

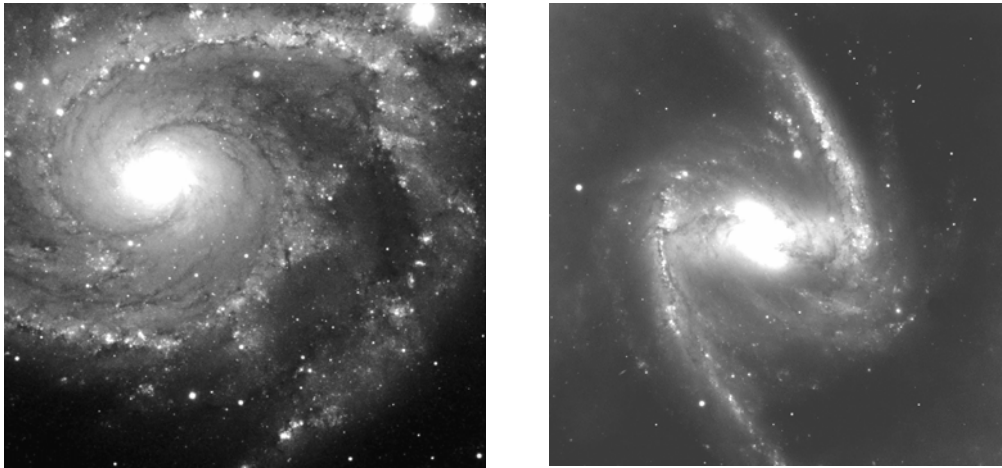
## Capítulo 4

### A estrutura da galáxia

A Galáxia é uma espécie de ilha flutuante no Universo, um enorme agrupamento de bilhões de estrelas permeado de gás e poeira rarefeitos, de luz (fótons) e partículas se deslocando com velocidades próximas a da luz (raios cósmicos). Como vimos no Capítulo 1, foram necessários séculos de conjecturas e de pesquisa para se chegar ao conceito de Galáxia. Será que temos muito a ganhar em ficar analisando em detalhes a “estrutura” desse conjunto de aparência caótica? Não poderíamos nos satisfazer com a descrição acima, e com alguns parâmetros globais, como massa total, luminosidade total da Galáxia, e logo partir para o estudo de regiões mais amplas do Universo, descrevendo como as galáxias estão repartidas? Este atalho não valeria a pena. A história do Universo está inscrita na Galáxia, já que alguns dos componentes desta têm praticamente a mesma idade do Universo. Extrair informações contidas nesta estrutura sobre a seqüência de eventos passados que levaram a formação da Galáxia, é um imenso desafio, que está sendo vencido aos poucos. Na realidade, o estudo da Galáxia, dos subgrupos de estrelas que a constitui, de como ela se mantém e como evolui, é um dos capítulos mais fascinantes da Astrofísica. Temos muitos conhecimentos acumulados, mas existem mil problemas em aberto. Trata-se de uma aventura em andamento, que oferece uma oportunidade de observar como a ciência se desenvolve, o que é também um objetivo deste livro. Uma galáxia espiral como a nossa apresenta, além disto, certos aspectos de auto-organização, uma semelhança muito longínqua com o aparecimento da vida, sobre a qual vale a pena refletir.

Olhando para outras galáxias, percebemos que estamos em situação pior do que a dos zoólogos que classificam espécies animais, pois não existem duas galáxias iguais, nem mesmo duas muito parecidas. Mas pelo menos, podemos reconhecer nelas os mesmos “componentes”, embora eles não se apresentem nas mesmas proporções, nem tenham sempre propriedades idênticas. Por componentes entendemos sub-sistemas tais como bojo, disco, braços espirais, barra, que abrigam cada um “populações” distintas de estrelas, com faixas de idades e composições químicas diferentes, destacando-se cada qual, a sua maneira, como descreveremos a seguir. Existem propostas de classificação de galáxias, baseadas nas formas ou importância relativa dos componentes; no final deste capítulo voltaremos ao assunto descrevendo a classificação mais aceita. Apresentamos na figura 4.1 fotos de duas galáxias espirais, que ilustram a existência destes componentes, assim como suas diferenças de galáxia para galáxia. Em fotos coloridas a parte central brilhante, que é o bojo, aparece amarelado, enquanto que os braços tem um tom azulado.

O primeiro passo, no estudo da estrutura da Galáxia, é identificar e descrever estes componentes que são comuns com outras galáxias. Certamente, seria mais difícil entender a estrutura de nossa Galáxia se não tivéssemos a possibilidade de observar as outras. Além de descrever os componentes, gostaríamos de descobrir a razão de sua existência; acreditamos que haja uma lógica ditada pela sucessão de eventos que deram origem às galáxias. Um dos desafios que se apresenta é descobrir como cada um destes sub-sistemas consegue sobreviver, e como mantém sua relativa independência, apesar da interação existente entre eles. Estas estruturas devem ter vida longa, já que são observadas em tantas galáxias.



**Figura 4-1:** Exemplos de galáxias espirais – NGC2997 (à esquerda) e NGC1365 (à direita). Galáxias semelhantes a NGC1365 são ditas “barradas”. Fotos obtidas pelo VLT-ESO.

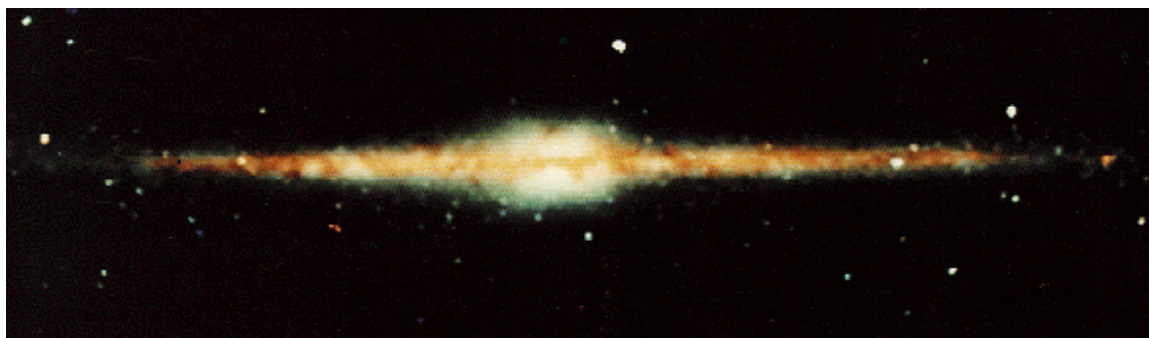
A região da Galáxia em que vivemos é parecida com um ecossistema em equilíbrio, em que estrelas nascem, outras morrem, mas a vida em geral continua. No entanto a semelhança não é perfeita, porque existem estrelas tão velhas quanto a própria Galáxia, e além disto o ecossistema também evolui. Por exemplo, a composição química do gás e das estrelas caminha de forma inexorável para um enriquecimento em elementos mais pesados, em detrimento dos mais leves, que são o hidrogênio e o hélio.

### *O bojo*

Podemos dizer que em primeira aproximação, a Galáxia é constituída de um bojo e de um disco. Mais tarde, falaremos de outros componentes. O bojo é a distribuição de estrelas avermelhadas situada na região central, facilmente distinguível em galáxias próximas. O bojo da Galáxia é praticamente esférico, ou tem forma de esfera um pouco achatada, algo designado pelo termo “esferóide”. É mais ou menos o que se obtém pisando numa bola de futebol. Muitas galáxias, ditas galáxias elípticas, são constituídas apenas de um bojo. O nome destas galáxias sugere que geralmente elas têm a forma de um elipsóide, uma figura que projetada sobre um plano, como nas fotos, parece uma elipse. O aspecto de um elipsóide pode ser semelhante a uma bola de *rugby*, ou a um charuto.

Até o advento da astronomia infravermelha, não tínhamos a possibilidade de observar a forma global do nosso bojo. O satélite IRAS (*Infrared Astronomical Satellite*), que esteve em operação na década de 80, varrendo o céu em várias “bandas” em comprimentos de onda entre 12 e 100 microns, foi um dos primeiros experimentos a dar uma visão clara do bojo. Nestas frequências, a Galáxia é transparente, pois a poeira galáctica não bloqueia a passagem da radiação. Mais tarde, na década de 90, o satélite COBE (*Cosmic Background Explorer*) teve um papel importante, fazendo levantamento do céu todo em muitas bandas, desde o infravermelho próximo até o distante. Na figura abaixo apresentamos uma composição de resultados de duas bandas do infravermelho

próximo (por volta de 3 microns) de COBE, que permitem gerar cores artificiais para melhor visualização. Na figura 4-2 podemos distinguir o bojo e o disco.



**Figura 4-2:** O bojo e o disco da nossa Galáxia, em imagem composta a partir de observações no infravermelho próximo pelo satélite COBE. Créditos: NASA e COBE. Nesta imagem, de tipo “grande angular” (o ângulo entre os dois extremos do disco na figura é da ordem de 120 graus), a Galáxia tem a mesma aparência de galáxias distantes, em fotos de pequenas dimensões angulares.

O bojo não tem uma fronteira definida; é como a atmosfera terrestre, que vai ficando rara com a altitude. A densidade de estrelas diminui gradualmente a medida que nos afastamos do centro, até se tornar desprezível. Quando falamos de um bojo esférico, estamos nos referindo à sua simetria; queremos dizer que a lei de decréscimo da densidade de estrelas é a mesma em qualquer direção que nos afastemos do centro. Se for um elipsóide achatado, a densidade cai mais depressa na direção dos pólos do mesmo. Como descrever a dimensão de um bojo, se ele não tem um limite claro? Temos que encontrar uma boa descrição matemática da lei de decréscimo da densidade. O astrônomo francês radicado nos Estados Unidos Gérard de Vaucouleurs observou a variação do brilho do bojo de galáxias com a distância ao centro e encontrou uma lei universal, conhecida como a lei de  $r^{1/4}$  de de Vaucouleurs. Essa lei, na realidade, é um pouco mais complicada do que isso<sup>1</sup>, e merece alguns comentários. Como não é possível observar as estrelas individualmente nos bojos de galáxias, o que se mede é o brilho superficial, uma grandeza que soma a contribuição de todas as estrelas situadas ao longo de uma direção, ou *linha de visada*. Portanto, estamos somando contribuições de estrelas situadas a distâncias diferentes do centro da galáxia. É bom lembrar que de Vaucouleurs trabalhava com escalas de magnitude, que é uma escala invertida; na verdade, quando o raio  $r$  aumenta, o brilho diminui. De Vaucouleurs definiu um raio  $R_e$  (raio efetivo), que é o raio de um círculo que contém a metade de toda a luz emitida por um bojo, e utiliza em sua expressão um raio *normalizado* com relação a  $R_e$ . Ou seja,  $r$  na lei de de Vaucouleurs na realidade é  $r/R_e$ . A lei ajusta bem a variação do brilho para um faixa razoável de raios, mas não funciona nas regiões extremas, muito perto ou muito longe do centro. Essa lei não é nada prática, porque o que gostaríamos de saber é como a densidade de estrelas varia com a distância ao centro, e não o que acontece com a luz somada nas linhas de visada. Existem propostas melhores, mas não ficaram tão conhecidas. Mas, pelo menos, a lei de de

<sup>1</sup> A lei de de Vaucouleurs se escreve:

$\log I(r)/I(R_e) = -3.33 [(r/R_e)^{1/4} - 1]$ , onde  $R_e$  é o raio dentro do qual a metade de toda a luz é emitida.

Vaucouleurs nos oferece uma forma de descrever a dimensão de um bojo, com o raio  $R_e$ , que é tipicamente da ordem de 1 kpc. Na nossa Galáxia,  $R_e$  é da ordem de 0,3 kpc. Um exemplo entre outros de lei de densidade, que é diferente de uma lei de brilho superficial, porque descreve a densidade de estrelas por unidade de volume, é a lei de Hernquist:  $\rho = \rho_0 a^3 / r(r+a)^2$ . Vê se que a densidade  $\rho$  diminui com  $r$ ;  $\rho_0$  e  $a$  são parâmetros usados para ajustar a função a um dado bojo.

Um problema que se coloca, agora, é como usar uma lei que supõe simetria esférica (isto é, só depende de  $r$ ), para descrever um bojo achatado, ou seja, o caso em que o brilho cai mais depressa na direção dos pólos do bojo. Para isso usamos uma versão “achatada” do teorema de Pitágoras. O teorema conhecido diz que “o quadrado da hipotenusa é igual à soma dos quadrados dos catetos”, e podemos usá-lo para escrever que um ponto  $P$  num sistema de coordenadas  $x, y$  se encontra a uma distância  $r = \sqrt{x^2 + y^2}$  da origem. Para descrever um bojo que tem dimensão normal na direção  $x$  (direção do eixo maior do bojo) mas um fator de achatamento de 0,8 na direção  $y$  (direção dos pólos), diremos que no ponto  $P$  de coordenadas  $x, y$  se encontra a uma distância  $r = \sqrt{x^2 + (y/0.8)^2}$  do centro, e entraremos com este valor de  $r$  na expressão de Hernquist ou outra equivalente. Com este pequeno truque conseguimos uma forma matemática de descrever o brilho em qualquer ponto de um bojo achatado, usando uma lei criada para bojo esférico.

Os bojos de outras galáxias espirais são facilmente distinguíveis por causa de sua cor amarelada. Não conseguimos enxergar a cor do bojo da Galáxia, por causa da extinção da luz pela poeira interestelar. Mas os índices de cor (definidos no capítulo 2) observados no infravermelho nos indicam que nosso bojo é igual aos outros. O fato dos bojos serem amarelados indica que eles são constituídos de estrelas velhas. Como já vimos, as estrelas de maior massa, aquelas situadas na parte superior e a esquerda do diagrama HR, são as mais azuis e também as mais luminosas. Estas estrelas vivem muito menos do que as de massa menor, que em sua maioria são amarelas ou vermelhas. As mais azuis vivem milhões de anos, as vermelhas mais de uma dezena de bilhões de anos. Então, se um sistema de estrelas não tem sua população renovada, ao cabo de alguns bilhões de anos, ele será composto quase só de “anãs” vermelhas. Os restos mortais das estrelas azuis, que são anãs brancas e estrelas de nêutrons, são objetos muito pouco luminosos, dificilmente visíveis; estes objetos não contribuem para a luminosidade do bojo.

### *O disco*

Embora os braços espirais sejam parte da estrutura do disco, numa primeira etapa vamos descrever o disco como se os braços não existissem. Os braços são relativamente complexos e serão discutidos no capítulo 5.

O disco galáctico tem proporções que lembram aquelas dos antigos discos de musica em vinil, e dos mais modernos CDs, embora a Galáxia seja mais espessa. O disco da Galáxia tem um “diâmetro” da ordem de 24 kpc (ou “raio” de 12 kpc), e uma “espessura” da ordem de 0,4 kpc, uma razão da ordem de 60 para 1. Estes valores não devem ser levados demais a sério. Diâmetro e espessura ficaram entre aspas, porque

novamente temos que encontrar uma definição para estas grandezas, que se referem algo que não tem limites bem definidos; com uma definição rigorosa, como veremos adiante, estas proporções mudam. Ao examinar a figura 4-2, na qual aparece uma imagem obtida no infravermelho do bojo e do disco, temos a impressão de que o disco não é tão fino assim. Mas isto é porque estamos dentro do disco a cerca de 2/3 da distância do centro até a “borda” da galáxia; muitas das estrelas do disco estão próximas de nós, e esta perspectiva dá uma impressão de maior espessura.

Seguindo os passos de Herschell, muitos trabalhos de contagens de estrelas foram realizados, acompanhados de esforços para ajustar funções matemáticas que descrevam a variação da densidade de estrelas em função da posição. No disco, a densidade de estrelas cai tanto na direção radial, quanto na direção perpendicular ao mesmo. Foi verificado que uma lei *exponencial* descrevia relativamente bem o comportamento da densidade, nas duas direções. Por exemplo, se  $\rho_0$  for a densidade de estrelas na vizinhança solar (que pode ser expressa em número de estrelas por *pc* cúbico ou por *kpc* cúbico), a densidade  $\rho$  a uma distância  $z$  na direção perpendicular ao disco pode ser expressa por  $\rho = \rho_0 \exp(-z/h)$ . A constante  $h$  representa a escala de altura, que indica quão rapidamente a densidade diminui. Ou seja, a uma distância  $h$  do meio do plano, a densidade cai para cerca de 1/3 (mais exatamente, 1/ 2,718). Então, diremos simplesmente que  $h$  é a espessura do disco; vamos considerar, por enquanto, que é da ordem de 0,4 *kpc*. Da mesma forma, dentro do plano do disco, a densidade cai com a distância  $r$  ao centro da Galáxia com uma lei do tipo  $\exp(-r/a)$ , onde  $a$  representa a escala radial. Para a Galáxia,  $a$  é da ordem de 3 *kpc*; sendo que alguns autores encontraram 2,5 *kpc* e outros até 4 *kpc*. Estas discrepâncias possivelmente vêm do fato da lei exponencial não descrever perfeitamente a densidade do disco.

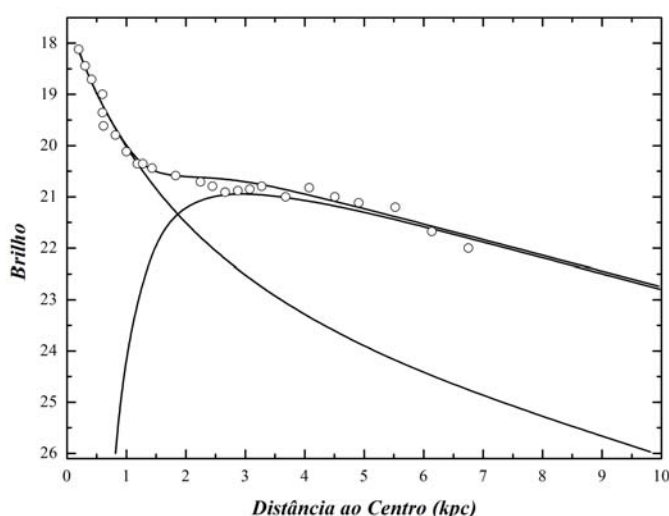
Existe uma certa inconsistência no vocabulário muito utilizado pelos especialistas da área: apesar de  $a$ , escala radial do disco, ser da ordem de 3 *kpc*, costuma-se dizer que o raio do disco é da ordem de 12 *kpc*, como nós mesmos já mencionamos. Porque não usar, como no caso da espessura  $h$  do disco, o valor que aparece no denominador na função exponencial? Talvez soaria estranho dizer que o raio do disco é de 3 *kpc*, porque então estaríamos “fora” dele, já que a distância do Sol ao centro é de cerca de 8 *kpc*. Evitamos esta situação incomoda dizendo que o raio da Galáxia é aproximadamente 12 *kpc*. Mas, para sermos agora mais justos na comparação entre o raio e a espessura, usando os mesmos critérios para as duas direções, a razão entre  $a$  e  $h$  estaria mais próxima de 10 para 1. Esta comparação de dimensões vale apenas para as estrelas; o gás forma um disco mais fino (menos de 0,1 *kpc*) e com raio maior (mais de 15 *kpc*). Para o gás, a comparação com as proporções de um CD é mais justificada.

### *O encontro do bojo com o disco*

O bojo ocupa a região central da Galáxia, e o disco está ao redor dele. Como, exatamente, se dá este encontro entre os dois? Uma convicção bastante comum é que o disco apresenta uma densidade crescente até o centro da galáxia; neste caso o disco e o bojo estariam imersos um no outro. Isto seria verdade, se a lei radial de densidade fosse realmente exponencial, até o centro. As “leis” exponenciais para a espessura e raios do disco são muito usadas, mas não passam de aproximações; não decorrem de uma lei da

física nem de um cenário de formação do disco. Na realidade, a descrição exponencial da densidade de estrelas para a direção radial só é boa perto do Sol, mas próximo do centro, deixa de ser válida. Por exemplo, Lépine e Leroy, em 2000, mostraram que o brilho no infravermelho das regiões centrais da Galáxia é melhor ajustado com um disco “furado” em seu centro.

É difícil observar esta transição entre bojo e disco em nossa Galáxia, devido à nossa posição dentro do disco e à grande extinção da luz pela poeira interestelar. Apresentamos na figura 4-3 a variação do brilho de uma galáxia espiral, NGC2529, do centro até a borda. O brilho foi ajustado por um bojo e um disco com buraco no meio (as contribuições de cada um destes componentes são mostradas na figura). O ajuste é melhor do que se conseguiria com um disco exponencial se prolongando até o centro.



**Figura 4-3:** Dados de observações do brilho superficial de NGC 2529, e as contribuições do bojo e do disco. Os dados são de Schombert e Bothum (1987). A distância do ao centro da galáxia está em kpc e o brilho em magnitudes por segundo de arco ao quadrado. A escala de magnitude foi invertida para que brilhos maiores fiquem na parte superior.

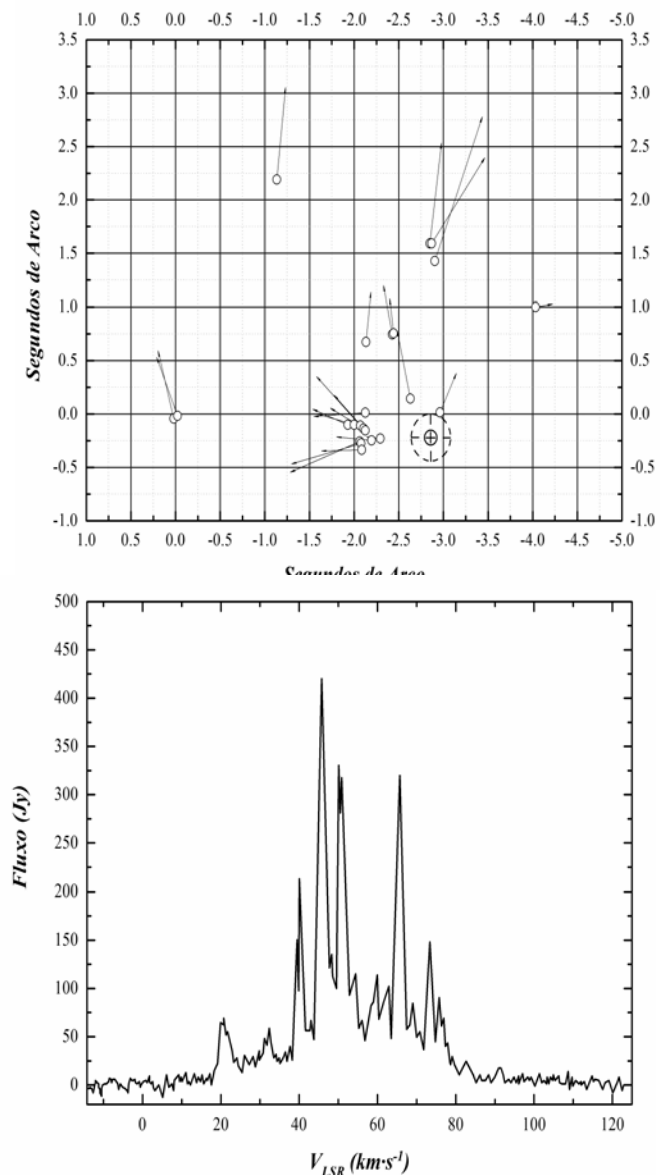
### $R_0$ , distância do Sol ao centro

A distância do Sol ao centro da Galáxia, geralmente designada por  $R_0$ , é um parâmetro da maior importância, para entender as proporções descritas acima, para o cálculo da massa da Galáxia, e para a descrição de qualquer propriedade em função da distância ao centro, como a curva de rotação, gradientes de composição química, etc., assuntos estes discutidos mais adiante. Houve uma polêmica duradoura, não totalmente encerrada, a respeito de  $R_0$ , e os valores aceitos têm mudado. Durante a década de 70 havia uma aceitação ampla de que  $R_0$  era da ordem de 10 kpc, valor recomendado pela União Astronômica Internacional, UAI. Em 1985 a UAI passou a recomendar 8,5 kpc, mas hoje a maioria dos astrônomos acredita que o valor correto é próximo de 7,5 kpc. Estas diferenças enormes decorrem do fato de não existir uma forma direta de medir esta distância, por causa da extinção da luz pela poeira, que torna o centro totalmente invisível.

Na introdução histórica deste livro mencionamos que uma forma de localizar o centro galáctico é através do centro da distribuição dos aglomerados globulares. Uma revisão recente deste método foi feita por Walter Maciel (IAG-USP), que encontrou 7.5 kpc. A forma menos indireta de medida foi obtida pelo astrônomo norte-americano Mark

J. Reid, que observou pontos de emissão maser de água, por meio de interferometria radio. A técnica de VLBI (*Very Long Base Interferometry*) faz uso de radiotelescópios situados a milhares de quilômetros uns dos outros, e com isso se consegue posições de radiofontes com precisão de décimo de milésimo de segundo de arco. A emissão “maser” (ver explicação no capítulo 3) de vapor de água é associada a uma região de formação estelar em expansão. No caso presente, trata-se de uma região associada ao centro galáctico. A expansão pode ser medida de duas formas: através das velocidades observadas dos picos de emissão, nos espectros, e através do afastamento relativo dos pontos de emissão, observados com intervalo de alguns anos. Igualando-se as duas medidas da velocidade, se obtém a distância. Reid e colaboradores, em 1988, obtiveram 7.1 kpc.

**Figura 4-4:** Método de determinação de distâncias utilizando os pontos de emissão maser de  $H_2O$ . Os pontos são observados com um intervalo de alguns anos, e assim é possível ver seu deslocamento no plano do céu (indicado por flechas, na figura superior). Por outro lado temos o espectro da emissão maser de  $H_2O$  da região (figura inferior) que fornece as velocidades radiais dos pontos de emissão. Supondo que a dispersão de velocidades é a mesma nas duas direções (radial e no plano do céu), por se tratar de uma região em expansão, obtém-se a distância (a velocidade angular dividida pela velocidade real, nas unidades corretas, é a distância). As figuras são baseadas no trabalho de Reid e colaboradores.



### *Mais detalhes sobre a espessura do disco*

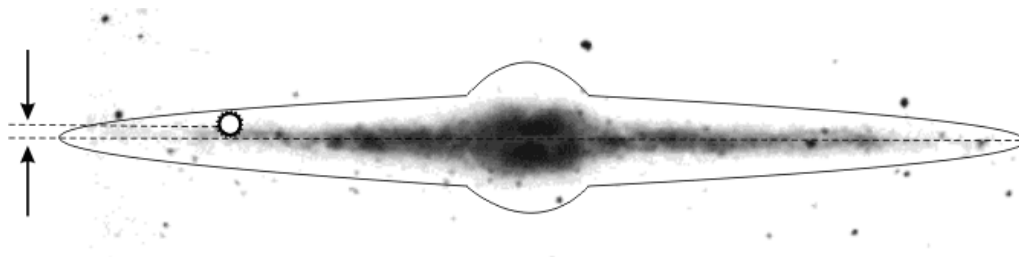
A espessura do disco apresenta uma peculiaridade muito interessante, reveladora do passado da Galáxia: ela não é a mesma para todos os tipos de estrelas. As estrelas jovens, por exemplo de tipo espectral B, apresentam escala de altura  $h$  de cerca de 50 pc, enquanto que estrelas K tem  $h$  da ordem de 400 pc. Walter Baade foi o primeiro a notar que algumas características das estrelas, que à primeira vista não deveriam ter qualquer vínculo entre si, estavam correlacionadas. Ele propôs em 1944 a existência de duas classes de estrelas, as de “população I”, e as de “população II”. A *população I* inclui as estrelas jovens ou de vida curta, como as estrelas massivas e azuis. Estas estrelas apresentam uma escala de altura, ou espessura do disco, pequena. A dispersão de velocidades na direção  $z$  (direção perpendicular ao plano) também é pequena, da ordem de 10 km/s. Considerando as velocidades dentro do plano do disco, estas estrelas apresentam apenas pequenos desvios com relação à velocidade média de rotação em torno do centro da Galáxia. Além disto, as estrelas de população I apresentam uma composição química mais rica em metais do que as outras. A *população II* inclui estrelas de tipos espectrais K, M; elas apresentam uma maior espessura de disco, maior dispersão de velocidade, e menor metalicidade. Não é surpreendente que propriedades tão distintas quanto velocidade e metalicidade apresentem uma correlação? Estas questões nos levam à discussão da formação do disco galáctico, e voltarão a ser discutidas no capítulo 6.

Talvez hoje os termos “população I” e “população II” estejam caindo um pouco em desuso; fala-se mais em população do disco fino e do disco espesso, o que é equivalente. Por extensão, objetos não estelares como regiões HII, restos de supernovas, nuvens moleculares, que apresentam uma pequena escala de altura e pequena dispersão de velocidades, são também considerados como pertencentes ao disco fino ou à população I. As populações estelares do disco espesso e do bojo são semelhantes entre si; podemos dizer que o bojo é composto de estrelas de população II. O bojo e o disco espesso têm em comum o fato de terem se constituído há muito tempo (em termos da escala de tempo de vida da galáxia), e de ter cessado o nascimento de estrelas neles assim que se formaram; por este motivo, estes componentes não contém estrelas jovens. Suas estrelas foram formadas numa época em que a metalicidade do meio ambiente era menor que a atual, logo têm baixa metalicidade.

### *Posição do Sol acima do plano galáctico*

Como o disco apresenta uma certa espessura, não há motivo para que o Sol se encontre exatamente no plano de simetria do disco. Contando a densidade de estrelas nas duas direções perpendiculares ao disco, constatamos que de fato existem mais estrelas “para baixo” do que “para cima”, o que indica que estamos um pouco “acima” do disco (figura 4-5). A Galáxia costuma ser representada com seu pólo norte (o hemisfério galáctico no qual se encontra o pólo norte da esfera celeste, “nosso” pólo norte) para cima. Diversos autores estimam nossa distância ao meio do disco entre 15 a 20 pc, o que é pequeno com relação a escala de altura. Esta distância, no entanto, tem que ser levada em conta quando queremos estimar o número de estrelas que serão observadas numa dada direção.





**Figura 4-5:** Posição do Sol “acima” do plano galáctico, com o disco visto pela borda. A distância do Sol ao plano foi exagerada para efeito de ilustração.

#### *A massa do disco e do bojo e a curva de rotação*

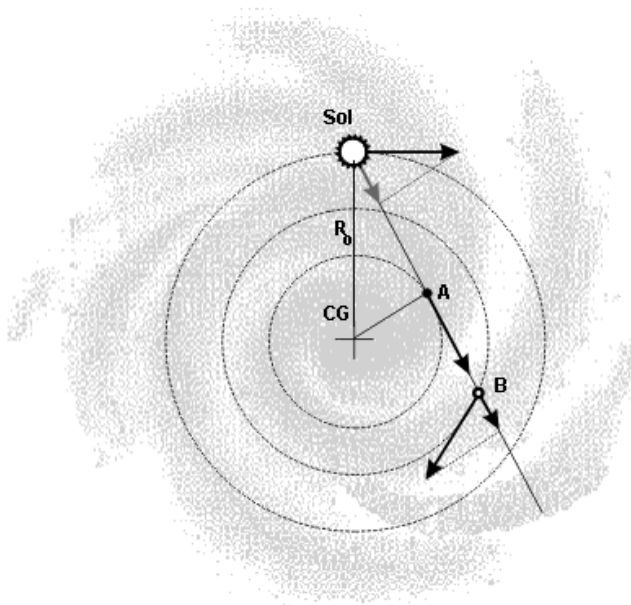
Existem, basicamente, duas maneiras de se estimar a massa da Galáxia, ou de seus componentes, tais como bojo e disco. Uma delas é “contando” as estrelas, e somando a massa conhecida das estrelas e do gás. A outra é fazer uso da velocidade de rotação das estrelas em torno da Galáxia, da mesma forma que deduzimos a massa do Sol a partir do período de rotação da Terra. Numa órbita circular, a força de atração gravitacional da Galáxia é igual à força centrípeta ( $mv^2/r$ ), que depende da velocidade  $v$  de rotação da estrela. Uma discussão interessante se origina do fato de alguns autores considerarem que as duas maneiras de calcular a massa dão resultados diferentes, o que daria suporte à hipótese de existência de matéria não visível ou matéria escura. Voltaremos a esta questão polêmica mais adiante.

No sistema solar, a velocidade de rotação de um planeta cai com a distância  $r$  ao Sol de acordo com a lei  $r^{-1/2}$  (uma das leis de Kepler), porque somente a massa do Sol importa; a massa dos planetas é desprezível. Ao contrário, na Galáxia, quanto maior o raio da órbita de uma estrela, maior a massa que ela “enxerga”, atraindo-a para o centro. A massa atraente não está concentrada num ponto; é soma das massas de todas as estrelas situadas nas regiões mais centrais que a estrela que estamos considerando. Neste caso, não temos uma lei simples; a velocidade de rotação tem que ser obtida da observação, para cada raio galáctico. O gráfico da velocidade de rotação em função do raio é chamado de curva de rotação.

A maior dificuldade com a qual nos defrontamos, ao tentar construir esta curva, é que não temos acesso diretamente a velocidade de rotação de estrelas ou do gás. O que conseguimos medir, através de espectros, é a velocidade de aproximação ou de afastamento dos objetos em relação a nós, ou seja, de velocidade radial, que é a componente de velocidade na direção da linha de visada do objeto (figura 2-11). Existem cada vez mais medidas astrométricas de movimentos próprios, que são os movimentos na direção do plano do céu, mas em geral, eles têm precisão ruim para distâncias ao Sol maiores do que 200  $pc$ . Dispondo portanto apenas de velocidades radiais, recorreremos normalmente à hipótese de que os objetos observados se encontram em órbitas circulares, e de que as velocidades observadas são a projeção da velocidade orbital circular sobre a linha que nos une ao objeto. Dependendo de estarmos usando estrelas ou gás para obter a curva de rotação, a hipótese de órbita circular é utilizada de maneira distinta. Se forem estrelas, podemos facilmente estimar a distância das mesmas em relação a nós, usando

métodos descritos no capítulo 2, baseados na magnitude aparente e na magnitude absoluta, estimada a partir do tipo espectral. Portanto, podemos deduzir a posição das estrelas no disco galáctico, e o raio galactocêntrico no qual elas se encontram. Supondo que a órbita é circular, temos o ângulo da velocidade orbital com a linha de visada. A partir da velocidade observada, que é a projeção da velocidade circular, obtemos o valor desta última. Cada estrela nos fornece um raio galáctico e uma velocidade de rotação; com muitas estrelas obtemos uma curva. O ponto fraco deste método é o fato das estrelas nem sempre terem órbitas perfeitamente circulares.

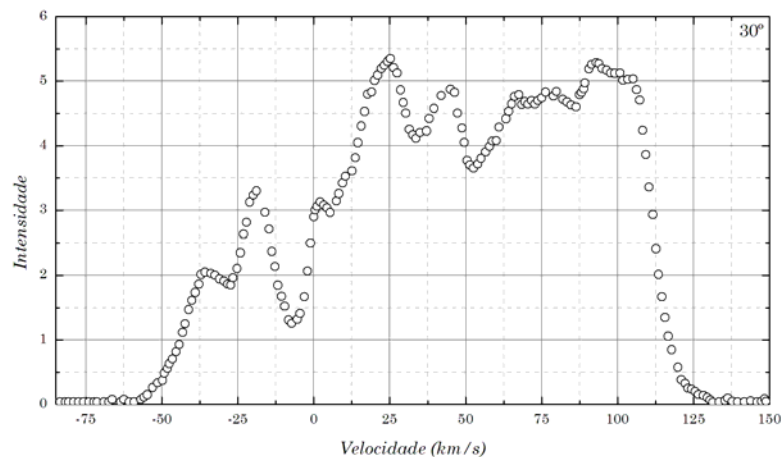
O gás tem a vantagem de refletir melhor a velocidade circular de rotação para cada raio, já que não há nuvens de gás com órbitas muito excêntricas. Uma nuvem que tivesse uma certa velocidade com relação ao meio interestelar circundante seria logo freada; isto tende a fazer com que todo gás obedeça a um mesmo movimento circular médio. A dificuldade, em compensação, é que não existe maneira de se atribuir uma distância a um determinado volume de gás. No caso de nuvens de gás, não existe o equivalente das magnitudes absolutas, para se deduzir a distância. Somente depois de estabelecida a curva de rotação é que se tenta obter distâncias de nuvens de gás a partir de suas velocidades, usando o método de “distâncias cinemáticas”. Mas seria um círculo vicioso, usar distâncias cinemáticas para se construir a curva de rotação. O que se faz, então, pelo menos no caso de HI, é supor que existe gás em qualquer ponto ao longo da linha de visada. É bom lembrar que só nos interessa medir a curva de rotação dentro do plano galáctico, onde o gás está concentrado. A velocidade mais alta que aparece num espectro de HI, para uma dada direção (ou uma dada longitude galáctica), corresponde ao gás que se encontra no ponto chamado de “subcentral”, como ilustrado na figura 4-6 (ponto 1). Trata-se do ponto onde a linha de visada passa mais perto do centro galáctico. É uma simples questão de geometria: neste ponto, a direção da velocidade do gás, em sua órbita circular, coincide com a direção da linha de visada, logo a velocidade observada ao longo desta linha é máxima. Para pontos mais próximos ou mais distantes que o subcentral, a velocidade de rotação circular forma um ângulo com respeito à linha de visada, então a velocidade observada é menor. Para cada direção de observação (cada valor do ângulo entre a linha de visada e a direção do centro, ou seja, cada longitude galáctica) obtemos um ponto da curva de rotação.



**Figura 4-6:** Velocidades observadas ao longo de uma linha que une o Sol a um ponto qualquer dentro do plano galáctico. As posições do Sol e do centro galáctico estão indicadas. Em qualquer ponto, a velocidade do gás tem a direção da rotação em torno do centro galáctico (flechas maiores). No entanto, a velocidade observada é a projeção desta sobre a linha de visada. A velocidade observada é maior para o ponto A, porque neste ponto a direção da rotação coincide com a direção de observação. Ao contrário, para o ponto B, apenas uma fração da velocidade de rotação será observada.

Podemos por exemplo realizar uma série de observações espaçadas de 1 ou 2 graus em longitude (sempre para latitude zero, ou seja, dentro do plano), e para cada longitude extrair uma velocidade, que é a velocidade máxima observada no espectro, à qual associamos um raio galáctico, que é o do ponto subcentral. Um exemplo destes espectros de HI, correspondente à longitude  $30^\circ$  (aproximadamente a da linha de visada da figura 4-6) é mostrado na figura 4-7. A velocidade mais elevada observada é de aproximadamente 120 km/s. É necessário somar à velocidade extraída do espectro a velocidade do Sol projetada na linha de visada, para obter a real velocidade de rotação no ponto subcentral. Assim, a curva de rotação é construída ponto a ponto, a partir da série de pares (raio, velocidade). E, para quem gosta de geometria, o raio galáctico a ser usado (correspondente ao ponto 1 na figura), para a longitude galáctica  $l$ , é  $R = R_0 \sin l$ , onde  $R_0$  é o raio da órbita solar. Um problema que afeta a determinação da curva de rotação a partir de observações do gás, é que o método descrito só funciona para raios inferiores a  $R_0$ ; além deste raio, deixa de existir o ponto subcentral.

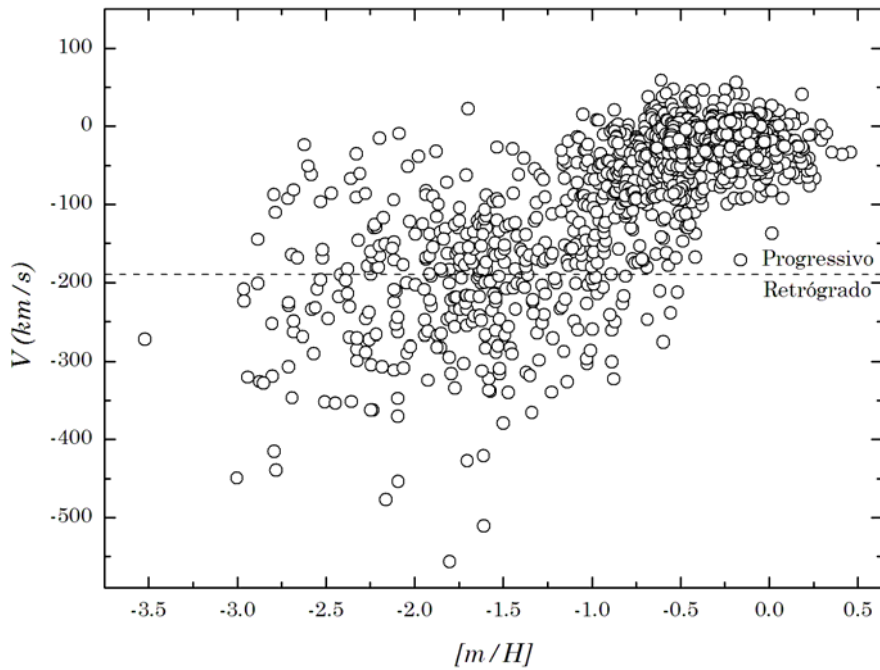
**Figura 4-7:** Espectro de HI na direção  $l=30^\circ$ . Observa-se uma velocidade máxima da ordem de 125 km/s.



Os dois métodos descritos acima (para estrelas e para o gás) ainda pressupõem que nós conheçamos com precisão a distância  $R_o$  do Sol ao centro galáctico, e a velocidade do Sol em sua rotação em torno do centro. Acabamos de ver que necessitamos de  $R_o$  para calcular os raios galácticos. E como discutimos anteriormente, existe alguma incerteza no valor de  $R_o$ .

Quando nos referimos, até o momento, à velocidade de rotação galáctica do Sol, estávamos na realidade querendo dizer “a velocidade do conjunto de estrelas da vizinhança solar”. Não é exatamente o Sol que deve ser nosso ponto de referência, porque cada estrela tem sua componente aleatória de velocidade, que não nos interessa. Temos que considerar o conjunto de estrelas da vizinhança solar como sendo o ente representativo da rotação galáctica. Queremos saber a velocidade do “vento” de estrelas, que é uma média sobre muitas delas. Por isso definimos o padrão local de repouso (PLR), LSR em inglês (*Local Standard of Rest*). Medindo a velocidade do Sol com relação a muitas vizinhas, conseguimos estabelecer qual a velocidade média do Sol com relação ao conjunto local. A partir daí, sempre que fizermos alguma medida de velocidade a partir do Sol (ou do sistema solar), aplicaremos a devida correção, para ter a velocidade com relação ao PLR. A velocidade de algum objeto, a ser usada nos cálculos galácticos, será a velocidade com relação ao PLR. A velocidade do Sol com relação ao PLR é da ordem de  $20 \text{ km/s}$ , numa dada direção que não vem ao caso discutir agora. Supõe-se que o PLR, este sim, possui uma velocidade de rotação bem circular em torno do centro galáctico. Portanto, um parâmetro importante a ser estabelecido é a velocidade de rotação  $V_o$  do PLR em torno do centro galáctico.

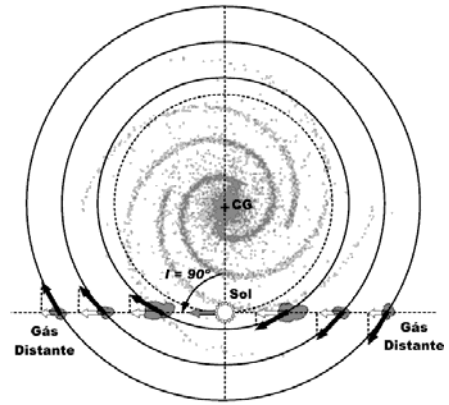
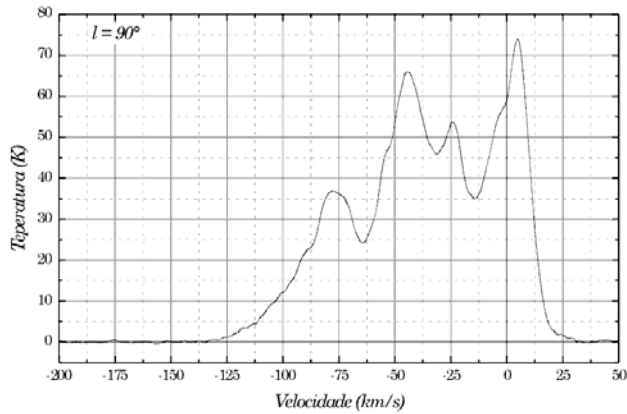
Esta velocidade é difícil de determinar e é incerta. Alguns dos métodos de determinação fornecem a razão  $V_o/R_o$ ; por exemplo um trabalho recente de J. Singh Kalirai com 12 co-autores (2004) baseado em medidas precisas de movimentos próprios de estrelas, resultou em  $25 \text{ km/s/kpc}$  para esta razão. Este valor coincide com determinações anteriores baseadas no estudo da rotação diferencial (um conceito que voltará a ser discutido). A razão  $V_o/R_o$  parece estar melhor estabelecida do que o valor do numerador ou do denominador separadamente. Quando o valor aceito de  $R_o$  era  $10 \text{ kpc}$ , considerava-se que  $V_o$  era  $250 \text{ km/s}$ . Depois,  $220 \text{ km/s}$  foi bastante usado. Hoje,  $190 \text{ km/s}$  ( $\approx 7.5 \text{ kpc} \times 25 \text{ km/s/kpc}$ ) parece um valor melhor aceito. Como no caso de  $R_o$ , não existe uma maneira direta de se medir  $V_o$ . Entre as possibilidades de determinar  $V_o$ , poderíamos nos basear na observação de uma população de estrelas que não gira em torno do centro galáctico, como são em princípio as estrelas do halo, que tem um momentum angular desprezível, como um todo. No entanto, cada estrela do halo tem sua velocidade própria, mesmo não sendo velocidade de rotação. Teríamos que observar um grande numero de estrelas, na esperança de que na média, as estrelas do halo representem um sistema sem rotação. Mostramos na figura 4-8 o resultado de estudo realizado por B. Carney e colaboradores (1996). Estes autores selecionaram uma amostra de estrelas da seqüência principal com baixa metalicidade, e estudaram sua distribuição de velocidades. O conceito de metalicidade será discutido de forma mais aprofundada no capítulo 6. No momento, nos interessa apenas o fato da metalicidade ser uma maneira de distinguir estrelas do halo de estrelas do disco.



**Figura 4-8:** Velocidades de estrelas na direção da rotação galáctica, com relação ao padrão local de repouso. As estrelas foram selecionada por B. Carney e colaboradores por serem de baixa metalicidade. As estrelas do disco apresentam velocidades próximas de zero (giram junto com o PLR) enquanto que as do halo apresentam um valor médio próximo de  $-190 \text{ km/s}$ . Na realidade, é o PLR que gira e em média as estrelas do halo apresentam rotação nula. A linha horizontal foi traçada por nós de forma a deixar a mesma quantidade de objetos com rotação progressiva ou retrógrada.

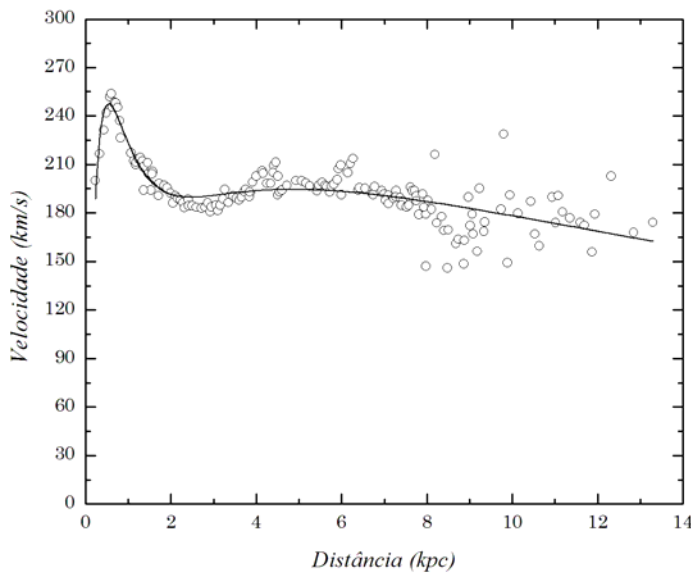
A velocidade no eixo vertical da figura é a componente de velocidade das estrelas na direção de rotação da galáxia (componente  $V$ ). Para as estrelas de maior metalicidade, que são as estrelas do disco, esta velocidade, medida em relação ao PLR, é próxima de zero. Já as estrelas do halo (as de menor metalicidade) formam uma distribuição com grande dispersão, com velocidade média da ordem de  $-190 \text{ km/s}$ . Muitas delas têm órbitas retrógradas, o que significa que giram em torno da galáxia em sentido oposto ao do PLR. Concluímos deste conjunto de dados que o PLR está girando com velocidade da ordem de  $190 \text{ km/s}$  com relação ao verdadeiro sistema em repouso, representado pelo halo.

Outras maneiras de medir  $V_0$  seriam observar as galáxias próximas, ou então observar o gás do disco galáctico situado a grandes distâncias, na direção para a qual aponta  $V_0$  ( $90^\circ$  do centro galáctico). O gás do disco galáctico tem componente de velocidade pequena na direção da linha de visada ( $l = 90^\circ$ ), a grandes distâncias do Sol, pois a direção de rotação galáctica apresenta um ângulo importante com esta linha, como indicado na figura 4-9. Assim, a velocidade mais negativa observada num espectro de H deveria ser próxima de  $-0.7 V_0$ , como explicado na legenda da figura. No entanto, não sabemos com certeza até que distância se estende o disco de hidrogênio neutro, e este método só nos permite saber que a ordem de grandeza de  $V_0$  está correta.



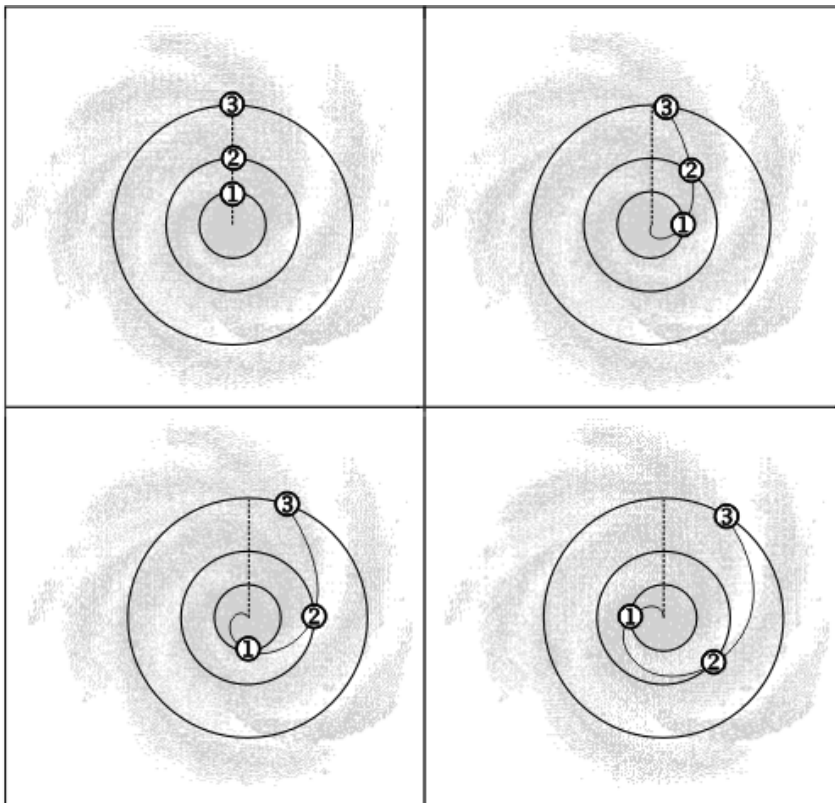
**Figura 4-9:** O espectro de HI na direção  $l = 90^\circ$  e a geometria correspondente no plano galáctico. Nesta direção a velocidade observada, para o gás mais distante existente, deve ser  $V_0$  (velocidade de rotação galáctica na posição do Sol) menos a projeção da velocidade do gás, que deve ser pequena comparada com  $V_0$  (da ordem de  $0.3 V_0$  supondo que existe gás até 15 a 20 kpc aproximadamente). No espectro vemos que a velocidade mais negativa é da ordem de  $-130$  km/s. Esta observação sugere valores de  $V_0$  entre 170 e 190 km/s.

A curva de rotação, supondo  $R_0 = 7.5$  kpc e  $V_0 = 180$  km/s, obtida a partir do gás (dados de Clemens, 1985) é mostrada na figura 4-10. Note-se que Clemens não usou estes mesmos parâmetros; nós re-interpretamos os dados de observação com estes valores. Esta curva é muito rica em detalhes que merecem comentários.



**Figura 4-10:** A curva de rotação da galáxia obtida de observações de velocidades máximas de gás por Clemens, reinterpretadas para  $R_0 = 7.5$  kpc e  $V_0 = 180$  km/s. A curva cheia representa um ajuste dos dados por uma função simples.

Uma conclusão imediata que se tira desta curva é que a Galáxia não gira como um disco rígido. Uma estrela situada, por exemplo, a  $2 \text{ kpc}$  do centro dará uma volta em cerca de 35 milhões de anos, enquanto que uma estrela situada a  $4 \text{ kpc}$  levará aproximadamente o dobro do tempo. Num disco rígido, o tempo necessário para dar uma volta não depende do raio; todas as partes giram juntas. No caso da Galáxia, se num dado instante duas estrelas se encontram alinhadas ao longo de um raio galáctico, depois de alguns milhões de anos, não o estarão mais. Nenhuma figura formada por estrelas, em grande escala, sobrevive, devido a este efeito chamado de rotação diferencial, ilustrado na Figura 4-11.



**Figura 4-11:** Estrelas inicialmente alinhadas ao longo de um mesmo raio galáctico, depois de uma dezena de milhões de anos, perdem completamente o alinhamento devido a fato das partes internas girarem mais depressa (rotação diferencial)

Uma das peculiaridades da curva de rotação é a presença de um pico atingindo velocidade da ordem de  $250 \text{ km/s}$ , próximo ao centro. Esse pico é fácil de explicar, se lembrarmos que o bojo apresenta uma forte concentração central de massa. Uma nuvem de gás situada exatamente no centro do bojo não sente nenhuma força de atração, pois já se encontra no centro. Então, ela não “necessita” ter velocidade de rotação, para compensar

qualquer atração. Já uma nuvem situada por exemplo a 100 *pc* do centro, vai ser atraída para o centro por todas as estrelas situadas dentro da esfera de raio 100 *pc*.

Para estar em equilíbrio numa órbita circular, a nuvem terá que ter uma velocidade da ordem de 100 *km/s*. Quanto mais longe do centro, maior a massa que ela enxerga, atraindo-a para o centro. Isto explica a rápida subida da curva, até cerca de 300 *pc* (0,3 *kpc*). Depois, atingimos uma distância na qual a densidade do bojo começa a cair rapidamente. Ou seja, aumentando o raio, não aumenta mais a contribuição de matéria do bojo. Então, passa a valer a lei de Kepler, e temos um decréscimo da velocidade de rotação com a distância. Para raios galácticos maiores que 2,5 *kpc*, a curva de rotação passa a subir de novo, devido à contribuição do disco.

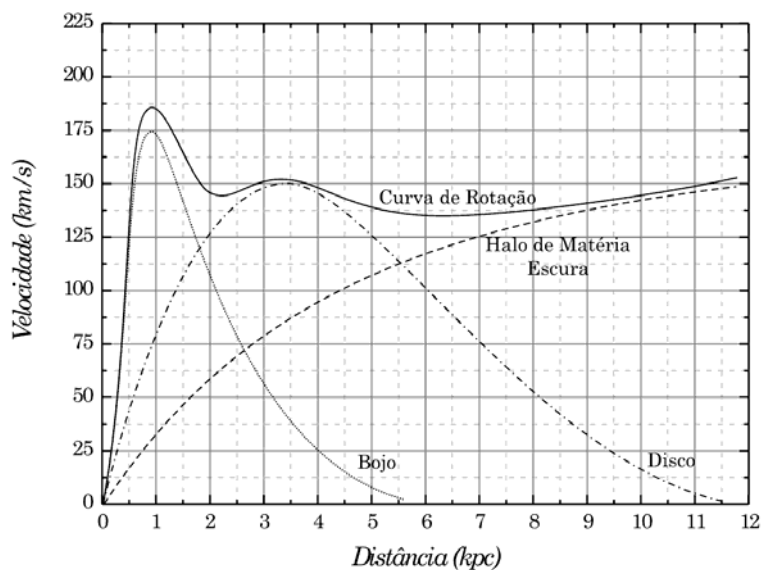
Por mais natural que seja esta explicação do pico próximo de 0,5 *kpc*, e consistente com a distribuição observada de densidade do bojo, alguns autores preferem acreditar que este pico não existe, ou melhor, não faz parte da curva de rotação. Aham que o gás observado com velocidade da ordem de 250 *km/s* próximo ao centro tem velocidade anômala, causada por órbitas extremamente não circulares, e que portanto, a velocidade observada não estaria relacionada de forma simples com a distribuição de massa. A.N. Bahcall e R.M. Soneira (1980), assim como W.B. Burton e H.S. Liszt (1993), por exemplo, apresentam curvas de rotação em que o pico simplesmente não aparece, ou tem explicação distinta de rotação. A interpretação correta deste pico, no nosso entender, é a que explicamos acima, discutida por J.R. D. Lépine e P. Leroy (1998); o pico decorre naturalmente da concentração de massa no bojo.

Um outro aspecto polêmico da curva de rotação é saber se ela cresce ou decresce, para raios maiores que 10 *kpc*. Esta questão está diretamente ligado a outra que mencionamos no primeiro parágrafo desta seção, da existência ou não de diferença entre a massa calculada por contagens de estrelas ou através da curva de rotação. Vários autores, como J. Brandt e L. Blitz (1993), publicaram curvas que passavam a crescer para distâncias maiores que  $R_o$ ; isto causou tal impressão que muitos continuam acreditando que estas curvas crescentes são corretas, apesar de resultados posteriores não confirmarem. A grande aceitação veio do fato que parecia ser mais uma prova da existência um halo de matéria escura, uma grande preocupação na década de 90. Mas como é possível chegarmos a uma conclusão diferente daqueles autores, partindo dos mesmos dados? A resposta está relacionada com o valor de  $V_o$  adotado. A curva de rotação tem que passar pelo ponto de velocidade  $V_o$  para o raio galáctico  $R_o$ ; logo se adotarmos um valor elevado de  $V_o$ , toda a curva é levantada. Dito de outra forma, as velocidades dos objetos são medidas com relação ao PLR; se mudarmos a velocidade adotada do PLR, estaremos mudando a velocidade calculada de rotação galáctica destes objetos. E, como vimos, o valor de  $V_o$  tem sido revisado para baixo.

Uma dificuldade que afeta a determinação correta da curva de rotação a grandes distâncias, é o fato das observações de gás como HI ou CO não poderem mais ser usadas, pois o método baseado na velocidade máxima do gás deixa de funcionar, como já comentamos. Então, temos que nos basear apenas em estrelas, nebulosas planetárias ou regiões HII. No entanto, objetos situados nas regiões externas da galáxia com distâncias bem determinadas são escassos. Portanto, as incertezas ou “barras de erro” para raios maiores que  $R_o$  são maiores do que para as regiões mais internas.



Finalmente, vamos chamar a atenção para mais um detalhe, a pequena depressão na curva que aparece aproximadamente em 8,5 *kpc* (ver figura 4-10). Parece ser algo insignificante, no entanto este mínimo é real, pois aparece quando se usam diversos tipos de objetos para traçar a curva. Por exemplo, L.H. Amaral e colaboradores, em 1996, encontraram o mínimo utilizando estrelas OH/IR (estrelas que emitem radiação intensa nas linhas da molécula OH) e nebulosas planetárias. O mínimo é bem visível na curva obtida a partir de HI por M. Homma e Y. Sofue (1997). É tentador, para os adeptos da interpretação da curva de rotação em termos de matéria escura, dizer que o mínimo é devido ao decréscimo da contribuição do disco, de um lado, e à subida da contribuição do halo escuro, do outro. S.M. Kent (1992) apresenta uma curva de rotação explicada em termos de componentes em que esta interpretação está presente.

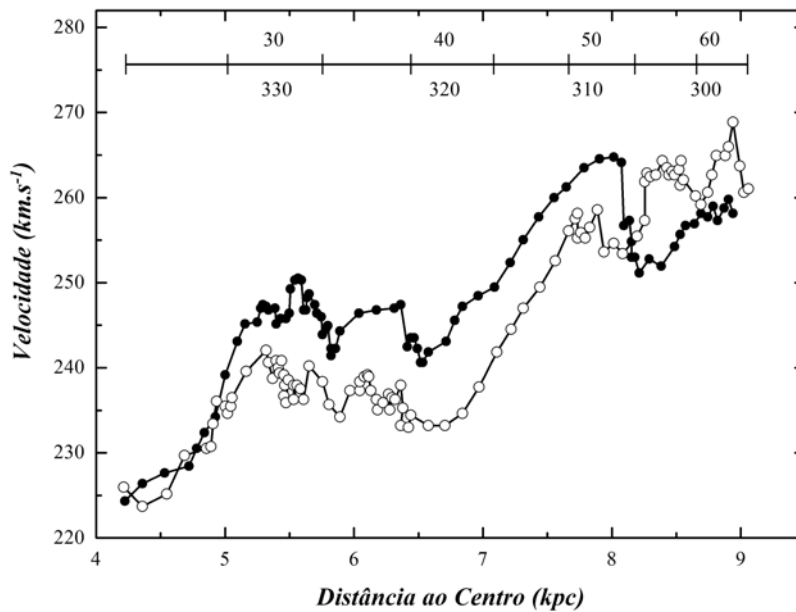


**Figura 4-12:** Curva de rotação de uma galáxia (hipotética) ilustrando a possível contribuição de três componentes: bojo, disco e halo escuro. A linha cheia representa a curva observada. As velocidades devidas a cada componente se somam quadraticamente. A contribuição do suposto halo escuro seria a tracejada que domina a grandes distâncias do centro. Nos locais onde as contribuições de componentes se igualam, poderia acontecer um mínimo na curva observada.

O efeito da composição de componentes na curva de rotação é ilustrado na figura 4-12. É fácil ver que as contribuições do disco e do halo escuro (se existir) não podem apresentar variações rápidas, e o mínimo que é observado em nossa galáxia é muito estreito para ser explicado desta forma. Acreditamos que o mínimo é um efeito da co- rotação, um conceito que será explicado no próximo capítulo.

Até aqui, dissemos que o gás ou nuvens de gás apresentam órbitas circulares. Na realidade, as órbitas não são perfeitamente circulares, e a própria existência dos braços espirais é uma prova disto. Mas os desvios com relação à circularidade são pequenos, por

isto são chamados de “perturbações”. Por exemplo, para uma velocidade de rotação de  $180 \text{ km/s}$ , os desvios são da ordem de  $10 \text{ km/s}$ . Estes desvios podem ser observados quando se compara a curva de rotação obtida observando somente de um lado, e somente do outro, do centro (longitudes positivas ou negativas). As duas curvas, que deveriam ser iguais, apresentam diferenças da ordem de  $10 \text{ km/s}$ , como ilustrado na figura 4-13. As perturbações também explicam os pequenos picos que aparecem na curva de rotação por volta de  $4 \text{ kpc}$  e  $6 \text{ kpc}$  (em  $5,3$  e  $8 \text{ kpc}$ , na escala antiga de distâncias usada na figura 4-13)



**Figura 4-13:** Curvas de rotação da Galáxia obtidas com dados do primeiro quadrante galáctico (longitudes entre  $25^\circ$  e  $60^\circ$ , pontos cheios) e do quarto quadrante (longitudes entre  $300^\circ$  e  $335^\circ$ , círculos). A diferença de pouco menos de  $10 \text{ km/s}$  entre as duas curvas praticamente deixaria de existir se considerássemos que o PLR tem uma velocidade não circular com  $5 \text{ km/s}$  na direção do anti-centro. Dados de F. J. Kerr (1964); as curvas diferem da apresentada na figura 4-10 porque foram baseadas nos parâmetros  $R_o = 10 \text{ kpc}$  e  $V_o = 250 \text{ km/s}$ , adotados naquela época.

Como dissemos no início desta seção, uma das utilidades da curva de rotação é o cálculo da massa da Galáxia. Usando as descrições matemáticas que já mencionamos e variando seus parâmetros até conseguir um bom ajuste da curva de rotação, obtemos para o bojo  $2,4 \cdot 10^{10}$  massas solares, e para o disco (soma do fino e do espesso)  $2,8 \cdot 10^{10}$  massas solares (Lepine e Leroy, 1998). Estes dados estão em bom acordo com aqueles que se obtém da contagem de estrelas, ou do estudo do brilho da galáxia no infravermelho (que é também devido à somatória das contribuições das estrelas). Desta comparação concluímos que dentro da precisão das medidas, não há necessidade de matéria escura para explicar a curva de rotação na vizinhança do Sol. Ao contrário do exemplo hipotético da figura 4-12, o disco sozinho (estrelas + gás) explica a curva de rotação, num raio próximo de  $8 \text{ kpc}$ .

A barra

Quando examinamos as fotos de galáxias espirais, notamos que cerca de 50% delas apresentam uma barra, uma estrutura retilínea ou alongada que atravessa o centro e se estende por uma parcela do disco, terminando ou diretamente onde começam os braços espirais, como se fosse uma estrutura única, como pode ser visto na figura 4-1 que mostra NGC1365 (à direita), ou terminando num anel, do qual saem os braços espirais. Até a década de 80, ninguém discutia se nossa Galáxia tinha ou não uma barra, mesmo porque ela seria muito difícil de se ver, por causa da extinção interestelar. Com o advento da astronomia infravermelha, foi observada uma ligeira assimetria na distribuição de brilho, na direção do bojo, interpretada por L. Blitz e D. Spergel em 1991 como sendo o efeito da barra. Os dados mais recentes do satélite COBE, mostram este efeito (figura 4-2); o bojo parece um pouco mais espesso do lado esquerdo do centro, do que do lado direito.

A assimetria é explicada da seguinte maneira: se observarmos uma barra na nossa frente, com um pequeno ângulo com relação à linha de visada, por efeito de perspectiva, a parte mais próxima de nós parecerá maior do que a parte distante. Este efeito é apreciável se a barra estiver quase vista pela sua extremidade; por isto, o ângulo da barra com a linha de visada tem sido estimado em  $20^\circ$ .

Para progredir um pouco no conhecimento da barra da Galáxia, é importante reconhecer que existem barras de tipos diferentes. Alguns pesquisadores consideram que barras são na realidade bojos muito alongados, sendo basicamente constituídas da mesma matéria que o bojo, ou seja, de estrelas antigas. Simulações numéricas de  $N$  partículas, em computador, mostram que estruturas deste tipo podem se formar. E, de fato, observam-se em certas galáxias barras com a mesma cor amarelada que um bojo. Normalmente, as extremidades deste tipo de barra encosta numa estrutura em forma de anel fechado. Estas barras são espessas e massivas, como um bojo; nelas, as estrelas adotam trajetórias não circulares.

Existem também barras que não parecem ser constituídas do mesmo material que um bojo. São azuis, da mesma cor que os braços espirais. Parecem ser mais compridas e mais finas, e os braços espirais têm início exatamente onde acaba a barra, como se estivessem ligados, formando um ângulo de  $90^\circ$  entre si. Essas barras são claramente locais de formação de estrelas, e devem representar, como os braços (ver a discussão no próximo capítulo), apenas uma pequena perturbação com relação à densidade do disco. A espessura deste tipo de barra não deve diferir da espessura de um braço, ou seja, a espessura da distribuição de gás no disco.

Há indicações de que a barra da Galáxia é mais parecida com este último tipo; em particular, os braços parecem ter início onde a barra termina, e a barra parece conter objetos jovens. As estimativas sobre o comprimento total da barra vão desde 5 até 8 kpc; as incertezas são grandes devido ao fato dela estar quase apontada para nossa direção, além da forte extinção na direção do centro galáctico. A barra não poderia se estender para além dos raios galácticos para os quais existe evidência da presença de braços espirais; por este motivo, baseado na figura 5-17 (próximo capítulo) que resume nosso conhecimento dos braços, acreditamos que a barra não seja ser mais extensa que 6 kpc de ponta a ponta.

*O halo e os aglomerados globulares*

É chamado de halo a distribuição aproximadamente esférica de estrelas, com muito baixa densidade estelar, mas extensa, possivelmente com raio de mais de 20 kpc. Entre as estrelas típicas deste componente encontram-se as sub-anãs (estrelas de baixa massa e baixa metalicidade) e variáveis RR Lyrae. Mas, provavelmente, o halo contém estrelas anãs brancas, restos da evolução de estrelas que já passaram pela seqüência principal, tão débeis que só conseguimos observá-las se estão próximas. Estima-se que na vizinhança solar, apenas uma estrela entre 1000 pertence ao halo. Do ponto de vista matemático, para efeito de contagens de estrelas, é possível considerar que o halo e o bojo são uma entidade só; o bojo seria então a região central, mais densa, do halo.

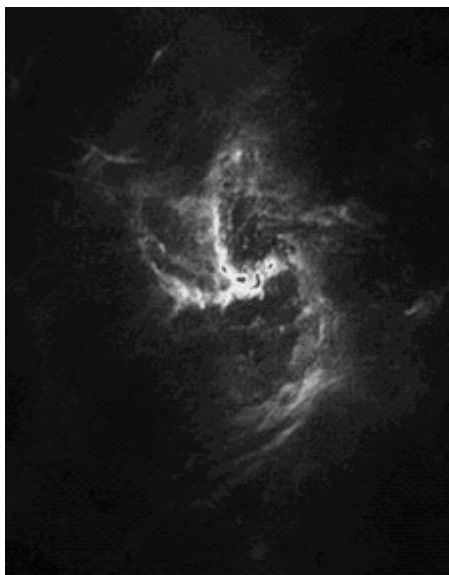
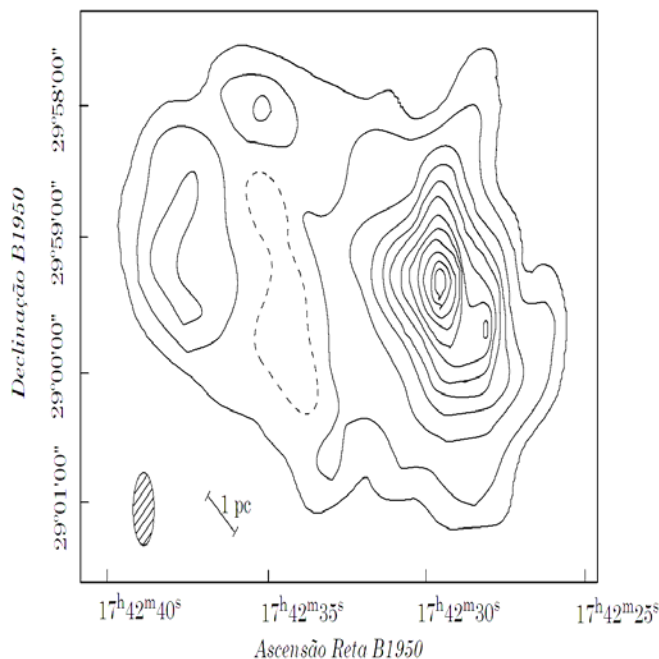
Os aglomerados globulares, pela distribuição espacial, são parte do halo. Eles são relativamente raros, contando-se pouco mais de uma centena para nossa Galáxia. Eles contem no mínimo 100.000 estrelas cada um, constituindo sistemas esféricos com pouco mais de 100 *pc* de diâmetro. Já ressaltamos a importância histórica que tiveram, para desvendar a forma da galáxia e derrubar o conceito do Universo de Kapteyn.

Não existe, aparentemente, qualquer diferença entre as estrelas do halo e dos aglomerados globulares. Muitos destes aglomerados possuem nomes famosos por terem sido muito estudados, tais como M3, M15, M92, 47 Tucano. Em particular, foram construídos seus diagramas HR e determinadas suas idades, tipicamente na faixa de 11 a 13 bilhões de anos. Foram explicadas, no capítulo 2, as bases da determinação de idades de aglomerados. Note-se que aparecem na literatura diferenças de idades para um mesmo aglomerado, dependendo do modelo de evolução estelar que foi usado e de suas respectivas curvas “isócronas” (curvas que reúnem, no diagrama HR, as estrelas de mesma idade, com massas diferentes). No entanto, para um mesmo modelo, fica claro que existe um espalhamento real de idades, com diferenças da ordem de 2 bilhões de anos entre aglomerados distintos.

### *O núcleo*

A região central da Galáxia é tão obscurecida que só sabemos qual é a posição exata do centro através da rotação do gás em torno desta posição. Para longitudes ligeiramente positivas, as velocidades observadas são negativas, e para longitudes ligeiramente negativas, são positivas. É conhecida de longa data a existência de uma radiofonte intensa, Sgr A (se diz “Sagittarius A”), nesta posição. Próximo a Sgr A, porém separada desta fonte, existe uma imensa nuvem molecular, Sgr B2, com massa da ordem de 100 milhões de massas solares, que é a maior nuvem densa conhecida na Galáxia. Observações de Sgr A no infravermelho e em radio, com alta resolução, indicam a presença de duas componentes, Sgr A leste, e Sgr A Oeste. Estas radio-fontes podem ser vistas na figura 4-14. A primeira é um resto de supernova. A segunda é uma fonte radio ultra-compacta, com dimensão menor que 10 *pc*, de característica não térmica (a intensidade de radiação cai com a frequência). Supõe-se que se trate de um “pequeno” buraco negro, com massa entre  $10^3$  e  $10^6$  massas solares. Uma das formas de se estimar a massa foi através de efeito de lente gravitacional (desvio da luz ao passar ao lado de um objeto massivo). Um mapa radio de alta resolução em 6 cm de comprimento de onda obtido com o VLA (Very Large Array) mostra algo que parece com uma mini-estrutura espiral de gás ionizado que converge para o buraco negro central (figura 4-15).

**Figura 4-14:** Mapa de Sgr A por R.D. Ekers e colaboradores (1975), em 5 GHz, obtido com os radiotelescópios de Westerbork e de Owens Valley. A forma do feixe é mostrada, assim como uma dimensão de 1 pc, na distância do centro galáctico. Podem ser vistos Sgr A leste (à direita) e oeste (à esquerda)



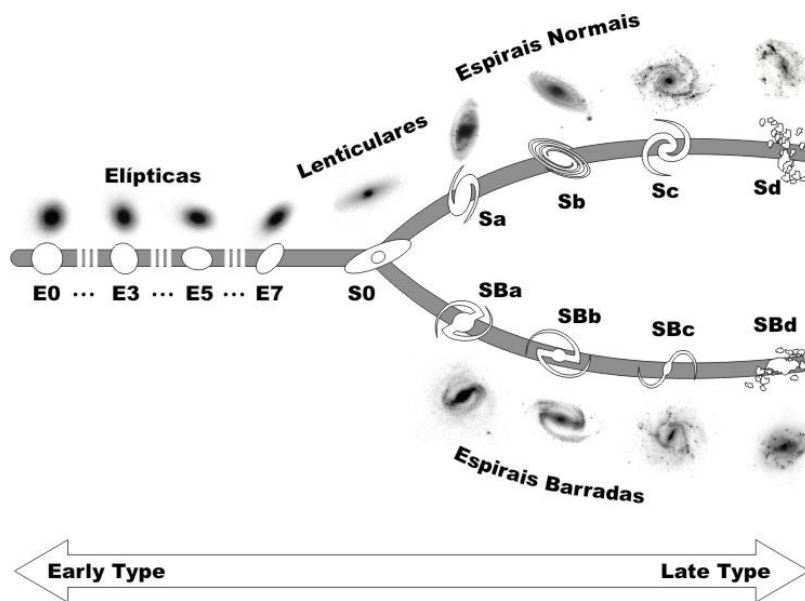
**Figura 4-15:** Sgr A Oeste, o núcleo da Galáxia, observado em radio (5 GHz ou 6 cm); imagem obtida com o interferômetro VLA. Cortesia: Prof. K.Y. Lo, University of Illinois, Urbana-Champaign. A figura corresponde a uma dimensão de aprox. 1 minuto de arco na direção vertical, a resolução é da ordem de 0,1 segundo de arco. O padrão espiralado é interpretado como sendo material ionizado caindo no buraco negro central. A figura tem orientação diferente da 4-14.

A presença de buracos negros no centro de galáxias é relativamente comum; às vezes são notados pela presença de jatos, ou de forte emissão radio e de linhas ópticas, em núcleos considerados “ativos”. Em outros casos, como em M31, a presença de um buraco negro é inferida pela rápida inversão da direção de rotação, no centro. A relação do buraco negro central com outras propriedades das galáxias não é bem estabelecida.

## A classificação das galáxias

A classificação de galáxias mais usada é a que foi introduzida por Hubble em 1936, e depois aprimorada por ele mesmo. As galáxias de diversos tipos são colocadas ao longo de uma linha bifurcada, parecida com um diapasão ou um estilingue. No cabo do estilingue estão as galáxias elípticas, que vão desde as mais esféricas (E0) até as mais alongadas (E7). Neste ponto ocorre a bifurcação, que separa as espirais comuns (S) das espirais barradas (SB). Os dois ramos seguem a mesma lógica, começando por galáxias em que o bojo é proeminente e a estrutura espiral mal se vê (S0 ou SB0) até aquelas em que o bojo é modesto e os braços bem delineados (Sc ou SBc). Os braços são mais fechados (dão muitas voltas) para as Sa, e são mais abertos (se afastam mais rapidamente do centro) nas Sc. Outras galáxias, sem estrutura definida, chamadas de irregulares (Ir), foram acrescentadas depois. Tudo indica que estamos a bordo de uma SBc.

Existem outras formas de classificação, mas tendo sido propostas depois, não conseguiram se impor. Isto não quer dizer que a de Hubble seja melhor, nem que ela represente uma seqüência evolutiva (ou seja, que haja uma direção definida de evolução, como por exemplo galáxias Sb se transformam em Sc, etc.).



**Figura 4-16:** A classificação morfológica de galáxias introduzida por Hubble.

## Conclusão

Descrevemos, neste capítulo, os principais componentes da Galáxia, tais como bojo, halo, disco e barra, que são também encontrados em outras galáxias. Simplificando ao extremo, são os blocos com os quais podemos montar uma galáxia. Tratamos da curva de rotação em detalhe, e discutimos os valores que nos parecem mais razoáveis para a distância do Sol ao centro, e para a velocidade com a qual estamos girando em torno do centro galáctico. Os valores oficialmente aceitos pela UAI deveriam ser revistos. Ficou

faltando a descrição dos braços espirais, que merece um capítulo a parte, apesar deles serem um sub-componente do disco. Enquanto os outros componentes não parecem apresentar grandes diferenças de galáxia para galáxia (excetuando-se as dimensões), são os braços os responsáveis pelo aspecto visual ou identidade de uma galáxia espiral vista de longe, que a torna inconfundível com as outras.