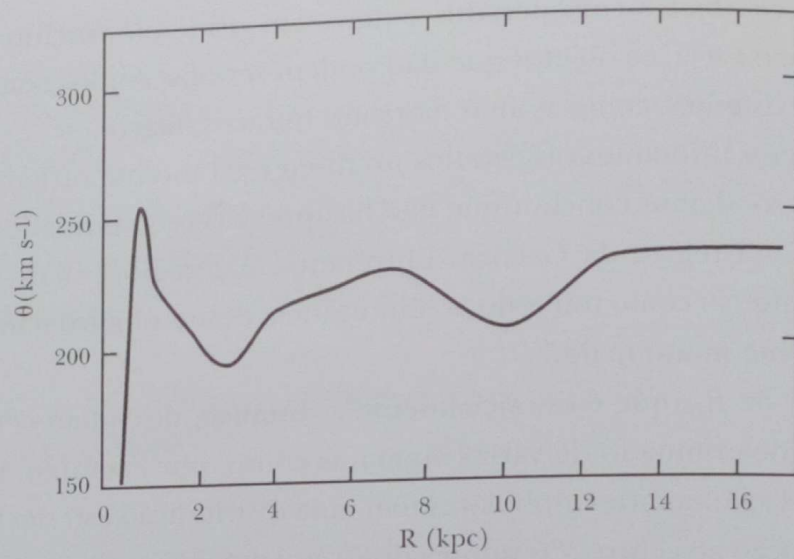


Figura 9.5. A curva de rotação para a Galáxia, obtida por observações de CO.

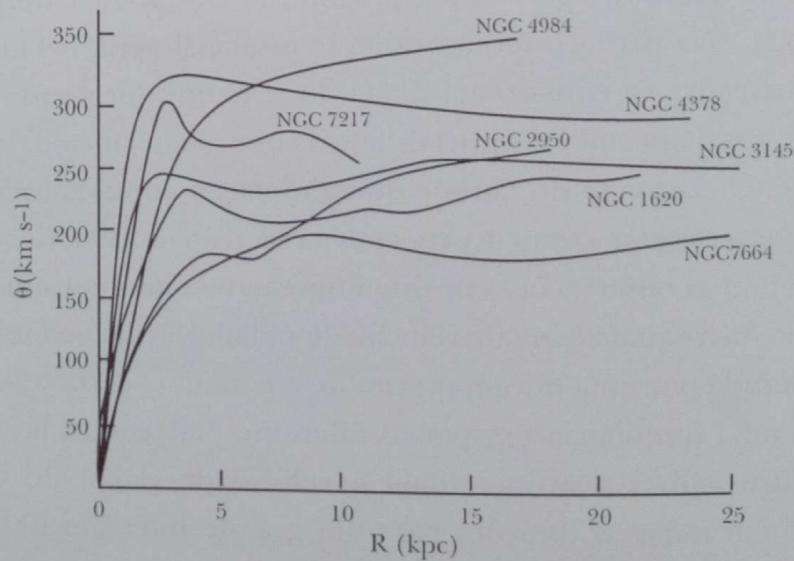


Figura 9.6. Exemplos de curvas de rotação para algumas galáxias espirais.

Uma curva de rotação como a mostrada na Figura 9.5 deve ser entendida como um comportamento médio para os objetos do disco, já que existem freqüentes desvios em diversas direções, como também movimentos radiais não previstos pela rotação diferencial. Assim, mesmo as nuvens interestelares freqüentemente apresentam velocidades “proibidas” com base na hipótese de movimento circular, mostrando que a distribuição de matéria na Galáxia é mais complexa que o previsto por um modelo simples de rotação diferencial.

do centro. Com a rotação diferencial, os braços espirais deveriam ter sido enrolados e destruídos há muito tempo, o que obviamente não ocorreu. Este fato deu origem à chamada *teoria das ondas de densidade*, de C. C. Lin e F. H. Shu, segundo a qual uma perturbação de origem gravitacional de forma espiral propaga-se no disco galáctico, provocando ondas ou zonas de compressão e rarefação do gás. Nas regiões de maior compressão acelera-se a formação estelar, de modo que nestas regiões observamos muitas estrelas jovens. As regiões de rarefação correspondem às regiões entre os braços. Assim, as estrelas jovens ocupam temporariamente os braços espirais, sendo substituídas por outras à medida que a onda se propaga. Os braços espirais são, portanto, semelhantes a um congestionamento de trânsito causado, por exemplo, por obras na pista. Quando se aproximam do local das obras, os motoristas são obrigados a reduzir sua velocidade. Isto produz um acúmulo de carros neste local, o que pode ser visto por um observador no alto. Embora os carros estejam continuamente se movimentando, entrando e saindo do congestionamento, a concentração persiste, formada sempre por carros diferentes.

Esta teoria pode explicar de maneira geral as grandes estruturas observadas na Galáxia, mas existem ainda muitos pontos obscuros que fazem da estrutura e evolução da Via Láctea um fascinante tópico de pesquisa.